



HAL
open science

Étude de Titan dans l'infrarouge proche par spectro-imagerie couplée a l'optique adaptative.

Mathieu Hirtzig

► **To cite this version:**

Mathieu Hirtzig. Étude de Titan dans l'infrarouge proche par spectro-imagerie couplée a l'optique adaptative.. Physique [physics]. Paris 11, 2005. Français. NNT : . tel-03523497

HAL Id: tel-03523497

<https://hal.science/tel-03523497>

Submitted on 14 Feb 2022

HAL is a multi-disciplinary open access archive for the deposit and dissemination of scientific research documents, whether they are published or not. The documents may come from teaching and research institutions in France or abroad, or from public or private research centers.

L'archive ouverte pluridisciplinaire **HAL**, est destinée au dépôt et à la diffusion de documents scientifiques de niveau recherche, publiés ou non, émanant des établissements d'enseignement et de recherche français ou étrangers, des laboratoires publics ou privés.

École Doctorale d'Astronomie et d'Astrophysique
d'Ile de France

THESE DE DOCTORAT

présentée pour obtenir le grade de

DOCTEUR DE L'UNIVERSITÉ PARIS XI – FACULTÉ D'ORSAY

Spécialité : ASTROPHYSIQUE ET MÉTHODES ASSOCIÉES

par

MATHIEU HIRTZIG

Etude de Titan dans l'infrarouge
proche par spectro-imagerie couplée à
l'optique adaptative.

Soutenue le 22 septembre 2005 devant le jury composé de :

Philippe Masson	Président
Athéna Coustenis	Directrice de thèse
Jean-Pierre Maillard	Rapporteur
Christophe Sotin	Rapporteur
Eliot Young	Examineur
Michel Combes	Examineur



Laboratoire d'Études Spatiales et d'Instrumentation en Astrophysique

A Noémie

J'aimerais résoudre cette énigme.

Le capitaine de Boëldieu (La
Grande Illusion)

Remerciements

En premier lieu, je voudrais mettre à l'honneur ma directrice de thèse, Athéna Coustenis. A force de labeur ("cent fois sur le métier tu remettras ton ouvrage"), j'ai pu grâce à elle faire une entrée remarquée dans le domaine de la science titaniennne et dans la défense de l'Optique Adaptative et de la Déconvolution face aux sceptiques. J'ai pu sous son impulsion voyager aux quatre coins du monde, soit pour recueillir, soit pour présenter mes données : Hawaii, Chili, USA, Canaries, Crète ou Chine n'ont plus de secrets pour moi. Mon travail commence également à être reconnu sur la scène scientifique internationale, ayant participé de près à cinq articles, étant PI. sur une mission NAOMI/OASIS au WHT, et ayant donné plus de quinze communications en tant que premier ou second auteur.

Je ne peux omettre l'incontournable influence de Michel Combes, qui a joué le rôle officieux de "parrain de thèse". J'ai toujours apprécié ses conseils et remarques, scientifiques, historiques ou acerbes, et je le remercie de sa présence bonhomme et de sa disponibilité, malgré mes horaires ouverts plus qu'inhabituels. Se sera-t-il finalement fait une raison ?

Je remercie humblement M. Philippe Masson, désormais Doyen de la Faculté d'Orsay, pour avoir accepté de présider mon jury de thèse. Je sais que vous étiez débordé, et j'en apprécie d'autant plus votre présence.

Mes rapporteurs ont également mon respect pour avoir accepté de s'acquitter de la tâche ingrate de relire intégralement tout ce manuscrit. Leurs remarques constructives ont su être appréciées à leur juste valeur, et subtilement intégrées à ce rapport. Je vous en suis reconnaissant, Messieurs Christophe Sotin et Jean-Pierre Maillard.

Mon jury ne serait pas complet sans Elliott Young, du *Southwest Research Institute*, à Boulder, Colorado. *Thank you very much Elliott your presence here in Paris, France only for the sake of my graduation. I really appreciate. I mean it.* Grâce à vous six, aujourd'hui, je suis "Docteur".

Les données d'Optique Adaptative n'existent que si on les acquiert, si on les ramène et si on les traite. Pour tout ceci, je remercie Olivier Lai, du CFHT, et Eric Gendron, du LESIA, qui m'ont appris, sur place ou par téléphone, à manipuler les outils indispensables pour faire de moi un astronome aguerrri. Ou pas complètement néophyte, en tout cas. Je n'oublie pas non plus Markus Hartung, de l'ESO, qui a su faire de ma mission de janvier 2005 au VLT un réel succès. Dommage que le nuage du Pôle Sud ne fût pas de la partie.

Après le traitement vient l'interprétation, où Pascal Rannou, Sébastien Lebonnois et Alberto Negrão, du Service d'Aéronomie du CNRS (à Verrières-le Buisson) ont joué un grand rôle en me servant d'interface pour leur obscur code de transfert radiatif 1-2-3D. Et en refaisant avec patience vingt fois les calculs quand le besoin s'en faisait sentir. Bernard Schmitt, du Laboratoire de Glaciologie (Grenoble) eut moins de difficultés avec moi, car je ne lui ai pas demandé de recommencer à la moindre occasion les spectres de glaces qu'il m'envoyait.

J'ai aussi eu la chance de pouvoir rencontrer d'éminents spécialistes de la déconvolution, en particulier Manolis Bratsolis, ou Thierry Fusco et Laurent Mugnier de l'ONERA, qui ont su prendre du temps pour m'enseigner les rudiments de leurs méthodes.

En voulant me spécialiser ne serait-ce qu'un peu avec les *Integral Field Spectrometers*, j'ai eu le plaisir de travailler avec Arlette Pécontal-Rousset et Eric Emsellem, deux figures du CRAL, à l'Observatoire de Lyon. J'ai pu également profiter de l'aide bienvenue de Chris Benn et Samantha Rix, qui ont finalement fait un meilleur travail que moi avec NAOMI au WHT, puisque sur ma mission aux Canaries, eux seuls ont eu suffisamment de chance pour obtenir des données !

Un laboratoire ne se limite pas aux seuls responsables à qui l'on doit rendre des comptes. Une dédicace donc à Pierre Drossart, Antonella Barucci, Michel Combes (re), Catherine de Bergh, Alain Doressoundiram, Thérèse et Pierre Encrenaz, Marcello Fulchignoni, Daniel Gautier, Eric Gendron (re aussi), Emmanuel Lellouch, David Luz et Christian Paris.

J'adresse également une petite pensée à Brigitte Bourdon, pour la Nuit des Planètes, Marie-France Landréa, pour les cours (donnés comme subis) d'IDL, Bernard Talureau pour ses coups de g... son assistance au Club Astro, ou encore Aurélie Sévellec et Sudagar Vassin pour l'aide informatique indispensable de nos jours... et enfin à Cris Dupont-Victor, Moïse Kabikissa et Marie-Rose Ramarao pour le secrétariat.

Aujourd'hui, un laboratoire ne peut abattre l'incommensurable masse de travail requise en se reposant exclusivement sur la force vive de ses membres actifs et de ses émérites, sans exploiter l'apport joyeux des cohortes d'étudiants, stagiaires et collégiens qui ponctuent régulièrement de leurs cris les couloirs et les esplanades de Meudon. Entrent donc ici Olga Alexandrova, Gonzague Callejo, Sophie Cladé, Daniel da Rocha, Vincent Gaborit, Patrick Gaulme, Damien Gratadour, Nicolas Iro, Luc Jamet, Aurélie Lecureur, Alessandra Melchiori (un bacio), Frederic Merlin, Alberto Negrão, Mai-Julie Nguyen, Quynh-Nhu Nguyen (sans lien avec la précédente), Samaya Nissanke, Nuno Peixino, Anne Poncelet, Simon Verlet, Ioannis Zouganelis, et les autres membres du Club Astro. J'ajouterai ici Panagiotis Lavvas, pour son accueil irréprochable en Crète, et un raton-laveur, pour la rime. Mes amis de longue date ont disparu peu à peu, happés par leurs vies sociales et familiales et éloignés par mes obligations, mais que Fabrice Brabant, Mélane Denimal-Marsault, Mélanie Filiol et Lucile Martin sachent que je ne les ai pas oubliés non plus. Merci à tous et excusez-moi de vous avoir mis dans des listes alphabétiques, cela ne remet pas en cause le rôle que vous avez joué.

J'ai encadré plusieurs stagiaires au cours de ma thèse, et quatre d'entre eux méritent d'être cités ici. Tout d'abord Ingrid Domergue-Schmidt et Edouard Martins, qui m'ont efficacement et discrètement aidés sur la spectroscopie différentielle de la surface de Titan ; je crois qu'ils ne m'en veulent pas de ne pas avoir su leur accorder trop de temps, puisque j'étais en pleine rédaction... Ensuite, Amélie Gasson, enthousiaste et acharnée, qui a su abattre un travail colossal en quelques mois, compilant toutes les données titaniennes sur 10 ans ; elle en aura gagné une place dans les "*Acknowledgements*" du Hirtzig *et al.* (2005a). Enfin, Louise Mariani, bondissant petit rayon de soleil qui a probablement adoré son séjour parmi nous, car on n'en retiendra qu'une seule phrase : "Mais je veux pas partir, moi !" Véridique.

Je ne peux m'empêcher de mettre à part Laurent Boireau, mon partenaire de cellule bureau, avec ses idées absurdes de dromadaires bleus, de dialogues musicaux, d'aéronautique et de ballon stratosphérique (22 000 m, pas mal, pour un sac poubelle de 6m, non ?), Sandrine Vinatier, dont l'optimisme réussissait parfois à compenser mon pessimisme, et enfin Emmanuel "D.H." Marçq (Tagazog !), qui m'a fait découvrir entre autres le Théâtre d'Improvisation. Je ne résiste donc pas à l'envie de rallonger la liste des remerciés, avec quelques N'improtequoi : Alexa, Amandine, Anaïs, Antoine, Berivan, Eloïse, Emerik, Emily, Florence, Jihane, Krys, Laurent, Laurent, Malika, Maybee, Mehdi, Nadya, Nicolas, Pierre, Raphaël, Rémy, Ségolène, Ska, Sophie, Sybille, TanhMai, et même Taz, si si. (Je sais bien que tous ne sont pas des N'impro, mais qui le remarquera ?)

Ma famille a une place dans ces pages, pour m'avoir soutenu (qui a dit "supporté" ?) pendant cette longue période, au cours de laquelle tout n'a pas été rose en permanence. Ni la distance, ni les déménagements n'ont été un obstacle à leur soutien, que je sais inconditionnel et garanti à vie, main d'œuvre et pièces comprises. La coutume le voulant, je les remercie ici, Claire, Rémy, Thomas, Marion et Noémie, officiellement, pour tout.

A ces remerciements je pense pouvoir modestement ajouter ceux qui me sont destinés, de la part de certaines entreprises. Je pense en particulier aux sommes astronomiques que j'ai investies dans un sponsoring spontané de Honda, mais surtout des entreprises Bayer, vidant régulièrement leurs stocks d'Aspirines du Rhône, d'Augmentin et de Séropram. On ignore trop souvent l'importance de la chimie pharmaceutique en astronomie.

Pour finir, cette thèse n'est pas dédiée aux Cassettes DAT (que j'ai pu consciencieusement démagnétiser dès que j'en avais une en main), aux décalages horaires, au blizzard des Canaries, à l'hypoxie du Mauna Kea, à Japet qui s'est sournoisement intercalé dans mes observations, aux conducteurs de bus de Valparaiso (Chili), à la "nourriture" américaine, à "LE stagiaire", et à S. M., dont je préfère taire le surnom. Qu'ils soient maudits sur vingt-six générations.

Résumé

Malgré l'arrivée de la sonde Cassini/Huygens dans le système de Saturne, Titan, son principal satellite, reste encore chargé de mystères. C'est là que l'Optique Adaptative peut intervenir : Titan, résolvable désormais depuis la Terre par la plupart des télescopes, peut être étudié avec une couverture spectrale, temporelle et orbitale bien plus adaptable que les instruments Cassini/Huygens, malgré une résolution spatiale cent fois moindre. Les travaux présentés ici reposent sur l'étude des données d'Optique Adaptative en infrarouge proche, acquises entre 1998 et 2005, par imagerie rehaussée par déconvolution (PUEO/CFHT, NACO/VLT), spectroscopie (NACO) et spectroscopie à intégrale de champ (OASIS/WHT). Cette gamme spectrale permet à la fois de sonder la basse atmosphère de Titan, mais aussi d'atteindre sa surface dans les fenêtres du méthane, à 0,83, 0,94, 1,08, 1,28, 1,6, 2,0, 2,75 et 4,9 μm .

Depuis Voyager 1, l'atmosphère de Titan est connue pour son asymétrie flagrante entre ses hémisphères Nord et Sud, due à une concentration plus élevée d'aérosols dans l'hémisphère d'hiver. Nous avons suivi l'inversion de cette asymétrie, lorsqu'a débuté l'été Sud, estimant la transition vers 2002, trois ans après l'inversion dans le visible : le limbe Nord prédomine désormais. D'autres motifs plus subtils sont également décrits ici, comme la condensation nocturne des aérosols, vers 80 km d'altitude, détectable en cas de faible phase solaire ($<+0,5^\circ$); ou encore le système météorologique complexe en deçà du 70^{ème} parallèle, dans la haute troposphère (entre 18 et 83 km). Il est probablement constitué de nuages en constante déformation, mais nous ignorons leur vraie nature et leur origine.

La surface de Titan est le sujet de la dernière partie de ce manuscrit : des cartes ont été réalisées à diverses longueurs d'onde, dans chaque fenêtre du méthane sondée (en particulier à 1,28, 1,6 et 2,0 μm), avec une excellente similitude par rapport aux cartes HST ou Cassini. Nous avons tenté d'identifier la composition chimique des diverses régions, claires ou sombres, par spectroscopie différentielle : le constituant de la surface le plus répandu semble être la glace d'eau, avec un excès local soit de glaces de méthane/éthane brillantes, soit d'hydrocarbures liquides sombres. Puisque nos images ne détectent aucune réflexion spéculaire, donc aucune étendue liquide en surface, les zones sombres cacheraient-elles un pergélisol d'éthane liquide dans la glace d'eau solide, une piste prometteuse pour l'identification du réservoir de méthane ?

Mots-clés : planétologie – satellite – Titan – Optique Adaptative – Infrarouge .

Abstract

Titan, Saturn's main satellite, is still a mysterious object, despite the arrival of the Cassini/Huygens probe. One of the solutions left to us astronomers relies on Adaptive Optics : this technology allows observers to resolve Titan's disk, and analyze it with a spectral, orbital and time coverage far more adaptable than the one offered by Cassini/Huygens, although the spatial resolution from Earth is 100 times weaker. My work presented herein is based on the interpretation of the infrared AO data acquired in 1998-2005, with deconvolution-enhanced imagery (PUEO/CFHT, NACO/VLT), spectroscopy (NACO) or Integral Field Spectrometry (OASIS/WHT). In this specific spectral range, both the atmosphere and the surface of Titan can be probed down to, the latter being reachable only at 0.83, 0.94, 1.08, 1.6, 2.0, 2.75 and 4.9 μm .

Since Voyager 1 epoch, the atmosphere of Titan is known for the asymmetry splitting Titan's disk in two distinct hemispheres, North and South, because of a local enhancement of aerosols in the winter hemisphere. We could monitor the inversion of this North-South asymmetry, when Titan entered into Southern summer : the critical step in the infrared occurred in 2002, three years after the inversion in the visible witnessed by the HST : now the Northern limb is the brightest. Other subtle features are also described herein, like for instance the nocturnal condensation of aerosols at 80km of altitude during Titan's night, detectable in cases of weak solar phase ($<+0.5^\circ$) ; or the complex meteorological system, confined within the 70th parallel, in the high troposphere (between 18 and 83 km) : it is probably made of small deforming clouds, but we still ignore their true nature or origin.

The study of Titan's surface is also part of this report : maps were constructed at different wavelengths, in each methane window available to us (in particular at 1.28, 1.6 and 2.0 μm), with a stunning similarity to HST or Cassini ones. This is but a step in the understanding of the ground true nature : I tried to identify the chemical composition of the various bright and dark features visible on these maps by means of differential spectroscopy ; water ice is a good candidate as the main constituent of the surface, with either an excess of bright hydrocarbon (methane ? ethane ?) ices, or an excess of dark hydrocarbon liquids. We do not detect any specular reflection on our images, ruling out the existence of large bodies of liquid on the surface : how about a permafrost of liquid ethane within solid water ice ? it might be a nice candidate for the replenishing source of the atmospheric methane .

Keywords : planetary science – satellite – Titan – Adaptive Optics – Infrared.

Table des matières

INTRODUCTION	1
I Titan, pourquoi, comment	7
1 Problématique	11
1.1 Pourquoi Titan est-il si intéressant?	11
1.1.1 Comment? le choix de l'infrarouge	12
1.1.2 Les mystères de la surface	13
1.1.3 Comprendre l'atmosphère	13
1.1.4 Titan : un laboratoire géant pour une Terre primitive? . .	14
1.2 Le contexte : l'arrivée de la mission Cassini / Huygens	15
1.2.1 Les instruments "concurrents"	15
1.2.2 L'OA en soutien de Cassini/Huygens	16
2 Titan avant l'Optique Adaptative : de Huygens à Voyager	17
2.1 Petit historique	18
2.1.1 Les débuts	18
2.1.2 Balbutiements	20
2.1.3 Voyager : enfin des réponses?	23
2.2 L'atmosphère de Titan : encore beaucoup de questions	24
2.2.1 Le profil de température	25
2.2.2 La composition chimique de l'atmosphère	25
2.2.3 Le problème de la supersaturation du méthane	27
2.2.4 Autres considérations	27
2.3 La surface de Titan : terra incognita!	28
2.3.1 Les certitudes	28
2.3.2 Dissection d'un satellite	28
2.3.3 Les réservoirs de méthane	29
3 Titan après l'avènement de l'Optique Adaptative	31
3.1 Titan depuis les années 90	32
3.1.1 Observations spectroscopiques : on doit pouvoir at- teindre la surface!	32
3.1.2 Les premières informations sur la surface...	33
3.1.3 ... et les premières images	34
3.1.4 L'atmosphère : les dernières nouvelles après Voyager . .	34

3.2	Modèle atmosphérique	37
3.2.1	Rappels de transfert radiatif	37
3.2.2	Aérosols et tholins	38
3.2.3	Les coefficients du méthane	42
3.2.4	Notre utilisation du modèle atmosphérique	42
3.3	Titan, petite planète	47
3.3.1	La naissance de Titan	47
3.3.2	Modèle révisé de l'intérieur du satellite	48
3.3.3	Et cette surface?	48
II Instruments & Observations		49
4	L'Optique Adaptative	53
4.1	Principe et Historique	54
4.1.1	Historique de l'Optique Adaptative	54
4.1.2	Principe de base	55
4.2	PUEO/KIR : un site exceptionnel au service de l'Optique Adaptative	58
4.2.1	À 4200m d'altitude : le CFHT	58
4.2.2	PUEO/KIR : la caméra infrarouge	59
4.2.3	Nos données : d'octobre 1998 à janvier 2004	60
4.2.4	Quelques exemples	62
4.3	NAOS/CONICA : la pointe de la technologie	64
4.3.1	Une incontournable source d'images : le VLT	64
4.3.2	NAOS/CONICA (NACO)	65
4.3.3	NACO, de 2002 à 2005 : qualité et efficacité	66
4.3.4	Petit aperçu	67
5	Traitement des images	71
5.1	Quelques généralités sur le traitement d'images	72
5.1.1	La méthode générale	72
5.1.2	Questions d'orientation, définition des coordonnées	74
5.1.3	De la résolution	75
5.1.4	Représenter des sphères dans l'espace	77
5.2	Le devenir des Fonctions d'Étalement de Point (FEP)	79
5.2.1	Le traitement des images de FEP	80
5.2.2	La reconstruction de FEP <i>a posteriori</i> : méthode JP-PSF	80
5.3	Déconvolution : un outil d'utilisation délicate	81
5.3.1	Petits rappels théoriques	81
5.3.2	Un détail qui a finalement son importance : à la recherche de la taille optimale des images	84
5.3.3	Déconvoluer ou pas? quelle amélioration de la résolution spatiale?	87
5.3.4	Le sempiternel dilemme : artefacts ou motifs réels?	88
5.3.5	S'il faut faire un choix...	91

5.4	Quelques cas particuliers	92
5.4.1	Le problème de la photométrie	92
5.4.2	Effets géométriques : la correction de l'effet centre-bord	93
5.4.3	Incident avec PUEO 2004 : Titan dérive!	93
5.4.4	Mode spectroscopique NACO	93
5.4.5	Mode imagerie NACO 2 : FPI	96
6	Définition d'un IFS	97
6.1	OASIS : du CFHT au WHT	98
6.1.1	Principe optique	99
6.1.2	logbook	100
6.2	XOasis	100
6.2.1	Présentation	100
6.2.2	Méthode de Traitement	101
6.3	Raffinements supplémentaires	103
6.3.1	Bruit et Signal	103
6.3.2	Géométrie et effets centre-bord	105
6.4	Extraits choisis	110
6.4.1	Utiliser OASIS comme imageur	110
6.4.2	Utiliser OASIS comme spectrographe	111
6.4.3	Déconvolution	112
6.5	OASIS et les autres instruments	114
6.5.1	OASIS <i>vs</i> PUEO ou NACO	114
6.5.2	OASIS 2005 <i>vs</i> Cassini	115
III	Connaissance de l'Atmosphère	121
7	Phénomènes saisonniers : l'inversion d'asymétrie Nord-Sud	125
7.1	Histoires d'asymétrie Nord-Sud	126
7.1.1	Nord ou Sud ? l'asymétrie Nord-Sud change régulièrement...	126
7.1.2	Les observations favorables	127
7.1.3	Quantifions l'asymétrie Nord-Sud	129
7.2	Résultats : évolution observée de l'inversion d'asymétrie Nord-Sud	131
7.2.1	En fonction du temps...	131
7.2.2	En fonction de l'altitude...	131
7.2.3	En fonction de la longueur d'onde...	134
7.2.4	Le contexte de cette étude : les résultats des autres équipes	134
7.3	Dynamique sommaire de l'atmosphère de Titan	135
7.3.1	Observations Voyager/IRIS : description chimique de l'asymétrie Nord-Sud	135
7.3.2	Un peu de physique simpliste	139
7.3.3	Reproduire l'asymétrie Nord-Sud par GCM	139

8 Effets diurnes et Effets de phase	141
8.1 Problème à 3 paramètres : une source de lumière, un objet dif-	
fusant, un observateur	142
8.1.1 Petit rappel théorique : définition de l'effet de phase . . .	142
8.1.2 Vérification par l'observation	142
8.2 Exceptions ou "anti effets de phase" : la brume matinale strato-	
sphérique de Titan	143
8.2.1 Analyse statistique	143
8.2.2 Etude quantitative	144
8.3 Interprétation	147
8.3.1 Amplitude <i>vs</i> angle de phase	147
8.3.2 Altitude de la "brume matinale"	147
8.3.3 Contraintes sur la nature exacte de la "brume matinale" .	148
9 Météorologie titаниenne	149
9.1 Un nuage bien persistant...	149
9.1.1 Acquisitions systématiques et recensement	150
9.1.2 Comment analyser objectivement ces images ?	152
9.2 Analyse des données : y voit-on plus clair ?	156
9.2.1 Calculer une vitesse ? pas si simple...	156
9.2.2 Contraindre l'altitude du MPS	157
9.3 Interprétation physique : le casse-tête commence...	158
9.3.1 Les hypothèses écartées	158
9.3.2 Recentrons le débat : il faut décrire le traceur ET son	
"piège"	160
9.3.3 Enfin une vraie réponse ?	162
9.3.4 Le cas des 2 compagnons	164
IV Connaissance de la surface	167
10 Cartographie de la surface de Titan	171
10.1 Plonger jusqu'à la surface : une longue aventure	171
10.1.1 Etat des lieux : la surface de Titan avant le XXI ^{ème} siècle .	171
10.1.2 Extraction de la composante de surface à partir des images	172
10.1.3 La surface, vue sur le disque de Titan	175
10.1.4 Assemblage des cartes	176
10.2 Description des cartes obtenues	181
10.2.1 Les cartes PUEO et NACO	181
10.2.2 Nature des motifs : débat ouvert	185
10.2.3 Apport de Cassini	187
11 Composition chimique de la surface	193
11.1 Albédo géométrique et albédo de surface	193
11.1.1 Les mesures d'albédo géométrique	194
11.1.2 Les candidats plausibles	195

11.1.3	L'albédo de surface ? trop modèle-dépendant	196
11.2	Spectroscopie différentielle	200
11.2.1	La méthode : quelques petits ajustements sont nécessaires	200
11.2.2	Résultats	204
11.2.3	Doutes et perspectives	205
CONCLUSION ET PERSPECTIVES		209
Conclusion		211
Perspectives		213
Annexes		221
A	Logbooks observationnels	221
A-1	CFHT	221
A-2	VLT	228
A-2.1	NACO 2005	228
A-3	WHT	231
B	IDOLA	233
B-1	Menu File	233
B-2	Menu Processing	235
B-3	Menu Deconv.	235
B-4	Menu Visual	236
C	La mission Cassini-Huygens	237
C-1	Cassini : un orbiteur dans le système Kronien	237
C-1.1	ISS	240
C-1.2	VIMS	240
C-1.3	RADAR	241
C-2	Huygens : plongée dans un enfer froid	241
C-2.1	DISR	242
C-2.2	HASI	243
C-2.3	SSP	244
D	VLT/NACO adaptive optics imaging of Titan	247
E	Near-infrared study of Titan's resolved disk in spectro-imaging with CFHT/OASIS	253
F	Monitoring atmospheric phenomena on Titan	277
G	Maps of Titan's surface from 1 to 2.5 μm	297

Bibliographie	317
Liste des tableaux	331
Table des figures	333

INTRODUCTION

Titan : voilà un nom qui fait rêver, en cet an de grâce 2005. Soeur jumelle de la Terre primitive passée au congélateur, cette petite planète pourrait être le terroir d'une chimie prébiotique d'un intérêt scientifique incontestable. J'ai vécu l'arrivée de Cassini en ayant travaillé sur Titan depuis 2 ans déjà. Mon travail de thèse consiste justement à étudier les régions physiques où pourrait éventuellement se nicher une biosphère inconnue. Mais pourquoi s'acharner à observer Titan à distance, par les télescopes au sol, même pourvus d'Optique Adaptative, alors que l'orbiteur Cassini et la sonde Huygens sont déjà sur place ? Voilà une des questions récurrentes auxquelles je m'efforcerais de répondre tout au long de ce manuscrit.

Depuis sa découverte par Christiaan Huygens en 1655, la découverte de son atmosphère par Josep Comas i Solà en 1908, et l'analyse de celle-ci par Gerald Kuiper en 1944, Titan n'a cessé d'enflammer les esprits des astronomes (Partie I). La raison en est simple : Titan, seul satellite du système solaire à posséder une atmosphère conséquente de diazote et de méthane, est complètement dissimulé derrière l'écran opaque du méthane atmosphérique et des aérosols qui peuplent son enveloppe gazeuse. D'une part, cette atmosphère épaisse (1,5 bar) est semblable à un des modèles qui décrit l'atmosphère de la Terre primitive, peu avant l'apparition de la vie : l'étude de la chimie complexe des hydrocarbures et des nitriles sur Titan pourrait nous donner de plus amples informations sur la formation de molécules prébiotiques (Chapitre 1). D'autre part, le méthane et toutes les molécules découlant de sa photodissociation ont un inconvénient majeur pour l'observation du satellite : ils absorbent très bien le rayonnement visible, ce dont les observations Voyager ont souffert dans leur tentative d'observation de la surface (Chapitre 2). Il faut donc adapter la longueur d'onde pour parvenir à sonder les diverses couches atmosphériques de Titan, voire à en scruter la surface, en parcourant successivement les bandes et les fenêtres d'absorption du méthane. Les bandes du méthane, caractérisées par une forte absorption par le méthane, permettent d'obtenir des informations sur l'atmosphère de Titan, voire de préciser l'altitude sondée en ajustant finement la longueur d'onde utilisée. Inversement, les fenêtres du méthane, où celui-ci réagit peu au rayonnement, laissent transparaître quelques photons solaires réfléchis par la surface, ce qui nous laisse enfin l'étudier, grâce à notre code de transfert radiatif (Chapitre 3).

La première partie de la thèse se veut technique plus que scientifique, car y sont décrites les observations et les méthodes de traitement utilisées pour en extraire les informations. Les données sur lesquelles mon manuscrit repose ont été acquises au cours des six dernières années par deux systèmes d'Optique Adaptative (Partie II) : PUEO, la bonnette du CFHT au sommet du Mauna Kea, à Hawaii d'une part, et NAOS/CONICA, le système installé au foyer Nasmyth de Yepun, l'UT-4 du VLT, au Cerro Paranal (Chili). Toutes ces données ont été récoltées dans un domaine spectral bien particulier : l'infrarouge proche, principalement entre 0,8 et 2,0 μm (Chapitre 4). Sur toute cette gamme sondée lors de nos diverses missions, nous avons analysé les cinq fe-

nêtres du méthane à notre portée, à 0,94, 1,08, 1,28, 1,6 et $2,0\mu\text{m}$, apprenant plus de détails sur la structure de l'atmosphère, et imageant la surface. Trois méthodes furent utilisées principalement à cet effet (Chapitre 4) : l'imagerie pure, à partir de filtres sondant des gammes spectrales particulières, la spectroscopie, utilisée seulement en janvier 2005 au VLT, et la spectro-imagerie, par Spectroscopie à Intégrale de Champ (Chapitre 6), pour laquelle nous avons utilisé OASIS, basé au CFHT initialement, puis transporté au WHT, aux Canaries.

Le traitement de ces données (Chapitre 5), outre les nettoyages cosmétiques usuels, passe par l'utilisation de deux techniques particulières : la déconvolution et l'utilisation d'un modèle de transfert radiatif pour interpréter et corriger quelques effets géométriques (en particulier les effets centre-bord) sur nos images. La déconvolution permet d'affiner encore le travail de l'Optique Adaptative dans son rôle de correction de la turbulence atmosphérique : si l'Optique Adaptative corrige en temps réel les ordres principaux de la perturbation atmosphérique, la déconvolution essaie *a fortiori* de corriger les imperfections résiduelles à partir de la Fonction d'Étalement de Point, empirique ou théorique, acquise simultanément aux images de Titan. Nous avons essayé quelques différents algorithmes mathématiques pour garder un point de vue critique sur cette méthode controversée, les comparant d'un point de vue pratique pour donner plus de poids et de sécurité à nos conclusions observationnelles.

Grâce à l'imagerie par filtres étroits, nous pouvons sonder, en nous repérant par rapport aux fenêtres, ailes et bandes d'absorption du méthane, différentes altitudes dans la troposphère et la stratosphère de Titan. En moyenne, les deux cents derniers kilomètres d'altitude de l'atmosphère nous sont accessibles, là où nous pouvons espérer trouver des traces d'activité météorologique. La première observation de nos images atmosphériques dans leur globalité révèle très vite un changement complet d'apparence du disque de Titan, en particulier vers 2002. En 1998 et jusqu'en 2001, les images de Titan montraient en majorité le "sourire de Titan" un limbe Sud particulièrement brillant dû à un excès d'aérosols dans cet hémisphère. Pourtant, en 2002 et depuis, la situation a changé, avec le limbe Nord devenant plus important puis bientôt prédominant au fur et à mesure que l'hémisphère Nord s'enfonçait dans l'hiver (Chapitre 7).

D'autres phénomènes atmosphériques sont repérables, l'un dans la stratosphère, et l'autre dans la troposphère. Alors qu'au cours des 3 années de ma thèse (et grâce au recul de 3 années de données supplémentaires) j'ai certes pu vérifier certains changements saisonniers, j'ai également pu confirmer l'existence de phénomènes diurnes, représentés en particulier par un motif difficile à déceler, sur le limbe Ouest de Titan, causé par la condensation des aérosols stratosphériques (vers 80km d'altitude) pendant la nuit titannienne (Chapitre 8). Ce phénomène n'est repérable qu'en cas de très faible phase solaire (inférieure à $+0,5^\circ$), ce qui fut le cas uniquement lors de nos missions en 1998 et 2005.

Enfin, la météorologie sur Titan n'est pas en reste, avec l'étude et le suivi systématique d'un complexe de nuages localisé au-dessus du Pôle Sud du satellite depuis 2001 (Chapitre 9). Même les données Cassini/ISS ou Cassini/VIMS, qui l'ont observé, ne nous permettent pas encore de bien appréhender ce phénomène, nous ne pouvons que le situer dans la haute troposphère, approximativement entre 18 et 83km d'altitude. Il pourrait trahir une activité cryo-volcanique en surface, un cycle de convection induit par l'insolation solaire ou gouverné par une cellule de Hadley résiduelle au-dessus du Pôle d'été. Quoi qu'il en soit, cette observation met à mal l'idée de supersaturation du méthane, qui rend très difficile la création du moindre nuage, et pose d'autant plus de problèmes aux astronomes.

L'étude de la surface de Titan à travers les fenêtres d'absorption du méthane, à 0,94, 1,08, 1,28, 1,6 et 2,0 μ m, se fait par accumulation de données à des phases orbitales différentes, dans l'espoir de mettre à jour la vraie nature de la surface. La principale quête est ici de trouver la source de réapprovisionnement en méthane de l'atmosphère, qui, sinon, serait définitivement perdu, consommé par la photochimie active de la haute atmosphère. Il ne peut y avoir d'océan global de méthane ou d'éthane liquide. Les cartographies que je présente ici (Chapitre 10) ne sont qu'une des nombreuses confirmations de l'hétérogénéité du sol titanien. Les cartes Cassini/ISS y sont tout à fait compatibles, bien que de meilleure résolution spatiale. Toutes ces cartes montrent la même succession de régions brillantes ou sombres, quelle que soit la longueur d'onde. Ceci doit nécessairement provenir de la composition chimique de cette surface, sur laquelle je reviendrai, associée à des éléments topographiques. La seconde information, précisée par l'absence complète de réflexions spéculaires sur nos images, confirme les craintes des partisans d'une surface composée de lacs : il n'y a pas de grandes étendues liquides que nous puissions résoudre depuis la Terre.

Outre la recherche d'une source de méthane gazeux, il faut également comprendre ce que l'on voit sur ces cartes : de quoi est composée le sol ? L'obtention du spectre de cette surface est encore problématique (Chapitre 11) : en l'absence d'un consensus sur les modèles à appliquer, l'albédo de surface souffre encore de trop grandes barres d'erreur pour être un moyen fiable d'identification des composés chimiques en surface. En revanche, la spectroscopie différentielle, qui compare au cœur des fenêtres du méthane le contraste entre les zones brillantes et les zones sombres, offre des perspectives intéressantes, puisqu'elle repose sur moins de préjugés et de choix subjectifs dans la définition des paramètres des modèles. Les premiers résultats préliminaires, que je décrirai ici, sont très prometteurs, et mériteront plus d'attention et de confirmations statistiques pour être validés. Néanmoins, il semblerait que la glace d'eau soit un composant incontournable de cette surface, adjointe de différents mélanges de composés chimiques, permettant de justifier la différence d'albédo entre les zones brillantes et les zones sombres : les régions claires montrent un excès de glaces d'hydrocarbures (méthane ou éthane ?) brillantes, alors que les motifs sombres sont probablement imprégnés d'hy-

drocarbures liquides, comme confirmé par Huygens/SSP.

Première partie

Titan, pourquoi, comment

“Titan est une petite Terre primitive passée au freezer”. Voici comment on pourrait présenter Titan. Tout y est dit, ou presque. Titan est un champ d’investigation à échelle planétaire pour la compréhension de l’apparition de la vie sur Terre, ou plus précisément de la chimie dite “prébiotique” qui a précédé l’apparition de la vie. Le Chapitre 1 de cette thèse présentera un survol extrêmement rapide du contexte historique entourant la méthode que nous avons sélectionnée pour observer et étudier Titan : l’Infrarouge comme domaine d’étude, et l’Optique Adaptative comme outil d’observation.

Titan est un sujet d’actualité, aujourd’hui en 2004-2005, car l’orbiteur Cassini et la sonde Huygens à son bord ont pénétré le système Kronien pour le premier, et même visité la surface pour le second. Le successeur de Voyager nous promet une moisson de données phénoménale, autant en qualité qu’en quantité : il ne faut pas oublier que même 25 ans après l’épopée Voyager, des astronomes continuent d’en exploiter les images. Cassini, un ordre de magnitude plus proluxe que Voyager, nous assurera donc des années d’occupation pour des générations de chercheurs. Pourtant, dans l’immédiat, les images Cassini et Huygens sont pour le public une concurrence déloyale des images d’Optique Adaptative. Je tâcherai tout au long de ce manuscrit de prouver le contraire, en commençant par souligner l’aide apportée par l’Optique Adaptative à la navigation de la sonde Huygens et aux prévisions de son comportement pendant la descente.

Les Chapitres 2 et 3 vont résumer les connaissances actuelles qui servent de contexte scientifique à mon travail de thèse. Je vais présenter à la fois la méthode et les résultats, tout en donnant une dimension historique à l’évolution de notre connaissance de Titan. Tout d’abord, le Chapitre 2 introduira les balbutiements scientifiques qui ont précédé l’arrivée de Voyager, et l’apport de ces sondes à la communauté. Le plan de ce chapitre est simple : je commencerai par les mesures de l’atmosphère de Titan, puis je me concentrerai sur la surface de Titan telle qu’elle était imaginée. Le Chapitre 3 aura une structure inversée : partant des mesures de surface par spectroscopie ou imagerie, j’aboutirai à la description de l’atmosphère telle qu’elle est modélisée.

Chapitre 1

Problématique

Sommaire

1.1 Pourquoi Titan est-il si intéressant ?	11
1.1.1 Comment ? le choix de l'infrarouge	12
1.1.2 Les mystères de la surface	13
1.1.3 Comprendre l'atmosphère	13
1.1.4 Titan : un laboratoire géant pour une Terre primitive ?	14
1.2 Le contexte : l'arrivée de la mission Cassini / Huygens . . .	15
1.2.1 Les instruments "concurrents"	15
1.2.2 L'OA en soutien de Cassini/Huygens	16

Titan est un petit satellite lointain (neuf à onze fois plus loin de la Terre que le Soleil), froid, opaque et certainement inhospitalier à cause de son atmosphère irrespirable de diazote et de méthane. La Lune et Mars sont des corps que l'homme foulera probablement (à nouveau ou pour la première fois) dans le siècle qui vient, et Titan ne fera probablement pas partie de cette liste. Pourquoi donc nous acharnons-nous à y envoyer des sondes et à en faire des cartographies ? Je vais tenter d'y répondre ici. Je présenterai ce faisant les techniques d'étude que nous avons choisies, et leur justification, historique comme technique. Je finirai par un début de réponse à la question que m'a posée un de mes petits cousins : "pourquoi continuer à regarder des images rikiki alors qu'on a un robot sur place ?"

1.1 Pourquoi Titan est-il si intéressant ?

La première réponse à cette question pourrait être : la curiosité. Depuis sa découverte en 1655 par Christiaan Huygens, Titan fait partie de ces autres mondes, ces "univers-îles" qui fascinent les astronomes. En 1908, Comas Solà ajouta une dimension surprenante à Titan, en lui découvrant une atmosphère. Les scientifiques avaient donc une petite planète à portée de leurs télescopes. Malheureusement, il s'avéra que toutes les tentatives pour la comprendre

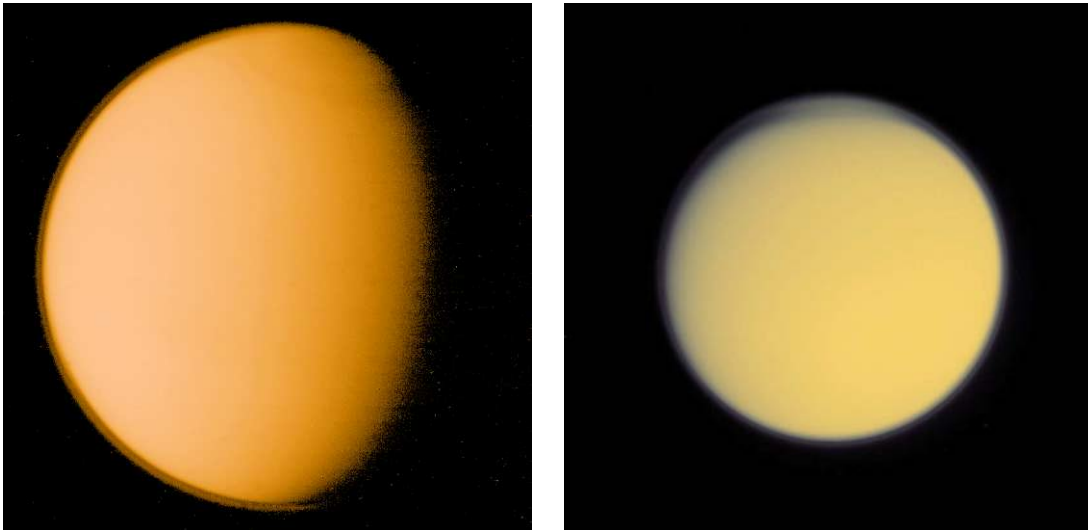


FIG. 1.1: Titan vu dans le visible (à gauche : image Voyager, à droite, image Cassini). L'atmosphère d'azote et de méthane est complètement opaque aux yeux humains, et la surface est hors de portée. On peut cependant voir sur ces images la "couche détachée" de brumes, qui forme un ruban continu le long du limbe de Titan

furent peu fructueuses. Avant Voyager, les seules certitudes étaient que l'atmosphère contenait du méthane (Kuiper, 1944), probablement du diazote (Hunten, 1977) et était froide (Jeans, 1955). L'envoi d'une sonde sur place entretenait l'espoir d'obtenir enfin des réponses.

1.1.1 Comment ? le choix de l'infrarouge

En 1980, Voyager 1 arrive aux abords du système Kronien, et une déception s'installe : même sur place, la surface est inaccessible, masquée par une atmosphère opaque de méthane et d'azote. Les données Voyager seront néanmoins extrêmement fructueuses pour l'analyse de cette atmosphère où règne une photochimie très complexe et diversifiée à base d'hydrogène H , de carbone C et d'azote N , comme je l'évoquerai en 1.1.5.

La spectroscopie systématique du satellite depuis le sol (Kuiper, 1944; Gillett, 1975; Fink & Larson, 1979) va trouver une faille dans l'opaque cuirasse gazeuse de Titan : le méthane, dans le proche infrarouge, oscille entre des longueurs d'onde où il absorbe considérablement (les "bandes du méthane"), et des longueurs d'onde où il ne réagit que très faiblement aux photons (les "fenêtres du méthane"). Dans ces fenêtres, il serait possible d'atteindre la surface ! C'est exactement ce que prouvent Griffith *et al.* (1991), en mesurant l'albédo géométrique de la surface de Titan, et en reconstruisant sa "courbe de lumière" : l'albédo du satellite change périodiquement, reprenant sa position initiale en 16 jours, le temps de la rotation de Titan autour de Saturne. La surface n'est plus inaccessible !

Une autre question se pose : la composition chimique de l'atmosphère se dénote par la présence de méthane. Or ce méthane se photolyse très facile-

ment à cause du rayonnement solaire, et se complexifie irrémédiablement (car l'hydrogène libéré par les réactions chimiques est définitivement perdu dans l'espace). Il faut donc réapprovisionner l'atmosphère en méthane régulièrement sous peine de déplétion ; Lunine *et al.* (1983) suggèrent l'existence d'un océan global d'éthane qui servirait de réservoir continu de méthane. La cartographie de la surface devient indispensable.

1.1.2 Les mystères de la surface

Dans les années 90, le développement de l'Optique Adaptative et le lancement de satellites d'observation (HST en imagerie, ou ISO en spectroscopie infrarouge) permettent d'étudier plus précisément la surface. Les premières images obtenues (Saint-Pé *et al.*, 1993; Smith *et al.*, 1996; Combes *et al.*, 1997)¹ montrent une surface hétérogène, constellée de zones brillantes et sombres, indubitablement contraires à l'idée d'un océan global.

Une constante troublante est vite relevée : quelque soit la longueur d'onde, la surface a toujours la même apparence. La topographie de Titan est certainement à l'œuvre ici, mais rien ne permet de définir quelles zones correspondent aux réservoirs d'éthane liquide ou aux continents émergés. Le problème se complique car les échos radar confirment la présence de surfaces solides (Muhleman *et al.*, 1995) et de réflexions spéculaires attribuées à des liquides (Campbell *et al.*, 2003), même encore aujourd'hui, mais l'imagerie infrarouge reste muette à ce sujet.

Les problèmes posés dès le début de cette thèse sont donc :

- à quoi ressemble vraiment la cartographie de la surface ?
- de quoi est composée cette surface ?
- comment expliquer la différence d'albédo entre les zones sombres et claires ?
- où peut-on espérer trouver des liquides sur Titan ? ou à défaut, d'où peut provenir le méthane atmosphérique détecté ?

1.1.3 Comprendre l'atmosphère

Malgré les conclusions douteuses de Comas Solá (1909), qui avait attribué une atmosphère à d'autres satellites du système solaire, Titan est bel et bien le seul à disposer d'une atmosphère conséquente (voir Chapitre 2) : 98% de diazote N_2 , un peu de méthane, et des traces de myriades d'hydrocarbures et de nitriles. La structure verticale de cette atmosphère commence à être bien comprise et correctement modélisée : des couches concentriques, quelquefois "détachées", d'aérosols de plus en plus complexes ou gros au fur et à mesure que l'on se rapproche du sol, puis une coupure brusque à proximité de la surface, où l'atmosphère devient, selon certains modèles, vide d'aérosols

¹Saint-Pé *et al.* (1993) montre la toute première tentative d'imagerie de Titan en Optique Adaptative, mais les premiers résultats scientifiques sont décrits dans Smith *et al.* (1996) et Combes *et al.* (1997), qui se basent sur les données acquises en 1994, respectivement par le HST et l'Optique Adaptative.

(car ceux-ci, devenus trop lourds par accumulation de méthane à leur surface, tombent à la surface sous forme de "pluie").

Entre les images de Voyager en 1980 et les observations HST (Caldwell *et al.*, 1992) dans les années 90 (Chapitre 3), cette atmosphère a bougé : l'asymétrie Nord-Sud, imputée à une asymétrie dans la répartition des aérosols et des gaz, s'est inversée en dix ans. Les questions se posent désormais plus sur la dynamique de l'atmosphère et son évolution que sur sa composition et son profil vertical, somme toute bien cernés.

J'essaierai donc d'apporter quelques éléments de réponses à ces questions-ci :

- en 2000, il s'est à nouveau écoulé 10 ans depuis les conclusions de Caldwell *et al.* (1992), ce qui correspond à un tiers d'année sur Saturne : quel est l'état de l'asymétrie Nord-Sud ?
- peut-on chronométrer ces évolutions saisonnières ?
- s'il existe des variations saisonnières qui contraindront la dynamique à long terme de l'atmosphère titaniaque, peut-on détecter des évolutions plus rapides, comme des variations diurnes (un jour sur Titan dure environ 16j) ?
- peut-on trouver d'autres phénomènes avec des échelles de temps encore différentes, comme des nuages ?

1.1.4 Titan : un laboratoire géant pour une Terre primitive ?

J'ai volontairement laissé une question en suspens. Pourquoi, une fois la curiosité passée, Titan nous intéresse-t-il toujours autant, si ce n'est plus encore ?

J'ai énoncé que la chimie atmosphérique était très active sur Titan, produisant par photodissociation un spectre complet de molécules $H_xC_yN_z$. Des composés oxygénés ont bien été détectés (CO_2 par Maguire *et al.* (1981), CO par Samuelson (1983) et H_2O par Coustenis *et al.* (1998)), mais leur participation dans l'élaboration de molécules encore plus complexes est difficile à quantifier : il y en a très peu dans l'atmosphère, donc nécessairement encore moins de molécules-filles, mais nous ignorons leur importance au sol, qui pourrait être un réservoir d'une richesse insoupçonnée.

La surface de Titan doit donc en permanence recevoir une "pluie" régulière de molécules carbonées et azotées, qui ressemblent fortement à ce qu'on attend de la chimie prébiotique qui a dû régner sur Terre il y a quelques milliards d'années (Jakovsky, 1998; Sephton, 2004). Cette affirmation vient du fait que tout comme la Terre, l'atmosphère de Titan est aujourd'hui dominée par le diazote. La composition même de la Terre primitive est mal connue, mais la source de carbone fut plus probablement du CO_2 que du CH_4 . De plus, la température au sol trop basse, qui empêche certaines réactions chimiques pouvant libérer du dioxygène gazeux, et l'absence d'eau liquide limitent encore là la comparaison avec la Terre primitive. Enfin, l'apport constant des comètes (en eau en particulier) a aussi modifié l'atmosphère actuelle de Titan par rapport à l'atmosphère primitive de la Terre.

L'exobiologie est la recherche de la vie dans d'autres milieux que ceux offerts par la Terre. Titan, comme la Terre, propose une atmosphère dense protégeant des rayonnements nocifs et du bombardement par des météorites, fournit une source de composés chimiques complexes, présente certainement des cycles hydrologiques avec des réservoirs liquides, de la condensation et de la précipitation... Nous ne pouvons pourtant pas imaginer que des formes de vie peuplent la surface de Titan : la température est trop froide (ralentissant les réactions chimiques), l'eau y est solide, le flux solaire est 1% de celui reçu sur Terre, et pas ou peu d'oxygène dans l'air. Inutile donc d'espérer retrouver des formes de vies telles que nous les connaissons, mais l'atmosphère de Titan est tout de même l'exemple le plus proche que nous ayons à l'échelle planétaire pour comprendre la chimie prébiotique, à part les expériences de décharges de Stanley Miller, et essayer d'approcher les mécanismes chimiques qui ont précédé de peu l'apparition de la vie.

Tout espoir n'est cependant pas vain. Comme je l'évoquerai dans les Chapitres suivants, on suppose l'existence d'un océan interne d'eau et d'ammoniac à l'intérieur de Titan, similaire à celui d'Europe. La Terre propose des légions de bactéries extrémophiles, capables de survivre dans des conditions jugées mortelles il y a quelques dizaines d'années : pH extrêmement acide, pH extrêmement basique, salinité excessive, froid sibérien ou température infernale, pression de plusieurs bars (dans les fosses marines, près des rifts et des fameux "fumeurs noirs")... alors pourquoi pas Europe et Titan ? Il nous faudra probablement très longtemps avant d'en avoir le cœur net...

1.2 Le contexte : l'arrivée de la mission Cassini / Huygens

Je travaillais depuis déjà 2 ans sur le sujet de Titan en Infrarouge via l'Optique Adaptative lorsque Cassini/Huygens a pénétré le système Kronien. L'avalanche de données de toute beauté peut donner l'impression de mettre à mal mon sujet de thèse... Mais ceci ne remet pas en cause le contenu scientifique des données d'Optique Adaptative, comme je vais le prouver tout au long de ce manuscrit.

J'aborderai un peu plus en détail la mission en Annexe (Section C), mais je vais me concentrer ici sur les quelques instruments de l'orbiteur ou de la sonde qui ont les mêmes buts scientifiques que mes propres travaux. Leurs données serviront tantôt de confirmation, tantôt de précurseur par rapport aux résultats déduits des données acquises depuis la Terre.

1.2.1 Les instruments "concurrents"

Sur Cassini, quelques instruments "concurrentent" directement nos données : ce sont ISS (*Imaging Science Subsystem*), VIMS (*Visible and Infrared Mapping Spectrometer*) et RADAR (*Radio Detection and Ranging Instrument*), voire

CIRS (*Composite Infrared Spectrometer*) éventuellement. ISS est spécialisé dans la capture d'images à haute résolution spatiale, dans le visible et le proche infrarouge : la cartographie de la surface avec une résolution de l'ordre de 100km n'est absolument pas à notre portée. VIMS est un spectro-imageur infrarouge, rivalisant avec OASIS (et SINFONI), analysant avec une bonne résolution spatiale (inférieure à ISS mais toujours supérieure à la nôtre) la gamme $0,3-5\mu\text{m}$, couvrant donc pas moins de huit fenêtres du méthane. RADAR pourra acquérir des cartes de granulométrie de la surface, et également un profil altimétrique des zones sondées : nous pourrons enfin savoir s'il y a des montagnes et des plaines sur Titan. J'ajoute ici de façon anecdotique les mesures par CIRS, qui se concentrent sur l'infrarouge thermique pour mesurer le contenu atmosphérique de Titan ; ceci ne remet pas directement en cause mon travail, mais pourrait permettre d'affiner les modèles atmosphériques que nous utilisons.

Les instruments de l'atterrisseur Huygens nous fournissent la seule et unique mesure directe des paramètres physiques de l'atmosphère de Titan et de sa surface. Ces données serviront à l'avenir d'étalonnage par extrapolation pour toutes les autres analyses, à partir des observations réalisées exclusivement en 10°S , 192°LCM . Sur Huygens, trois instruments sont tout particulièrement complémentaires : DISR, HASI et SSP. DISR (*Descent Imager/Spectral Radiometer*) peut acquérir des spectres et des images de la surface : les spectres fourniront la réponse de l'atmosphère et de la surface (peut-être enfin une mesure directe de la composition de surface par spectroscopie en réflexion ?), mais les images du site d'atterrissage seront inégalées (enfin une preuve directe de l'existence ou du manque de surfaces liquides sur Titan ?). HASI (*Huygens Atmospheric Structure Instrument*) mesurera le profil vertical de l'atmosphère, en densité, pression et température, ce qui contraindra nécessairement le profil de répartition des composés atmosphériques. Enfin, SSP (*Surface Science Package*) mettra le doigt sur la nature de la surface et de la sub-surface vues depuis 10cm d'altitude.

1.2.2 L'OA en soutien de Cassini/Huygens

La suprématie des données Cassini/Huygens peut impressionner, mais dès le début de la mission, l'Optique Adaptative s'est avérée indispensable. Je ne citerai que quelques exemples ici. En particulier la commande par les responsables de Huygens de cartographies précises de la face arrière de Titan, puisque c'est là que la sonde allait atterrir : il fallait prévoir les conditions d'impact pour éviter de perdre le module. D'autre part, les mesures de vents par Optique Adaptative ont permis de mieux appréhender les phases d'entrée et de descente, à une époque on craignait que les vents, voire les ondes de gravité, qui parcourent l'atmosphère titaniaque puissent perturber les senseurs de Huygens, déclenchant prématurément l'ouverture des parachutes, à l'image de l'échec de Mars Polar Lander.

Chapitre 2

Titan avant l'Optique Adaptative : de Huygens à Voyager

Sommaire

2.1	Petit historique	18
2.1.1	Les débuts	18
2.1.2	Balbutiements	20
2.1.3	Voyager : enfin des réponses?	23
2.2	L'atmosphère de Titan : encore beaucoup de questions . . .	24
2.2.1	Le profil de température	25
2.2.2	La composition chimique de l'atmosphère	25
2.2.3	Le problème de la supersaturation du méthane	27
2.2.4	Autres considérations	27
2.3	La surface de Titan : terra incognita!	28
2.3.1	Les certitudes	28
2.3.2	Dissection d'un satellite	28
2.3.3	Les réservoirs de méthane	29

Sans moyens techniques importants, l'étude de Titan est très difficile : ce n'est guère plus qu'un point brillant à côté de l'imposante Saturne. Je vais revenir sur les circonstances de sa découverte, et les premières mesures faites à son sujet (2.1). Les 3 derniers siècles de mesures sont très pauvres en conclusions, jusqu'à l'arrivée des sondes Voyager, signe d'une nouvelle époque. Voyager 1 (et dans une moindre mesure, Voyager 2) a augmenté d'un seul coup notre bagage scientifique, en obtenant images et spectres de Titan. L'atmosphère de Titan commence à être mieux comprise (2.2), même si de nombreuses questions restent encore en suspens. La plus grosse déception de cette mission fut l'incapacité d'obtenir la moindre image de la surface. Je présenterai donc l'image mentale que les astronomes se faisaient de la surface de Titan, déduite des observations de l'atmosphère (2.3). Cette vision allait bien changer dans les années 90 (Chapitre 3).

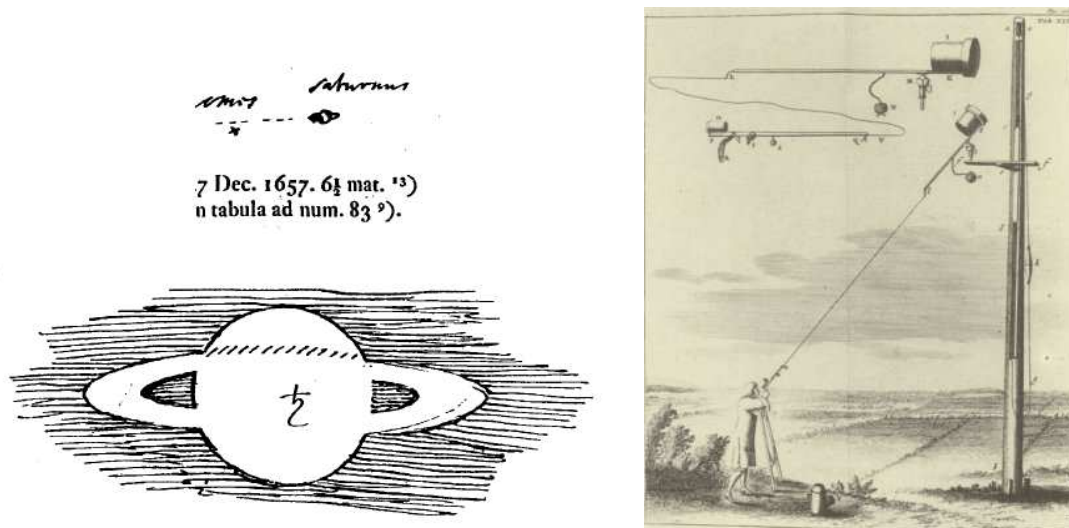


FIG. 2.1: Christiaan Huygens et Titan : à gauche, les premiers croquis (Titan en haut, et Saturne en bas, le 7 décembre 1657) ; à droite, gravure représentant le télescope "à fil" de Huygens.

2.1 Petit historique

2.1.1 Les débuts

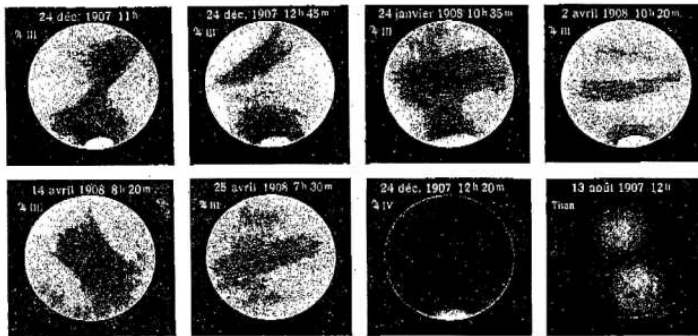
Avant l'invention des télescopes au XVII^{ème} siècle, les astronomes ne disposaient que de leurs yeux pour observer le ciel et y scruter les objets brillants qui s'y trouvaient. Dès l'Antiquité, les planètes (astres "errants" en grec) Mercure, Vénus, Mars, Jupiter et Saturne avaient rejoint la Lune et le Soleil au rang des astres mobiles et réguliers des cieux terrestres.

En 1610, Galileo Galilei pointa sa lunette vers Jupiter, et découvrit ses quatre satellites principaux : Io, Europe, Ganymède et Callisto. Ils sont tellement brillants que les Anciens auraient pu les découvrir, eussent-ils pu occulter la lumière de l'imposante planète géante. Ce n'est pas nécessaire dans le cas de Titan, car il est bien assez loin de Saturne, malheureusement il est trop faible pour être détectable à l'œil nu. Sa distance à Saturne fut un obstacle à son identification, car bien que repéré par le polonais Hevelius ou l'anglais Wren, qui avaient cru à une étoile, il fallut attendre 1655 (l'Histoire retiendra la date du 25 mars) pour que Christiaan Huygens¹ prouve que Titan orbitait bel et bien autour de Saturne (Fig. 2.1).

Très vite, Titan prit de l'importance, devenant le satellite le plus gros du

¹Ce jeune astronome hollandais améliora la fabrication des lentilles des télescopes, et proposa un modèle de télescope sans tube, l'Astroscope : il remplace les longs tuyaux des lunettes astronomiques de l'époque par un fil tendu. L'objectif, placé en haut d'un mât, et l'oculaire sont montés sur des rotules reliées par un fil tendu qui assure la directivité et la mise au point. Même si les travaux de ce digne représentant du Siècle des Lumières sur les probabilités et la théorie ondulatoire de la lumière seront oubliés au profit d'autres auteurs (Pascal, Fermat, Descartes ou Newton), l'astrométrie lui sera reconnaissante pour son invention de l'horloge à balancier.

Astron. Nachr. Bd. 179.



J. Comas Solá. Observations des satellites principaux de Jupiter et de Titan.



FIG. 2.2: Josep Comas i Solà (à droite) fut le premier astronome à observer le disque de Titan. A gauche, quelques-unes des images qu'il a acquises : Ganymède (6 premières images), Callisto (septième image) et Titan (huitième image, en bas à droite). [D'après Comas Solá (1909)]

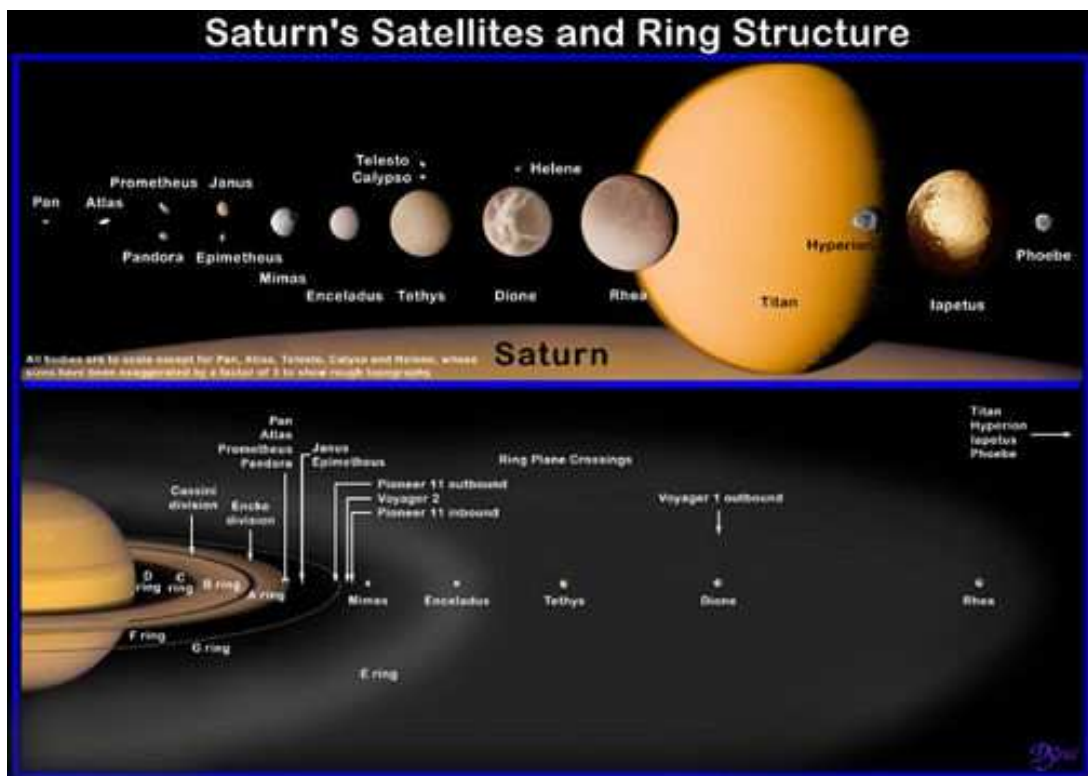


FIG. 2.3: Bref descriptif du système Saturnien : la liste non exhaustive des satellites connus (moitié supérieure), et la structure générale des anneaux (moitié inférieure).

système solaire, dépassant même Ganymède. Ceci n'est pas tout à fait exact, comme nous le savons avec le recul de Voyager : Ganymède a un diamètre de 5 262 km, alors que Titan, "seulement" 5 150 km. Mais l'erreur est compréhensible : Titan est l'unique satellite à disposer d'une atmosphère particulièrement visible, épaisse de plusieurs centaines de kilomètres, ce qui "gonfle" artificiellement le diamètre apparent de Titan.

Dans les années 1670 à 1690, Cassini complète l'étude de Saturne, décrivant les anneaux de la planète et ajoutant quatre frères et sœurs à Titan : Japet, Rhéa, Téthys et Dioné. Il faut attendre un siècle pour qu'Herschel découvre à son tour Mimas et Encélade ; il faut noter que c'est lui qui proposa les noms des satellites kroniens (nom grec de Saturne), inspirés des frères et sœurs de Kronos, puisque celui-ci, dans la mythologie gréco-romaine, dévorait ses propres enfants. Enfin Hypérion fait son apparition en 1850 grâce à Lassell et Bond. La famille est presque au complet. Phoebe suivra en 1898, puis Janus et Epiméthée en 1966, et Pan, Atlas, Prométhée, Pandore, Télésto, Calypso et Hélène en 1980.

2.1.2 Balbutiements

Au fil du temps, les télescopes se perfectionnent, et la qualité des optiques s'améliore. En 1908, Josep Comas i Solà (Comas Solá, 1909) relève des indices de l'éventuelle existence d'une atmosphère sur Titan, mais ses conclusions restent douteuses, car il dit de même des satellites joviens. Son raisonnement reposait sur l'étude du disque de ces satellites via un télescope de 38 cm à Barcelone : le disque de Titan était délimité par deux taches brillantes aux pôles (Fig. 2.2), trahissant d'après lui un assombrissement centre-bord prononcé, certainement imputable à la présence d'une atmosphère très absorbante autour de Titan.

Mais l'idée d'une atmosphère sur Titan fait son chemin : c'est la première information sur la nature de Titan ; c'est également le premier (et à vrai dire le seul) satellite à disposer d'une atmosphère significative. En 1925, Sir James Jeans étudie Titan comme candidat potentiel pour ses calculs d'échappements atmosphériques (Jeans, 1955) : un gaz ayant suffisamment d'énergie thermique peut s'échapper du puits de potentiel gravitationnel de sa planète. Pour qu'un corps aussi petit que Titan puisse maintenir une atmosphère, il faut soit que l'atmosphère se compose d'éléments lourds, soit que la température y soit considérablement basse. Dans ce cas précis, le "critère de Jeans" permet de garder une atmosphère de masse atomique moyenne 16 ou plus, pour une température de 60-100 K (c'est-à-dire -213 à -173°C).

Parmi les candidats répondant à ces critères, il faut considérer ceux dont l'existence dans la nébuleuse primitive (qui donna naissance au système solaire il y a 4,5 milliards d'années) est plausible et non négligeable : l'ammoniac (NH_3), l'azote (N_2), l'argon (Ar), le néon (Ne) et le méthane (CH_4)².

²On sait, depuis, que la nébuleuse proto-solaire ou protoplanétaire de Saturne était plus riche en CO qu'en CH_4 , mais que ce dernier a pu se former au fur et à mesure, et être piégé

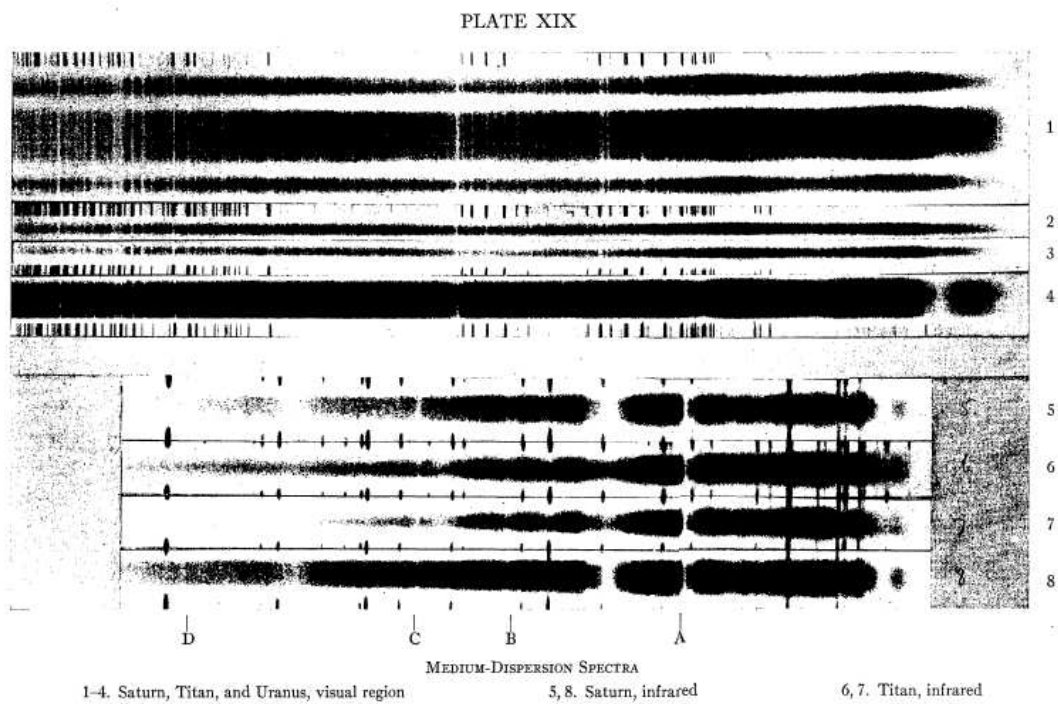


FIG. 2.4: Spectre de Titan mesuré par Kuiper. Les spectres 2, 3, 6 et 7 correspondent aux mesures de Titan dans le visible (2 et 3) et dans l'infrarouge (6 et 7). [D'après Kuiper (1944)]

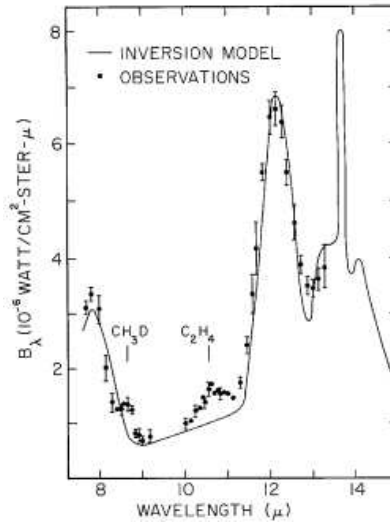


FIG. 2.5: Spectre de Titan mesuré par Gillett au Kitt Peak National Observatory. Les mesures sont ajustées par un modèle (en trait plein) considérant un gaz de méthane et de fines particules (optiquement minces) à 160° K. Les raies non justifiées sont alors imputées à l'éthylène C₂H₂ et au méthane mono-deutéié CH₃D. [D'après Gillett (1975)]

La première preuve observationnelle de la composition de l'atmosphère date de 1944, lorsque Gerald Kuiper mesura deux bandes d'absorption du méthane dans le rouge (à 619 et 725 nm), comme représenté Fig. 2.4. En comparant ses mesures avec des spectres obtenus en laboratoire, il obtint une estimation de la quantité de méthane dans l'atmosphère : 200 m-amagats³. Cette valeur se précisa autour de 320 m-amagats après les mesures de Trafton (1972, 1975a) à 1,1 μ m : la forme même de la raie d'absorption indiquant que les molécules de méthane devaient entrer en collision avec d'autres molécules atmosphériques non identifiées.

A la même période, Trafton (1975b) annonça l'identification d'une raie de H₂ moléculaire, avec une abondance de 5 km-amagats. L'ammoniac (NH₃) a été recherché sur Titan, puisqu'il faisait partie des candidats plausibles répondant aux critères de Jeans : en vain, il a donc été supposé qu'il se photodissociait à cause du rayonnement solaire, libérant à la fois H₂ et N₂ ; une autre option suppose la précipitation de l'ammoniac sur la surface où il resterait piégé sous forme de glace. (On peut noter que ce problème est toujours d'actualité.)

L'analyse minutieuse des spectres infra-rouge de Titan (Fig. 2.5 et Trafton (1981)) et des courbes de polarisation (Veverka, 1973; Rages & Pollack, 1980) a montré que l'atmosphère était plus compliquée que prévu, avec une partici-

dans la glace d'eau sous forme de "clathrates" (Prinn & Fegley, 1981)

³Cette unité étrange correspond à la longueur que devrait avoir l'échantillon mesuré en laboratoire, à une pression de 1 bar et à température ambiante 296 K, pour avoir exactement le même spectre. Dans ce cas précis, le rayonnement devrait traverser 200 m de méthane pour exhiber les mêmes raies d'absorption.

pation spectrale du méthane, peut-être sous forme de nuages, mais également d'un brouillard dense d'aérosols complexes, condensés à partir des produits de photo-dissociation et réassociation du méthane (et de l'azote, comme on le découvrira plus tard) dans la haute atmosphère. Éthane (C_2H_6), éthylène (C_2H_4), acétylène (C_2H_2), méthane deutéré (CH_3D) sont rapidement identifiés, et on suppose que les chaînes de polymères constituant ces aérosols ne s'arrêtent pas là, et se compliquent à l'infini.

L'intérêt primordial de ces aérosols est d'expliquer la petitesse de l'albédo de Titan que ce soit sur les observations visibles ou celles en infrarouge : dans le visible et l'UV, le méthane diffuse la lumière solaire (c'est la diffusion Rayleigh, qui explique pourquoi le ciel est bleu : le bleu est mieux diffusé que le rouge), pourtant les aérosols bloquent ce rayonnement, et Titan apparaît sombre. Dans l'infrarouge, les aérosols interagissent moins (à grandes longueurs d'onde, au-delà de $1,5\mu\text{m}$), mais le méthane absorbe le rayonnement, ce qui impose à nouveau un albédo faible.

Pourtant, la température de la "surface" reste élevée : à partir des mesures radio avec le VLA (*Very Large Array*) (Jaffe *et al.*, 1980) et des données infrarouge, on l'estime à 160°K . Deux modèles finissent par voir le jour pour expliquer ces observations (présence de CH_4 , d'aérosols, et une température plus élevée que celle estimée d'après le critère de Jeans). Le premier (Danielson *et al.*, 1973; Caldwell, 1977) suppose un Titan froid (86°K), avec une atmosphère ténue de méthane (20 mbar) où la couche d'aérosols capte l'énergie solaire (et crée ce qu'on appelle une "couche d'inversion" de température). Le second (Lewis, 1971; Hunten, 1977) propose une atmosphère bien plus épaisse (20 bars), composée d'hydrogène et/ou d'azote, plus des traces de méthane, mais imposant un effet de serre à la surface qui atteint les 200°K , suffisant pour que le méthane soit liquide⁴. Voyager allait trancher : tous deux étaient à la fois partiellement vrais et partiellement faux.

2.1.3 Voyager : enfin des réponses ?

En réalité, les deux sondes Voyager ne furent pas les premières créations humaines à approcher Titan. La sonde Pioneer 11 approcha le satellite le 2 septembre 1979, à environ 363 000 km. Le principal but de la sonde était de vérifier que l'on pouvait faire le trajet de la Terre à Saturne sans encombre, l'inquiétude étant à l'époque de pouvoir approcher le système kronien, car on pouvait supposer qu'il y avait des particules invisibles tout autour de Saturne, dans la continuation directe des anneaux, ce qui aurait été fatal aux sondes Voyager dont on espérait encore bien d'autres missions que d'atteindre Saturne à titre posthume.

Voyager 1 et Voyager 2 suivirent sans heurt le chemin ouvert par Pioneer 11, et passèrent à proximité de Titan le 12 novembre 1980 (à 4 394 km) et le 27 août 1981 (à 663 385 km) respectivement. L'apport de Voyager 2 est moindre à cause de l'éloignement 100 fois supérieur de la cible qui n'a permis de ré-

⁴Ce détail prendra toute sa saveur Section 1.1.2 et Partie 10.

TAB. 2.1: Paramètres orbitaux et surfaciques de Titan.

Paramètre	Valeur
Paramètres physiques	
masse	$1,346 \cdot 10^{23}$ kg (0,023 M_{\oplus})
rayon	2 575 km (0,404 R_T)
densité	1,88 (0,349 ρ_T)
vitesse d'échappement	2 650 m/s
magnitude V	8,28
température de surface	94°K
pression de surface	1 496±20 mbar
Paramètres orbitaux	
distance au Soleil	9,546 UA
pér. orb. de Saturne	29,5 ans
distance à Saturne	1 221 850 km
pér. orb. de Titan	15,945 j
rotation	15,945 j
excentricité	0,0292
inclinaison	0,33°
obliquité	27°

soudre Titan qu'en deux éléments (hémisphère Nord et hémisphère Sud), mais toutefois pas négligeable (Letourneur & Coustenis, 1993), il s'intègre donc honorablement aux "données Voyager".

2.2 L'atmosphère de Titan : encore beaucoup de questions

Avec les mesures *in situ* de Voyager, beaucoup des questions encore en suspens trouvaient une réponse, souvent complètement différente des idées préconçues de l'époque. Une liste plus complète des résultats est donnée Tables 2.1 et développée plus loin (Table 2.2), car c'est l'image la plus complète que nous avons de Titan jusqu'en 2005. Le sol de Titan (invisible aux détecteurs de Voyager) a une température de surface de 94 K, mais l'atmosphère est très épaisse, avec une pression au sol de 1,5 bar. L'atmosphère de Titan s'est avérée extrêmement opaque, drapée de couches d'aérosols solides, de petite dimension, ce qui sous-tend une photochimie atmosphérique très diversifiée. Les couches d'aérosols s'étendent jusqu'à 200 km d'altitude, il existe même une "couche détachée" détectée vers 340 km.

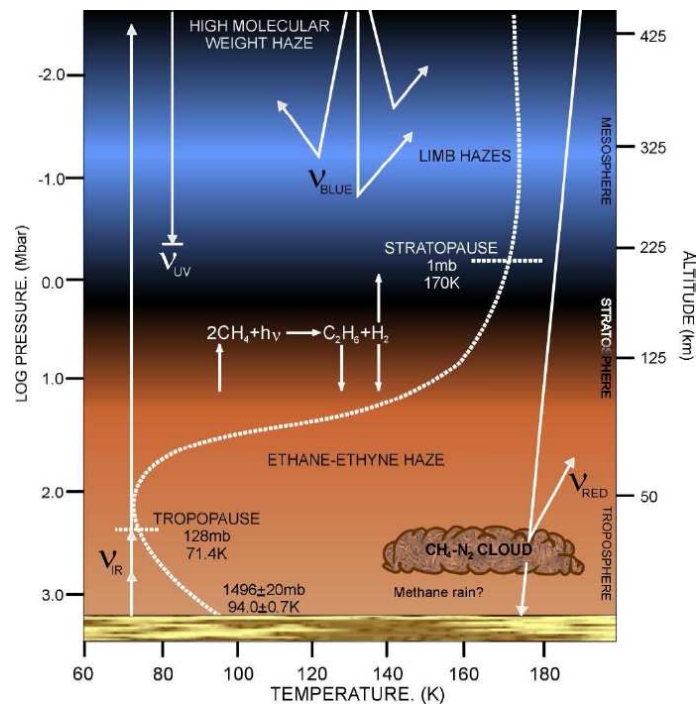


FIG. 2.6: Profil de température dans l'atmosphère de Titan, et définition des différentes zones atmosphériques. Notez la ressemblance avec le profil terrestre, dont l'inversion de température définissant le niveau de la tropopause.

2.2.1 Le profil de température

Un profil de température (cf. Fig. 2.6) est déduit des mesures RSS⁵ (Lindal *et al.* (1983) puis Lellouch *et al.* (1989)), reproduisant la couche d'inversion détectée précédemment : elle définit la tropopause, à 42 km d'altitude. La température au niveau du sol a été depuis confirmée par Huygens/HASI, avec une valeur de 94°K à la surface.

2.2.2 La composition chimique de l'atmosphère

Le spectromètre IRIS (InfraRed Interferometer Spectrometer) a confirmé que le principal composant est bel et bien l'azote (N_2), et que le méthane n'est qu'un des nombreux constituants minoritaires. L'acide cyanhydrique (HCN) et trois nitriles, produits de ses réactions filles ont été détectés, le cyanoacétylène (HC_3N), le cyanogène (C_2N_2) et même le dicyanoacétylène (C_4N_2) sous forme solide. Cela permet de penser que les réactions chimiques peuvent impliquer bon nombre de composés chimiques à base de C, H et N dans la composition des aérosols.

La composition chimique globale, estimée par ces spectres de faible résolution (300 au mieux), est donnée Table 2.2. Cette table est en réalité mise à jour

⁵En réalité, RSS (*Radio Science Subsystem*) mesure par occultation radio un profil vertical $T/\bar{\mu}$; en supposant dans un premier temps une atmosphère uniforme de diazote en équilibre hydrostatique, on peut facilement déduire le vrai profil de température.

TAB. 2.2: Paramètres atmosphériques de Titan déterminés par Voyager, puis améliorés par ISO (valeurs moyennées sur le disque). Les valeurs de la seconde colonne sont des mises à jour par Cassini d'après les mesures à l'équateur du satellite.

Composant	Voyager et ISO		Cassini/Huygens	
	Fraction molaire	Source	Fraction molaire	Source
Diazote N_2	$\sim 0,98$	(a)	0,94-0,98	GCMS
Méthane CH_4	$\sim 0,018$	(b)	0,016 (strato)- 0,057(sol)	CIRS, GCMS, INMS
Argon Ar	$<0,07$	non détecté (c)		
Dihydrogène H_2	$1,1 \times 10^{-3}$	V1/IRIS (c)	$1,1 \times 10^{-3}$	CIRS
Éthane C_2H_6	$2,0 \times 10^{-5}$	ISO (d)	$2,0 \times 10^{-5}$	CIRS ^(h)
Propane C_3H_8	$2,0 \times 10^{-7}$	ISO (d)	7×10^{-7}	CIRS ^(h)
Acétylène C_2H_2	$5,5 \times 10^{-6}$	ISO (d)	3×10^{-6}	CIRS ^(h)
Ethylène C_2H_4	$1,2 \times 10^{-7}$	ISO (d)	$2,5 \times 10^{-7}$	CIRS ^(h)
Méthylacétylène CH_3C_2H	$1,2 \times 10^{-8}$	ISO (d)	1×10^{-8}	CIRS ^(h)
Diacétylène C_4H_2	$2,0 \times 10^{-9}$	ISO (d)	$1,5 \times 10^{-9}$	CIRS ^(h)
Cyanogène C_2N_2	$<1,0 \times 10^{-9}$	V1/IRIS (e)	$1-20 \times 10^{-9}$	CIRS
Acide cyanhy- drique HCN	$3,0 \times 10^{-7}$	ISO (d)	$3,0 \times 10^{-7}$	CIRS ^(h)
Cyanoacétylène HC_3N	$5,0 \times 10^{-10}$	ISO (d)	$1,0 \times 10^{-9}$	CIRS ^(h)
Benzène C_6H_6	$4,0 \times 10^{-10}$	ISO (d)	$4,0 \times 10^{-10}$	CIRS
Eau H_2O	$8,0 \times 10^{-9}$	ISO (f)	0,4- $8,0 \times 10^{-9}$	ISO
Monoxyde de carbone CO	$3-7 \times 10^{-5}$	(g)	$2-4 \times 10^{-5}$	CIRS
Dioxyde de carbone CO_2	$2,0 \times 10^{-8}$	ISO (d)	$1,5 \times 10^{-8}$	CIRS ^(h)

(a) Lindal *et al.* (1983)

(b) Flasar *et al.* (2004)

(c) Samuelson *et al.* (1997a)

(d) Coustenis *et al.* (2003a)

(e) Coustenis (1991)

(f) Coustenis *et al.* (1998)

(g) Lellouch *et al.* (2003); Gurwell & Muhleman (2000)

(h) Flasar *et al.* (2005)

avec des résultats plus récents et plus précis, mais dans l'ensemble les ordres de grandeur étaient justes : les seuls composés oxygénés manquant à l'appel étaient le CO (découvert depuis le sol par Lutz *et al.* (1983)) le CO₂ (Samuelson, 1983) et l'eau H₂O (découverte avec ISO par Coustenis *et al.* (1998)).

Voyager/IRIS pouvait obtenir des spectres localisés sur le disque de Titan, permettant de dresser des cartes de composition chimique de l'atmosphère en fonction de la latitude. En particulier, l'hémisphère Nord était riche en composés complexes, ce qui n'était pas le cas de l'hémisphère Sud. Cette asymétrie Nord-Sud est encore étudiée aujourd'hui, et fait l'objet du Chapitre 7. Une autre variation, en altitude celle-ci, fut mesurée par IRIS grâce à une série de neuf spectres acquis au limbe de Titan, là où la ligne de visée permet de traverser une importante couche d'atmosphère sans rencontrer la surface. Les mesures ont montré que tous ces composés chimiques étaient plus nombreux en altitude qu'en profondeur, prouvant qu'ils étaient bien fabriqués en altitude, et qu'ils se condensaient progressivement vers la surface.

2.2.3 Le problème de la supersaturation du méthane

La supersaturation du méthane dans l'atmosphère de Titan a été évoquée pour la première fois par Courtin *et al.* (1995) pour justifier l'allure des spectres Voyager1/IRIS. Samuelson *et al.* (1997b), à partir des mêmes données, ont conclu à une supersaturation du méthane de l'ordre de 50%, avec une fraction molaire de CH₄ comprise entre 0,02 (hautes latitudes) et 0,06 (à l'équateur).

Physiquement, la supersaturation du méthane implique que la moindre particule de poussière arrivant dans cette région se trouvera très vite accumuler des atomes de méthane, qui vont se condenser à sa surface, l'alourdir, puis finalement forcer cette "goutte", trop lourde, à précipiter. Dans de telles conditions, il semble improbable de pouvoir créer le moindre nuage (par définition des gouttes en suspension) dans une zone supersaturée.

2.2.4 Autres considérations

Voyager a essayé vainement de mesurer le champ magnétique de Titan. Jusqu'à présent, aucun indice de son existence n'a été trouvé. Titan se trouve donc à nu dans l'environnement magnétique de Saturne, sortant ou rentrant dans la magnétosphère kronienne au gré de son orbite ou de l'activité du vent solaire. La pseudo-magnétosphère ressemble donc à celle d'une comète. La plupart du temps, environ 10^8 - 10^9 cm⁻².s⁻¹ d'ions H⁺, N⁺, N₂⁺ ou H₂CN⁺ pénètrent dans l'ionosphère de Titan, entre 700 et 2700km d'altitude. Les rayons cosmiques et les particules de haute énergie du vent solaire pénètrent facilement dans l'atmosphère titannienne, activant la photochimie entre le méthane et l'azote, produisant toute une gamme de composés H_xC_yN_z complexes, de façon irréversible : Titan n'est ni assez froid ni assez massif pour retenir les atomes d'hydrogène libérés par ces réactions, qui sont donc perdus dans l'espace (comme pour l'exemple figuré Fig. 2.6).

Cette irréversibilité pose un gros problème pour la compréhension de Titan en tant que planète : le méthane atmosphérique ne peut qu'être détruit, perdu dans l'espace ou condensé vers la surface sous des formes d'hydrocarbures et de nitriles plus complexes. Pour justifier l'équilibre de cette atmosphère, il faut à tout prix trouver une source de méthane utilisable à long terme pour réapprovisionner l'atmosphère en CH_4 (dans l'hypothèse complètement subjective que l'atmosphère que nous voyons est dans un état d'équilibre, et non pas en phase de transition). L'apport externe est douteux, car peu de comètes passent à proximité de Titan, et encore moins peuvent y plonger, et Saturne ne permet pas *a priori* d'échanges gazeux au sein de son système. Il faut donc que ce soit la surface ou l'intérieur de Titan qui pourvoient aux besoins de l'atmosphère (Tobie *et al.*, 2005).

2.3 La surface de Titan : terra incognita !

En 1980, Voyager n'a pas pu observer la surface de Titan, car ses instruments omettaient d'observer le proche infrarouge, où les fenêtres du méthane permettaient, comme on l'apprit plus tard (Chapitre 3), d'atteindre le sol. Pourtant les idées fusaiient, car il fallait répondre aux contraintes imposées par les mesures.

2.3.1 Les certitudes

Tout d'abord, Voyager a pu mesurer la densité moyenne de Titan. Avec une densité 1,88 fois supérieure à celle de l'eau liquide, Titan est donc un petit corps tellurique, solide et froid, capable de maintenir son atmosphère. La glace d'eau doit jouer un rôle prédominant dans sa composition, pour compenser la forte densité des métaux que l'on pourrait trouver dans son manteau. Les autres gros satellites joviens et kroniens exhibent insolemment des surfaces de glace d'eau plus ou moins sale (Europe ayant la glace d'eau la plus propre, et Callisto étant la plus poussiéreuse), il est donc logique de supposer que Titan fasse de même sous son pudique voile de brumes. Pourtant, connaissant l'intense photochimie qui règne dans son atmosphère, il n'est pas impossible que cette surface soit plus ou moins recouverte d'hydrocarbures plus ou moins solides, sédimentés pendant des siècles de "pluie" continue de composés organiques.

2.3.2 Dissection d'un satellite

Vu sa taille imposante (2575 km de rayon), Titan est un corps différencié, car sa propre gravité a pu le faire fondre et lui imposer une forme sphérique, comme tous les corps de plusieurs centaines de kilomètres de rayon. On doit donc pouvoir y trouver un noyau probablement solide de métaux, gainé d'un manteau de silicates, puis des couches successives de glaces. Les volatils les plus courants dans la nébuleuse protoplanétaire d'une planète gazeuse sont

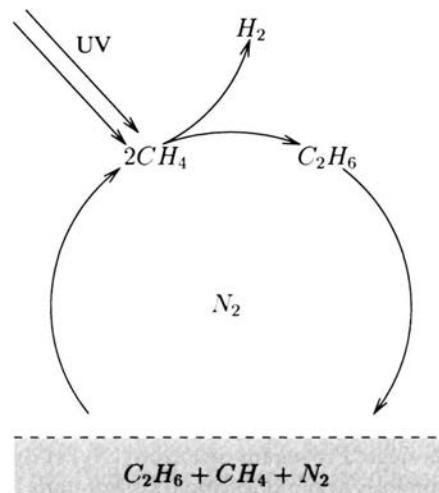


FIG. 2.7: Modèle d'océan global "à la Lunine" : Le méthane dissous dans l'océan est en équilibre avec le méthane gazeux de l'atmosphère. Par photodissociation, le méthane se transforme en éthane, qui précipite, et en hydrogène, qui s'échappe. [D'après Lunine et al. (1983)]

l'eau, l'ammoniac, le méthane, etc... Avec la pression qui règne au coeur du satellite, il n'est pas impossible que certaines couches du manteau soient liquides. Le modèle le plus en vogue (Tobie *et al.*, 2005) décrit donc une planète stratifiée, avec des couches successives de :

- un noyau de roches et de métaux, peut-être différencié,
- une couche de glace d'eau et d'ammoniac,
- un océan d'eau et d'ammoniac,
- une croûte de glace d'eau, avec des traces de méthane gelé, liquide ou piégé sous forme de clathrates⁶,
- une surface *a priori* solide, disposant d'un réservoir de méthane liquide.

2.3.3 Les réservoirs de méthane

Pour alimenter en permanence l'atmosphère en méthane, et ainsi contrebalancer les pertes continues dues à la photochimie et la sédimentation des composés organiques résultants, il faut une réserve importante de méthane à disposition. La Figure 2.7 est la solution favorisée après l'arrivée de Voyager près de Titan. (Le Chapitre 3 développera l'avenir de cette théorie.) Lunine *et al.* (1983) proposent un océan global de méthane et d'éthane liquide, recouvrant la totalité de la surface, qui sert à la fois de réceptacle aux composés organiques en précipitation, et de réservoir de méthane pour l'atmosphère. A $94^\circ K$, l'éthane est liquide, et le méthane peut tout à fait s'y dissoudre. La profondeur de cet océan peut théoriquement atteindre 10 km, ou se contenter de 500 m (voir Lellouch *et al.* (1989) pour plus de détails sur cet océan).

⁶La forme "clathrate" correspond au piégeage de molécules de gaz dans une prison cristalline, ici une matrice de glace d'eau.

Chapitre 3

Titan après l'avènement de l'Optique Adaptative

Sommaire

3.1 Titan depuis les années 90	32
3.1.1 Observations spectroscopiques : on doit pouvoir atteindre la surface!	32
3.1.2 Les premières informations sur la surface...	33
3.1.3 ... et les premières images	34
3.1.4 L'atmosphère : les dernières nouvelles après Voyager	34
3.2 Modèle atmosphérique	37
3.2.1 Rappels de transfert radiatif	37
3.2.2 Aérosols et tholins	38
3.2.3 Les coefficients du méthane	42
3.2.4 Notre utilisation du modèle atmosphérique	42
3.3 Titan, petite planète	47
3.3.1 La naissance de Titan	47
3.3.2 Modèle révisé de l'intérieur du satellite	48
3.3.3 Et cette surface?	48

Dans ce Chapitre, les mesures de surface cèdent enfin la place aux suppositions énoncées dans le Chapitre précédent (2.3). L'atmosphère fut également mieux cernée au cours des années 90, en particulier grâce à ISO (3.1.4). J'inclus abusivement dans l'appellation "résultats des années 90" toutes les avancées scientifiques qui ont eu lieu après l'arrivée de Voyager, car la fin des années 80 n'a vu que les premiers résultats généraux de spectroscopie, avec la description du spectre du méthane (3.1.1). Les premières mesures spectroscopiques (3.1.2), la mise en pratique de l'Optique Adaptative et la mise en service du HST ont fourni une impulsion considérable à la science titaniennne (3.1.3). Je finirai sur la description de l'atmosphère telle que nous la modélisons pour interpréter nos données (3.2) et le scénario supposé de la formation de Titan et de son atmosphère, avec le recul de toutes ces mesures (3.3).

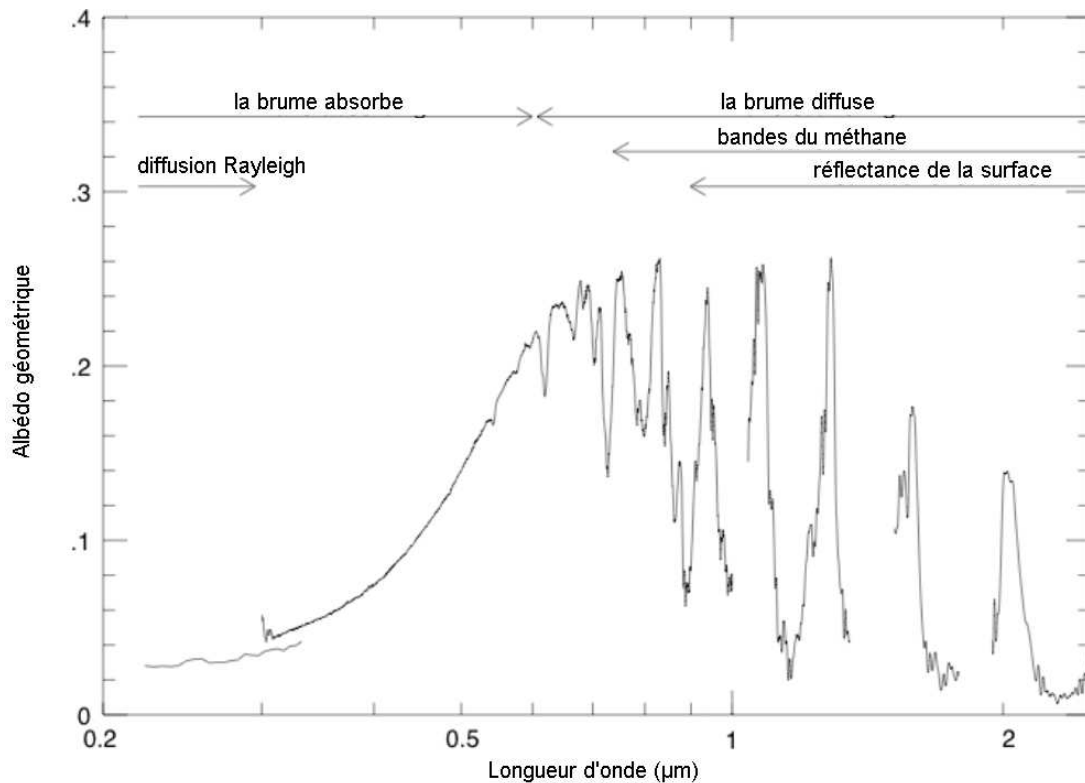


FIG. 3.1: Spectre de Titan dans le visible et le proche infrarouge. Les régions de fort albédo géométrique sont appelées "fenêtres", car l'atmosphère réagit peu au rayonnement, et permet d'atteindre la surface du satellite. Les régions d'albédo faible sont dominées par les "bandes" du méthane, où l'atmosphère est complètement opaque. [D'après McKay et al. (2001)]

3.1 Titan depuis les années 90

3.1.1 Observations spectroscopiques : on doit pouvoir atteindre la surface !

Le premier spectre précis de Titan fut acquis avec une résolution d'environ 1000 avec le tout nouveau FTS équipé de détecteurs InSb du télescope de 4m de Kitt Peak : Fink & Larson (1979) recensaient les spectres entre 1 et 2,5μm de toutes les planètes géantes et de Titan pour en obtenir le spectre du méthane. Les successions de régions de faible puis de grande absorption, les "fenêtres" et les "bandes" du méthane, venaient d'être mesurées : les principales sont situées à 0,83, 0,94, 1,07, 1,28, 1,60, 2,0, 2,9 et 4,8μm , dont on peut voir quelques-unes sur la Figure 3.1.

L'idée fait son chemin que, dans les fenêtres du méthane, on pourrait bel et bien atteindre la surface...

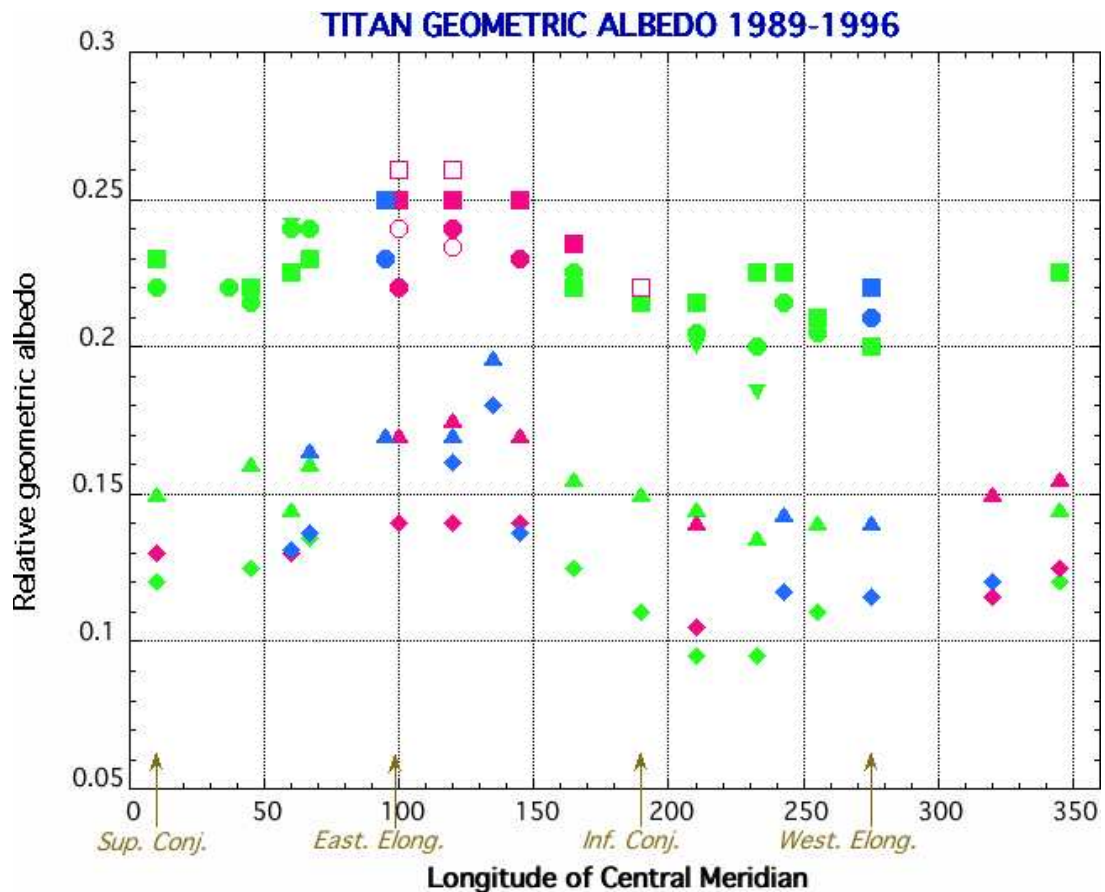


FIG. 3.2: Courbes de lumière de Titan tracées d'après les mesures d'albédo géométrique recensées par diverses équipes : en vert, Coustenis et al. (1995, 2000, 2001), en rose Lemmon et al. (1993, 1995), et en bleu Griffith (1993); Griffith et al. (1998, 2003). [D'après Raynaud (2000)]

3.1.2 Les premières informations sur la surface...

Les toutes premières mesures de la surface de Titan ont été effectuées par Griffith *et al.* (1991) dans la fenêtre à $2\mu\text{m}$, avec l'IRTF installé à Hawaii. Avec le premier modèle radiatif détaillé, ils conclurent que la surface de Titan était incompatible avec l'idée d'océan global de Lunine *et al.* (1983), et les premières mesures d'albédo de surface les firent évoquer pour la première fois la glace d'eau sale comme composant plausible de la surface.

En tout trois équipes indépendantes ont ensuite commencé à étudier Titan de façon systématique, avec des résultats souvent concordants. L'équipe de C. Griffith et celle de M. Lemmon à l'Université d'Arizona, et celle d'A. Coustenis à l'Observatoire de Paris-Meudon. Les instruments à l'honneur étaient respectivement l'IRTF à Hawaii, le *Kitt Peak National Observatory* et le *Fourier Transform Spectrometer* du CFHT (Maillard & Michel, 1982).

La première conclusion commune fut la "courbe de lumière" de Titan (Griffith *et al.*, 1991; Lemmon *et al.*, 1993; Coustenis *et al.*, 1995), donnant l'évolution de l'albédo géométrique de Titan au cours de sa révolution autour de Sa-

turne. La Figure 3.2 résume toutes ces observations. Les courbes par longueur d'onde sont toutes en phase les unes avec les autres, soulignant à chaque fois une grande asymétrie entre les hémisphères avant (avec un maximum vers 120°LCM) et arrière (on voit un minimum d'albédo vers 230°LCM) : un hémisphère est particulièrement brillant, alors que le second est sombre (voir 5.1.4 pour les définitions des LCM). Coustenis *et al.* (1995) déduisirent en particulier en albédo de surface pour Titan en fonction de la longueur d'onde, d'environ $0,4\text{-}0,5$ à $1,08$ et $1,28\mu\text{m}$, mais plus sombre ($0,2$) à $1,6$ et $2,0\mu\text{m}$, imputable, à l'image d'Hypériorion, à de la glace d'eau. Stables sur plusieurs années, ces mesures ne peuvent qu'être reliées à la structure même de la surface, et pas à d'éventuels phénomènes météorologiques. Cette surface hétérogène ne peut donc pas céder place au moindre océan global d'hydrocarbures liquides : les réservoirs de surface à fleur seront peut-être au mieux des mers ou des lacs. Le glas de l'océan global est confirmé dans le même temps, car le VLA (*Very Large Array*) au Nouveau Mexique détecte un écho radar compatible avec une surface plutôt solide (Muhleman *et al.*, 1995). Cette théorie était déjà mise à mal par Sohl *et al.* (1995), qui démontraient que la dissipation d'énergie par les frottements de cette énorme masse de liquide avec la surface aurait suffi à circulariser (ou au mieux à diminuer l'excentricité $0,03$ de) l'orbite de Titan. Le problème reste néanmoins le même : il faut bien trouver une source de méthane liquide pour réalimenter l'atmosphère... mais où ?

3.1.3 ... et les premières images

Après cette démonstration de faisabilité, il ne restait plus qu'à imager cette surface que l'on savait désormais accessible. Ce fut fait pour la première fois par le HST (*Hubble Space Telescope*) en 1994, dans la fenêtre à $0,94\mu\text{m}$ (3.3a). Les filtres de la caméra WFPC2 (*Wide-Field Planetary Camera*) étaient larges, encore très sensibles aux aérosols de l'atmosphère titanienne, mais la couverture de la surface sur une orbite complète a permis d'éliminer la brume (en supposant qu'elle est invariante en longitude, cf. Smith *et al.* (1996)). Vu par le HST, Titan a un diamètre de 20 pixels, divisé en 7 éléments de résolution.

L'optique adaptative n'était pas en reste, et après les premières tentatives peu fructueuses (3.3b et Saint-Pé *et al.* (1993)), les images finirent par arriver en 1994 (Combes *et al.*, 1997), confirmant les motifs révélés par le HST (Smith *et al.*, 1996) la même année, mais avec un plus grand contraste. En particulier, l'asymétrie entre la face brillante (hémisphère avant) et la face sombre (hémisphère arrière), avec un grand continent brillant sur l'hémisphère avant, "Xanadu", et des suspicions de calottes polaires sur la face arrière furent soulignées. L'exploration de la surface ne faisait que commencer : j'y dédierai toute la Partie IV.

3.1.4 L'atmosphère : les dernières nouvelles après Voyager

La spectroscopie s'est également bien développée, et a permis d'améliorer notre connaissance de l'atmosphère, en attendant l'arrivée de Cassini : ISO

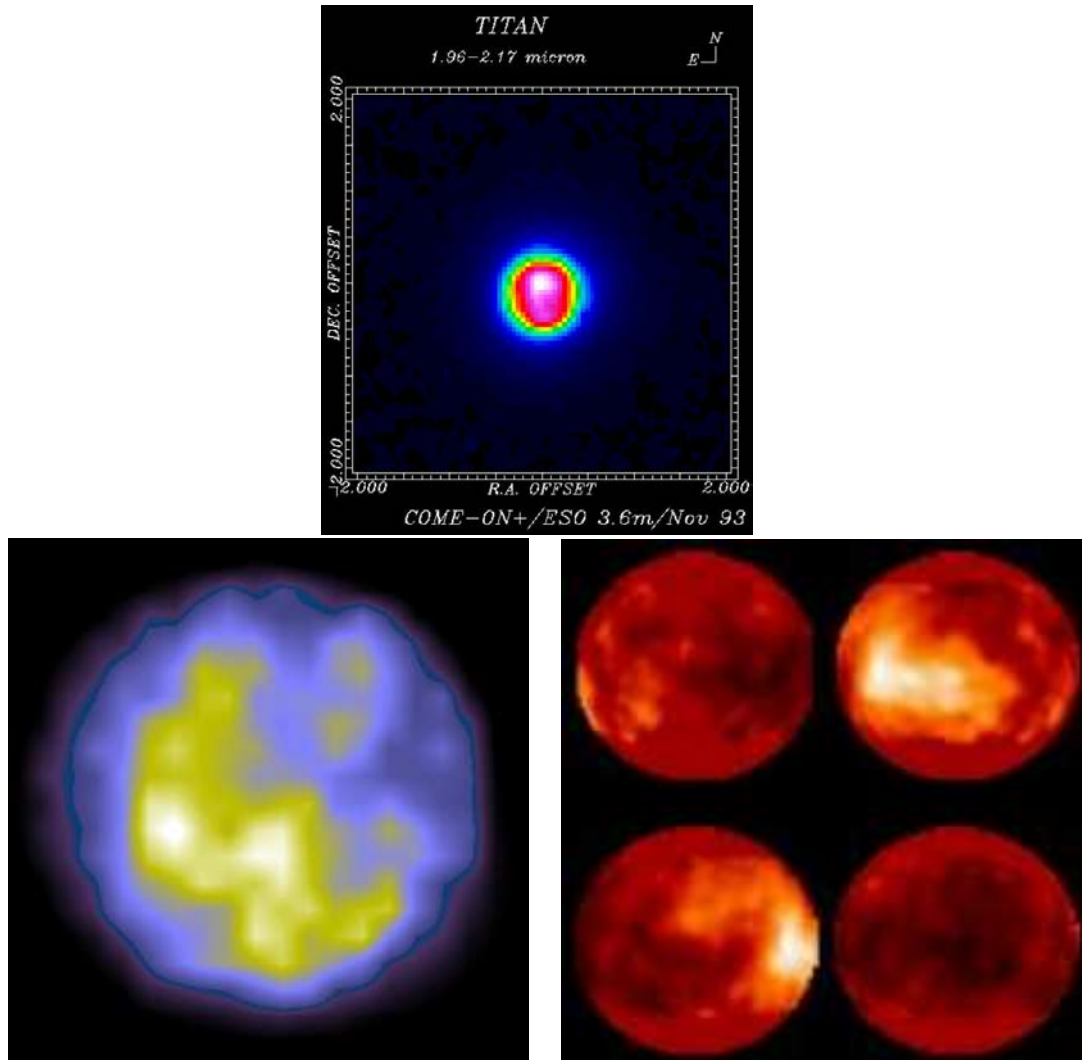


FIG. 3.3: Premières images du disque de Titan vu depuis la Terre. En haut, premier test d'Optique Adaptative, avec Come-ON (Saint-Pé et al., 1993); à gauche, première image scientifique en Optique Adaptative avec Come-ON (Combes et al., 1997) montrant l'hémisphère avant de Titan; à droite, mosaïque HST présentant la surface tous les 90° LCM (Smith et al., 1996).

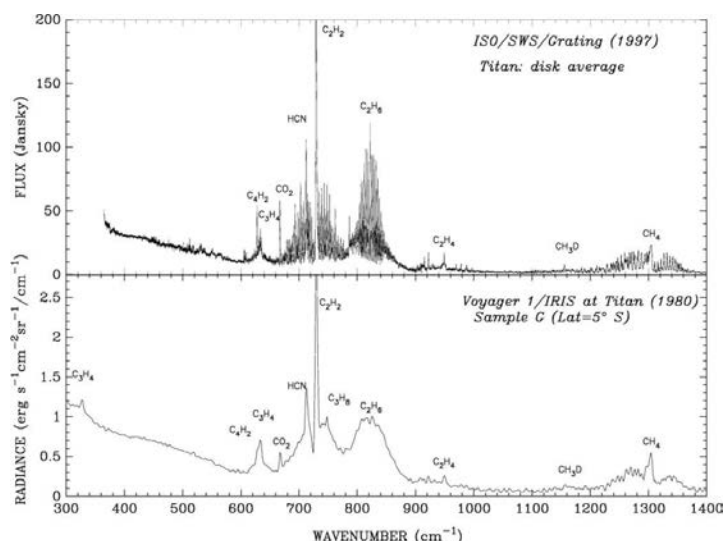


FIG. 3.4: Spectre de Titan dans l'infrarouge lointain. Les mesures d'ISO (en haut), bien que ne résolvant pas spatialement Titan, sont de bien meilleure résolution spectrale que les zooms d'IRIS (en bas). Les raies de plusieurs composants sont facilement identifiables, et repérées sur le graphe. [D'après Coustenis & Taylor (1999)]

(Infrared Space Observatory), lancé le 17 novembre 1995, muni d'un télescope de 60 cm refroidi à l'Hélium, en particulier donna d'excellents résultats. Deux modes spectroscopiques furent utilisés en l'occurrence : SWS (*Short Wavelength Spectrometer*) et LWS (*Long Wavelength Spectrometer*), qui permettaient de couvrir la gamme spectrale 2-200 μm , avec une résolution spectrale de 1 000 à 20 000 selon le mode choisi : Pérot-Fabry ou *grating*. Environ 20h d'observations furent dédiées à Titan, entre janvier et décembre 1997, à commencer par ISO/SWS le 10 janvier 1997. La résolution d'ISO en mode *grating*, environ 10 fois supérieure à celle d'IRIS (Fig. 3.4), permet d'affiner les mesures de Voyager (le tableau 2.1 contient déjà ces mises à jour, cf. Coustenis *et al.* (2003a)). Certains nouveaux composés furent détectés : le benzène C_6H_6 , ou encore la vapeur d'eau, découverte en décembre 1997 (Coustenis *et al.*, 1998) ; d'autres ne furent pas confirmés, comme par exemple l'allène C_3H_4 .

L'analyse de l'atmosphère peut se faire de manière indirecte par l'étude d'occultations stellaires. L'étude de l'assombrissement ou de la réfraction du signal lumineux de l'étoile au limbe de la planète permet de remonter aux propriétés physiques de la haute atmosphère. Par exemple, le 3 juillet 1989, l'occultation de 28 Sagittarius par Titan fournit le profil de température entre 250 et 500 km d'altitude (Sicardy *et al.*, 1990; Hubbard *et al.*, 1990). D'autres occultations sont régulièrement observées pour améliorer à chaque fois les contraintes sur les modèles de l'atmosphère : GSC5254-00997 (étoile de 13^{eme} magnitude) occultée en août 1995 (Tracadas *et al.*, 2001), ou les spectaculaires doubles occultations du 14 novembre 2003 (Sicardy *et al.*, 2004) et du 20 décembre 2001 (Bouchez *et al.*, 2003).

3.2 Modèle atmosphérique

Tout le traitement et l'interprétation des données prises sur Titan requièrent un modèle fiable de l'atmosphère afin de pouvoir extraire correctement toute l'information sur la surface. Le fait d'être dans une fenêtre du méthane ne suffit pas. Les données d'Optique Adaptative (Chapitre 4) que j'ai acquises permettront à la fois de mieux comprendre ce qui se passe à la surface de Titan, et d'affiner le modèle que nous utilisons pour reconstituer l'atmosphère titaniennne. Ce modèle, dont je me contenterai de donner quelques aspects, repose principalement sur le code de transfert radiatif et de microphysique de McKay *et al.* (1989) mis à jour par Rannou *et al.* (1995, 2003). Il utilise en majorité les paramètres choisis par Rannou *et al.* (2003), mais pour le profil de brume (3.2.2) et les coefficients d'absorption du méthane (3.2.3), j'ai choisi les valeurs proposées par Negrão *et al.* (2005) et Coustenis *et al.* (2005).

3.2.1 Rappels de transfert radiatif

L'atmosphère de Titan est un corps complexe, stratifié, absorbant et diffusif, à cause de tous ses constituants. On peut se référer aux notions de transfert radiatif pour reproduire ce comportement. L'équation générale de transfert d'une radiation à travers une couche de gaz s'écrit :

$$-\frac{1}{\kappa} \frac{\partial I_\nu}{\partial s} = I_\nu(P, \vec{s}) - S_\nu(P, \vec{s})$$

où on appelle :

- I_ν l'intensité du rayonnement
- κ le coefficient d'extinction
- S_ν la fonction source

En insérant le chemin optique $\tau = \int \kappa ds$, l'équation devient :

$$d\tau = \kappa \cdot ds \Rightarrow \frac{\partial I_\nu}{\partial \tau} = -I_\nu + S_\nu$$

Dans le cas d'une atmosphère stratifiée ("plan-parallèle"), on peut poser $\mu = \cos(\theta)$, avec θ l'angle "azimutal" entre la normale et le rayon étudié :

$$\mu \frac{\partial I}{\partial \tau} = -I + S$$

Le problème se complique dès qu'on veut décrire correctement la fonction source. Elle comprend trois termes :

- * **Emission propre** : souvent un terme d'émission thermique, où les particules absorbent une partie (d'où le terme d'albédo ω) du rayonnement incident et le ré-émettent à une autre longueur d'onde. (on peut négliger ce terme dans le cas de Titan en IR) $B(T)$ est la fonction de Planck.

$$(1 - \omega)B(T)$$

- * **Diffusion simple** : aussi appelé fonction de phase, ce terme décrit la réflexion de la lumière d'un autre corps (ici, le Soleil) (Toon *et al.*, 1989)[Toon et al., 1989]

$$\frac{\omega}{4\pi} F_{\odot} \cdot P_{\nu} \cdot (\mu - \mu_0) \exp\left(-\frac{\tau}{\mu_0}\right)$$

- * **Diffusion multiple** : il s'agit souvent d'une intégrale du terme de diffusion simple sur toutes les directions incidentes.

3.2.2 Aérosols et tholins

L'azote et le méthane peuvent par photodissociation produire toute une collection de composés chimiques complexes à base d'H, C et N. Les expériences en laboratoire (décharges dans un mélange de gaz) ont pu reconstituer une poudre sombre résultant des réactions de recombinaison de ces atomes : ne sachant les interpréter, Sagan & Khare (1979) les nommèrent "tholins" (du grec *θωλος*, "brumeux"). Les reconstitutions de la photochimie atmosphérique titaniaque sont toujours en cours, par exemple au LISA, à Créteil, dans l'équipe de F. Raulin, ou au NASA Ames Center, menées par B. N. Khare. Les derniers résultats (Bernard *et al.*, 2005) ont permis de différencier deux types de tholins en réalité : les tholins "noirs" et les tholins "jaunes", qui ont des comportements tout à fait différents. Bien qu'ayant un spectre similaire dans le visible (les tholins jaunes y étant simplement plus clairs), leurs spectres sont complètement inversés à partir de $1\mu\text{m}$, la région qui nous intéresse. Il faudra à l'avenir faire attention au choix de ces tholins pour nos modèles. L'analyse spectroscopique de ces composés reconstitués sur Terre peuvent nous fournir le spectre des tholins, sous réserve que ces analogues aient bien les mêmes propriétés que les "originaux" titaniens.

Les tholins sont le matériau qui compose une population de l'atmosphère qu'il est impossible de négliger dans les modèles : les aérosols. Ces particules solides en suspension dans l'atmosphère ont des propriétés diffusantes très dépendantes de leur forme. Cela peut aller du modèle "simple" de Mie, avec des particules sphériques, aux essais plus réalistes de particules fractales (voir Rannou *et al.* (1995) pour les débuts). La forme fractale a été proposée par West & Smith (1991), pour réconcilier deux séries d'observations *a priori* contradictoires : d'après les mesures de polarimétrie à grands angles de phase (Tomasko & Smith, 1982), Voyager trouvait des aérosols de $0,1\mu\text{m}$ ou alors de $0,5\mu\text{m}$, incompatibles avec une forme sphérique d'aérosols (Courtin, 1991). La physique simple du devenir de ces aérosols dans l'atmosphère (Fig. 3.5) permet de justifier la description en couches de l'atmosphère (McKay *et al.*, 1989) : cela peut reproduire l'aspect réel de l'atmosphère à cause de la formation, la condensation et la précipitation des particules.

Que l'on considère les particules sphériques avec des tailles croissantes, ou fractales avec des dimensions modifiées, la base physique est la même. Dans la haute atmosphère, le rayonnement solaire et les électrons de la magnétosphère de Saturne photolysent les molécules des gaz, et crée des noyaux ac-

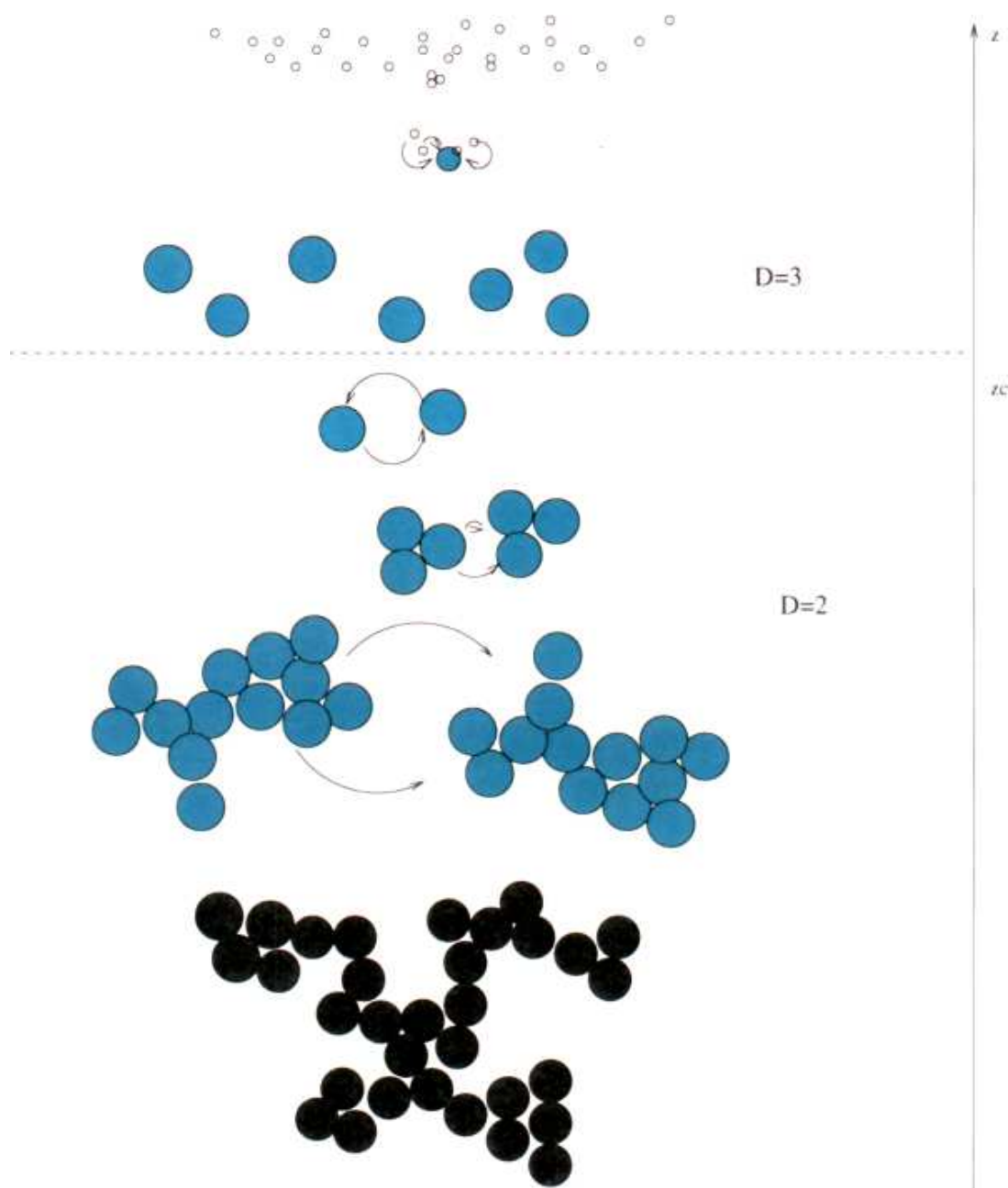


FIG. 3.5: Mécanisme couramment adopté pour la création d'aérosols de forme fractale à partir des particules de méthane et de tholins (Cabane et al., 1992, 1993).

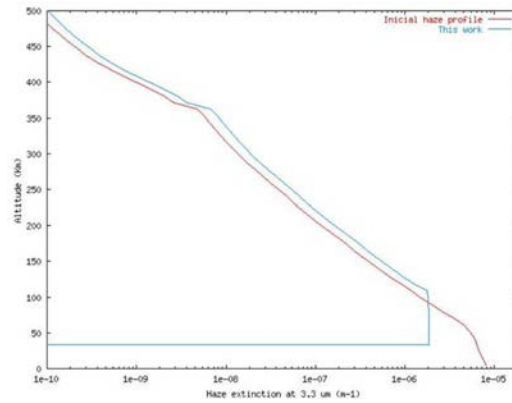


FIG. 3.6: Profil de brume utilisé dans le modèle de transfert radiatif. La valeur appliquée correspond à la courbe bleue, comparée au profil initial proposé par Rannou et al. (2003), en rouge. [D'après Coustenis (2005); ?]

tifs de condensation (taux de production moyen : $6.109 \text{ mol.cm}^{-2}.\text{s}^{-1}$ d'après Samuelson (2003)). Des monomères d'éthane se condensent, de dimension fractale $D = 3$ (l'approximation sphérique peut donc encore être valable), et commencent à tomber vers la surface. Accessoirement, la condensation est plus efficace aux pôles, loin du rayonnement solaire (Chapitre 7). Au niveau de la tropopause, le flux de monomères descendants croise le flux de méthane évaporé. Une nouvelle condensation se crée, le méthane et les monomères s'attachant les uns aux autres dans des structures plus complexes (dimension fractale $D = 2$) qui précipitent (encore une fois, c'est aux pôles que la précipitation est la plus importante). Vu de loin, l'atmosphère de Titan est donc une superposition de couches bien distinctes, où les particules sont de plus en plus grosses lorsqu'on se rapproche de la surface. Cette approximation reste vraie pour les modèles simples 1D, mais il ne faut pas négliger l'impact de la dynamique et du transport de ces aérosols dans le cas de modèles informatiques plus précis, comme les *General Circulation Models* par exemple. Les "gouttes de pluie" en surface pourraient même atteindre des tailles centimétriques (McKay et al., 1989; Cabane et al., 1992).

Intégrées dans les modèles, les particules de brume ont deux influences : la forme des aérosols va influencer les propriétés diffusives de la brume ; la nature même des tholins va influencer la réponse spectrale de la brume. La mise à jour du profil de brume de Rannou et al. (2003) par Coustenis (2005) (Fig. 3.6) comprend une augmentation de 40% de la quantité globale de brume, une stagnation de leur densité en dessous de 105km d'altitude et une coupure complète (*cut-off*) de la brume en dessous de 30km d'altitude pour reproduire à la fois les mesures ISO (Infrared Space Observatory) et d'autres mesures spectroscopiques entre 1 et $5\mu\text{m}$.

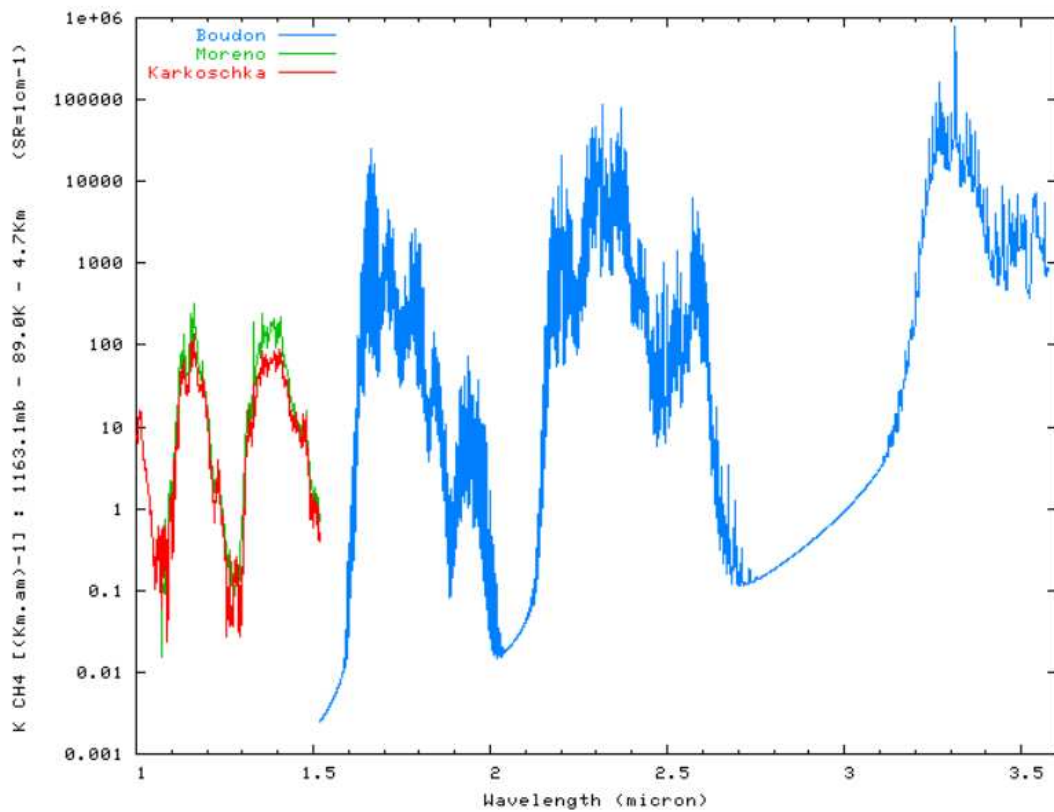


FIG. 3.7: Coefficients d'absorption du méthane utilisés dans le modèle radiatif de Rannou et al. (2003) mis à jour. Les références que nous utilisons principalement sont les bases de données de Boudon (bleu) et les analyses de Moreno (vert) et Karkoschka (rouge) déduites des mesures en laboratoire de Strong et Giver.

3.2.3 Les coefficients du méthane

Le méthane est un composant extrêmement crucial dans l'atmosphère tita-nienne, car la présence des bandes et des fenêtres du méthane (Section 3.1.1) domine complètement le spectre de Titan. Malheureusement, les coefficients d'opacité du méthane (les "coefficients du méthane") dans les conditions atmosphériques sur Titan sont encore assez mal connus, en particulier dans les fenêtres, et le choix de leurs valeurs reste encore assez subjectif. Comme pour le profil de brume, j'ai choisi les paramètres proposés par Negrão *et al.* (2005) :

L'abondance de méthane à la surface de Titan est pris égal à 3%¹, au lieu des 4-6% estimés avant l'arrivée de Cassini/Huygens. Cette valeur est cohérente avec les derniers résultats DISR (Tomasko *et al.*, 2005). Dans notre modèle, nous supposons la fraction molaire du méthane constante depuis la surface jusqu'au niveau de saturation, puis qu'elle suit la courbe de saturation jusqu'à la tropopause, où elle finit par rester constante.

Les coefficients d'absorption du méthane (Fig. 3.7) ont été sélectionnés conformément à l'analyse par R. Moreno (Coustenis *et al.*, 1995) des données expérimentales de K. Strong et L. Giver pour les fenêtres à 1,08 et 1,28 μm . Une telle analyse par Karkoschka (Tomasko *et al.*, 2005) donnait des résultats sensiblement différents. Au-delà, ce sont les données théoriques de Hilico *et al.* (1994), mises à jour par Boudon que nous avons utilisées.

3.2.4 Notre utilisation du modèle atmosphérique

Effets centre-bord

La diffusion d'un objet simple (qu'on va considérer ici sphérique) peut être décrite par la loi de Minnaert (Minnaert, 1961), c'est-à-dire une loi de dispersion en

$$I = I_0 \cdot \cos(\theta)^k \cdot \cos(\theta_\odot)^{k-1}$$

Où k est le coefficient de Minnaert, θ et θ_\odot l'angle entre la normale du point considéré et la direction de l'observateur ou du Soleil respectivement, et I_0 l'intensité lumineuse au centre du disque. Selon la valeur de k , le disque aura un aspect différent :

- $k > 0,5$ un grand coefficient de Minnaert trahit une surface très réfléchissante, qui diffusera donc plus la lumière aux limbes qu'elle ne la renverra vers l'observateur : on a un *limb-darkening*, un assombrissement centre-bord, avec un limbe plus sombre que le centre du disque (typiquement les images de surface que j'étudierai au cours de la Partie IV). Une planète avec une atmosphère absorbante aura également un limbe sombre (Titan dans le visible, par exemple, Fig. 1.1).
- $k = 0,5$ cette valeur exacte décrit précisément un disque plat, comme celui de la Lune : la surface réfléchit uniformément dans toutes les directions, et ne suit donc pas les lois de Snell-Descartes.

¹une mesure récente par Cassini/Huygens semble montrer que 5% est encore plus cohérente

- $k < 0,5$ ce cas de *limb-brightening* est plus rare, car il requiert deux conditions : une couche d’atmosphère translucide diffusante, posée sur une surface (ou une autre couche d’atmosphère) absorbante. L’atmosphère de Titan suit souvent cette loi, car au limbe il y a suffisamment d’épaisseur² pour que la transmission finisse par s’annuler (c’est l’altitude où $\tau = 1$), on a donc une couche inférieure opaque insondable, en dessous d’une couche translucide et diffusante.

Le cas réel est légèrement plus subtil, puisque l’atmosphère n’est pas uniforme, avec des couches de brumes successives, et des populations d’aérosols dépendant de l’altitude (et de la latitude dans les modèles plus complexes en cours de développement). En supposant diverses lignes de visée, et en supposant un flux de 1 pour le *nadir*, au centre du disque, le modèle peut fournir une courbe de dispersion semblable aux lois de Minnaert, à n’importe quelle longueur d’onde. La Figure 3.8 donne plusieurs exemples, pour des filtres PUEO (cf. 4.2) sondant soit l’atmosphère (J2/LBC_1,18 à gauche) soit la surface (H1/LBC_1,60 à droite). Les quatre graphes montrent également l’impact de la forme d’aérosols choisie. On peut voir que dans le premier cas, avec des particules sphériques, le flux réémis semble dépasser 1, c’est un *limb-brightening* très marqué pour la composante atmosphérique, alors que pour la surface on a bien un assombrissement du limbe (cet éclaircissement au limbe est visible pour les deux filtres, puisque ce sont deux filtres larges, donc H1/LBC_1,60, bien que centré sur une fenêtre, contient également une composante atmosphérique non négligeable). La réponse est tout autre avec des particules fractales, qui se traduisent par un *limb-darkening* pour les deux filtres, moins prononcé pour J2/LBC_1,28 car il est contre-balançé par l’importance du *limb-brightening* atmosphérique (le disque ne varie en luminosité que de 20% dans les 60 premiers degrés à partir du *nadir*).

Calcul de l’altitude sondée

L’altitude : L’altitude nominale donnée pour chaque filtre correspond à la moyenne pondérée des altitudes des niveaux $\tau_{eff} = 1$ sur toute la largeur du filtre considéré. C’est la courbe rouge tracée Fig. Ici, τ_{eff} est l’opacité effective qui prend en compte les diffusions multiples des photons par les particules atmosphériques. Sa définition est donnée par :

$$\tau_{eff} = \tau \times \sqrt{(1 - w) \times (1 - w \times g)}$$

où τ est l’opacité, w l’albédo pour une diffusion simple et g le facteur d’asymétrie (Rannou *et al.*, 2003; Pollack & McKay, 1985).

Cette altitude donne la couche la plus basse atteinte par les photons solaires incidents. Pourtant, les coefficients du méthane varient si vite au sein d’une fenêtre du méthane que la réponse de l’atmosphère peut changer grandement sur toute la largeur du filtre utilisé. Pour cela, on prend en compte

²Vue en lumière rasante, donc au limbe, une atmosphère d’épaisseur H couvrant une planète de rayon R aura une épaisseur d’environ $\sqrt{2HR}$

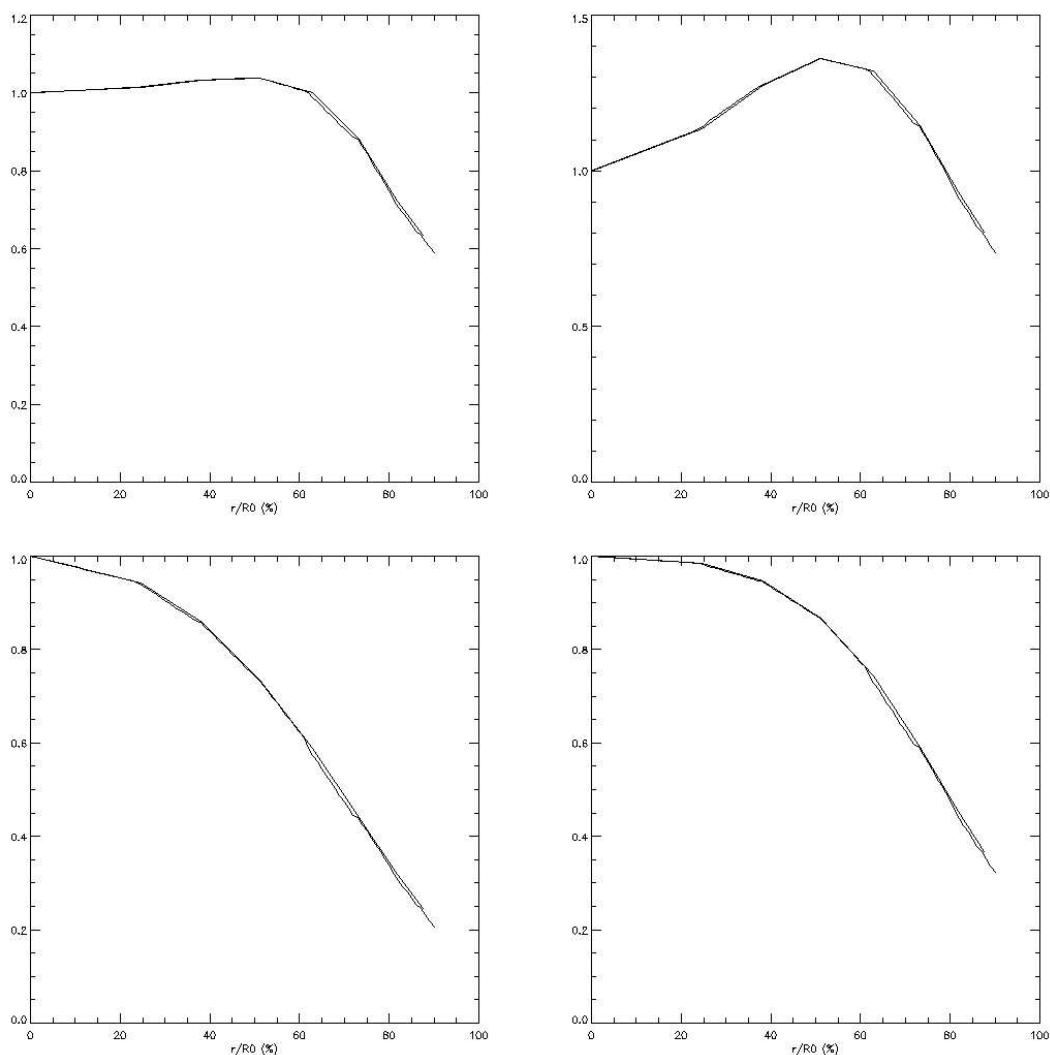


FIG. 3.8: Exemple de modélisations de l'effet centre-bord, pour deux longueurs d'onde ($H1/LBC_{1,60}$, colonne de droite, $J2/LBC_{1,18}$, colonne de gauche) en considérant des aérosols sphériques (ligne du haut) ou fractals (ligne du bas). L'abscisse est donnée en fraction du rayon du satellite, et l'ordonnée présente le flux relatif reçu par rapport au centre du disque.

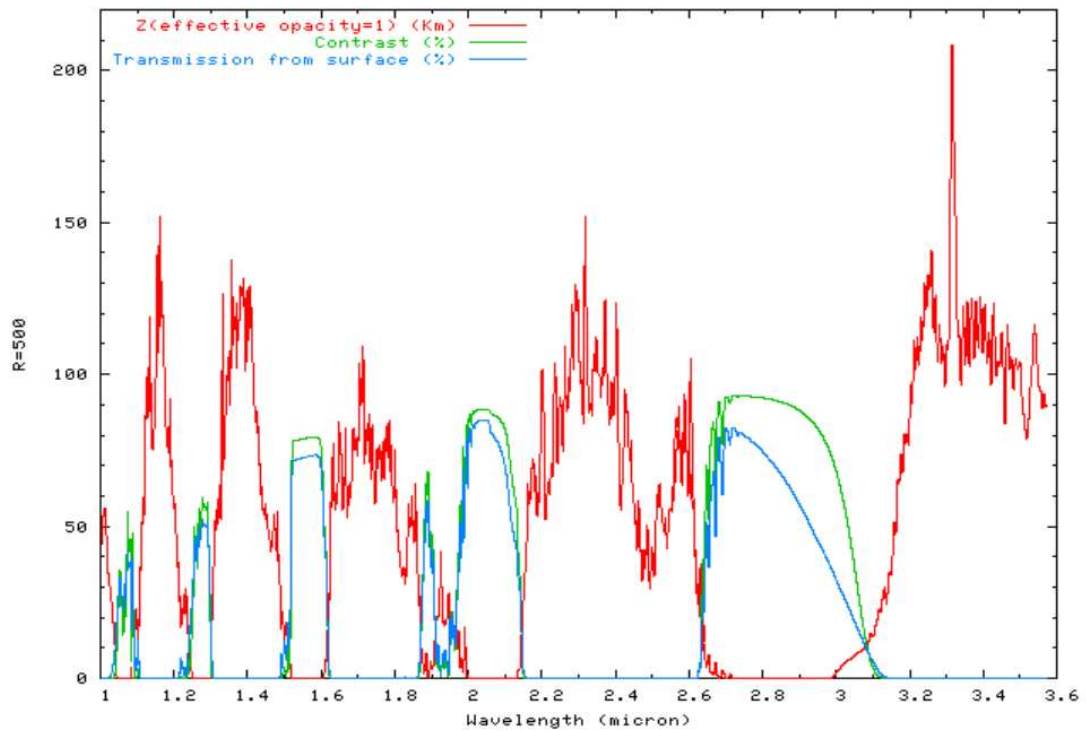


FIG. 3.9: Résultats du modèle radiatif. Sont dessinées successivement l'altitude sondée par les filtres en fonction de la longueur d'onde (km, en rouge) et les contributions de l'atmosphère et de la surface : contraste (% , en vert) et transmission (% , en bleu). La transmission caractérise la contribution directe de la surface dans le signal reçu. Le contraste donne la sensibilité aux variations d'albédo de surface. Voir le texte pour plus de détails. [D'après Coustenis (2005)]

toute une gamme d'altitudes sondées : les altitudes minimale (m) et maximale (M) correspondent aux niveaux $\tau_{eff} = 1$ le plus bas et le plus haut sondés sur toute la largeur du filtre. Ceci représente une bonne estimation de toute l'épaisseur de la couche atmosphérique analysée. Notons que même un filtre étroit peut sonder de grandes gammes d'altitudes, s'il se trouve dans une zone spectrale où les coefficients du méthane oscillent rapidement : par exemple, les filtres NACO NB_2.17 et NB_1.22 ont la même largeur, pourtant le premier couvre la gamme 40-300km, alors que le second sonde uniquement entre 17 et 20km. On peut effectivement constater sur la Figure 3.7 qu'à $2,12\mu\text{m}$, les coefficients sont constants (et faibles, d'où une altitude basse car l'atmosphère est peu opaque), alors qu'ils varient d'un facteur 1000 autour de $2,17\mu\text{m}$.

La transmission T : la Fig. 3.9 présente deux autres résultats issus de l'exploitation du modèle atmosphérique, la transmission T en bleu et le contraste C en vert. La transmission ($T = \int_0^\infty e^{-\tau}$) donne le pourcentage des photons issus de la surface parvenant à sortir de l'atmosphère.

Le contraste C : le contraste est un résultat plus subtil que la transmission. Il est défini par

$$C = \frac{AG_{AS=1} - AG_{AS=0}}{AG_{AS=1} + AG_{AS=0}}$$

En fixant un albédo de surface AS (et tous les paramètres purement atmosphériques développés plus haut), le modèle peut fournir l'albédo géométrique AG mesurable par un observateur extérieur. Ici le contraste C donne la sensibilité de l'atmosphère observée vis-à-vis de la surface (mais pas nécessairement l'image de la surface). En prenant une amplitude extrême pour les variations de surface (une surface complètement absorbante $AS = 0$ ou complètement réfléchissante $AS = 1$), on peut voir si l'aspect de l'atmosphère variera ou pas. Que l'on puisse voir la surface dépend de la transmission T : ici, la brume peut aussi jouer un rôle, en redirigeant les photons qui venaient initialement de la surface ; l'information de surface est perdue, mais pas son influence. Le cas $AS = 0$ donne même une idée du pouvoir diffusant de la brume, qui seule permettra à quelques photons de s'échapper. Un contraste faible signifiera qu'il y a peu de différences pour cette longueur d'onde entre une atmosphère posée sur un sol brillant ou sombre. Un contraste élevé traduira la grande influence de la brillance de surface sur l'apparence extérieure de Titan. Evidemment, ce contraste ne pourra que diminuer si l'on considère d'autres limites plus réalistes que $AS = 0$ et $AS = 1$.

Obtenir l'albédo de surface

La différence entre l'albédo géométrique (ce que l'on observe) et l'albédo de surface (ce que l'on cherche à obtenir) est que l'atmosphère joue un rôle important dans la réflexion et la diffraction du rayonnement solaire, ce qui fausse notre vision de l'albédo de surface.

La définition de l'albédo géométrique est donnée par la formule

$$AG(\nu) = \frac{\pi D_{Titan-Terre}^2 F_{Titan}(\nu)}{F_{\odot}(\nu) \times \frac{\pi R_{Titan}^2}{D_{Soleil-Titan}^2}}$$

où l'on compare le flux incident sur Titan (F_{\odot}) au flux reçu depuis la Terre (F_{Titan}), le tout modulé par les angles solides de ces différents corps, qui se résume ici par les rapports des carrés des distances entre les objets. Cet albédo est assez simple à obtenir, sous réserve d'avoir à disposition une étoile standard de référence pour calculer la photométrie des images. A défaut, la re-normalisation des images après coup est envisageable, car un consensus existe sur les valeurs d'albédo géométrique de Titan (cf. Fig. 3.2, et Chapitre 11).

Le modèle de transfert radiatif permet, en fixant tous les autres paramètres (profil et densité de brume, coefficients du méthane, angles de phase, etc...) d'ajuster l'albédo de surface AS en fonction de l'albédo géométrique mesuré AG . A l'inverse, le calcul du contraste C , tracé en vert sur la Figure 3.9, comparait les valeurs d'albédo géométrique trouvées pour divers essais d'albédo de surface (voir plus haut). Dans notre cas, nous pouvons donc trouver l'albédo de surface de Titan, voire même de certaines régions en particulier sur Titan, ce qui sera le principal sujet de la Partie IV.

3.3 Titan, petite planète

3.3.1 La naissance de Titan

Plusieurs modèles de formation de Titan sont encore en discussion, car les mesures sont pour l'instant insuffisantes pour nous permettre de trancher. Plusieurs paramètres sont à prendre en compte : accréation rapide (donc chaude) ou lente (donc froide, les différentes pièces n'ayant pas l'occasion de s'échauffer) ? Dans un environnement vide ou gazeux ? Avec des "briques" différenciées ou homogènes ?

L'accréation rapide est favorisée, car, dans la proximité immédiate de Saturne, Titan n'a pas eu le loisir de se former lentement. De toute façon, la taille de Titan impose au final la différenciation de sa structure (avec de subtiles variations néanmoins, mais dont je ne ferai pas cas ici), car il est suffisamment massif pour que sa pression interne fasse fondre ses matériaux : les métaux couleront donc jusqu'au noyau, alors que les liquides légers flotteront vers la surface.

Les planétésimaux sont probablement de grande taille, orbitant déjà dans le disque de matière autour de Saturne qui formera bientôt les anneaux. L'hypothèse d'une accréation en milieu gazeux est la plus confortable : l'énergie libérée lors de l'accréation et/ou de la fusion des matériaux sert à chauffer l'atmosphère environnante, et n'est pas perdue dans le vide spatial. Pour cela, considérer des planétésimaux originaux sur des orbites proches autour de Sa-

turne permet de ne pas dissiper trop d'énergie lors des chocs entre corps, qui disperserait irrémédiablement les gaz alentour.

Nous aboutissons donc à un gros planétésimal, qui a su garder un petit cocon d'atmosphère, dispensant son énergie thermique par convection à cette enveloppe de gaz, alors que la pression interne fait fondre les matériaux : les métaux coulent, et une nappe liquide d'eau et d'ammoniac se forme en surface, les dégazages se multiplient. Quand Titan finit par se refroidir, la surface gèle, et l'atmosphère se stabilise.

3.3.2 Modèle révisé de l'intérieur du satellite

Il faut mettre à jour le schéma grossier de structure interne du satellite que j'avais donné en 2.3.2. Cette fois-ci, les couches concentriques sont :

- un noyau de métaux (*Fe* et *S*), peut-être liquide (mais très visqueux pour justifier l'absence de champ magnétique),
- un manteau de silicates,
- une couche de clathrates de méthane et d'ammoniac piégés dans la glace d'eau,
- un océan d'eau et d'ammoniac en guise d'asthénosphère,
- une lithosphère de glace d'eau, avec des traces de méthane et d'ammoniac gelés, liquides ou piégés sous forme de clathrates,
- une surface solide, disposant d'un réservoir de méthane liquide et recouvert de dépôts de tholins et d'aérosols.

L'épaisseur de ces couches (en particulier la profondeur de l'océan interne d'eau et d'ammoniac) dépend des sources d'énergie disponibles pour réchauffer ces différentes strates : la radioactivité des métaux est probablement éteinte, mais il reste encore l'impact des effets de marée dus à Saturne (on connaît les effets de Jupiter sur Io) ou la dissipation de l'énergie accumulée lors de la formation de Titan.

3.3.3 Et cette surface ?

Une question reste encore sur les lèvres : où trouver les réservoirs de méthane ? Les mesures montrent que la surface est hétérogène, et fort probablement solide en majorité (voir Partie IV). A moins de trouver de petits lacs de méthane ou d'éthane liquide en surface, il faut se résoudre à l'hypothèse de sources souterraines de liquides, ou à un mélange de surface mêlant intimement glaces et liquides, comme un pergélisol (mais avec de la glace d'eau en guise de matériau solide). La liaison entre l'atmosphère et ces sources cachées peut être de nature cryovolcanique (avec des libérations brutales mais ponctuelles) ou hydrologique, avec un échange faible et régulier par diffusion (à travers un régolithe poreux ?) ou sape à travers la surface (Lunine & Stevenson, 1987; Stevenson, 1992; Gautier & Raulin, 1997).

Deuxième partie
Instruments & Observations

Tout astronome amateur apprend vite qu'il est un frein à l'observation que peu peuvent négliger : l'atmosphère terrestre. Ses turbulences brouillent les signaux lumineux des objets étudiés, et il semble dérisoire de vouloir augmenter à l'infini la taille des télescopes si on ne peut s'en affranchir. Depuis 30 ans, des solutions ont été trouvées. L'une d'entre elles principalement fera l'objet du Chapitre 4, celle sur laquelle reposent les instruments que j'ai utilisés au cours de ma thèse : PUEO (au CFHT) et NACO (au VLT). L'Optique Adaptative! une technologie très récente dans son application (dans les années 90), mais dont l'idée date déjà de 1953 (Babcock, 1953). Son principe est simple : déformer en temps réel le miroir pour compenser la déformation des couches d'air atmosphériques entre le télescope et sa cible. Je décrirai ensuite l'ensemble des données que j'ai pu acquérir au cours de mes différentes missions à Hawaii, au Chili ou aux Canaries.

L'acquisition d'images sous-entend un traitement ultérieur, et c'est ce que je vais développer dans le Chapitre 5. Je passerai rapidement sur le traitement d'images à proprement parler, pour me concentrer sur une étape de traitement final des images plus délicate à mettre en œuvre, dans le but d'en extraire toute l'information et dont l'efficacité est encore et toujours remise en doute : la déconvolution. Je vais en particulier m'attarder sur sa mise en pratique plus que sur la théorie, car ce fut une partie importante de mon travail.

Enfin, le Chapitre 6 aborde un sujet "assez" novateur : l'utilisation de la spectrométrie intégrale de champ (ou *IFS*, *Integral Field Spectrometer*) pour la planétologie. Cette technique combine au même instant les techniques d'imagerie pure et celles de spectroscopie simple. Au début de ma thèse, peu de publications ou d'expériences étaient tentées dans ce domaine, les IFS étant principalement laissés aux bons soins des cosmologistes ou des (extra)galacticiens : obtenir un champ de vitesse radiale est tellement plus aisé, quand on acquiert en même temps des images et des spectres en plusieurs points d'une galaxie. En planétologie, l'obtention de centaines de spectres simultanés couvrant la totalité du disque de la planète est d'un intérêt immédiat : dans le meilleur des cas, on peut envisager de reconstituer la composition chimique de l'atmosphère (en prenant un spectre au limbe de la planète) ou de la surface (en prenant un spectre au centre du disque)! La première utilisation d'un IFS en planétologie remonte à l'observation de Mars par TIGRE (ancêtre d'OASIS), comme décrit au colloque *3D optical spectroscopic methods in astrophysics* à Marseille en 1995. Le véritable développement de ces méthodes fut cristallisé par une autre conférence, *Imaging the Universe in 3D* en 1999. J'ai pu récupérer l'un des premiers cubes de spectro-imagerie de Titan, obtenu avec OASIS en novembre 2000 (Hirtzig *et al.*, 2005b) dans la gamme 0,8-1,0 μm ; je fus par la suite PI sur une mission d'observation sur OASIS en janvier 2005, alors que l'instrument était installé au WHT (Canaries). Cette année, un nouvel IFS vient s'ajouter à la liste de mes futures missions : SINFONI Ádámkóvics *et al.* (2005), installé au VLT (UT-4), qui se concentre plutôt sur la fenêtre à 2,0 μm .

Chapitre 4

L'Optique Adaptative

Sommaire

4.1 Principe et Historique	54
4.1.1 Historique de l'Optique Adaptative	54
4.1.2 Principe de base	55
4.2 PUEO/KIR : un site exceptionnel au service de l'Optique Adaptative	58
4.2.1 À 4200m d'altitude : le CFHT	58
4.2.2 PUEO/KIR : la caméra infrarouge	59
4.2.3 Nos données : d'octobre 1998 à janvier 2004	60
4.2.4 Quelques exemples	62
4.3 NAOS/CONICA : la pointe de la technologie	64
4.3.1 Une incontournable source d'images : le VLT	64
4.3.2 NAOS/CONICA (NACO)	65
4.3.3 NACO, de 2002 à 2005 : qualité et efficacité	66
4.3.4 Petit aperçu	67

L'observation en astronomie peut se faire par trois moyens. L'analyse *in situ* est la voie royale, mais dans le cas de Titan, peu de sondes ont fait le voyage, et entre Voyager et Cassini, il a fallu attendre 25 ans. Reste alors l'analyse à distance, depuis la Terre et son orbite. Le Hubble Space Telescope n'a été mis en service qu'en 1990 (mais il nécessita deux importantes maintenances sur place, en décembre 1993 et février 1997), le Infrared Space Observatory en novembre 1995 (arrêté en avril 1998¹), et les télescopes conventionnels au sol, radio ou optiques avant les années 90 n'étaient pas capables de résoudre le disque de Titan. Pourtant ils forment une plate-forme incontournable car on peut y installer des miroirs de grande taille, mettre à jour leurs détecteurs régulièrement, sélectionner un grand nombre de filtres. L'inconvénient majeur des télescopes terrestres est l'atmosphère terrestre qui impose des limitations

¹par manque d'hélium nécessaire au refroidissement de ses détecteurs

sévères à l'observation par la dégradation des images et l'absorption d'une bonne partie du rayonnement. Si le second effet est inévitable, le premier défaut peut être corrigé par l'Optique Adaptative.

4.1 Principe et Historique

Dans tout cours d'optique classique élémentaire, on apprend que la résolution d'un télescope augmente avec son diamètre et sa surface collectrice². Pourtant, le fait même d'avoir une ouverture (souvent circulaire : le tube du télescope, voire même le miroir lui-même) disperse légèrement les rayons lumineux, transformant l'image d'une source ponctuelle - souvent une étoile de référence qui pourra également servir pour réajuster la photométrie *a fortiori* - en une petite "tache de diffraction". Cette idéalité n'est cependant applicable que dans le vide, et seuls les télescopes spatiaux en bénéficient. Au sol, les grands télescopes (VLT, CFHT, etc...) et leurs futurs cousins (CELT, OWL, EURO50) ne peuvent dépasser la valeur critique appelée *seeing*, limitation imposée par la turbulence atmosphérique. Le *seeing* est la taille de l'image d'une source non résolue en sortie de tout le dispositif optique : atmosphère, verrière, détecteurs... Ceci est critique dans le cas de l'étude de Titan, car le satellite a un diamètre apparent de 0,8" depuis la Terre, alors que le *seeing* dans le visible est de l'ordre de 1". Enoncé plus simplement : depuis le sol, l'atmosphère ne permet pas de distinguer Titan d'une étoile³.

Une solution efficace à ce dilemme est l'interférométrie des tavelures (Labeyrie, 1970) qui néglige la turbulence sur la durée des poses ultra-courtes. Pourtant dès 1953 Babcock avait proposé l'idée de l'optique adaptative (Babcock, 1953). Son idée n'a pu être mise en pratique qu'en 1977 avec le prototype de Hardy pour des raisons techniques (Hardy *et al.*, 1977), et le premier système réellement opérationnel connaît sa première lumière en 1989 : il s'agit de Come-On, le projet français au télescope de 3,6m de l'ESO, mis en service au Chili (Rousset *et al.*, 1990).

4.1.1 Historique de l'Optique Adaptative

Les projets astronomiques français d'optique adaptative ont démarré en 1989 par l'action conjointe de l'ONERA et du DESPA (prédécesseur du LESIA à l'Observatoire de Paris-Meudon). Nombreuses furent les personnes impliquées, mais on peut en particulier citer Pierre Léna, François Rigaud, Jean-Luc Beuzit, Laurent Demailly, François et Claude Roddier, Daniel Rouan et Eric Gendron.

Le premier prototype a été installé à l'Observatoire de Haute Provence en 1989, et la première image jamais réalisée en Optique Adaptative eut pour objet un couple d'étoiles doubles (Rousset *et al.*, 1990). Come-On venait de

²l'aire des miroirs dans le cas de télescopes optiques

³Dans l'infrarouge, il est possible d'obtenir un *seeing* inférieur à 0,8", en particulier à Hawaï, ce qui permettrait de vérifier que Titan est un disque, mais sans détails.

voir le jour. Installé par la suite à la Silla (Chili) en 1990, il donna ses premières images dès avril 1991, dont la première image de Titan (Saint-Pé *et al.*, 1993). Le successeur de Come-On fut Come-On+, installé en 1992 (Gendron *et al.*, 1991).

En 1994, l'Optique Adaptative prend un nouveau tournant dans le domaine scientifique avec ADONIS (ADaptive Optics Near Infrared System, cf. Beuzit *et al.* (1994)), alors que l'armée américaine prend aussi position pour l'optique adaptative, en installant SOR (Starfire Optical Range) et ses 241 (!) actuateurs au Nouveau Mexique (Fugate *et al.*, 1994). Le software d'ADONIS est plus évolué, plus rapide que celui de Come-On, et offre un miroir à 52 actuateurs en libre service pour les astronomes.

En 1996, PUEO vient s'ajouter à la liste, depuis la coupole du CFHT, à Hawaii. L'intégration complète de PUEO se fit sur le site même de Meudon, mais la fabrication fut sous-traitée : le développement eut lieu à Victoria, sur l'île de Vancouver, dans les locaux du DAO (Dominian Astronomical Organisation), CILAS a fabriqué le miroir et les calculateurs, alors que la mécanique était confiée à Thomson.

1996 est également l'année de la naissance du projet NAOS, même si le lancement officiel de ce contrat de l'ESO date d'avril 1997. Cet instrument était installé dans la coupole de l'UT4-Yepun du VLT dès 1999, et ses 250 actuateurs mis en service en décembre 2001.

Les scientifiques américains ont rejoint la course en 1997 avec la mise en service à Hawaii du télescope de 10m du Keck II (Wizinovich *et al.*, 1996), puis du 8m de Gemini en 1998 (Racine, 1995). Ils sont vite imités par les Japonais qui inaugurent SUBARU (8,2m et 36 actuateurs à électrodes) la même année (Takami *et al.*, 1995).

Par curiosité intellectuelle, ajoutons ici que l'Optique Adaptative peut également être utilisée à des fins moins astronomiques. Je ne citerai ici que le projet "œil" de Meudon, ou son équivalent au *Center for Visual Science*, à l'Université de Rochester, qui visent à imager le fond de la rétine oculaire humaine, à des fins médicales voire chirurgicales (Williams *et al.*, 1996; Glanc *et al.*, 2004). Ici la turbulence n'est pas due à l'atmosphère, mais aux mouvements réflexes de l'œil humain...

4.1.2 Principe de base

La turbulence atmosphérique perturbe sur une faible période (appelée temps de cohérence, variant avec les conditions météorologiques) le trajet des rayons lumineux. Ainsi, une onde initialement plane ne le sera plus du tout au niveau de la pupille du télescope. La résolution théorique du télescope (λ/D) est en pratique plus proche de (λ/r_0) où r_0 est le paramètre de Fried. Ce paramètre représente le diamètre moyen de cohérence du front d'onde : il s'agit du diamètre du télescope fictif qui aurait la même résolution en l'absence d'atmosphère. Ce "diamètre effectif" varie en $\lambda^{6/5}$, avec une valeur de l'ordre de 20 cm dans le proche infrarouge. La baisse de résolution peut s'expliquer par la perte de l'information à haute fréquence lors de l'évolution tem-

TAB. 4.1: Limites de diffraction de quelques grands télescopes qui ont observé Titan

	I (1,0 μm)	J (1,3 μm)	H (1,6 μm)	K (2,0 μm)	K' (2,3 μm)
HST (2,4m)	0,086''	0,112''	0,138''	0,172''	0,198''
CFHT (3,6m)	0,057''	0,075''	0,092''	0,115''	0,132''
WHT (5,2m)	0,039''	0,052''	0,063''	0,079''	0,091''
VLT (8,2m)	0,025''	0,033''	0,040''	0,050''	0,058''
Keck (10m)	0,021''	0,027''	0,033''	0,041''	0,047''

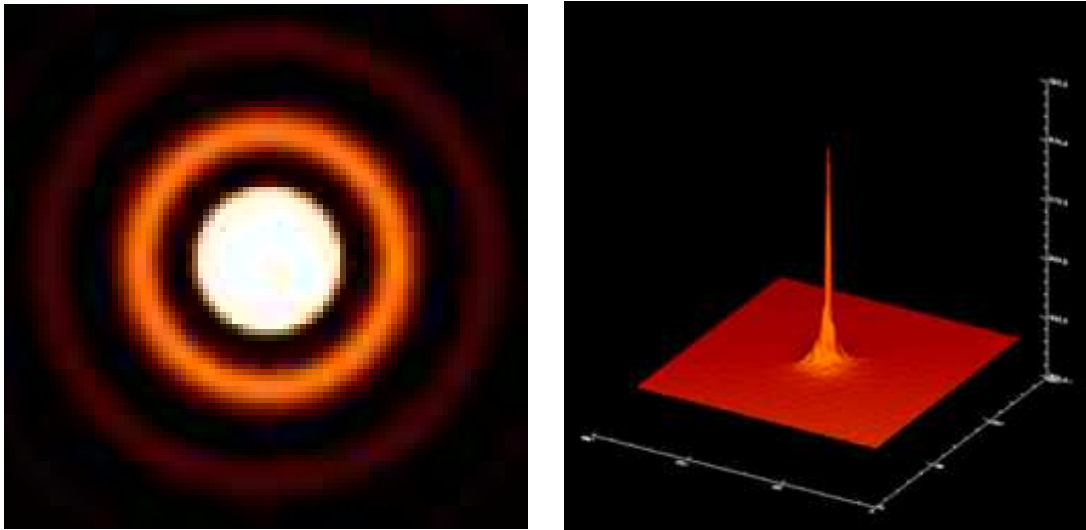


FIG. 4.1: Exemple de Fonction d'Étalement de Point (FEP), théorique (tache d'Airy, à gauche) et réelle (image LBC_1.29 de la FEP de PUEO le 5 décembre 2001, à droite). Le pic central est bien rendu, et l'on peut détecter quelques anneaux successifs sur l'image réelle, par contre le tout n'est pas dénué de bruit : ce bruit peut très bien être inhérent au système optique (car le système optique n'est jamais parfait), soit induit par un traitement insuffisant de l'image de la FEP. Ici le Strehl avoisine 80%.

porelle de la turbulence. Quelques valeurs des limites de diffraction pour différents instruments sont données Table 4.1.

L'optique adaptative consiste à corriger en temps réel le front d'onde arrivant sur le télescope de façon à retrouver une onde plane (dans le cas idéal). L'efficacité de la correction est représentée par le rapport de Strehl. Il existe plusieurs définitions mathématiques de ce rapport (ρ), mais l'idée reste la même : il s'agit de l'écart de la FEP (Fonction d'Étalement de Point, ou *PSF*, *Point Spread Function*, qui est l'image d'une source ponctuelle à travers tout le système optique, cf Fig. 4.1) à la fonction d'Airy idéale, la formule mathématique donnant la forme exacte de la tache de diffraction d'une source ponctuelle par l'ouverture circulaire d'un diaphragme. Un rapport de Strehl de 100% indique une correction parfaite, mais les valeurs en pratique avoisinent 10% dans le visible à 50% dans l'infrarouge.

Dans la pratique, l'Optique Adaptative utilise trois sous-systèmes dits "d'opto-électronique", car ils associent ingénierie optique et contrôle par élec-

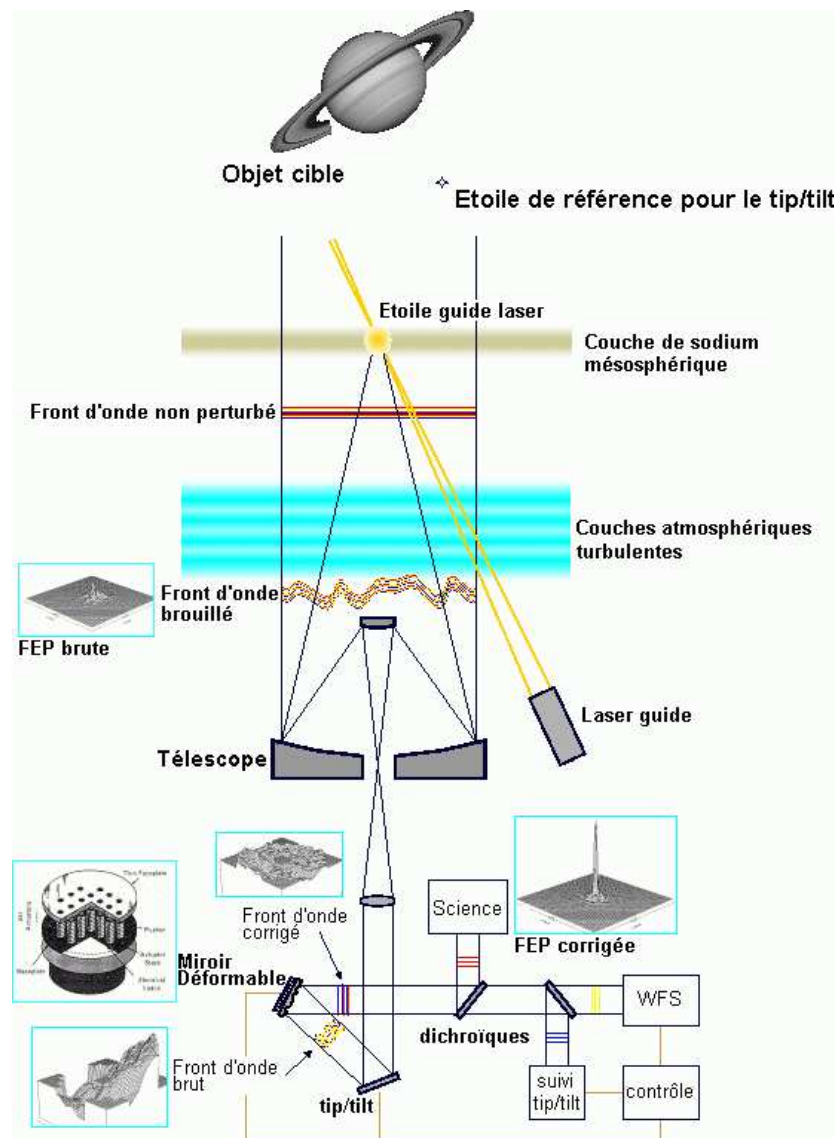


FIG. 4.2: Principe de l'Optique Adaptative : tout au long du parcours de la lumière sont données des images de l'état du front d'onde ou de la FEP.

L'observation en Optique Adaptative nécessite en plus de l'objet cible deux étoiles de référence (qui peuvent souvent être la même), pour servir de cible d'asservissement du guidage d'une part et de la boucle de contrôle du front d'onde d'autre part : l'analyseur de front d'onde (ou WFS) vérifie la cohérence du signal, le système de contrôle ordonne la déformation du miroir en conséquence, pour filtrer la turbulence atmosphérique au mieux. Cette boucle a lieu plusieurs centaines de fois par seconde, selon la vitesse du système. Ce schéma insiste sur l'utilisation de plusieurs longueurs d'onde, symbolisées par différentes couleurs (bleu, rouge ou jaune) des fronts d'onde, pour chaque utilisation : par exemple, utilisation de l'infrarouge pour l'acquisition des données scientifiques et contrôle d'après l'information des photons du visible. Dans le cas de Titan, on peut très bien utiliser le satellite comme cible dans l'infrarouge, guide dans l'infrarouge et référence pour le front d'onde dans le visible.

tronique (voir Figure 4.2) :

- Analyseur de surface d'onde (ASO) : il vérifie l'état de la surface d'onde. Deux versions sont disponibles :
 - * Le Shack-Hartmann mesure la pente locale du front d'onde à l'aide d'un jeu de sous-pupilles. On peut comparer cette méthode à celle du couteau de Foucault. C'est un analyseur de premier ordre : la phase se retrouve après une intégration.
 - * L'analyseur de courbure utilise un miroir vibrant autour du foyer pour mesurer l'évolution de l'intensité au sein du front d'onde, qui est directement liée à la courbure. Celle-ci étant la dérivée seconde de la phase, c'est donc un analyseur du second ordre.
- Le miroir déformable permet de corriger le front d'onde incident des effets de la turbulence. Deux techniques sont souvent utilisées :
 - * Actuateurs piézo-électriques : deux lamelles de métal sont superposées à l'arrière du miroir. Le courant électrique permet d'allonger plus ou moins l'une des deux lamelles, ce qui tend à courber l'ensemble.
 - * Pistons : le système le plus connu. Des dizaines de petits pistons appuient sur le miroir et le déforment localement.
- Le système de contrôle pilote le miroir à partir des conclusions de l'analyseur.

Le principe même de l'optique adaptative peut s'expliquer analytiquement. En se plaçant par exemple sur la base des polynômes de Zernike (Noll, 1976; Born & Wolf, 1980) (on leur préfère quelquefois les polynômes de Karhunen-Loeve, combinaisons linéaires en série entière des précédents, décrits dans Wang & Markey (1978), bien que ces polynômes n'aient, eux, pas de formulation analytique), on peut montrer que l'énergie de l'onde incidente se projette principalement sur les premiers ordres. Pourtant, plus la surface collectrice est grande, plus il faut prendre en compte d'ordres pour garder un bon rapport de Strehl. Par exemple, le VLT (8 m) doit être corrigé de ses 100 premiers ordres pour un Strehl de 50% ; pour le même Strehl, OWL (100m) devra corriger environ 10 000 ordres ! Dans un cas comme dans l'autre, il convient cependant de raison garder : rien ne sert d'installer trop d'actuateurs si l'ASO n'est pas capable de détecter les modes trop élevés, ou si le système de contrôle est trop lent pour les corriger tous.

4.2 PUEO/KIR : un site exceptionnel au service de l'Optique Adaptative

4.2.1 À 4200m d'altitude : le CFHT

Le CFHT (Canada-France-Hawaii Telescope) est l'organisation non commerciale qui gère le télescope de 3,6 mètres installé au sommet du Mauna Kea, volcan en sommeil de l'archipel hawaïen haut de 4 200 mètres. Le quartier général de l'Observatoire s'est installé dans le Pacifique en 1977, à Waimea (province de Kamuela) sur l'île principale de l'archipel, au pied du volcan. Une



FIG. 4.3: Images du site du CFHT, au sommet du Mauna Kea, à Hawaii (gauche) et de PUEO/KIR (à droite), le système d'optique adaptative et la caméra infrarouge que nous avons utilisés.

cinquantaine de membres permanents gravitent autour du télescope : des ingénieurs, des techniciens, des astronomes et des administrateurs.

L'excellent *seeing* moyen du site (car à 4 200m d'altitude, il y a moins d'atmosphère terrestre à traverser) a attiré des instruments prestigieux désormais offerts au public : MegaPrime, une mosaïque de 36 CCD à grand champ et haute résolution ; CFHT-IR, un imageur infrarouge ; MOS, le *Multi Object Spectrograph* ; Gecko, un spectrographe de très haute résolution spectrale ; ESPADONs, un spectrographe/spectropolarimètre à échelle ; WIRCcam, un imageur infrarouge à grand champ ; et enfin PUEO, la bonnette d'optique adaptative que nous avons utilisée, car rappelons-le, plus le *seeing* est bon, plus la correction d'Optique Adaptative est efficace.

4.2.2 PUEO/KIR : la caméra infrarouge

PUEO ("chouette", en hawaïen) est en place sur le télescope du CFH à Hawaii. Le système d'optique adaptative est monté au foyer Cassegrain du télescope de 3,60m. 19 actuateurs permettent de déformer le miroir, avec un système d'asservissement de bande passante 100 Hz. L'imagerie est réalisée dans l'infrarouge par la caméra KIR :

- Bande passante : 0,8 à 2,5 μm
- CCD 1024x1024 pixels
- 0,035" de taille de pixel
- 50-60% de rendement quantique à 77°K
- bruit de lecture 20 e⁻/pixel
- gain 3,6 e⁻/ADU

Les filtres que nous avons sélectionnés sur la roue de KIR sont rappelés Table 4.3. Tout au long de ce manuscrit, j'utiliserai une notation alternative, inspirée de la notation des filtres à l'ESO : en effet les filtres du CFH sont définis par des notations spectroscopiques, soulignant la raie d'émission de tel ou

TAB. 4.2: *Notation alternative des filtres utilisés sur PUEO.*

Filtre		λ
CFH	alternatif	(μm)
I	LBC_0.83	$0,834 \pm 0,097$
HeI	NBC_1.08	$1,083 \pm 0,004$
Paschen γ	NBC_1.09	$1,094 \pm 0,005$
J2	LBC_1.18	$1,181 \pm 0,064$
Jcont	NBC_1.21	$1,207 \pm 0,007$
Paschen β	NBC_1.28	$1,282 \pm 0,007$
J1	LBC_1.29	$1,293 \pm 0,070$
Hcont	NBC_1.57	$1,570 \pm 0,010$
H1	LBC_1.60	$1,600 \pm 0,080$
H2	LBC_1.64	$1,640 \pm 0,050$
FeII	NBC_1.64	$1,644 \pm 0,007$
K'	LBC_2.12	$2,120 \pm 0,170$
H2(1-0)	NBC_2.12	$2,122 \pm 0,010$
Brackett γ	NBC_2.17	$2,166 \pm 0,010$
K	LBC_2.20	$2,200 \pm 0,168$
Kcont	LBC_2.26	$2,260 \pm 0,030$

tel élément ; ici nous ne nous intéressons qu'à leur longueur d'onde, aucunement à d'improbables raies d'émission sur Titan. Je définirai donc des filtres étroits *NBC* (avec le C rappelant qu'il s'agit de filtres du CFH) ou larges *LBC*, en rappelant la longueur d'onde centrale du filtre. Par contre les utilisateurs du CFHT et les lecteurs du site Internet du CFH préféreront avoir en tête la correspondance avec la notation initiale, d'où quelquefois une double notation, développée dans la Table 4.2. La Table 4.3 liste quant à elle les altitudes sondées par chaque filtre. Trois valeurs numériques sont données, correspondant aux altitudes minimale, préférentielle ("nominale") et maximale atteintes par les photons de ces longueurs d'onde. Pour plus de détails sur les altitudes, leur calcul et leur définition, voir Section 3.2.4.

Parmi ces filtres, plusieurs ont été conçus et achetés par l'Observatoire : J1-LBC_1.29, J2-LBC_1.18, H1-LBC_1.60 et H2-LBC_1.64. Ces filtres n'existaient pas dans la configuration initiale de PUEO, et leur ajout a permis de sonder les fenêtres du méthane à 1,28 et 1,60 μm , ainsi que les bandes du méthane à 1,18 et 1,64 μm . Ces filtres sont très larges (environ 0,1 μm de large), car à l'époque nous ignorions s'il fallait capturer un maximum de photons de ces fenêtres. Avec le recul, nous savons désormais que des filtres étroits sont tout aussi efficaces, et encore plus précis, car ils sondent des altitudes bien mieux délimitées.

4.2.3 Nos données : d'octobre 1998 à janvier 2004

L'équipe d'A. Coustenis a observé Titan avec PUEO en 1997 (), 1998 (Coustenis *et al.*, 2001), et deux fois en 2001, en mars et en décembre (voir Table 4.4).

TAB. 4.3: *Filtres utilisés sur PUEO. Sont données les altitudes sondées et la contribution qualitative de la surface. Les filtres étroits sont indiqués en italique, car ils sont plus spécifiques que les filtres larges. Le modèle de transfert radiatif fournit trois altitudes : l'altitude minimale sondée (m), l'altitude nominale du filtre (0), et l'altitude maximale atteinte (M). La dernière colonne donne l'importance visuelle qualitative de la contribution de surface, qu'elle soit brouillée (+) ou bien visible (++). Est présentée également la contribution de surface sous deux formes quantitatives : la transmission (T) et le contraste (C) au centre du disque. Voir 3.2.4 pour plus de détails.*

Filtre	λ (μm)	Altitude sondée						Surface		
		centre			limbe			T	C	
		(m)	(0)	(M)	(m)	(0)	(M)			
LBC_0.83	0,834 \pm 0,097	0	14	42	25	57	82	+	06,1	11,7
<i>NBC_1.08</i>	1,083 \pm 0,004	0	3	8	21	29	43	++	24,7	36,5
<i>NBC_1.09</i>	1,094 \pm 0,005	17	20	25	50	53	58		03,7	01,2
LBC_1.18	1,181 \pm 0,064	48	90	160	81	130	205		00,1	00,0
<i>NBC_1.21</i>	1,207 \pm 0,007	39	47	53	70	81	88		00,0	00,0
<i>NBC_1.28</i>	1,282 \pm 0,007	0	0	0	16	16	17		46,8	71,5
LBC_1.29	1,293 \pm 0,070	0	21	62	13	48	104	++	24,7	37,1
<i>NBC_1.57</i>	1,570 \pm 0,010	0	0	0	8	8	9	++	71,4	89,0
LBC_1.60	1,600 \pm 0,080	0	14	102	8	28	125	++	46,7	60,8
LBC_1.64	1,640 \pm 0,050	4	57	303	21	76	322	+	03,5	05,1
<i>NBC_1.64</i>	1,644 \pm 0,007	28	67	260	45	87	280		00,0	00,0
LBC_2.12	2,120 \pm 0,170	0	21	240	9	37	261	++	42,1	58,0
<i>NBC_2.12</i>	2,122 \pm 0,010	0	0	0	17	18	24		46,6	83,6
<i>NBC_2.17</i>	2,166 \pm 0,010	25	64	292	40	83	311		00,0	00,0
LBC_2.20	2,200 \pm 0,168	0	67	320	18	86	340	+	07,5	12,2
LBC_2.26	2,260 \pm 0,030	44	99	310	62	121	328		00,0	00,0

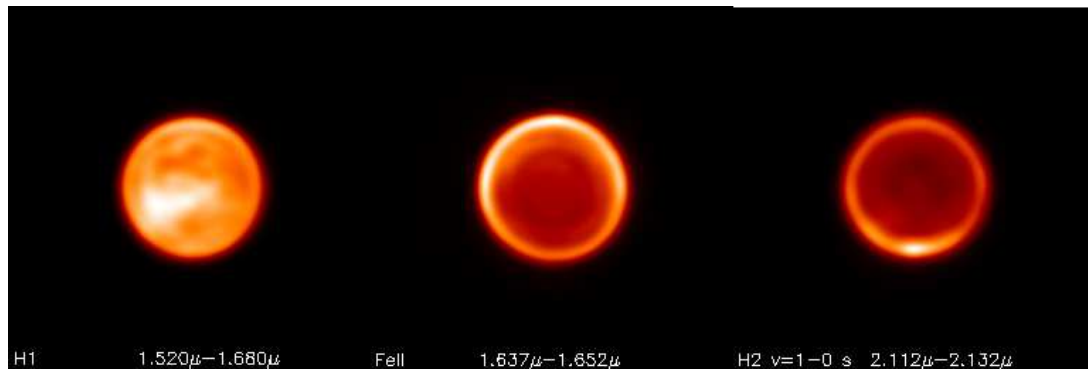


FIG. 4.4: Mosaïque d'images typiques PUEO : sélection du 20 novembre 2002, classée par longueur d'onde croissante. Tous les filtres sont complémentaires, certains donnant des informations sur la surface (H1-LBC_1.60), d'autres sur l'atmosphère : FeII-NBC_1.64 est un filtre stratosphérique alors que H2(1-0)-NBC_2.12 est un filtre troposphérique.

J'ai personnellement effectué les missions de 2002 et 2004. De nombreux filtres ont été utilisés, mais tous ont été sélectionnés pour leur proximité à une fenêtre du méthane : Trois bandes et quatre fenêtres du méthane sont couvertes, avec donc des contributions de brume différentes. Les temps d'intégration sont très divers, et la quantité de filtres ayant été privilégiée devant les longs temps de pose, les images ne pourront peut-être pas être toutes utilisables. Le *seeing* est très variable, entre 0,3 et 1,2", avec une valeur moyenne de l'ordre de 0,6" dans le visible. Le 8 mars 2001, le *seeing* de 1" était très moyen, ce qui pourrait être un handicap, et cela se confirmera effectivement par la suite. Les champs plats (*flatfields*) associés à chaque filtre ne sont pas tous présents, mais on peut combler ces lacunes en utilisant des *flats* réalisés à des longueurs d'onde proches.

Dans l'ensemble, les données PUEO sont certes de faible résolution spatiale (0,04arcsec), par contre l'excellence du *seeing* de 0,3-0,8", assurée par l'altitude extrême du site, nous permet en permanence de remonter à la limite de diffraction grâce à la déconvolution (Section 5.3) pour la quasi-totalité de nos images. Les longueurs d'onde disponibles vont de 0,83 à 2,2 μ m, couvrant donc potentiellement 6 fenêtres du méthane.

4.2.4 Quelques exemples

La Fig. 4.4 (la Fig. A.1, en Annexe, est plus détaillée) donne une idée des différentes images que l'on peut obtenir avec PUEO. L'aspect de Titan change considérablement d'une longueur d'onde à l'autre, signe que l'on peut effectivement sonder différents niveaux d'altitude dans l'atmosphère, et même, au centre des fenêtres du méthane, atteindre la surface (les filtres LBC_1.29, LBC_1.60, LBC_1.64 montrent des motifs similaires au centre du disque de Titan, sur la face avant, à 83°LCM : il s'agit du continent Xanadu), ce que je développerai Section IV.

D'autres filtres étroits sondent l'atmosphère, de façon précise (NBC_1.64

TAB. 4.4: Observations de Titan en optique adaptative de 1998 à 2005 avec CFHT/PUEO. La longitude (LCM) du point sub-terrestre (Sub-Earth Point) permet de savoir quelle est la face que Titan nous montrait au moment de la mission. Le seeing permet quant à lui de juger a priori de la qualité des images : un seeing de faible valeur donnera souvent d'excellentes images.

Date (TU)	Filtres	Phase solaire	LCM	Seeing (")
26 Oct 1998	LBC_1.29, LBC_1.18, LBC_1.60, LBC_1.64	+0.51°	93-97°	0.3-0.5
07 Mar 2001	LBC_1.18, LBC_1.29, NBC_1.21, LBC_1.60, NBC_1.57, LBC_2.26	+5.83°	85-87°	0.8-1.0
08 Mar 2001	LBC_0.83, NBC_1.08, NBC_1.09, LBC_1.60, NBC_1.57, NBC_1.64	+5.80°	108-110°	1.0-1.2
04 Dec 2001	LBC_1.60, NBC_1.64, NBC_1.21, LBC_1.29, LBC_1.18, NBC_1.08, NBC_1.09, LBC_2.20, LBC_2.12, NBC_2.12	+0.29°	112-119°	0.5-0.8
13 Nov 2002	NBC_2.17, NBC_2.12, NBC_1.64, LBC_1.64, LBC_1.18, LBC_1.29, LBC_1.60	-3.78°	283-287°	0.6-0.8
14 Nov 2002	LBC_1.29, LBC_1.18, LBC_1.60, LBC_1.64, NBC_1.64, NBC_2.17, NBC_2.12	-3.68°	305-309°	0.3-0.8
20 Nov 2002	LBC_1.29, LBC_1.18, LBC_1.60, LBC_1.64, NBC_1.64, NBC_2.17, NBC_2.12	-3.11°	83-85°	0.7-1.0
21 Nov 2002	LBC_1.29, LBC_1.18, LBC_1.60, LBC_1.64, NBC_1.64, NBC_2.17, NBC_2.12	-3.00°	103-107°	0.5-0.8
07 Jan 2004	NBC_1.64, NBC_2.12, LBC_1.64, LBC_1.60, NBC_1.28, LBC_1.18	+0.80°	11-13°	0.7-1.0
08 Jan 2004	NBC_2.12, NBC_2.17, LBC_2.20, LBC_2.12, LBC_1.29, LBC_1.18, NBC_1.28, NBC_1.21	+0.91°	31-34°	0.4-0.6

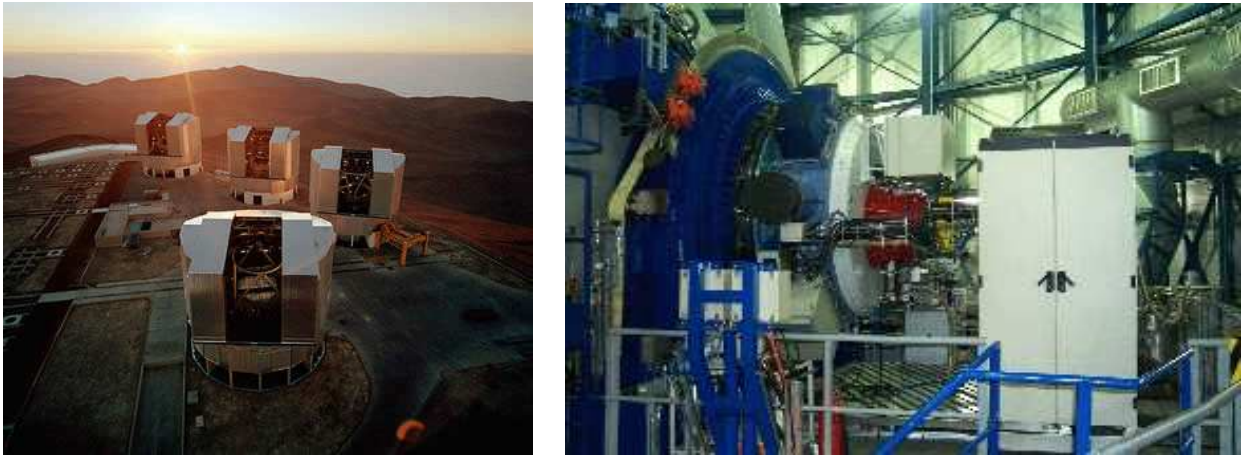


FIG. 4.5: Images du site du VLT, à Cerro Paranal, au Chili (gauche) et de NAOS/CONICA (à droite), le système d'optique adaptative et la caméra infrarouge utilisés lors de nos missions à l'Observatoire de l'ESO.

et NBC_2.17 pour la stratosphère, NBC_2.12 pour la troposphère), ce qui permet d'étudier les divers phénomènes apparaissant sur les images, expliquant l'apparence variable des limbes Nord, Sud, Est et Ouest (Section III) : pourquoi le limbe Nord est le plus brillant dans la stratosphère alors que c'est le limbe Sud qui prédomine dans la troposphère ? pourquoi peut-on distinguer un motif particulièrement brillant au niveau de Pôle Sud à $2,12\mu\text{m}$, mais pas ailleurs ?

D'autre part, l'utilisation de filtres larges (LBC_1.18 ou LBC_1.64) permet d'avoir une idée globale de la structure de l'atmosphère. Ceci permet d'affiner les modèles atmosphériques, pour voir si les motifs détectés par les filtres étroits sont très localisés, ou s'il s'agit de phénomènes de grande envergure, applicables à l'atmosphère dans sa totalité.

4.3 NAOS/CONICA : la pointe de la technologie

4.3.1 Une incontournable source d'images : le VLT

En 1993, l'ESO (*European Southern Observatory*) a décidé d'installer un nouvel ensemble de télescopes dans le désert Chilien, pour rénover voire remplacer à long terme le site de La Silla : le VLT (*Very Large Telescope*) sera construit au Cerro Paranal, à proximité d'Antofagasta. Quatre télescopes de 8,2m (UT1 Antu "solaire", UT2 Kueyen "lunaire", UT3 Melipal "Croix du Sud", UT4 Yepun "Vénus") seront utilisables soit séparément, soit en batterie avec le VLTI (*Very Large Telescope Interferometer*). Pour plus de flexibilité, plusieurs petits télescopes amovibles de 1,8m complètent l'ensemble.

TAB. 4.5: *Filtres utilisés sur NACO, de la même façon que Table 4.3. Ici tous les filtres sont étroits.*

Filtre	λ (μm)	Altitude sondée						Surface	
		centre			limbe			T	C
		(m)	(0)	(M)	(m)	(0)	(M)		
NB_1.04	$1.040 \pm 0,007$	0	7	13	36	42	47	12,0	10,0
NB_1.08	$1,083 \pm 0,0075$	0	2	8	16	25	43	++	28,0 43,8
NB_1.09	$1,094 \pm 0,0075$	11	18	25	46	51	58	+	05,1 02,9
NB_1.24	$1,237 \pm 0,0075$	15	21	29	46	52	60		03,4 01,1
NB_1.28	$1,282 \pm 0,007$	0	0	0	16	16	17	++	46,8 71,5
NB_1.64	$1,644 \pm 0,009$	28	68	303	45	87	322		00,0 00,0
NB_1.75	$1.748 \pm 0,013$	33	70	300	47	90	318		00,0 00,0
IB_2.00	$2,000 \pm 0,030$	0	3	150	9	15	201	++	68,0 84,0
NB_2.12	$2,120 \pm 0,010$	0	0	0	17	18	20		47,9 84,4
IB_2.15	$2.150 \pm 0,030$	0	29	193	19	50	214		08,8 18,2
NB_2.17	$2.166 \pm 0,010$	25	64	292	40	83	311		00,0 00,0

4.3.2 NAOS/CONICA (NACO)

NAOS, le système d'optique adaptative fixé au foyer Nasmyth du télescope Yepun-UT4 de 8,2m, démontra l'efficacité de ses 185 actuateurs le 25 novembre 2001 (Lagrange *et al.*, 2003). Deux détecteurs de front d'onde (*Wave-Front Sensor*) sont proposés, opérant soit dans le visible (450-950 nm), soit dans le proche infrarouge (800-2500nm). CONICA, quant à elle, dispose d'un détecteur InSb ALADDIN2, refroidi à 27°K pour limiter le bruit de photons.

- Bande passante : 0,9 à 5,0 μm
- CCD 1026x1024 pixels
- taille de pixel variable : 0,01325" pour le détecteur S13, 0,02703" pour le S27 et 0,05430" pour le S54
- 80-90% de rendement quantique
- bruit de lecture 46 e^- /pixel (pour le mode le plus courant *Double_RdRstRd*)
- gain 11 e^- /ADU (pour le même mode)

NACO propose de très nombreux modes différents avec lesquels nous avons pu sonder Titan de multiples façons : de l'imagerie simple par filtres étroits (méthode similaire à PUEO/KIR), de l'imagerie plus complexe avec un filtre différentiel (mode SDI) ou un Fabry-Pérot (mode FPI), et de la spectroscopie.

Mode imagerie : Narrow-band Filter Imaging

La Table 4.5 résume tous les filtres que nous avons utilisés sur Titan. Tous ces filtres sont étroits, et souvent plus étroits même que ceux de PUEO (il existe quelques filtres "larges" que nous n'avons pas utilisés). Depuis l'expérience PUEO, nous savons que les filtres étroits recueillent suffisamment de photons

pour imager correctement Titan ; de plus, les filtres étroits sont plus sensibles à l'altitude sondée que les filtres larges. Certains de ces filtres sont similaires aux filtres PUEO : en particulier pour les couples NB_2.17 et NBC_2.17, ou NB_2.12 et NBC_2.12. Ceci nous sera très utile pour confirmer avec exactitude la véracité et la crédibilité des motifs détectés par les deux télescopes.

Mode imagerie 2 : Simultaneous Differential Imager

CONICA propose un mode inédit, le SDI *Simultaneous Differential Imager*, qui permet d'acquérir simultanément 4 images à travers 3 filtres différents. Deux de ces images sont prises hors de la fenêtre du méthane à $1,6\mu\text{m}$ (à $1,575$ et $1,600\mu\text{m}$ précisément), et les deux autres sondent le centre de la fenêtre, à $1,625\mu\text{m}$. Tous ces filtres ont une largeur de 25nm FWHM. L'échelle spatiale de la caméra SDI est de $17,32\text{mas}/\text{pix}$, légèrement moins précise que la caméra S13.

Mode imagerie 3 : Fabry-Pérot Imager

Le dernier mode que j'ai utilisé avec NACO est le FPI *Fabry-Pérot Imager*, un filtre interférentiel ajustable entre $2,0$ et $2,5\mu\text{m}$ (donc potentiellement puissant utilisé en conjonction avec les modes spectroscopiques à disposition sur NACO, voir le point suivant). La résolution spectrale de FPI est d'environ 1000, et sa finesse atteint 26. Avant chaque observation, il doit être recalibré en observant les anneaux produits par l'éclairage uniforme d'une lampe spectrale *Ar*, afin de vérifier l'écartement des deux lames parallèles.

Modes spectroscopiques

NAOS/CONICA dispose d'une batterie complète de modes spectroscopiques, principalement en bande K ($2\mu\text{m}$). J'ai utilisé personnellement le mode S27_3_SK en janvier 2005. Il est basé sur l'utilisation de la caméra S27 éclairée par la lumière dispersée par un grisme, issue d'une fente de 182mas posée sur l'objet. Ce mode particulier sonde la gamme $2,02$ - $2,53\mu\text{m}$, avec une dispersion linéaire $0,50$ et une résolution spectrale de l'ordre de 1400. Comme tous les modes spectroscopiques de NACO, l'étalonnage est fourni par une lampe spectrale à l'Argon *Ar*.

4.3.3 NACO, de 2002 à 2005 : qualité et efficacité

NACO a été mis en service peu après le début de ma thèse, j'ai donc pu suivre en direct ses premières observations, et réaliser moi-même quelques missions de l'équipe (observations 2004 et 2005). Il faut noter que la mission 2005 fut choisie pour correspondre à la date d'atterrissage de Huygens. Le *seeing* moyen des observations est souvent moins bon que celui du CFHT, variant de $0,4$ à $2,3''$, principalement à cause de la faible altitude du site, imposant donc une couche d'atmosphère terrestre à traverser plus épaisse qu'à

TAB. 4.6: Observations de Titan en optique adaptative de 1998 à 2005 avec VLT/NACO.

Date (TU)	Filtres	Phase solaire	LCM du SEP	Seeing
20 Nov 2002	NB_1.08, NB_1.24, NB_1.28, NB_1.64, NB_1.75, NB_2.12, NB_2.17	-3.13°	81-82°	1.7-2.3
25 Nov 2002	NB_1.08, NB_1.09, NB_1.24, NB_1.28, NB_2.12, NB_2.17	-2.60°	189-191°	1.3-1.6
26 Nov 2002	NB_1.08, NB_1.24, NB_1.28, NB_1.64, NB_1.75, NB_2.12, NB_2.17	-2.49°	211-214°	0.9-1.0
25 Avr 2004	IB_2.00, NB_2.12, IB_2.15, NB_2.17	+5.65°	344-346°	0.5-0.6
15 Jan 2005	FPI, SDI	+0.12 °	170-172°	0.3-0.6
16 Jan 2005	NB_1.28, IB_2.00, NB_2.12, IB_2.15, NB_2.17, S27_3_SK, SDI	+0.24°	192-194°	0.4-0.7

Hawaii. Pourtant la bonnette d'optique adaptative et le diamètre du télescope (presque trois fois supérieur à celui du CFHT) aidant, les images NACO sont souvent plus détaillées que les images PUEO (les images NACO du 20 novembre 2002, avec un *seeing* de 2", sont par exemple de qualité visuelle équivalente aux images PUEO prises avec un *seeing* de 0,5"). Les filtres disponibles ici ne permettent de sonder que 4 fenêtres du méthane, entre 1,08 et 2,0 μm (à comparer aux 6 fenêtres accessibles avec PUEO).

4.3.4 Petit aperçu

Imagerie conventionnelle : filtres étroits et SDI

La Fig. 4.6, à l'instar de la Fig. 4.4, présente une sélection des images acquises par NACO (ici un échantillon minimaliste de la meilleure série d'images de 2002, qui a donné lieu à la publication Gendron *et al.* (2004)).

Comme avec PUEO, on peut analyser séparément soit la surface (Partie IV) avec les filtres à 1,08 ou 1,28 μm qui proposent des motifs sombres et clairs constellant la surface du satellite ; soit l'atmosphère (Partie III) : la troposphère (un limbe Sud prédominant à 2,12 μm), la tropopause (à 1,04 ou 1,24 μm , seul le limbe Est brille peu) et la stratosphère (le limbe Sud s'efface à 1,68, 1,75 et 2,17 μm). Le filtre NB_1.09 est intermédiaire, montrant des contributions à la fois de la surface et de la troposphère.

L'utilisation de SDI est ici identique aux autres filtres étroits : les images à

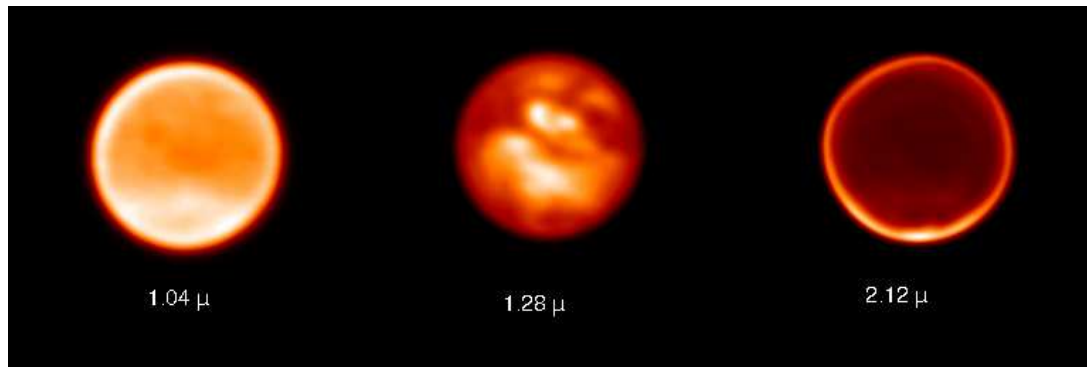


FIG. 4.6: Mosaïque d'images typiques NACO : sélection du 26 novembre 2002, classée par longueur d'onde croissante. Tous les filtres sont étroits, sondant précisément certaines altitudes sur Titan, de la surface (NB_1.28) jusqu'à la stratosphère (NB_1.04), en passant par la troposphère (NB_2.12). [Adapté de Gendron et al. (2004)]

1,625 μm sondent directement la surface (Partie IV), alors que les filtres à 1,575 et 1,600 μm sondent l'atmosphère (Partie III).

Imagerie avec des filtres très étroits : FPI

Ces images sont encore en cours de traitement, pourtant quelques tendances se dessinent déjà. A l'image des modes d'imagerie par filtres étroits NB ou SDI, nous pouvons sonder différentes altitudes avec chacune des longueurs d'onde choisie : dans ce cas, nous avons observé Titan en centrant la longueur d'onde du Pérot-Fabry tous les 5nm entre 2,00 et 2,20 μm . Ceci nous permet de bien observer l'évolution de l'aspect du disque de Titan en fonction de l'altitude précise, car le Pérot-Fabry est équivalent à un filtre de largeur 2nm, ce qui implique une précision de l'ordre d'environ 2km sur l'estimation de l'altitude.

A première vue, ces images confirment les dires des autres filtres étroits, et également les grandes lignes de l'étude spectroscopique que je vais décrire ci-après. Un seul résultat inédit (par rapport aux autres filtres) se profile pour l'instant : la détermination à haute précision de l'altitude des nuages sur Titan (Chapitre 9), voire un indice sur la formation de ce système météorologique, puisque nous voyons quelques traces de ce motif à certaines longueurs d'onde, alors qu'il n'était absolument pas visible aux longueurs d'onde habituelles (2,12 μm) le 14 janvier 2005. Tout ceci sera décrit dans un article à venir.

Spectroscopie

Obtenir des spectres précis en différents lieux sur le disque de Titan (Fig. 4.7a) permet à la fois d'obtenir des informations précises en terme d'altitude (car toute une gamme de longueurs d'onde est sondée ici : notre seul regret est que la gamme 2,02-2,53 μm soit juste en dehors de la fenêtre du méthane à 2,0 μm) et de latitude-longitude, mais aussi de comparer pour chaque altitude

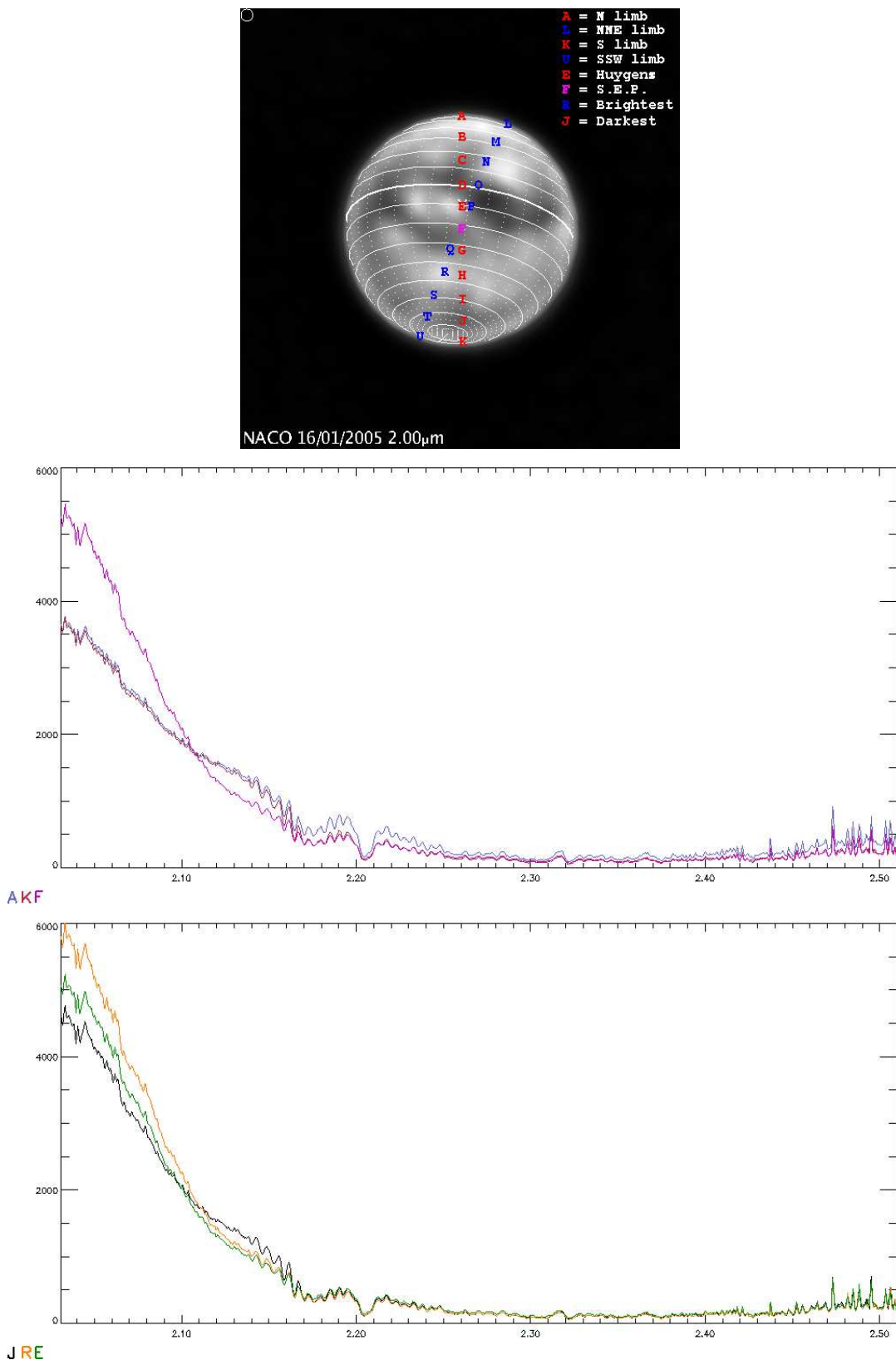


FIG. 4.7: Sélection de quelques spectres NACO de janvier 2005.

(a) correspond aux positions sur une image NACO ($2,00\mu\text{m}$) déconvoluée des 21 zones étudiées par spectroscopie. Les zones d'intérêt particulier sont indiquées en haut à droite sur l'image.

(b) présente quelques spectres caractéristiques choisis en fonction de leur distance au nadir : A (limbe Nord) en bleu, K (limbe Sud) en rouge, comparés à F (Point Sub-Terrestre, SEP), en rose.

(c) compare trois spectres de régions spécifiques dont le comportement diffère dans la fenêtre du méthane : J (zone la plus sombre) en noir, R (zone la plus brillante) en orange, et E (site d'atterrissage de Huygens) en vert. Voir le texte pour plus de détails.

le comportement des différentes zones étudiées. On peut noter sur les spectres que je présente Fig. 4.7 diverses tendances :

- Dans la proximité de la fenêtre [2,02-2,10 μm], les limbes (A et K) sont tous similaires sombres, alors que les spectres plus proches du centre du disque (E, F, J, R) sont plus brillants (c'est le *limb-darkening* expliqué en 3.2.4). Plus troublant, les spectres des régions de surface se répartissent en intensité dans l'ordre attendu $R > E > F > J$ (puisque nous connaissons l'apparence de la surface à 2,0 μm , rappelée Fig. 4.7a), mais aucune raie d'absorption ou d'émission évidente ne vient différencier ces zones. Cette absence de raies particulières pour expliquer la différence de couleur des taches de surface sera repris au Chapitre 11.
- Dans l'aile de la bande d'absorption, en particulier dans la gamme [2,10-2,16 μm], les spectres des zones de surface diminuent et s'égalent tous, alors que les spectres de limbe croissent : on ne voit dans cette zone qu'une transition vers un cas de *limb-brightening* : les spectres plus proches du *nadir* (E, F) sont plus assombris que les spectres proches des limbes (R, puis J, et finalement A et K).
- À partir de 2,16 μm , tous les spectres s'uniformisent, à une exception : le spectre A (limbe Nord) reste significativement plus brillant que tous les autres présentés ici. C'est une mesure directe de l'excès d'aérosols dans l'hémisphère Nord, qui sera étudié au Chapitre 7.

Chapitre 5

Traitement des images

Sommaire

5.1	Quelques généralités sur le traitement d'images	72
5.1.1	La méthode générale	72
5.1.2	Questions d'orientation, définition des coordonnées	74
5.1.3	De la résolution	75
5.1.4	Représenter des sphères dans l'espace	77
5.2	Le devenir des Fonctions d'Étalement de Point (FEP)	79
5.2.1	Le traitement des images de FEP	80
5.2.2	La reconstruction de FEP <i>a posteriori</i> : méthode JP-PSF	80
5.3	Déconvolution : un outil d'utilisation délicate	81
5.3.1	Petits rappels théoriques	81
5.3.2	Un détail qui a finalement son importance : à la recherche de la taille optimale des images	84
5.3.3	Déconvoluer ou pas ? quelle amélioration de la résolution spatiale ?	87
5.3.4	Le sempiternel dilemme : artefacts ou motifs réels ?	88
5.3.5	S'il faut faire un choix...	91
5.4	Quelques cas particuliers	92
5.4.1	Le problème de la photométrie	92
5.4.2	Effets géométriques : la correction de l'effet centre-bord	93
5.4.3	Incident avec PUEO 2004 : Titan dérive !	93
5.4.4	Mode spectroscopique NACO	93
5.4.5	Mode imagerie NACO 2 : FPI	96

Le traitement d'images est une étape indispensable, souvent considérée comme ingrate, car répétitive et rarement intégralement réalisée par *pipelines* et programmes automatiques. J'ai aidé au développement d'une interface graphique de traitement d'images, afin d'accélérer ce processus, tout en intégrant divers automatismes pour faciliter la tâche de l'utilisateur ; tout ceci a été fait dans une seule optique : le rendre plus efficace et adapté au cas de Titan. J'ai

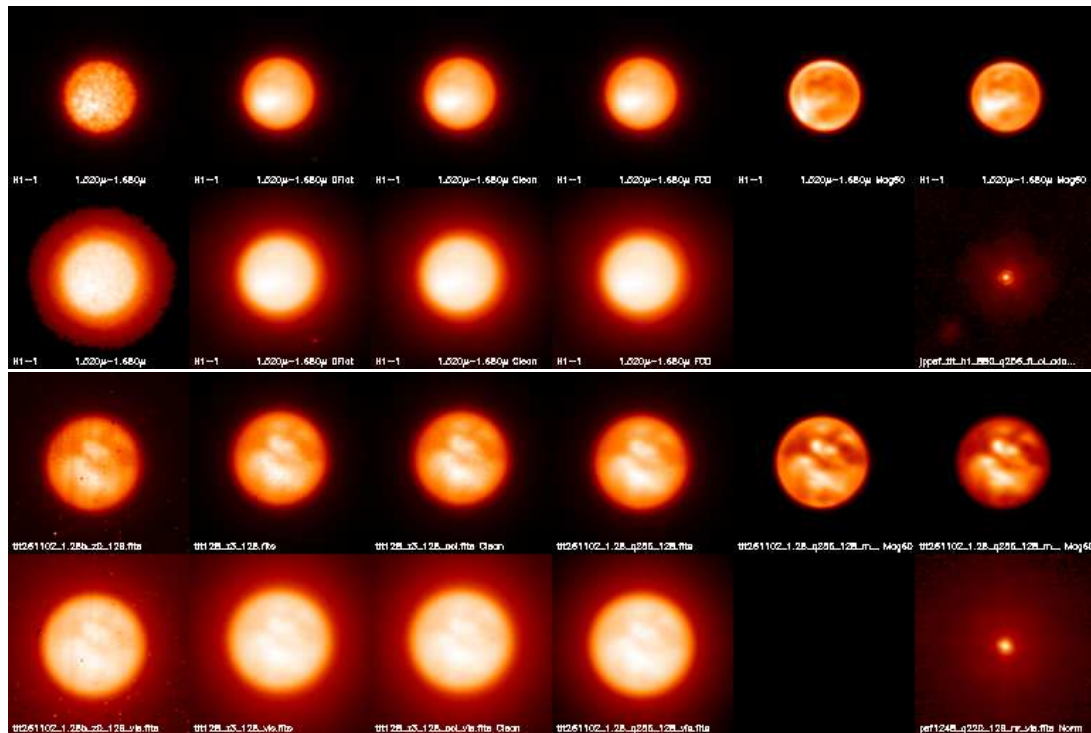


FIG. 5.1: Apparence d'une image de Titan au cours du traitement (image PUEO H1/LBC_1.60 du 14 novembre 2002 en haut, image NACO à $1,28\mu\text{m}$ du 26 novembre 2002 en bas). La ligne supérieure montre l'image réelle, et la ligne inférieure en montre l'échelle logarithmique pour en faire ressortir les détails de faible intensité. Les étapes successives sont ici représentées par (a) l'image brute, (b) l'image déflatée, (c) l'image nettoyée des mauvais pixels, (d) l'image débarrassée du bruit corrélé, (e) l'image déconvoluée par la méthode Magain, (f) l'image corrigée des effets centre-bord. La FEP correspondante pour chaque image a été ajoutée en médaillon pour chaque série, en échelle logarithmique.

aussi abordé d'un point de vue pragmatique (et non théorique) la déconvolution, la "baguette magique" louée par certains et décriée par d'autres : elle ne laisse jamais indifférent !

5.1 Quelques généralités sur le traitement d'images

5.1.1 La méthode générale

Les données numériques obtenues en sortie d'un CCD sont souvent stockées sous forme d'un cube d'images brutes. Les premières étapes visent la refonte de ce cube de données en une seule image prête à l'emploi. Chaque tranche de ce cube est tout d'abord corrigée du "champ plat" (ou *flatfield*), qui représente la carte de sensibilité du système optique (télescope, optiques et détecteur) aux photons incidents. La correction du fond de ciel (ou *sky*, qui

reproduit le signal moyen du ciel, qui doit être bien distingué du signal de l'objet) et du courant d'obscurité (ou *dark*, qui mesure le courant résiduel parcourant le CCD alors qu'aucune photon ne vient le perturber) viennent ensuite. L'acquisition de ces références (du *sky* en particulier) est simultanée à l'acquisition de l'image de l'objet, grâce à la technique dite du *nodding* : le CCD est légèrement décalé entre chaque pose, pour que l'objet et le ciel ne recouvrent jamais exactement les mêmes parties du détecteur, ce qui permet de reconstituer avec précision une carte du fond de ciel en sélectionnant les pixels du CCD où l'objet n'apparaît pas.

Traitements cosmétiques

Les étapes suivantes sont bien connues des observateurs : les mauvais pixels (pixels du CCD défectueux, rayons cosmiques, etc...) ou le bruit corrélié (les systèmes de trames et de moiré dus généralement à la lecture même du détecteur, voir Wampler (1992)). Autant le second ne peut qu'être fait automatiquement, autant le premier peut se faire manuellement au cas par cas, ou alors grâce à deux techniques automatiques :

Méthode automatique 1 : reposant sur une analyse en ondelettes de l'image, cette méthode supprime tous les éléments de haute fréquence dont le signal dépasse de 6σ la distribution alentour.

Méthode automatique 2 : élaborée par E. Gendron, cette méthode est potentiellement puissante, et scientifiquement gratifiante pour l'observateur, car elle repose sur des considérations physiques et non statistiques. Pour cette méthode, il faut repasser dans le Domaine de Fourier. Le principe de Shannon ("tout objet n'est crédible que s'il s'étend sur au moins deux éléments de résolution consécutifs") se présente sous forme fréquentielle comme une limite supérieure de fréquence accessible dans l'image. Tout point du spectre de puissance en dehors de cette limite ne peut qu'être imputable au bruit, et en aucun cas à l'objet. Avec un masque éliminant toutes les fréquences plausibles de l'objet (donc tout le domaine de fréquences inférieures à la fréquence de coupure), on retrouve une carte de tous les pixels morts de l'image, qui sont éliminés successivement en fonction de leur luminosité.

Déconvolution

A cause de l'atmosphère et du système optique, une source ponctuelle n'est pas visible comme un point sur le CCD, mais comme une tache de diffraction. La FEP est l'enregistrement de cette déformation. Tous les différents "points" constituant l'objet se retrouvent déformés de la même manière, selon le schéma donnée par la FEP. La déconvolution (dont je décrirai rapidement la théorie en Section 5.3) est une méthode mathématique visant, connaissant l'allure de la FEP, à corriger cette déformation et à remonter à l'image initiale.

Avant de lancer cette étape, le pré-traitement "cosmétique" (ci-dessus) des images (objet comme FEP) doit être irréprochable ! La déconvolution est en effet très sensible au bruit, et tout regroupement suspect de pixels défectueux

ou mal corrigés créera inmanquablement des artefacts rédhibitoires, ce qui annule complètement l'intérêt de la déconvolution.

Effets centre-bord

Une fois l'image traitée au mieux de nos capacités, il faut continuer à corriger d'autres effets, mais pour cela, il faut connaître la physique de l'objet. Ici, nous ne traitons donc plus les images d'un objet quelconque, mais bien des images de Titan. Le traitement des effets centre-bord (voir Section 5.4.2) repose en effet sur la connaissance préalable de l'objet.

Deux paramètres sont à prendre en compte dans ce cas : la confiance que l'on porte au modèle de transfert radiatif qui doit reproduire l'aspect de l'atmosphère et la surface de Titan en tant qu'objets diffusants (cf Section 3.2.4) d'une part, et l'application du filtre résultant sur l'image, d'autre part. Le filtre doit être appliqué à une sphère mal définie, dont on doit trouver le centre et le rayon avec une bonne précision (cf 5.1.4), car au limbe le filtre aura des effets importants, ce qui peut fausser les résultats s'il n'est pas correctement appliqué au bon endroit.

5.1.2 Questions d'orientation, définition des coordonnées

Titan étant un objet résolu par les systèmes d'optique adaptative, nous pouvons en étudier des détails de l'atmosphère et de la surface, mais il faut tout d'abord imposer à nos images une certaine orientation, en particulier pour reconstruire des cartes de la surface (cf Section 10). Heureusement, pour les télescopes à monture équatoriale, les axes du télescope suivent la direction de l'Ascension Droite et de la Déclinaison, et les CCDs y sont également souvent parallèles. Il ne reste plus qu'à différencier le "haut" du "bas".

La figure 5.2 rappelle quelques définitions astronomiques utilisées pour le repérage des directions sur la sphère céleste. On peut repérer la phase orbitale de Titan soit par rapport à un système de coordonnées "titanographiques" (à l'image du repère "géographique"), soit par rapport à Saturne, puisque Titan est en orbite synchrone dans le système Kronien. Dans le premier cas, on définit l'équateur (qui coupe le plan des anneaux de Saturne) et un méridien de référence : le point sub-saturnien définit ce méridien 0°LCM (LCM = *Longitude with respect to the Central Meridian* = longitude Ouest comptée à partir de ce méridien de référence). Dans le second cas, on peut repérer Titan sur son orbite entre deux élongations maximales (GEE = *Greatest Eastern Elongation* ou Elongation Maximale Est ; GWE = *Greatest Western Elongation* ou Elongation Maximale Ouest), Titan revenant en position au bout de 15,9 jours. Titan nous montre sa face avant en GEE (LCM = 90°), alors que c'est son hémisphère de traîne qui est illuminé en GWE (LCM = 270°). Les conjonctions inférieure (Titan est entre la Terre et Saturne) et supérieure (Saturne est entre Titan et la Terre) correspondent respectivement aux longitudes 180°LCM et 0°LCM .

Qu'en est-il visuellement ? Le Nord est en haut, le Sud en bas. Mais tout n'est pas aussi simple, à cause d'une grande différence de définitions : la dé-

TAB. 5.1: Attitude de Titan au cours des différentes missions de 1998 à 2005.

Date	Longitude SEP	Latitude SEP	NP	Rayon apparent
26/10/1998	93° - 97°	-15,09°	1,01°	0,427891
17/11/2000	123°	-13,39°	357,84°	0,436649
07/03/2001	85° - 87°	-23,38°	358,10°	0,377157
08/03/2001	108° - 110°	-23,41°	358,09°	0,376636
05/12/2001	112° - 119°	-25,59°	356,25°	0,439396
13/11/2002	283° - 287°	-26,03°	354,61°	0,431365
14/11/2002	305° - 309°	-26,03°	354,61°	0,431739
20/11/2002	81° - 85°	-26,07°	354,64°	0,434806
21/11/2002	103° - 107°	-26,09°	354,64°	0,435347
25/11/2002	189° - 191°	-26,12°	354,67°	0,437106
26/11/2002	211° - 214°	-26,41°	354,68°	0,437407
06/01/2004	11° - 13°	-25,25°	353,83°	0,440338
07/01/2004	31° - 34°	-25,27°	353,83°	0,440299
25/04/2004	344° - 346°	-25,66°	353,86°	0,374961
10/01/2005	57°	-22,41°	353,33°	0,439292
20/01/2005	283°	-22,67°	353,33°	0,439181
22/01/2005	328°	-22,70°	353,33°	0,438689
15/01/2005	170° - 172°	-22,57°	353,32°	0,440027
16/01/2005	192° - 194°	-22,60°	353,32°	0,439991

finition des élongations suit la norme astrométrique, avec l'Est (*East-sky*) à gauche sur les images (la sphère céleste est vue de l'intérieur); inversement, la norme LCM oriente l'Est (*East-map*) vers la droite sur les images, comme sur la sphère terrestre. Sauf indication contraire, nous utiliserons toujours la norme LCM. Puisque Titan tourne dans le sens direct autour de Saturne (et autour du Soleil), il faudra se rappeler que le matin sur Titan apparaît sur les images à gauche (*West-map = East-sky*).

5.1.3 De la résolution

En optique, il faut prendre en compte deux paramètres qui paraissent similaires mais qui peuvent avoir des implications différentes en traitement d'image : le pouvoir séparateur du télescope (ou "résolution" du télescope), et la résolution angulaire du CCD qu'on y adjoint. Les valeurs numériques qui en découlent sont développées Table 5.2 (voir également Table 4.1).

Le premier, la résolution du télescope, dépend de la taille du miroir et de la longueur d'onde : la formule d'Airy donne le diamètre d de la tache primaire de diffraction d'une source ponctuelle (FEP) en fonction de la longueur d'onde λ et du diamètre du télescope D (voir aussi Fig. 4.1)

$$d = 1,22 \frac{\lambda}{D}$$

Le second, la résolution angulaire du CCD, ne dépend pas du tout de la

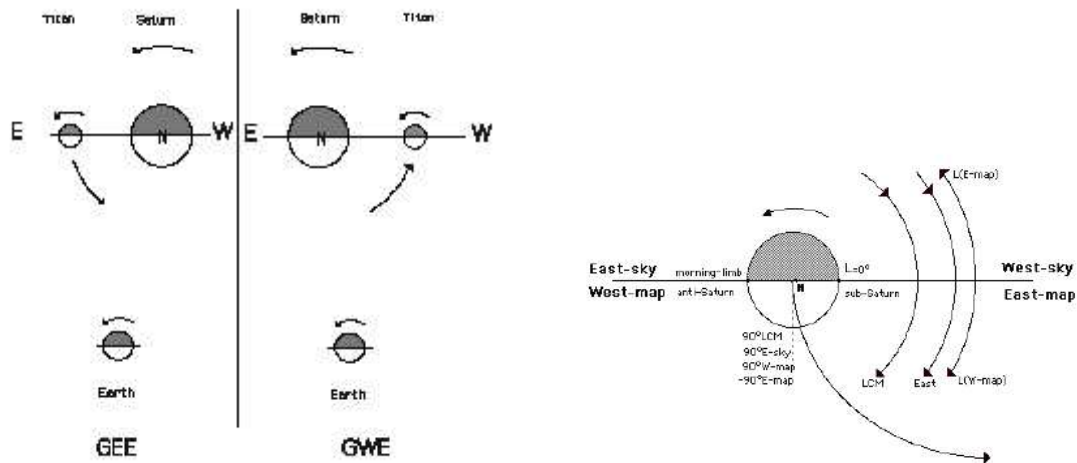


FIG. 5.2: Définition de l'orientation de Titan par rapport à Saturne et à l'observateur. Image de gauche : définition de la GEE (Greatest Eastern Elongation) et de la GWE (Greatest Western Elongation); lorsque Titan est le plus éloigné de Saturne à l'Est de celle-ci (GEE), il nous montre sa face avant (leading hemisphere), inversement à la GWE, il nous montre sa face arrière (trailing hemisphere). Image de droite : définition de la longitude sur Titan (Longitude of the Central Meridian, ou LCM). La sphère céleste est une sphère vue de l'intérieur : l'Est (qu'on appellera désormais East-sky) est à gauche de l'axe Nord-Sud pointant vers le haut; inversement, Titan est une sphère vue de l'extérieur, son Est (East-map, mais ce sont les notations par rapport à Titan que nous utiliserons tout au long de ce rapport, sauf indication contraire) est donc à droite de l'axe Nord-Sud. La longitude LCM est une longitude Ouest, comptabilisée par rapport au méridien sub-saturnien (le méridien zéro est donc par convention toujours face à Saturne, puisque Titan est en orbite synchrone par rapport à sa planète). Lorsque Titan tourne sur son orbite, la LCM du point sub-terrestre (Sub-Earth Point, ou SEP) augmente donc graduellement. [D'après Coustenis et al. (2001)]

TAB. 5.2: Taille des objets observés (FEP ou Titan) en nombre d'éléments de résolution δ (Table a) ou en pixels pix (Table b) sur la majeure partie des détecteurs IR utilisés de 1998 à 2005. On a supposé que la limite de diffraction était atteinte, et que Titan avait un diamètre angulaire de $0,88''$, comme c'est le cas à chaque opposition de Saturne, par exemple en janvier 2004.

λ	CFHT		VLT	
	FEP	Titan	FEP	Titan (δ)
J ($1,3 \mu\text{m}$)	0,07"	13	0,03"	29
H ($1,6 \mu\text{m}$)	0,10"	8	0,05"	18
K ($2,2 \mu\text{m}$)	0,13"	6	0,06"	14

	CFHT	VLT		
	KIR	S13	S27	S54
Titan ($0,88''$)	25 <i>pix</i>	66 <i>pix</i>	33 <i>pix</i>	16 <i>pix</i>
FEP J ($1,3 \mu\text{m}$)	2,0 <i>pix</i>	2,3 <i>pix</i>	1,1 <i>pix</i>	0,6 <i>pix</i>
FEP H ($1,6 \mu\text{m}$)	3,2 <i>pix</i>	3,7 <i>pix</i>	1,8 <i>pix</i>	0,9 <i>pix</i>
FEP K ($2,2 \mu\text{m}$)	4,0 <i>pix</i>	4,6 <i>pix</i>	2,3 <i>pix</i>	1,1 <i>pix</i>

longueur d'onde, et peu du télescope. La taille de Titan (en moyenne $0,88''$, mais cela varie évidemment en fonction de la distance entre la Terre et Saturne) sur le détecteur sera donc fixe à toutes les longueurs d'onde, ne changeant qu'avec la définition du CCD. Par contre la taille de la FEP, dépendant aussi de la longueur d'onde, variera en fonction des deux. On peut remarquer que le principe de Shannon impose un sous-échantillonnage des images quand on utilise les caméras S27 (en dessous de $2\mu\text{m}$) et S54 (en général) sur VLT/NACO : tout motif crédible devant faire au moins 2 *pix*, la limite de résolution effective sera supérieure à celle de la FEP théorique. Par exemple, la caméra S54 en bande J ($1,3\mu\text{m}$) est théoriquement la plus précise (car la taille de la PSF est de $0,6\text{pix}$), mais en réalité on ne pourra discerner que 8 régions dans le diamètre de Titan (qui est de 16pix).

La lecture de la Table 5.2 souligne rapidement que le VLT offre une meilleure résolution spatiale que le CFHT, car il dispose d'un miroir presque 2,5 fois plus grand. Cela se voit d'un part dans la comparaison de la taille de Titan en nombre d'éléments de résolution théorique (Table 5.2a). Mais on peut également le noter dans la seconde table, car la dimension de la FEP est similaire dans le cas de PUEO/KIR et de CONICA/S13 : seule la taille de Titan change d'un facteur 2,5 entre les deux instruments.

5.1.4 Représenter des sphères dans l'espace

Pour le repérage dans l'espace, nous avons besoin d'une part de l'attitude de Titan (rappelée Table 5.1) et d'autre part d'une reconnaissance fiable du disque de Titan sur les images.

Le disque de Titan est facile à repérer visuellement, mais sa définition mathématique est plus ardue : même après déconvolution, le bord du disque

est plus net, mais une coupe de luminosité prouve vite que le flux est encore continu jusqu'au "fond du ciel" qui n'est pas nul non plus. Pour trouver le centre et le rayon¹ du disque, plusieurs méthodes ont été utilisées ; elles donnent toutes des résultats similaires, mais je préfère la dernière (qui situe le centre du disque avec une précision de $0,4\text{pix}$, soit environ 2% du rayon) :

- **Photocentre** : cette méthode rapide est la plus grossière, mais la plus simple. L'image est traduite en matrice binaire : les pixels plus brillants qu'un seuil (la moyenne du pixel le plus brillant et du pixel le plus sombre) sont posés égaux à 1, tous les autres sont fixés à 0. Il ne reste donc plus qu'un disque grossier d'intensité 1 sur un fond de ciel d'intensité 0. Le centre de Titan est donc le photocentre de ce disque, et leurs rayons sont supposés égaux.
- **Géodésique des points d'inflexion** : méthode plus raffinée, mais assez lente et laborieuse. Entre le disque de Titan et le ciel (avant comme après déconvolution), la courbe de luminosité décroît comme une fonction cubique, avec un point d'inflexion à mi-chemin entre le bord du disque et le fond de l'image. Chaque ligne de l'image est analysée pour trouver le premier point d'inflexion (limbe gauche) puis le dernier point d'inflexion (limbe droit) du disque ; la ligne où la distance entre ces deux points est la plus grande est supposée représenter le diamètre horizontal du disque, et le milieu entre ces deux extrémités donne l'abscisse du centre. On recommence en étudiant successivement toutes les colonnes, pour trouver le diamètre vertical et l'ordonnée du centre. Les deux diamètres sont moyennés pour trouver le rayon "réel". Pour confirmation, le cercle des points d'inflexion est dessiné, et son barycentre comparé aux coordonnées trouvées précédemment.
- **Cross-corrélation avec une fonction disque** : on suppose connu le rayon du disque (calcul immédiat s'il est donné par les éphémérides et que la définition du CCD est connue), auquel cas on trouve le maximum de corrélation entre une fonction cylindrique fictive (dont le rayon est celui de Titan) et l'image réelle, qui est le centre du disque de Titan.
- **Fit de gaussienne 3D** : dans cette méthode, on suppose que Titan est une gaussienne grossière que l'on va ajuster par une gaussienne à 4 paramètres libres (intensité au centre -inutilisé après coup-, largeur à mi-hauteur -le diamètre recherché- et coordonnées du centre -CQFD-). Par sécurité, les motifs du disque de Titan sont provisoirement amputés : on suppose que l'intensité de ces motifs se situe dans les 20% supérieurs de la répartition d'énergie de toute l'image. Tous ces pixels sont alors remplacés par une valeur fictive correspondant à ce seuil maximum de 80% de luminosité maximale. L'image tronquée est alors ajustée par la gaussienne 3D, à $0,4\text{ pix}$ près.

Dans la Partie IV, j'utiliserai de nombreuses projections différentes pour représenter des systèmes de coordonnées planétaires sur les images décon-

¹Le rayon est en général fourni par les éphémérides, mais dans certains cas il faut le trouver manuellement.

voluées, ou alors pour “déplier” ces images pour en faire des cartes polaires (Chapitre 9) ou cylindriques (Chapitre 10). Mes projections se basent sur les éphémérides de l’Institut de Mécanique Céleste et de Calcul des Ephémérides (IMCCE) : j’y trouve le rayon théorique de Titan, la longitude et la latitude du point sub-terrestre (SEP, que j’appellerai aussi *nadir*), et le décalage (*tilt*) de l’axe de rotation du satellite par rapport au Nord céleste². Le centre du disque est trouvé par les méthodes précédentes, ou rectifié à la main en dernier recours (fond du ciel avec une structure mal corrigée qui trompe le repérage topologique, motifs du disque bien plus contrastés que d’habitude qui faussent l’application des seuils, etc...). Une sphère de points de référence est créée (tous les 10° de longitude et de latitude pour les projections usuelles, 100 fois plus dense pour les reconstitutions de cartographies), puis pivotée (pour reconstituer l’attitude), dilatée (pour reconstituer le rayon), et enfin projetée sur l’image. La rotation est la seule subtilité à prendre en compte, car les trois angles donnés par l’IMCCE (latitude δ , longitude Ouest ω et *tilt* NP) ne forment pas une base orthogonale, contrairement à la base d’Euler : ces rotations ne sont absolument pas commutatives, à cause de la définition du *tilt* qui dépend du référentiel de l’observateur (la sphère céleste) alors que les deux autres angles sont intrinsèques à l’objet.

5.2 Le devenir des Fonctions d'Étalement de Point (FEP)

A travers un système optique (atmosphère + télescope + CCD), l’image d’un point source est déformée. Telle est la définition de la Fonction d’Étalement de Point (FEP) d’un instrument. Pour connaître la déformation systématique des images (et envisager de la corriger après coup par déconvolution), il faudrait pouvoir figer le système optique dans son ensemble, et acquérir l’image d’un point source parfait. En pratique, toute étoile de magnitude semblable à celle de l’objet ($M_V \sim 8$ dans le cas de Titan) fait une parfaite source ponctuelle. Ceci assure que la correction de l’ASO sera équivalente, car un objet plus brillant (donc avec un flux plus important) sera mieux corrigé : dans le cas d’une référence de même luminosité, la FEP représentera bien l’atténuation des fréquences spatiales subie par Titan. Le CCD ne change pas, et on peut très bien acquérir l’image de l’étoile choisie en gardant la configuration du télescope telle que définie pour Titan. Par contre l’atmosphère change en permanence : au mieux, on peut viser une étoile proche de l’objet, pour traverser la même région, dans un temps court, en supposant que l’atmosphère y est stable, ce qui est hautement subjectif. Une autre méthode peut être de garder en mémoire la déformation du miroir souple pour essayer de remonter à la FEP réelle qu’il aura fallu corriger par l’Optique Adaptative.

²L’axe de rotation de Titan est orthogonal à son plan orbital, qui correspond d’ailleurs au plan des anneaux de Saturne ; ce plan est par contre incliné de 27° par rapport à l’écliptique. Le *tilt* est l’angle entre la projection de cet axe et l’axe Nord-Sud de la sphère céleste.

5.2.1 Le traitement des images de FEP

Il n'y a aucune différence majeure de traitement entre les images d'étoiles et les images de Titan : le principe est exactement le même. Il faut nettoyer les mauvais pixels, corriger les *flatfields*, les trames et les effets systématiques, moyenniser les images entre elles pour obtenir le meilleur rapport Signal sur Bruit, etc... notre programme de traitements d'images, IDOLA (voir Annexe B) s'y prête très bien.

Une nuance cependant : puisqu'une FEP doit servir de référence pour la compensation de la déformation des images, il faut normaliser l'intensité de la FEP. Pour cela, la valeur totale du flux reçu dans le champ du CCD lors de la capture de la FEP est imposée : elle doit valoir 1.

5.2.2 La reconstruction de FEP *a posteriori* : méthode JP-PSF

La méthode empirique pour déterminer la FEP est, comme je l'ai déjà décrit, d'acquérir l'image d'une étoile de référence en gardant la même configuration optique de tout le système : ceci enregistre l'état de tout le système optique (atmosphère, coupole, télescope, miroirs, lentilles, détecteurs, etc) dans des conditions semblables à celles subies pendant la capture des données relatives à l'objet cible. L'inconvénient évident est que la similitude n'est pas garantie, pour ne pas dire que l'on obtient jamais des conditions strictement identiques. Il serait donc avantageux, pour la déconvolution par exemple, de pouvoir déterminer la FEP réelle. Tel était le sujet de thèse de Véran (1997), que je vais succinctement résumer ici.

D'un point de vue analytique, la FEP peut se décomposer en deux termes

$$FEP = FEP_{stat} \otimes FEP_{atm}$$

Le premier, FEP_{stat} , correspond aux phénomènes systématiques ("statiques") liés au télescope lui-même : la figure de diffraction due aux optiques (les miroirs, lentilles, filtres, l'araignée du miroir secondaire, etc), les *ghosts*, en un mot tout ce qui ne change pas au cours d'une même nuit.

Le second terme, FEP_{atm} , correspond exclusivement à la turbulence atmosphérique résiduelle après la correction par l'Optique Adaptative. Ce terme, dynamique, change en permanence, je le noterai donc soit FEP_{atmO} soit FEP_{atm*} selon la cible du télescope : l'objet scientifique (O) ou l'étoile de référence (*).

L'analyseur de front d'onde a recours à une représentation dans le domaine de Fourier du spectre de puissance du signal, pour mieux le modifier. En réalité, plus que la transformée de Fourier, c'est la fonction de structure du spectre de puissance $D\phi$ qui est analysée, et sauvegardée par l'ordinateur en temps réel sous forme de fichier DPH :

$$\mathcal{F}(FEP_O) = \exp \left[-\frac{1}{2}(D\phi_{stat} + D\phi_{atmO}) \right]$$

Dans ces conditions, on peut enregistrer l'image d'une étoile dont on connaît le $D\phi_{atm*}$ pour avoir accès à la FEP statique du système, tout en utilisant le

$D\phi_{atmO}$ acquis en même temps que l'image de l'objet pour reconstituer la FEP dynamique :

$$FEP_O = \mathcal{F}^{-1} \left[\mathcal{F}(FEP_*) \times e^{-\frac{D\phi_{atmO} - D\phi_{atm*}}{2}} \right]$$

Pour l'instant, cette méthode n'est encore utilisable que pour PUEO, mais il est envisageable de l'appliquer à d'autres systèmes d'Optique Adaptative comme NACO.

5.3 Déconvolution : un outil d'utilisation délicate

Malgré les progrès de l'Optique Adaptative, l'atmosphère terrestre est encore un obstacle à l'utilisation de nos télescopes à pleine puissance. Mais ce n'est pas le seul problème, car l'accumulation d'optiques ou d'électronique induit encore d'autres déformations. Nos télescopes, aussi grands et modernes soient-ils, n'arrivent jamais à résoudre les objets qu'ils visent avec la précision théorique que l'on pourrait en attendre : une source ponctuelle n'a jamais pour image une tache d'Airy, la FEP est toujours plus étalée, à cause des optiques et du *seeing*. Le rapport de Strehl mesure en l'occurrence l'écart entre cette FEP réelle et la FEP idéale. La grande question est donc de pouvoir remonter néanmoins à un Strehl élevé. À partir de l'image de la FEP réelle, la déconvolution essaie dans cette optique de réduire voire de corriger complètement tous ces défauts, en réorganisant spatialement l'information de haute fréquence brouillée contenue dans l'image. Ou, d'un point de vue purement philosophique, la déconvolution propose une image fictive probable qui, convoluée par la FEP fournie, doit ressembler à l'image observée.

5.3.1 Petits rappels théoriques

L'optique adaptative ne permet jamais d'obtenir un rapport de Strehl de 100%. La FEP résiduelle garde en permanence un halo de *seeing* non corrigé autour du pic central (qui est le mieux corrigé). Il faut donc après coup utiliser des images d'étoiles qui serviront de FEP de référence pour la déconvolution. Ces FEP subissent exactement le même traitement que les images de Titan. On a donc accès à l'information réelle de Titan via des séries de déconvolutions.

Mathématiquement, la mesure d'une quantité via un instrument s'écrit sous la forme :

$$i = h \otimes o + n$$

L'objet (o) est convolué par la fonction d'étalement de point (*Point Spread Function*) due à l'instrument même, h . Cette FEP reproduit les artefacts du système optique dans son intégralité, les défauts de l'optique, la turbulence atmosphérique (corrigée peu ou prou par l'optique adaptative), etc... Vient ensuite s'ajouter un bruit n , que l'on peut décomposer en somme de bruits de photons (statistique poissonnienne) et de bruits de détecteur (statistique gaussienne). Il suffit alors d'inverser la formule pour obtenir o à partir de l'image finale i .

Dans l'espace de Fourier, la formule précédente devient :

$$\tilde{i} = \tilde{h} \cdot \tilde{o} + \tilde{n}$$

On voit immédiatement qu'une solution unique n'existe que si \tilde{h} (fonction de transfert de modulation) n'est pas identiquement nulle. Là où \tilde{h} s'annule, l'objet restera indéterminé. On peut aussi avoir un problème là où la contribution du bruit n'est plus négligeable devant le signal de l'objet. Ceci se voit clairement dans l'expression même du filtre dit "inverse" :

$$\tilde{o} = \frac{\tilde{i} - \tilde{n}}{\tilde{h}}$$

De nombreuses méthodes de déconvolution existent dans la littérature. Nous allons essayer de résumer celles que nous avons utilisées, en précisant le cas échéant leurs sources non publiées :

Lucy-Richardson

Cette méthode très courante () se fonde sur une hypothèse souvent valable en astronomie : le bruit de photons (poissonien) domine largement le terme n . On utilise par récurrence la formule suivante :

$$o^{(k+1)} = o^{(k)} \left[\frac{i}{h \otimes o^{(k)}} \right] \otimes h^T$$

Mais on ne fait aucune hypothèse *a priori* sur la forme de l'objet. Ceci crée des images très bruitées, on limitera donc manuellement ce bruitage en limitant le nombre d'itérations.

Lucy-Richardson régularisée (ondelettes)

La régularisation permet d'éviter que la méthode LR ne diverge (en particulier à cause des zones où le bruit prend de l'importance). Une méthode ici utilisable considère les fréquences de l'image reconstituée, selon la description de Starck & Murtagh (1993). On limite la correction aux fréquences basses, car c'est là que se trouve le signal de la cible : à très haute fréquence spatiale, il ne reste plus que le bruit.

Lucy-Richardson régularisée (Bratsolis)

Cette version, gracieusement mise à notre disposition par son auteur, E. Bratsolis, est une régularisation brutale de la méthode originale. La formule suivante (Bratsolis & Sigelle, 2001) donne son fonctionnement :

$$o^{(k+1)} = o^{(k)} \left[\frac{i}{h \otimes o^{(k)}} \right] \otimes h^T + \lambda.R \otimes o^{(k)}$$

On voit que le premier terme rappelle fortement Lucy-Richardson. Le second terme régularise la méthode. Ce terme fait intervenir une fonction filtre simple R (nous avons considéré ici la fonction "moyenne") et un coefficient de régularisation λ . Lorsque λ tend vers 0, on retrouve LR avec ses défauts et ses qualités. L'avantage de cette méthode est qu'elle assure la convergence du résultat (ce qui n'est pas toujours le cas avec LR simple); en l'occurrence, il faut environ 600 itérations pour arriver à une convergence à 10^{-4} près. Le coefficient λ est par contre déterminé empiriquement, par le test de plusieurs configurations (nombre d'itérations k , matrices de régularisation R et coefficient multiplicateur λ pris au final égal à 0,25).

Maximum d'entropie

L'entropie S étant statistiquement synonyme d'information, on cherche à l'augmenter à chaque itération. Elle peut s'écrire ainsi :

$$S(o) = - \iint o \cdot \log(o)$$

Cette méthode s'attache à conserver le flux global, en favorisant la distribution statistique attribuée à l'objet par rapport à la distribution statistique supposée du bruit, ce qui passe par la minimisation d'un "facteur de qualité".

Wiener

L'hypothèse majeure de cette méthode est la forme *a priori* gaussienne du bruit (Kondo *et al.*, 1977). (c'est-à-dire complètement indépendant du signal, ce qui est au contraire l'hypothèse majeure du bruit poissonien) Un tel filtre n'est efficace qu'aux faibles fréquences spatiales, c'est-à-dire là où le rapport signal sur bruit est le plus élevé. Ceci crée des artefacts particulièrement remarquables : l'effet de *ringing* (cf. 5.3.4) est très marqué, et l'image est en général trop lisse.

$$\tilde{o} = \left(\frac{\tilde{h}^*}{(|\tilde{h}|^2 + \frac{\sigma^2}{S_0})} \right) \cdot \tilde{i}$$

La solution est analytique, et ne nécessite pas de récurrence, mais le terme $\frac{\sigma^2}{S_0}$ de la formule est ajusté à la main, en fonction de l'effet visuel désiré, ce qui laisse une saveur subjective au résultat final.

Mistral

Mistral est une méthode de déconvolution myope développée par l'ONERA. La FEP est ici utilisée uniquement partiellement. On suppose la FEP réelle quasi gaussienne, avec une valeur moyenne proche de la FEP fournie. Ceci permet d'utiliser des FEP incomplètes ou alors partiellement inadéquates (comme par exemple des FEP obtenues à des dates différentes; c'est ce

que nous avons fait en 1998). C'est le principe de la "déconvolution myope", décrit avec plus de détails dans Conan *et al.* (1998). Ce code nous a été fourni par l'ONERA, dans le cadre d'une collaboration, comme je le présenterai en 5.3.5.

MCS (Magain)

Les produits de convolution de la méthode Lucy-Richardson sont souvent réalisés par FFT (*Fast Fourier Transform*, ou transformée de Fourier discrète) : il est plus facile de calculer un produit dans l'espace de Fourier qu'un produit de convolution dans l'espace réel. Pourtant il existe des artefacts dus à la FFT qui ne doivent pas être négligés. L'artefact le plus courant s'appelle anneau de Gibbs (voir section 5.3.4). Pour approcher la FFT d'une TF continue, on élargit le champ de fréquences spatiales sans y ajouter d'information : cela revient à ré-échantillonner l'image ; on fait de même pour la FEP avant de lancer la procédure, ce qui augmente artificiellement le nombre de fréquences spatiales disponibles dans l'image (Magain *et al.*, 1998). Pour limiter l'apparition d'artefacts dus à la dilatation de l'image et de sa FEP, il faut lisser celle-ci en la convoluant par une fonction gaussienne. En effet l'image dilatée est très pixélisée, et il ne faudrait pas que la déconvolution sur-interprète ces paliers et les ruptures brutales d'un super-pixel à l'autre comme s'il s'agissait de véritables informations dans l'image.

5.3.2 Un détail qui a finalement son importance : à la recherche de la taille optimale des images

La déconvolution est une étape décisive dans le traitement des images. Les méthodes itératives peuvent être agréables et faciles d'utilisation si elles sont rapides à mettre en oeuvre, avec un minimum d'artefacts et un maximum d'efficacité. Dans le cas de méthodes informatiques, le gain de temps se trouve généralement (après optimisation correcte des procédures) dans la réduction du nombre d'opérations à effectuer simplement en tronquant les images à traiter. Pourtant ceci ne peut être fait sans réflexion préalable : nous avons donc recherché tout d'abord la taille optimale du support des images à considérer pour ne pas perdre d'information (ou ne pas créer d'artefacts), dans l'optique de choisir ensuite une taille d'image suffisamment petite pour ne pas perdre de temps inutilement dans le traitement des données.

La Figure 5.4 présente différents tests effectués sur une image PUEO (filtre Jcont/NBC_1.21 du 7 mars 2001) tronquée plus ou moins fortement. La FEP est alors tronquée à la même taille, et la déconvolution Lucy-Richardson est lancée sur 30 itérations successives (nombre d'itérations qui donne empiriquement de bons résultats dans la plupart des cas).

Les conclusions sont frappantes : il y a peu de solutions convenables ! Des artefacts sont visibles sur les images trop grandes, et il n'y a plus beaucoup de motifs visibles si l'image est trop petite. Une image trop petite perd de l'in-

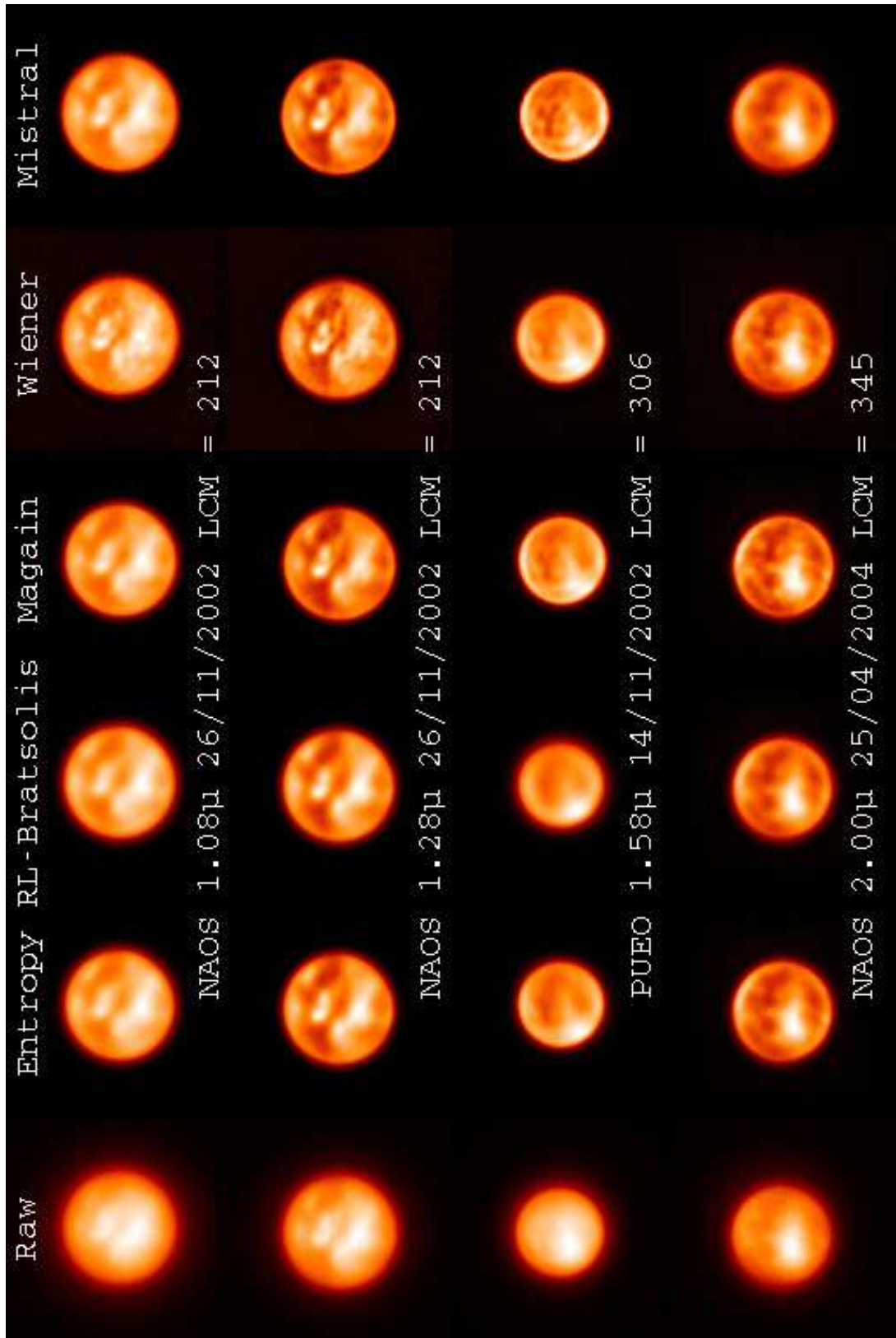


FIG. 5.3: Exemples de déconvolutions appliquées à quatre images de Titan. Toutes les méthodes convergent, et donnent des résultats similaires lorsque l'image initiale est de bonne qualité. Par la suite nous montrerons principalement des images déconvoluées selon la méthode Magain.

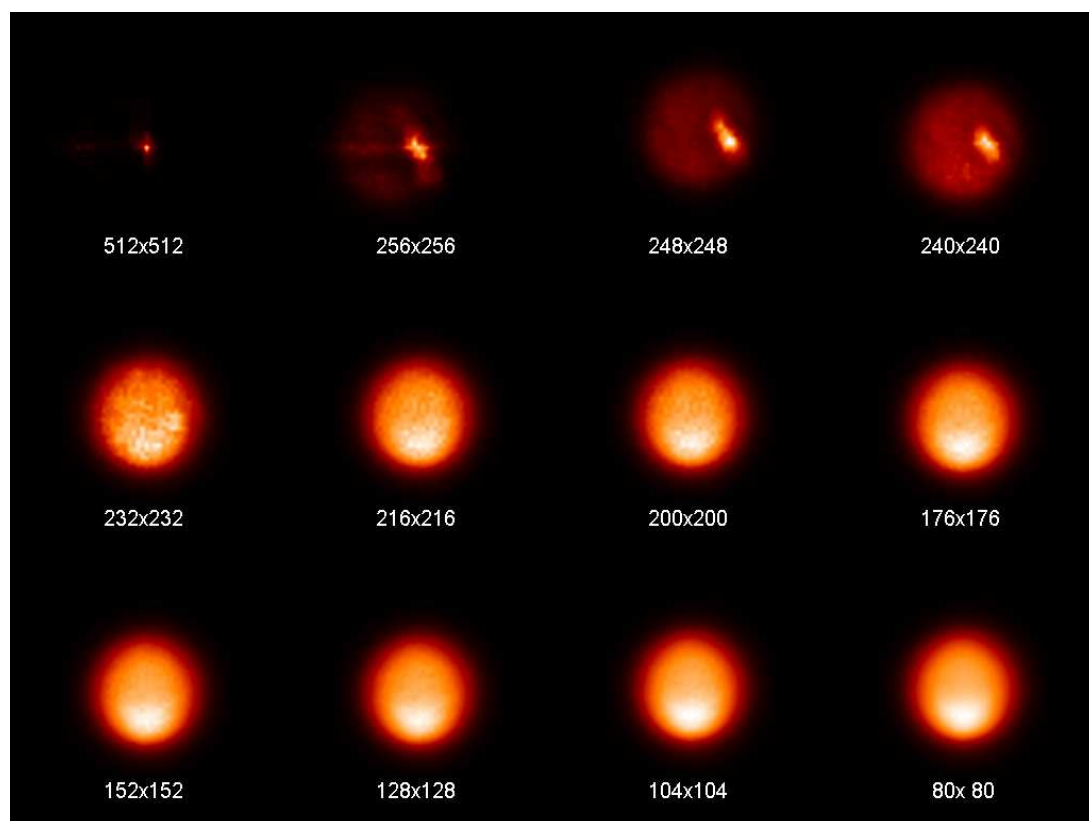


FIG. 5.4: Répétition de la même méthode de déconvolution (Lucy-Richardson) avec des tailles d'images et de FEPs variables. Avec une taille d'image trop grande, l'image résultante est très bruitée, voire aberrante (tailles 256 à 240pix) et présente de sérieux artefacts (bien visibles encore sur l'image 232×232pix). Avec une taille trop petite, on perd de l'information, et l'image est trop lisse.

formation, car les "ailes" de Titan³ sont entamées, et en cas de fort *seeing* ou de *ghost* optique, il est très facile de tronquer la partie faible en flux mais riche en information comprise en dessous de 3σ . En poussant à l'excès ce raisonnement, on finit par entamer même le disque de Titan, ce qui n'est plus d'aucun intérêt.

Dans le cas d'une image trop grande, deux phénomènes se mêlent et compliquent la déconvolution. Certes une image plus grande ne perdra aucune information, par contre elle augmentera la fraction de bruit par rapport au signal, ce qui se voit dès les images $200 \times 200 \text{ pix}$ et au-delà, avec un aspect granuleux du disque, à petite échelle spatiale, confirmant que ce ne peut être que du bruit. Le deuxième phénomène provient cette fois-ci de la taille de la FEP : la FEP est une image d'étoile, donc une image mesurée par un CCD, avec ses défauts et ses artefacts, qui seront répétés et amplifiés par les itérations successives. Les images $240 \times 240 \text{ pix}$ et plus grandes encore le montrent bien : Titan n'est même plus reconnaissable. Ceci provient de l'existence de bandes de pixels morts sur le détecteur (souvent au bord du CCD : on déplore deux bandes orthogonales de pixels morts sur les bords inférieur et droit du CCD de KIR, ce qui se traduit en FFT par un système de grillage, répercuté dans la déconvolution par l'aspect cruciforme de Titan), qui forment des rangées de signal nul dans la FEP, qui n'ont aucune signification physique, mais qui sont pourtant prises en compte par la déconvolution. L'existence de telles bandes de pixels morts sur l'image de Titan n'a que peu d'impact, car se trouvant au bord de l'image, elles empiètent souvent peu sur le disque (et les ailes gaussiennes) de Titan, sauf cas extrêmes. Dans le cas d'images trop grandes, la fraction de bruit par rapport au signal augmente, ce qui appauvrit le rendement visuel de la déconvolution.

Seules les images de taille $128 \times 128 \text{ pix}$ semblent finalement donner des résultats crédibles avec PUEO. L'expérience, réitérée avec NAOS, donne plutôt une taille favorable de $256 \times 256 \text{ pix}$. La résolution supérieure de NACO permet de résoudre des ordres supérieurs de diffraction, ce qui, avec un diamètre de Titan 3 fois supérieur avec NACO/S13 qu'avec PUEO/KIR, sortirait rapidement du champ de $128 \times 128 \text{ pix}$.

5.3.3 Déconvoluer ou pas ? quelle amélioration de la résolution spatiale ?

En sortie d'une bonnette d'optique adaptative, l'image est plus ou moins corrigée des effets de turbulence atmosphérique (l'adéquation de la correction est donnée par le rapport de Strehl), avec une FEP résiduelle (mesurée par acquisition de l'image d'une étoile de référence). Celle-ci est très souvent 3 à 4 fois plus large que la limite de diffraction des instruments, et la déconvolution est là pour réduire encore cette FEP résiduelle.

Nous pouvons prouver ici que la déconvolution permet, selon les conditions de *seeing*, de retrouver une FEP résiduelle post-déconvolution large de

³convolué par une FEP, le disque de Titan prend des allures de gaussienne

1 à 2 fois la limite de diffraction. En l'occurrence, seule la méthode Magain permet toujours de revenir à la limite de diffraction quelles que soient les conditions. Pour cela, nous allons étudier la TF des images déconvoluées, et analyser les fréquences spatiales qu'elles sondent, afin de trouver la limite où bruit et signal se mélangent. Ceci est représenté Fig. 5.5 : seuls deux axes de la TF de l'image sont représentés ici pour plus de clarté (en réalité nous utilisons pour cette méthode les axes horizontal, vertical et diagonaux). Chaque ensemble de courbes est alors approximé par une unique gaussienne : j'ai choisi comme résolution finale l'inverse de la fréquence à 3σ de cette gaussienne. On peut effectivement considérer que toutes les fréquences supérieures sont dues exclusivement au bruit. Mais il faut se rappeler que la déconvolution essaie de pallier la perte d'informations de haute fréquence, en inventant un signal vraisemblable pour combler les lacunes et augmenter le contraste : seuls les motifs correspondant à la résolution spatiale autorisée par le *seeing* sont réels, les motifs de fréquence plus grande semblent statistiquement stables (car ils sortent du bruit d'après cette étude de spectre de puissance), mais ils n'en sont pas moins inventés.

5.3.4 Le sempiternel dilemme : artefacts ou motifs réels ?

Après déconvolution, il est toujours difficile de décider avec certitude si tel ou tel motif est réel ou pas. Prenons par exemple les images atmosphériques de Titan. (Figs. A.1 et A.2. Outre les arcs lumineux dus au *limb-brightening* (abordés Section 3.2.4), ces images montrent quelquefois des motifs brillants, de taille réduite (inférieure à 2 éléments de résolution, donc en limite d'application du principe de Shannon) souvent concentrés dans les régions déjà brillantes (c'est un biais observationnel : dans les régions sombres, il y en a également, mais il faut modifier le gamma et le contraste de l'image pour les faire apparaître), en particulier à $2,12\mu\text{m}$ (cf Chapitre 9). On peut légitimement s'interroger sur la véracité de tels motifs : ces points ont-ils une existence réelle ou sont-ce seulement des artefacts informatiques ? Toutes les déconvolutions ont des défauts, et l'un d'entre eux est parfois de surinterpréter un pixel defectueux ou un rayon cosmique mal nettoyé.

Nous avons donc réalisé une série de tests pour vérifier cette hypothèse, créant un disque de Titan fictif de la bonne dimension, convolué par la suite par une PSF réelle (en l'occurrence, la PSF du filtre H1/LBC_1.60 de décembre 2001). L'ajout de bruit poissonien donne une pseudo-image avant traitement. Nous avons testé plusieurs déconvolutions pour revenir à l'image originale. Ici est présenté le résultat de la méthode Lucy-Richardson régularisée (par ondelettes) (voir figure 5.6).

La première constatation est que la déconvolution ne restitue pas du tout l'image de base. L'effet de *ringing* est très marqué, comme on pouvait s'y attendre avec cette méthode. Le *ringing* est l'apparition de rides circulaires concentriques sur l'image déconvoluée, écho de la forme circulaire du disque de Titan, qui se traduit en particulier par un anneau brillant au niveau du limbe de ce disque : l'anneau de Gibbs (Bratsolis & Sigelle, 2001). Et dans cet

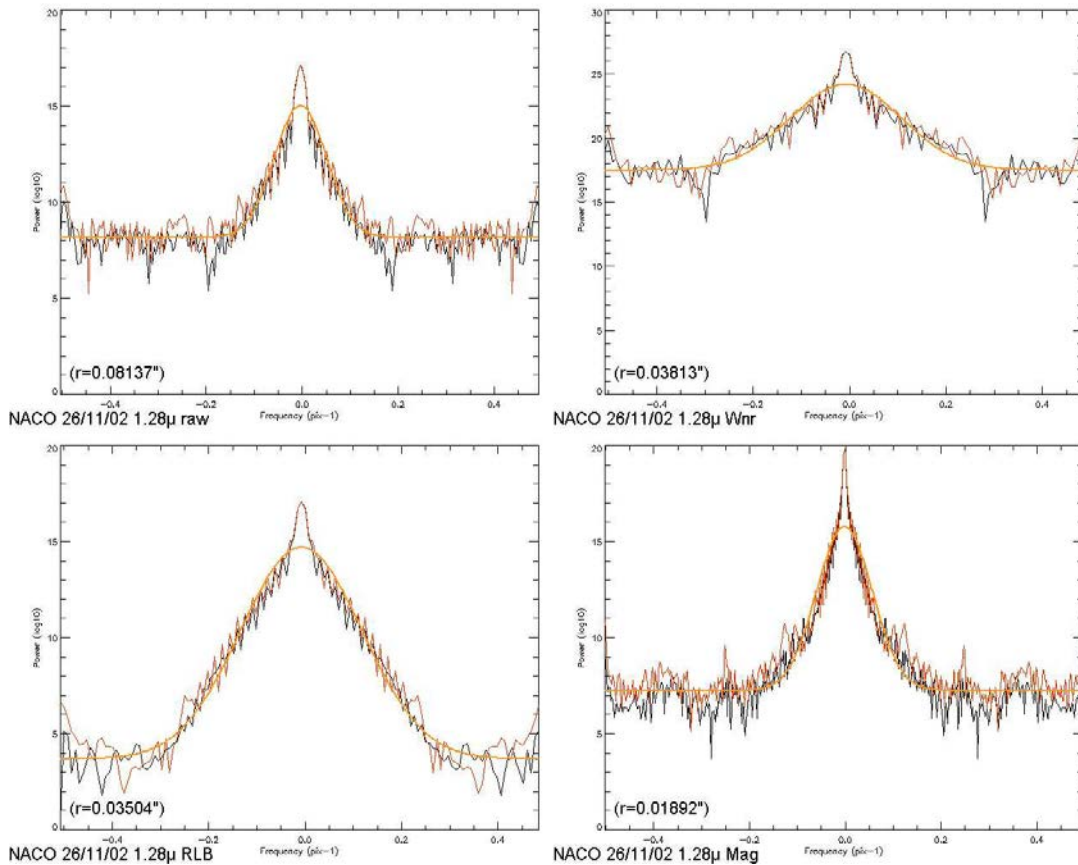


FIG. 5.5: Résolution pré- et post-déconvolution des images NACO NB_1.28 du 26 novembre 2002. Les courbes donnent le spectre de puissance de l'image selon deux axes privilégiés (noir = fréquence spatiale horizontale, rouge = fréquence spatiale verticale), que l'on essaie de représenter grossièrement par une gaussienne (orange). Lorsque l'énergie n'est plus dissociable du bruit (à 3σ du pic central), on a trouvé la fréquence maximale crédible sur l'image, c'est-à-dire l'inverse de la résolution de l'image. Cette résolution est donnée en dessous de chaque graphe. Les exemples étudiés ici correspondent à l'image brute (Raw), puis quelques-unes de ses déconvolutions : Wiener (Wnr), Lucy-Richardson version Bratsolis (RLB), Magain (Mag).

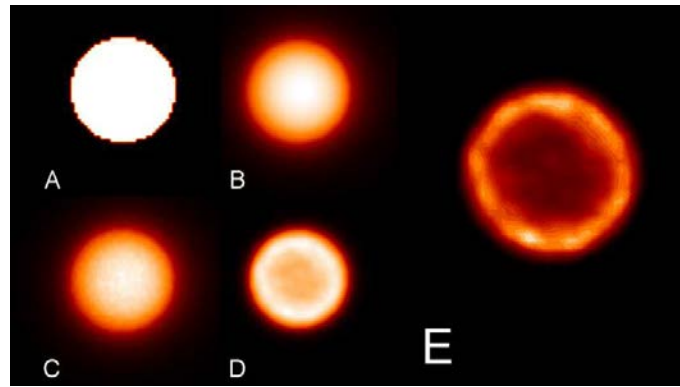


FIG. 5.6: Création d'artefacts par déconvolution. Un disque fictif uniforme représentant l'objet est créé (A), convolué par une PSF réelle (B), bruité (C) puis déconvolué (D). Avec un contraste augmenté (E), on voit bien des motifs brillants apparaître sur le pourtour du disque, au sein de l'anneau de Gibbs.

anneau, on peut distinguer des grumeaux lumineux... Ce sont des artefacts connus de déconvolution : en règle générale, il faut se méfier des bords d'objets, car là où le contraste est maximal, les artefacts le sont aussi. Par contre, un point brillant dans le centre de l'objet a plus de chances d'être un objet réel.

Mais alors, pourquoi ne pas alors dire que l'asymétrie Nord-Sud (les limbes Nord et Sud sont rarement de même intensité, comme je le développerai au Chapitre 7) est également un artefact informatique ? Premièrement, parce que cet effet est déjà visible sur les images brutes avant déconvolution. Ce qui prouve que la déconvolution l'a rehaussé, et non inventé. Ensuite, les méthodes de déconvolution qui ne créent pas ces grumeaux restituent pourtant le "sourire de Titan". Également, le limbe brillant est visible quelque soit le filtre atmosphérique utilisé, alors que les points brillants changent de place. Enfin, c'est un phénomène étendu, donc résolu, et pas un objet en limite de résolution.

On retrouve donc des petits motifs, en limite de résolution, partout sur le limbe du disque. Cette explication ne suffit pas, puisque le motif visible à $2,12\mu\text{m}$ est toujours au même endroit, près du Pôle Sud. Une autre hypothèse suppose qu'il s'agit d'un défaut de la FEP, qui pourrait peut-être expliquer cet excès de symétrie du problème (après tout, l'axe Nord-Sud de Titan est presque parallèle à l'axe des ordonnées de nos images, il pourrait donc y avoir un biais selon cette direction quelque part dans les images ou les FEP). Si la FEP est de mauvaise qualité, trop bruitée, ou avec des motifs spécifiques, c'est l'image complète qui devrait s'en trouver lésée. Mais ce n'est pas le cas.

Il n'y a donc aucune raison mathématique pour créer systématiquement un artefact toujours au même endroit, sur divers filtres, à diverses dates, avec divers instruments. Dans notre exemple précis, Cassini a vu un système complexe de nuages au Pôle Sud de Titan, preuve flagrante si besoin était que le motif que nous avons relevé était bel et bien réel.

5.3.5 S'il faut faire un choix...

Cette multitude de méthodes permet d'avoir un certain degré de confiance en nos images déconvoluées. Cette confiance permet ensuite de se contenter de ne montrer que les résultats issus d'une seule méthode. Bien évidemment, un motif décelé par une telle déconvolution ne sera crédible que s'il est reproduit par d'autres méthodes. Pourtant, nous ne pouvons ignorer que pour certaines raisons un artefact puisse apparaître sur toutes les images (comme par exemple l'anneau de Gibbs qui apparaît toujours, bien qu'à des degrés moindres selon la méthode de déconvolution).

Nous nous démarquons de ce souci par l'utilisation de méthodes réellement variées, basées sur des algorithmes complètement différents. Par exemple, nous disposons de filtres (Wiener principalement) comme de méthodes de reconstruction itératives (les méthodes inspirées de Lucy-Richardson). Nous pouvons également choisir entre des méthodes itératives dont le nombre d'itérations est fixe et arbitraire (Maximum d'entropie, Magain), ou des déconvolutions qui ne s'interrompent qu'après satisfaction d'un certain critère de convergence (Bratsolis, Mistral). Malheureusement, dans le cas de données défectueuses (inadéquation de la FEP par rapport à l'image de Titan, comme par exemple une différence de conditions d'observations) toutes les méthodes reproduiront le même artefact, sans que nous puissions choisir.

La méthode Wiener pourrait sembler d'après la Figure 5.3 plus précise car plus pointue, et avec très peu de "ringing" : mais cette impression de "grain réaliste" n'est ici qu'un artefact dû à l'inadéquation de la FEP. L'étoile choisie était de magnitude 6, donc mieux résolue et mieux corrigée par le système d'optique adaptative. La FEP stellaire est donc plus pointue et contrastée que celle subie en réalité par Titan : cela conduit dans notre exemple à une surestimation du bruit par la méthode Wiener, ce qui explique tous les petits motifs (de taille 1-2 pixels, en limite d'application du principe de Shannon) visibles sur les images de la colonne 5 sur la Figure 5.3, alors que le bruit est en général lissé par toutes les autres méthodes. Cette sensibilité accrue à la qualité de la FEP rend donc la déconvolution Wiener plus handicapante dans des conditions d'observations réelles que dans des cas d'école théoriques.

La méthode Mistral donne d'excellents résultats, mais elle est encore plus réactive à la qualité des images et des FEP que la méthode Wiener. Elle est capable de diverger grandement (voir Annexe 1) là où toutes les autres méthodes ont convergé sans problème. De plus, elle a tendance à exagérer les frontières entre zones d'albédo différent, donnant un aspect pixelisé à certaines images, même si ce n'est heureusement pas le cas des images sélectionnées sur la Figure 5.3. A l'époque de nos premières données PUEO (Coustonis *et al.*, 2001), cette méthode était appliquée à nos images par T. Fusco et L. Mugnier dans le cadre d'une collaboration entre l'ONERA et le DESPA (futur LESIA), qui fut fructueuse puisqu'elle a permis de détecter une asymétrie inhabituelle entre les limbes Est et Ouest (cf. Chapitre 8). Depuis, l'ONERA a proposé en libre service leur code informatique, mais avec peu de contrôle sur son utilisation : ne connaissant pas toutes les astuces ni les commandes de

cette boîte noire, il m'est impossible de clamer que j'ai utilisé ce programme au meilleur de ses capacités.

Par la suite, sauf indication contraire, nous ne montrerons donc que les résultats principalement issus de déconvolutions Magain. Malgré l'effet de "ringing" inhérent aux méthodes de type Lucy-Richardson, celui-ci reste suffisamment peu marqué avec Magain (car il est restreint à un anneau large d'un élément de résolution, lequel est le plus petit de toutes les méthodes essayées ici. Le contraste des images déconvoluées est également très marqué (ce qui n'est pas vraiment le cas de la Maximisation d'Entropie). Enfin, comme démontré Section 5.3.3, Magain est la seule méthode qui atteint systématiquement la limite de diffraction après déconvolution. C'est le critère le plus important, qui nous a poussé à sélectionner cette méthode pour la plupart de nos études.

Dans certains cas exceptionnels, nous nous contenterons pourtant de la méthode Lucy-Richardson régularisée selon l'idée d'Emmanuel Bratsolis : ces situations correspondent en général à un manque de FEP adéquate, à des flats déficients ou des problèmes techniques qui limitent le retour scientifique des images (voir par exemple Section 5.4.3).

5.4 Quelques cas particuliers

5.4.1 Le problème de la photométrie

La calibration en flux est une étape déterminante de l'exploitation des images astronomiques : elle permet de donner une échelle absolue aux énergies mesurées. Elle permet aussi de comparer objectivement les données entre elles, d'une longueur d'onde à l'autre, d'une date à l'autre, voire d'un instrument à l'autre.

En optique, l'astuce consiste souvent à imager une étoile photométrique standard, dont le flux est connu et supposé stable à longue échelle, dans des conditions similaires aux images de l'objet. Les utiliser en tant que SEP est également une bonne idée. La photométrie est donc un problème facilement résolu pour la plupart des images.

Or la déconvolution est une étape décisive dans le traitement des données d'Optique Adaptative, car il faut récupérer l'information encore piégée dans le halo de *seeing* visible sur les images seulement nettoyées. La déconvolution approche par itérations linéaires la solution probable d'une équation hautement non linéaire. Outre la sur-interprétation possible de pixels mal nettoyés, la déconvolution va augmenter la résolution des images en reconstituant les hautes fréquences perdues par le brouillage du *seeing*. La reconstitution est en général cohérente avec l'information initiale : vraisemblable, certes, mais elle n'en reste pas moins inventée. Les méthodes de déconvolution ne conservent pas la photométrie ! Il n'est donc pas toujours possible de renormaliser les images déconvoluées après coup, même en prenant comme référence des données extérieures qui n'ont pas subi les mêmes traitements : les données spectroscopiques seraient pourtant idéales dans ce cas (cf. 5.4.5 et 5.4.6).

5.4.2 Effets géométriques : la correction de l'effet centre-bord

Cette étape est intimement liée à l'utilisation du code de transfert radiatif (Section 3.2.4) de Rannou *et al.* (2003). Le modèle peut en effet simuler la réponse de l'atmosphère à divers angles de visée, permettant de récupérer des courbes de dispersion pour chaque filtre à notre disposition. Il est ensuite très aisé d'en faire un filtre pour nos images, en supposant une symétrie cylindrique de l'atmosphère : ceci est indispensable pour nous, car nous voulons justement faire ressortir les inégalités sur le disque, donc nous n'ajustons pas le modèle en fonction de la position ou de la latitude (méthode de Gibbard *et al.* (1999)).

La seule difficulté de cette étape est la définition exacte du centre et du rayon de Titan sur nos images, comme je l'ai décrite en 5.1.4. L'ajustement de ce filtre peut, s'il est mal assuré, créer des artefacts irrémédiables en ne corrigeant pas exactement les effets géométriques de la même façon pour deux limbes opposés !

5.4.3 Incident avec PUEO 2004 : Titan dérive !

La mission PUEO/KIR de janvier 2004 a subi un avatar inhabituel et inattendu. Le télescope semblait dévier (*drift*) sous son propre poids, empêchant l'Optique Adaptative de corriger convenablement les images au début, puis gênant même le suivi de l'objet. Ce *drift* donne un aspect flou à toutes nos images, avec des traînées de plus en plus importantes au fur et à mesure que la nuit avançait, car Titan était de plus en plus proche de l'horizon, là où cette déviation se faisait le plus sentir. Plus précisément, des images acquises avant 13hTU ne montraient pas de *drift* particulier, alors que celles prises après 15hTU arboraient des traînées longues de 2 arcsecondes (cf. Fig. 5.7).

Outre l'aspect peu engageant de ces images, leur déconvolution ne fut absolument pas aisée. En théorie, la FEP et l'image de l'objet doivent être acquises quasi-simultanément, de sorte que les conditions d'observation soient similaires voire identiques, ce qui est généralement le cas. Ici, plus que la *seeing*, la masse d'air, la date ou la longueur d'onde exacte, le paramètre déterminant était le *drift*. Le choix de la FEP fut simpliste : nous nous sommes contentés de celle qui réduisait (ou, au mieux, semblait corriger) le *drift* de Titan. Une FEP avec un *drift* trop petit ne corrigerait pas celui de Titan, et inversement une FEP avec un *drift* excessif comprimerait Titan en un petit ovale sans plus aucune signification physique.

Finalement, nous n'utiliserons ces images qu'avec circonspection, lorsque plusieurs d'entre elles montrent les mêmes motifs cohérents d'un filtre à l'autre, et indépendamment de la méthode de déconvolution utilisée.

5.4.4 Mode spectroscopique NACO

Après les traitements cosmétiques usuels (Section 5.1), les images CCD de NACO sont traitées pour en extraire des séries de spectres. Nous disposons de

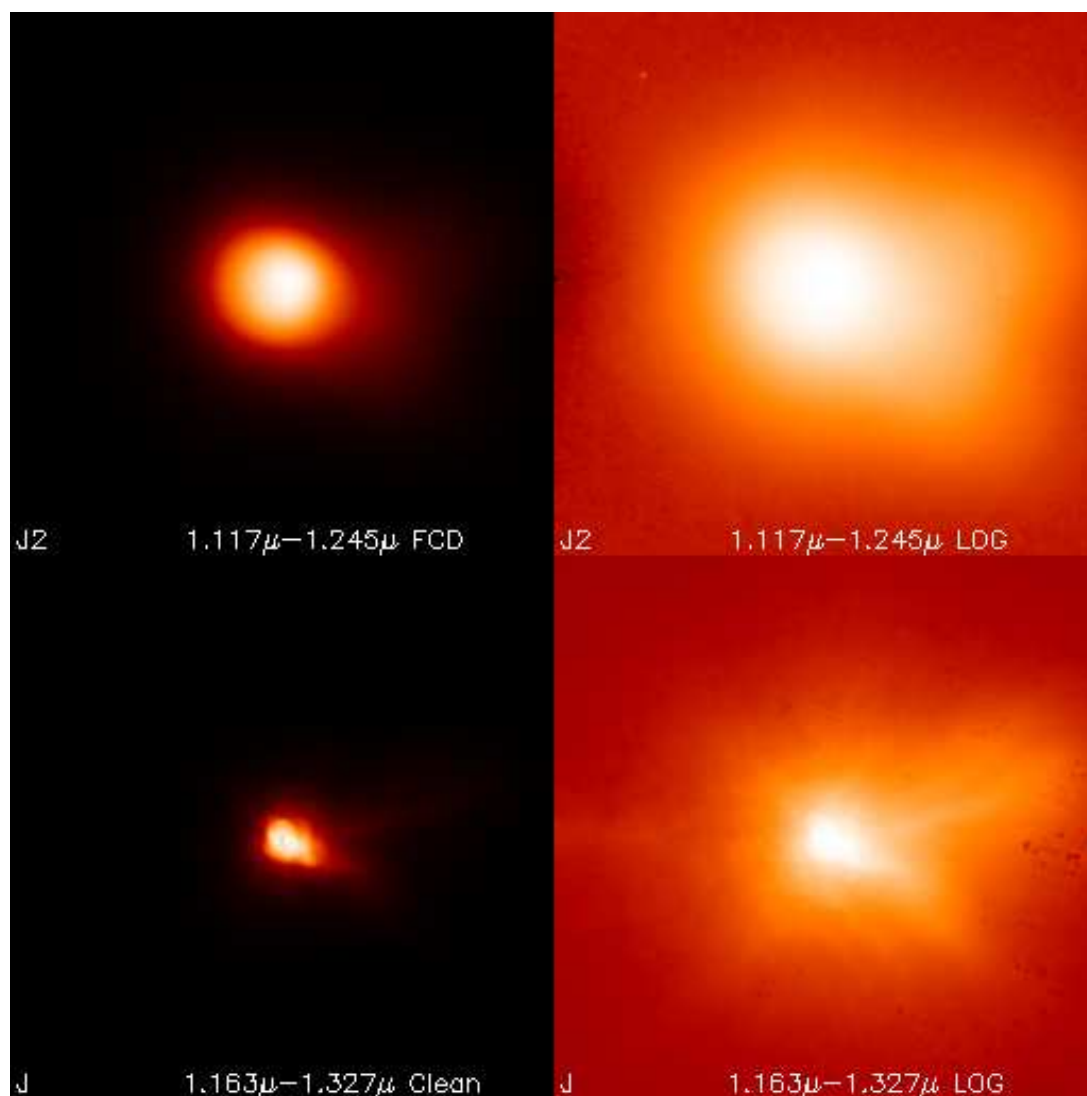


FIG. 5.7: Exemple de drift : image J2/LBC_1.18 de Titan (en haut) et de FEP (en bas) aberrantes obtenues en janvier 2004. La colonne de gauche propose les images sous leur forme initiale, alors que sont affichées à droite les échelles logarithmiques correspondantes. Ceci permet de mieux visualiser l'étendue de la déformation à peine discernable initialement dans le fond de basse énergie. Le champ couvre ici une zone du ciel de $4 \times 4''$.

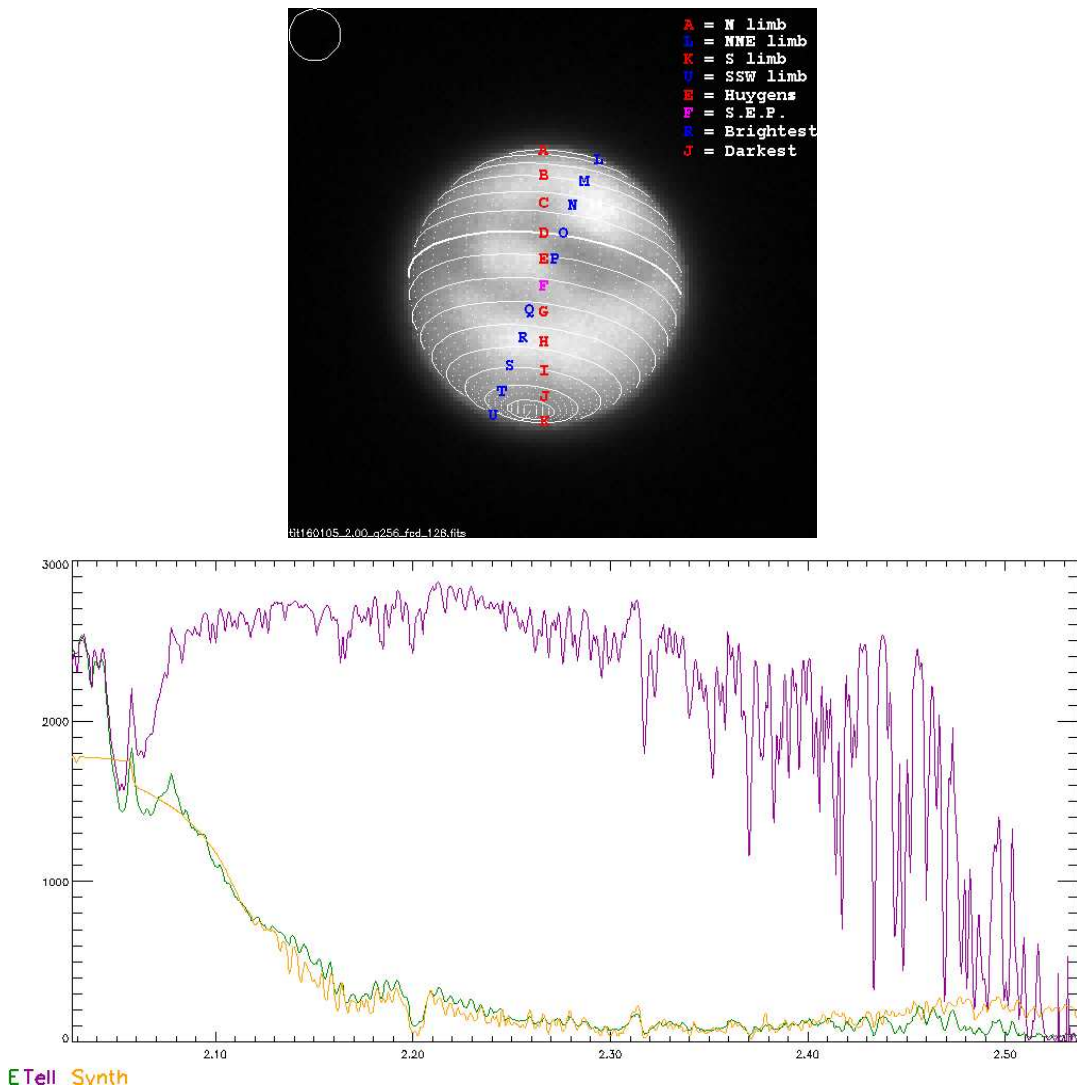


FIG. 5.8: Ces images de spectroscopie NACO sont sous-jacentes aux spectres déjà présentés Figure 4.7.

(a) En haut, une image NACO ($2,00\mu\text{m}$) brute sert de support aux positions des 21 zones étudiées par spectroscopie. Les noms sont attribués arbitrairement par ordre alphabétique le long d'une fente (en rouge) puis de l'autre (en bleu). Les zones d'intérêt particulier sont indiquées en haut à droite, et la pastille ronde en haut à gauche reflète la taille de l'élément de résolution spatiale du spectrographe.

(b) A un spectre brut de Titan (en vert, "E" correspond au spectre de la zone d'atterrissage de Huygens) sont superposés un spectre synthétique grossier (en jaune) et le spectre mesuré d'une étoile de référence, Hip058454 (en violet). Voir le texte pour plus de détails.

2 images pour chaque position de la fente sur Titan : ici, deux positions seulement, une fente verticale le long de l'axe Nord-Sud de Titan, et une seconde décalée de 20° dans le sens horaire. Ces 4 images sont donc découpées en lanières larges d'un élément de résolution, ce qui permet d'avoir 11 spectres indépendants le long d'un diamètre de Titan. Ces 4 séries de 11 spectres sont alors fusionnées, en prenant pour référence commune l'intensité moyenne du spectre du point sub-terrestre (point F sur la Figure 5.8a) qui est commun aux 4 séries. Cette renormalisation en intensité n'est qu'un prélude à la fusion de ces spectres en 21 spectres quasi-indépendants. En réalité, à cause de leur proximité, il est présomptueux de dissocier les paires de spectres E-P et Q-G (voire D-O et R-H également), car ces points ne sont pas résolubles sur l'image brute.

La calibration en longueur d'onde est relativement directe, car l'image du spectre d'une lampe spectrale à Argon fournit l'étalonnage. La Figure 5.8b montre (outre le premier jet d'un spectre synthétique dont l'accord dès la première tentative sur la gamme $[2,1-2,4\mu\text{m}]$ est plus que prometteur) le spectre d'une étoile de référence : Hip058454. Cette étoile de type G0V nous est indispensable pour obtenir une correction fiable de l'absorption atmosphérique terrestre, due en particulier aux bandes de l'eau et du CO_2 . On peut voir effectivement sur cette figure que là où le modèle (même grossier) ne reproduit pas du tout les données, l'étoile présente également de profondes raies d'absorption, en dessous de $2,1\mu\text{m}$, et au-dessus de $2,4\mu\text{m}$. A partir d'un spectre théorique de l'étoile (fourni par <http://www.eso.org>), l'absorption terrestre est modélisée, puis éliminée. Les spectres finaux (cf. Fig. 4.7b-c) sont prêts à l'emploi.

5.4.5 Mode imagerie NACO 2 : FPI

Le traitement des images NACO en mode Pérot-Fabry est exactement identique au traitement usuel des autres images. La seule exception concerne le post-traitement de l'image, car nous pouvons recalibrer son flux après déconvolution, grâce aux mesures quasi-simultanées effectuées en mode spectroscopique.

Chapitre 6

Définition d'un IFS

Sommaire

6.1	OASIS : du CFHT au WHT	98
6.1.1	Principe optique	99
6.1.2	logbook	100
6.2	XOasis	100
6.2.1	Présentation	100
6.2.2	Méthode de Traitement	101
6.3	Raffinements supplémentaires	103
6.3.1	Bruit et Signal	103
6.3.2	Géométrie et effets centre-bord	105
6.4	Extraits choisis	110
6.4.1	Utiliser OASIS comme imageur	110
6.4.2	Utiliser OASIS comme spectrographe	111
6.4.3	Déconvolution	112
6.5	OASIS et les autres instruments	114
6.5.1	OASIS <i>vs</i> PUEO ou NACO	114
6.5.2	OASIS 2005 <i>vs</i> Cassini	115

Un spectro-imageur (ou, dans ce cas précis, un “Spectromètre à Intégrale de Champ”, ou IFS en anglais, pour *Integral Field Spectrometer*) produit, c’est l’évidence même, des images et des spectres. De nombreux télescopes proposent déjà cette possibilité, par exemple NAOS/CONICA dispose aussi bien de modes d’imagerie que de modes spectroscopiques. La nuance ici est que les 3 dimensions (deux dimensions spatiales et une dimension spectrale) sont obtenues *simultanément*. Ceci permet d’une part de s’affranchir des doutes sur le centrage des fentes du masque, sur la position des fibres optiques, voire de la précision du ciblage de l’objet par le télescope ; d’autre part, ceci assure l’exacte simultanéité de tous les spectres et des images associés, ce qui peut s’avérer crucial pour l’observation en imagerie et en spectroscopie d’un objet rapidement variable.

Titan n’est pas à proprement parler un objet “rapidement variable”. Pourtant OASIS nous a permis d’obtenir des collections de spectres en rang serrés



FIG. 6.1: Images du site du WHT, à l'Observatoire des Roques des Muchachos, aux Canaries (à gauche) et de OASIS (à droite), le système d'optique adaptative et le spectromètre à intégrale de champ utilisés en janvier 2005.

sur le disque de Titan, ce qui aurait été long, fastidieux et probablement difficile à calibrer après coup (au cours d'une nuit d'observation, les conditions peuvent changer très rapidement, donnant un caractère aléatoire à la qualité finale des mesures) avec NACO. La gamme spectrale d'OASIS est, comme je le soulignerai en 6.5, tout à fait intéressante en spectroscopie de la surface de Titan, et complémentaire de la spectroscopie faisable avec NACO (qui préfère la fenêtre à $2\mu\text{m}$).

6.1 OASIS : du CFHT au WHT

OASIS (Optically Adaptive System for Imaging Spectroscopy) est un spectro-imageur dédié aux longueurs d'onde visibles et proche infrarouge. Le premier prototype, TIGER, projet commun des Observatoires de Lyon et Marseille, a connu sa première lumière au CFHT en 1987 (Bacon *et al.*, 1995, 2000). Depuis, la technologie de la trame de lentilles a été reproduite, et le système a continuellement évolué pour s'adapter aux besoins grandissants des chercheurs. OASIS fut le premier instrument abouti, s'adaptant à toutes les cibles des astronomes, grâce à l'apport de l'Optique Adaptative : astéroïdes, planètes ou galaxies, tous sont désormais accessibles. Il a même été décliné en plusieurs types, SAURON et SNIFS, par exemple, qui ont été installés au WHT (aux Canaries) et au télescope de 2,2m de l'Université d'Hawaii (au sommet du Mauna Kea, comme le CFHT) au printemps 2004. SAURON a été conçu spécifiquement pour l'étude de la dynamique d'un échantillon de 72 galaxies proches, et ses résolutions spectrale et spatiale ont été adaptées en conséquence (Bacon *et al.*, 2001; de Zeeuw *et al.*, 2002). Il peut même se passer de l'Optique Adaptative. De même, SNIFS a été expressément dédié à l'étude des supernovæ.

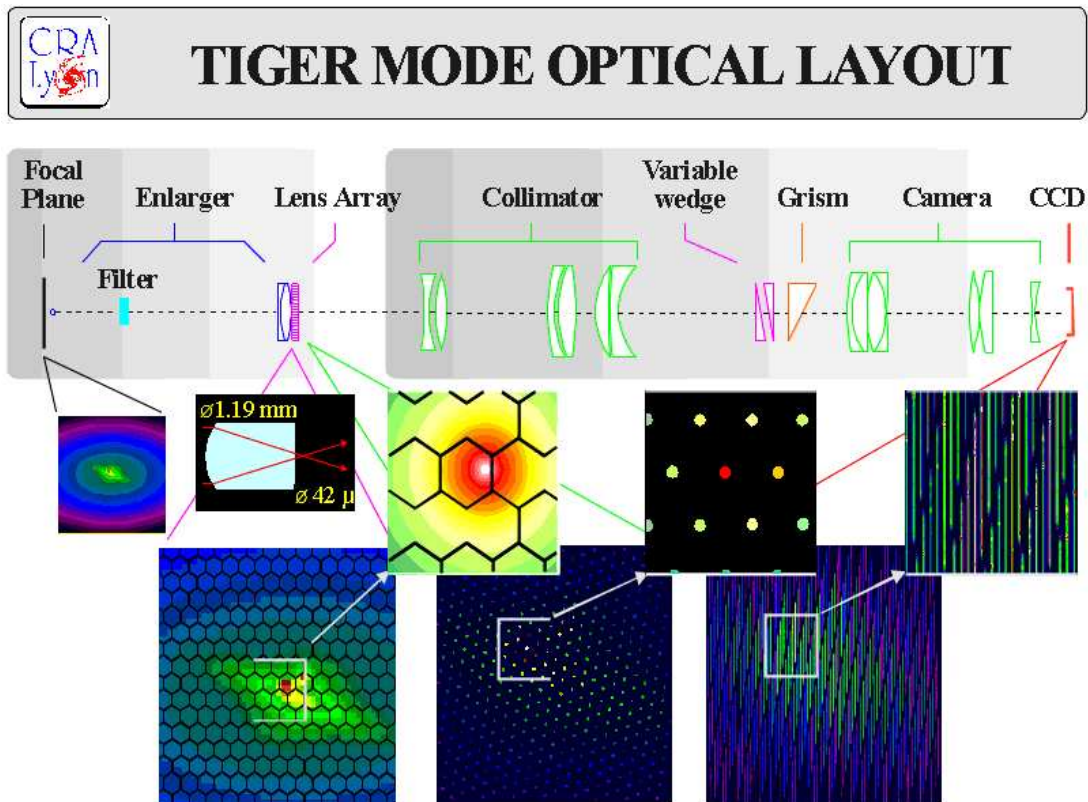


FIG. 6.2: Principe de fonctionnement d'OASIS. La transformation de l'image initiale (ici une galaxie) se fait par une succession d'étapes cruciales : ré-échantillonnage, collimation et dispersion (représentées par le nouvel aspect de l'image initiale à chacune de ces étapes). Voir le texte pour plus de détails.

6.1.1 Principe optique

Le principe fonctionnel d'OASIS est facile à visualiser sur la Fig. 6.2. L'image de l'objet observé est tout d'abord obtenue via un système optique usuel (tout télescope quelconque, mais l'Optique Adaptative est un plus). Cette image n'est pourtant pas directement enregistrée par un détecteur. Au contraire, dans le plan image du télescope se trouve une trame de micro-pupilles (la trame a ici un maillage hexagonal compact). L'image intermédiaire se trouve alors pixelisée par la présence même de ce réseau. Chaque micro-pupille crée un point dans son propre plan focal image à partir de la portion d'image qu'elle reçoit. L'image intermédiaire est alors condensée en une série de points images. Enfin, chaque point image passe par un réseau qui diffracte sa lumière et en donne le spectre.

Au CFHT, les caractéristiques d'OASIS étaient les suivantes :

- * Bande passante : 0,43 à $1\mu\text{m}$ environ
- * Titan : bande utile : 0,865 à $1,037\mu\text{m}$
- * CCD 2000×2000 pixels
- * Champ 90 arcsec (ouverture à F/20 du CFHT)
- * Trame de 1100 micro-pupilles (donc 1100 spectres différents simultanément)

TAB. 6.1: Liste des cubes OASIS acquis sur Titan, au CFHT ou au WHT.

Date	Lieu	Pose	Résolution	LCM	δ	Phase
27/11/00	CFHT	2×1200s	0,04"/ <i>pix</i>	123°	13°S	-0,34°
10/01/05	WHT	6× 200s	0,26"/ <i>pix</i>	57°	22°S	-0,48°
10/01/05	WHT	1×1200s	0,09"/ <i>pix</i>			
10/01/05	WHT	1× 400s	0,14"/ <i>pix</i>			
20/01/05	WHT	3× ?200s	0,14"/ <i>pix</i>	283°	23°S	+0,73°
20/01/05	WHT	9× ?200s	0,09"/ <i>pix</i>			
22/01/05	WHT	3× 400s	0,14"/ <i>pix</i>	329°	23°S	+0,96°
22/01/05	WHT	6× 200s	0,26"/ <i>pix</i>			

ment)

- * au choix 0,40" ou 0,04" de résolution en mode imageur
- * résolution spectrale de 3350 en mode spectro-imageur
- * Titan : le disque couvre 300 pixels (soit 75 éléments de résolution au mieux)

Avec NAOMI, au WHT, OASIS n'a pas changé, par contre le télescope qui lui servait de support est plus grand, donc potentiellement plus précis. En fait, la résolution spatiale peut être choisie entre trois modes :

- Grand champ \times , ce qui impose donc une résolution angulaire de 0,26"/*pix*
- Cas intermédiaire : champ de vue de \times , et résolution de 0,14"/*pix*
- Zoom maximal : résolution de 0,09"/*pix* mais champ réduit à \times

6.1.2 logbook

Les données OASIS se répartissent en deux séries : une mission en novembre 2000 qui a permis d'acquérir deux cubes de données ; de l'autre, trois demi-nuits (la quatrième étant perdue à cause du blizzard lors de la seule tentative du mode "Visiteur") égrenées en janvier 2005¹, permettant de visualiser différentes faces de Titan. Cette seconde série de données est encore en cours de traitement au moment où ces lignes sont écrites.

6.2 XOasis

6.2.1 Présentation

Le logiciel de traitement des données OASIS, XOasis, a été élaboré par l'équipe du CRAL, à l'Observatoire de Lyon. Il peut être téléchargé depuis le site de l'Observatoire, à l'adresse : http://www-obs.univ-lyon1.fr/oasis/home/home_oasis_gb.html. La particularité des images OASIS est de ne pas être constituées d'images seules et consistantes individuellement.

¹J'étais moi-même le P.I. de cette mission codée PATT04B.

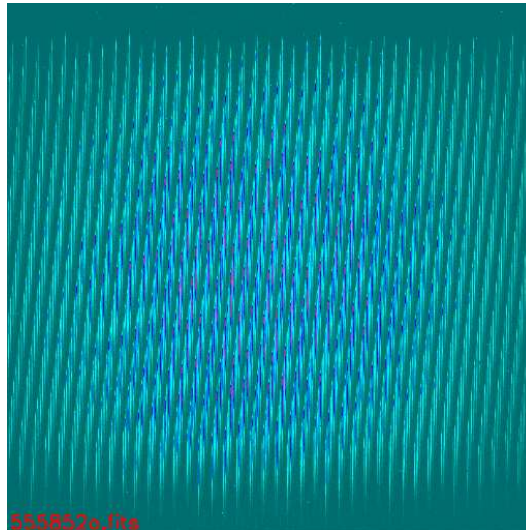


FIG. 6.3: Image brute OASIS (17 novembre 2000), en fausses couleurs. Chaque trait est en fait un spectre associé à une micro-pupille. Le logiciel XOasis, développé au CRAL (Observatoire de Lyon) permet de le retransformer en cube de données $\alpha \times \delta \times \lambda$ plus facile à manipuler.

Chaque set de données est en fait sauvegardé sous la forme d'une image qui donne l'aspect visuel de la figure créée sur le détecteur par tout le système optique. A cette image assez obscure s'ajoute une "table" qui est en quelque sorte la légende de cette image. Ces deux fichiers "table" et "image" sont totalement indissociables, et complètement inutiles individuellement.

Le fichier "image" a un aspect de figure d'interférence (voir Figure 6.3). En réalité, cette image se comprend mieux si l'on garde en mémoire le principe de fonctionnement d'OASIS (Fig. 6.2), expliqué en 6.1.1. Chaque petit trait qui s'y trouve est un spectre à part entière, issu d'une région bien définie de l'objet. Le fichier "table" est enrichie à chaque étape du traitement. Globalement, la table donne les coordonnées de chaque micro-pupille (donc de chaque point image) en fonction de leur numéro. La numérotation même des micro-pupilles est fixée une fois pour toutes et insérée en dur dans le programme XOasis qui la gère automatiquement. Avec les coordonnées spatiales de chaque spectre ou point image, on peut aisément reconstituer l'aspect visuel de l'objet observé.

6.2.2 Méthode de Traitement

La méthode globale de traitement des données se déroule selon les étapes suivantes :

- 1 Prétraitement et correction des effets de frange des CCD sur les blocs spectroscopiques bruts : Ces étapes sont assez habituelles, et non caractéristiques de XOasis.
 - * Inversion des blocs (éventuellement : recommandé pour les CCD EEV)
 - * Correction de l'offset
 - * Calcul du biais des blocs

- * Prétraitement des clichés spectroscopiques de référence (biais et soustraction du bruit de lecture d'après le "dark", juxtaposition des blocs)
- * Calcul et correction de l'effet de franges sur les CCD (éventuellement)
- 2 Création du masque pour l'extraction des spectres : Le logiciel cherche à caractériser toutes les franges enregistrées dans l'image. La distribution de ces franges (qui constituent chacune un spectre distinct) et leur forme permettent de remonter aux caractéristiques mêmes du système optique. En un mot, le masque contient en fait le modèle informatique de tout le système optique.
- * Copie de la table de la référence (la référence est une lampe à spectre continu)
- * Calcul de la position des micro-pupilles
- * Calcul de la forme des franges
- * Création et sauvegarde du masque
- 3 Extraction du spectre : à partir du masque, XOasis calcule la réponse théorique du système optique et y ajuste la réponse réelle. Ceci permet d'interpréter correctement chaque frange en un spectre spécifique.
- * Calibration en longueur d'onde via une table de référence
- * Calcul et application de cette calibration à chaque spectre
- 4 Soustraction du Flat à basse fréquence : l'entité "image" est corrigée comme s'il s'agissait d'une image habituelle.
- * Correction des rayons cosmiques
- * Soustraction du spectre du fond du ciel : la différence majeure d'OASIS avec d'autres systèmes imageurs conventionnels est l'information spectrale qu'il fournit. L'équivalent de la soustraction du fond du ciel doit aussi se faire sur les spectres.
- * Définition d'une zone de ciel "vide"
- * Calcul d'un spectre moyen de cette zone de ciel vide
- * Soustraction de ce spectre de ciel du spectre de l'objet
- 5 Calibration en flux
- * Copie de la table de la référence (ici, la référence est une lampe spectrale)
- * Calcul et application de la correction en flux
- 6 Mosaïque : reconstitution d'un champ plus grand à partir de plusieurs paires table-image. L'adjonction (spatiale) de plusieurs sets de données ne peut se faire que s'ils sont dans les mêmes gammes (spectrales). Il faut alors ajuster ces deux paramètres :
 - * Recentrage des coordonnées
 - * Troncation spectrale des cubes de données
 - * Juxtaposition des cubes recentrés spatialement ET spectralement
- 7 Analyse : intégration spatiale ou spectrale, séparation de raies ou de continuum spectral. Maintenant viennent s'ajouter plusieurs fonctions d'étude. L'intégration spatiale donne un spectre moyen de l'objet, alors que l'intégration spectrale fournit une image (réelle) moyenne. La troncation, ou la sélection de certaines longueurs d'onde, est l'atout majeur de tout spectro-imageur.
- * Intégration sur un intervalle de longueur d'onde donné

- * Intégration sur un contour (spatial) donné
 - * Intégration sur une surface (spatiale) donnée
 - * Séparation des raies
- 8 Reconstruction d'image : XOasis permet d'utiliser un peu de déconvolution, ce qui n'est pas facilement réalisé pour des données 3D. A partir du masque et d'une image d'un objet connu, XOasis peut remonter à l'aspect de la PSF.
- * Reconstruction de PSF
 - * Ajustement de la PSF à l'image désirée
 - * Extraction d'une tranche (spectrale ou spatiale) d'image
- 9 Importation/Exportation des données. Comme le format *.tig spécifique de XOasis n'est pas nécessairement utilisable par tous les systèmes, le logiciel permet de passer d'un type de fichiers à un autre (FITS par exemple). Mais la structure table+image est quelquefois gardée. Libre à l'utilisateur de lui donner ensuite la forme qu'il désire avec son langage favori.
- * Exportation d'un spectre (sauvegarde 1D)
 - * Exportation d'une image (sauvegarde 2D)
 - * Exportation de tout le cube (sauvegarde 3D : DEUX fichiers sont créés : l'image est transformée en liste de spectres en fonction du numéro de micro-pupille, et la table est gardée telle quelle)
- 10 Echange de fichiers

6.3 Raffinements supplémentaires

Pour plus de transportabilité, j'ai désiré transférer les cubes OASIS (qui sont utilisés par XOasis sous leur format initial, dans une maille hexagonale compacte, trace de la trame de micro-pupilles) sous un format plus aisé, avec une trame carrée. J'ai donc re-échantillonné les données (les paires "table" plus "image") pour créer un cube 3D $x \times y \times \lambda$ (ici une succession de 265 images $30 \times 22 \text{ pix}$) en fusionnant les 1013 spectres disponibles en fonction de leurs coordonnées.

6.3.1 Bruit et Signal

La Figure 6.4 propose deux images issues du cube complètement traité. On peut voir sur les spectres adjacents l'aile de la fenêtre du méthane à $0,83 \mu\text{m}$, la bande du méthane à $0,889 \mu\text{m}$, la fenêtre à $0,94 \mu\text{m}$, et l'aile de la bande à $1,013 \mu\text{m}$. Ces images sont sélectionnées pour deux paramètres :

- d'une part pour l'altitude qu'elles sondent : dans la fenêtre $0,94 \mu\text{m}$ (avec une largeur équivalente de $4,6 \text{ \AA}$), on peut atteindre la surface de Titan, alors que l'image à $0,96 \mu\text{m}$ reproduit l'apparence de la troposphère.
- d'autre part pour l'impact visible du système de stries détectable dans le bruit.

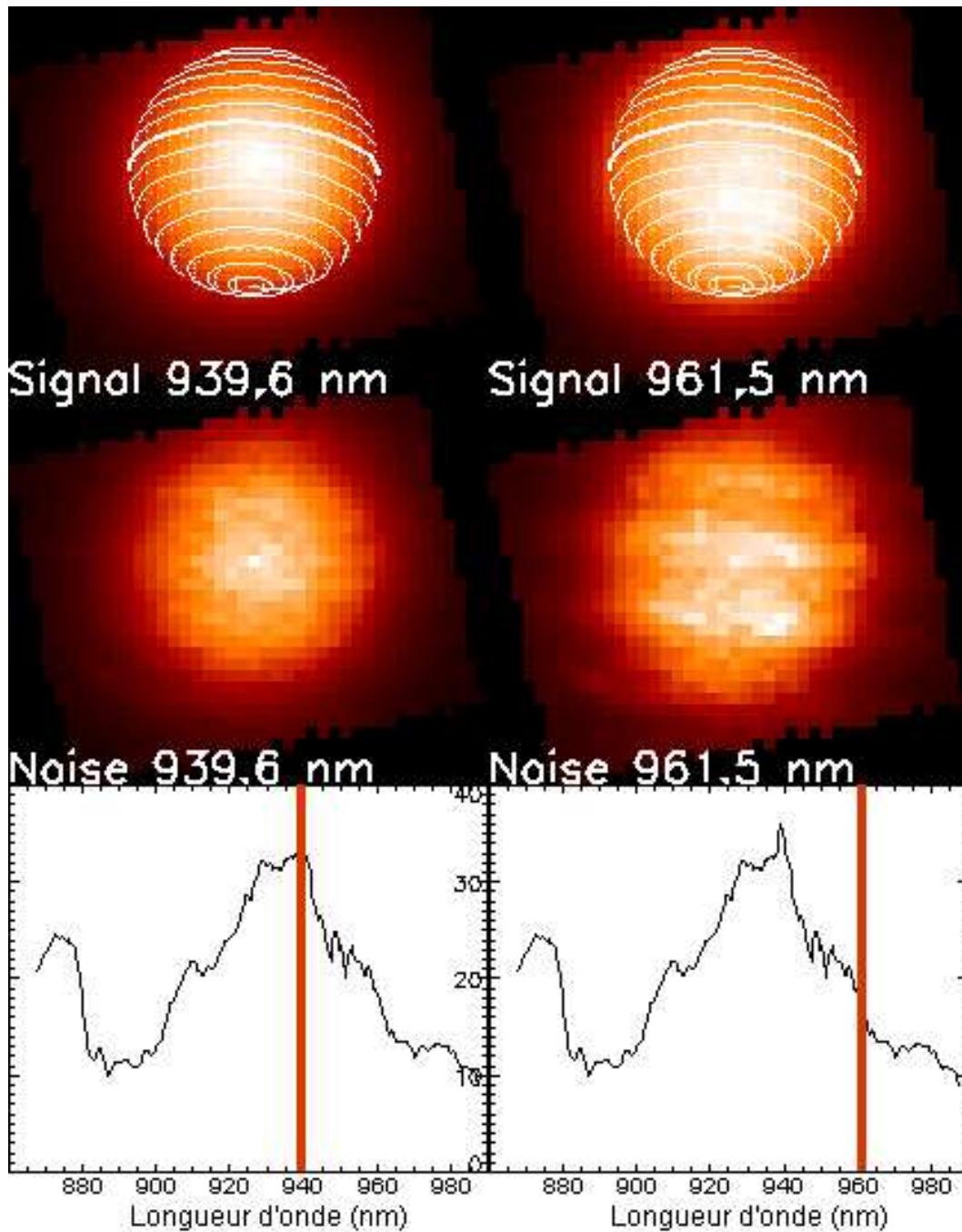


FIG. 6.4: Images OASIS traitées de Titan en novembre 2000. La colonne de gauche correspond à $0,94\mu\text{m}$ (fenêtre du méthane), celle de droite, à $0,96\mu\text{m}$ (aile d'une bande du méthane). De haut en bas :

(a) images de Titan (signalées par "Signal"), sur lesquelles est superposé un système de coordonnées (méridiens et parallèles sont dessinés tous les 10° , avec un graphisme différent pour l'Equateur et le méridien 0) ;

(b) le bruit ("Noise") calculé par XOasis ;

(c) spectre du pixel central du disque de Titan (flux -en unités arbitraires- en fonction de la longueur d'onde -en nm-, avec une résolution spectrale de 1 800). Le curseur orangé rappelle la longueur d'onde sondée, mais son épaisseur ne représente en rien la largeur équivalente de la section du cube - chaque tranche équivaut ici à un filtre étroit de largeur $4,6\text{\AA}$.

Le panneau marqué “Noise” donne la valeur calculée par XOasis de la variance du bruit théorique associé au signal, à partir du bruit de lecture, du flux de photons, et de l’influence de toutes les étapes de traitement ; cette valeur est probablement insuffisante pour calculer la vraie variance du bruit, car ce résultat théorique peut ne pas reproduire avec exactitude la statistique réelle du bruit. Ces images sont dessinées pour en faire ressortir les motifs, indépendamment de leur intensité réelle : en l’occurrence, le flux de l’image de bruit est environ 30 fois inférieur à celui du signal. En tout cas, ce bruit souligne très bien un problème que j’ai rencontré : un système de franges qui apparaît dans le bruit, d’amplitude environ 3%, dont l’origine n’est pas encore très bien déterminée. La deuxième image de la Figure 6.4 présente justement le pire système de franges que j’ai pu relever, alors que la première, à gauche, au centre de la fenêtre du méthane, ne laisse paraître aucune frange. Elles sont vraisemblablement reliées à la correction de champ plat effectuée pour restaurer la normalisation de chaque spectre du cube. Cet effet de moiré n’a donc pas pu être corrigé, mais sachant qu’à l’avenir, les spectres seront moyennés sur plusieurs pixels représentant la largeur spatiale d’un élément de résolution, ces franges seront complètement noyées dans l’opération : nous pouvons donc affirmer que leur influence ne sera donc absolument pas significative.

Quoi qu’il en soit, la valeur du rapport de Signal sur Bruit (SNR, ou *Signal-to-Noise Ratio*) varie en fonction du pixel OASIS considéré, variant de 2 (bord de l’image) à 38 (centre du disque de Titan). Pour toutes nos observations, on peut considérer un SNR d’environ 30 sur la totalité du disque, (ce qui correspond par ailleurs au niveau d’incertitude laissé par les franges sus-nommées, qui sont donc définitivement négligeables). Pour gagner encore en SNR, j’ai choisi de fusionner les différents cubes à ma disposition pour une date donnée, en m’assurant au préalable que leur contenu était très similaire. La fusion se fait par ré-échantillonnage, et recentrage par cross-corrélation. Au final, le spectre moyenné sur la totalité du disque aboutit à un SNR d’environ 500. Quand je définirai certaines zones pour l’étude spectrale des cubes OASIS (Fig. 6.7), chaque spectre aura un SNR de 100.

6.3.2 Géométrie et effets centre-bord

Je n’ai pas pu calculer l’albédo géométrique de Titan, principalement parce que la photométrie n’a pas été respectée, à cause de l’impact des raies telluriques H_2O qu’il a été difficile de corriger. En effet, à l’image du traitement des spectres usuels (cf. 5.4.5), il faut retrouver le spectre de Titan tel qu’on pourrait l’observer depuis l’espace, sans la désagréable interférence des raies d’absorption de l’atmosphère terrestre. Un spectre d’étoile de référence avait été acquis pour nous permettre de reproduire la forme des raies de l’eau terrestre ; malheureusement, ce spectre n’avait pas été acquis dans des conditions identiques (sécante différente, heure et date inadéquates, pour ne nommer que cela). La correction en a donc pâti.

Néanmoins, j’ai pu renormaliser le cube de données pour en obtenir des valeurs proportionnelles à un albédo, qui furent ajustées pour correspondre

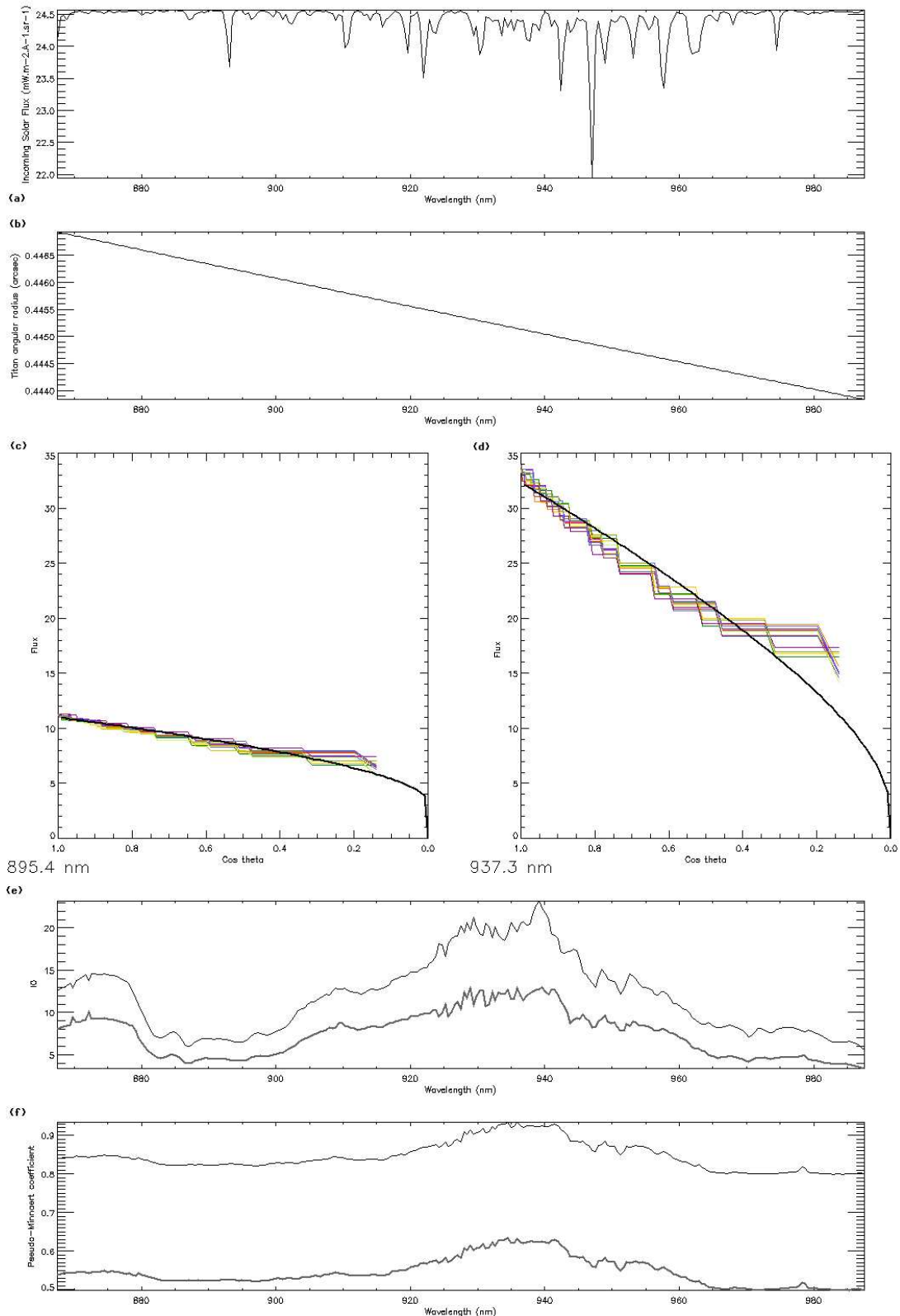


FIG. 6.5: Paramètres et résultats de la recombinaison d'une pseudo-loi de Minnaert. En fonction de la longueur d'onde sont donnés de bas en haut :

(a) le flux solaire reçu par Titan, interpolé depuis les données de Delbouille et al. (1981) ;

(b) le rayon angulaire de Titan vu depuis la Terre, déduit de l'article Toon et al. (1992) ;

(c) & (d) deux ajustements de cette pseudo-loi de Minnaert pour deux longueurs d'onde choisies soit dans une bande du méthane (à gauche) ou dans une fenêtre (à droite), où chaque couleur correspond à l'intensité mesurée le long d'un rayon donné, alors que la ligne en gras représente le meilleur ajustement commun ;

(e) les valeurs trouvées pour I_0 (trait gras) et I_1 (trait fin), les deux intensités théoriques des deux composantes au centre du disque ;

(f) les coefficients des deux composantes de Minnaert k_0 (trait gras) et k_1 (trait fin).

à des valeurs d'albédo géométrique communément acceptées. Premièrement, j'ai calculé le flux solaire théorique réfléchi par Titan. Ceci m'a permis de créer un spectre en pseudo-I/F pour chaque pixel du disque, que je vais désormais appeler abusivement "I/F". Ce pseudo-I/F est proportionnel (mais par un facteur multiplicatif indéterminé) à la vraie valeur de I/F. La deuxième étape est la traduction des spectres en pseudo-"I/Fcos θ ", pour pouvoir comparer des régions à différents angles d'incidence (" μ "), en corrigeant au mieux les effets centre-bord (Section 3.2.4) pour simuler un angle de phase nul pour tout le disque (" μ_0 "). J'ai supposé que les effets centre-bord suivaient une loi de Minnaert avec des coefficients ajustés sur nos données pour toutes les longueurs d'onde de la gamme OASIS. Finalement, le pseudo-albédo résultant sera normalisé pour correspondre à des valeurs connues, puis analysé. Toute cette étape est résumée en Figure 6.5, comme je vais le détailler.

Calcul de la réflectivité de Titan

Le calcul du flux théorique reçu puis réfléchi par Titan requiert deux paramètres en particulier : la taille angulaire de Titan et la valeur du flux solaire incident. Le premier, déduit de Toon *et al.* (1992), donne le rayon physique de Titan en fonction de la longueur d'onde :

$$R = 2965,1 - 226,28 \times \lambda + 35,03 \times \lambda^2$$

Connaissant la distance entre la Terre et Titan (c'est-à-dire 8,128 UA le 17 novembre 2000), il est facile de remonter au rayon angulaire du satellite. J'ai extrait le flux solaire de l'atlas de Delbouille *et al.* (1981) (qui existe sur Internet sous une version mise à jour sur http://mesola.obspm.fr/solar_spect.php), que j'ai adapté en fonction de la distance Titan-Soleil (9,1116 UA en novembre 2000). Ces deux paramètres sont dessinés sur les deux premiers graphes de la Figure 6.5. J'ai donc pu diviser le flux de Titan par le spectre solaire résultant pour obtenir la pseudo-I/F de chaque point du disque de Titan. Les raies solaires dans la gamme 850-900 nm n'ont que peu d'effet sur le spectre du satellite, puisque la plus forte d'entre elles, vers 892 nm, a un impact estimé d'au plus 0,6% sur le flux. La correction du spectre solaire est ainsi suffisamment efficace pour ne pas nécessiter d'autres traitements plus subtils.

Reconstitution d'une pseudo-loi de Minnaert

Le comportement théorique d'un objet diffusant en fonction de l'angle d'émergence est donné par la loi de Minnaert (Minnaert, 1961) qui s'énonce :

$$I = I_0 \times \mu^k \times \mu_0^{k-1}$$

Où I_0 est la brillance au centre de l'objet, μ_0 est le cosinus de l'angle d'incidence du rayonnement, et μ est le cosinus de l'angle d'émergence considéré. Puisque la surface et l'atmosphère de Titan suivent deux lois de Minnaert différentes, j'ai considéré ici que la loi de diffusion serait la somme de deux lois

de Minnaert simplifiées (somme que j'appellerai désormais "pseudo-loi de Minnaert") :

$$I = I_0 \times \mu^{(2k_0-1)} + I_1 \times \mu^{(2k_1-1)}$$

Dans ce cas, la simplification (confondre μ_0 et μ) est justifiable, à cause de la proximité des points sub-terrestre (SEP) et sub-solaire (SSP) ; en l'occurrence, μ_0 est l'angle entre la direction du SSP et le point visé, alors que μ est défini similairement par rapport au SEP. Dans le cas de la mission de novembre 2000, les coordonnées du SEP étaient (13,39°S, 123,36°LCM), alors que le SSP se situait en (23,58°S, 123,96°LCM). La petite différence entre les longitudes des deux points de référence justifie un faible angle de phase négatif, d'environ -0,3° (qui se traduira par des effets de phase sur le limbe Ouest, cf Section 8.1). Confondre SEP et SSP revient à supposer que la phase solaire est nulle, ce qui se répercute sur l'écriture simplifiée de la pseudo-loi de Minnaert.

J'ai ajusté tous les coefficients de cette pseudo-loi de Minnaert (à savoir k_0 , k_1 , I_0 et I_1) par rapport aux données. Comme je le décrirai au Chapitre 10, on peut s'attendre, d'après la valeur de la LCM, à voir apparaître dans les images un grand continent brillant sur la quasi-totalité du disque, "Xanadu", ce qui risque de compromettre la détermination de I_0 et I_1 . J'ai tout d'abord réalisé plusieurs coupes d'intensité sur le disque de Titan, le long de plusieurs rayons définis arbitrairement, et ce pour chacune des images du cube OASIS. J'ai opté pour 36 rayons différents répartis uniformément, donc séparés de 10°, rejoignant à chaque fois le centre du disque et une fraction du limbe. J'ai choisi d'ajuster un set de paramètres pour chaque longueur d'onde et pas pour chaque rayon, car mon seul but était de corriger au mieux les effets centre-bord (cf Section 3.2.4). D'autres auteurs (Chanover *et al.* (2003), par exemple) essaient d'ajuster les coefficients de Minnaert pour chaque rayon (plus précisément pour différentes latitudes), tenant donc compte des variations en latitude de l'atmosphère et de la surface de Titan. J'ai voulu au contraire accentuer ces variations, ce qui permet d'étudier globalement les motifs de l'atmosphère (Partie III) et de la surface (Partie IV). Voilà la seule raison pour laquelle j'ai considéré un profil moyen de Titan pour ajuster une unique pseudo-loi de Minnaert par longueur d'onde. Cette loi permettra alors la création d'un masque (par symétrie cylindrique) qui maintiendra toutes ces variations, ce qui donnera de l'aplomb à nos comparaisons de régions de μ similaires.

Les graphes (c) et (d) de la Figure 6.5 représentent justement deux ajustements de cette pseudo-loi de Minnaert sur nos données. La différence majeure entre les deux graphes repose sur la différence d'absorption du méthane entre une fenêtre et une bande du méthane, qui se traduit par une différence de luminosité globale, et l'apparition de la composante de surface lorsque le CH_4 devient transparent (Section 3.1).

On peut remarquer que l'ajustement n'est pas idéal lorsque μ est inférieur à 0,2. La cause en est simple : l'atmosphère de Titan est trop complexe (Section 3.2) pour que son comportement soit résumé par une simple loi de Minnaert (il faut par exemple prendre en compte les diffusions multiples voire les rétro-diffusions causées par les aérosols). D'un point de vue esthétique, j'ai choisi

de ne montrer que des images OASIS où cette correction d'effets centre-bord n'est pas appliquée, car la loi de Minnaert diverge sur le limbe (même si ce n'est pas aussi caricatural que les lois Lambertiennes), ce qui n'est pas plus réaliste qu'une image non corrigée. Par contre, les spectres seront toujours représentés en prenant en compte cette correction, car je m'attarderai peu sur les limbes (cf. Section 6.4.2).

La précision de l'ajustement au centre du disque ($\mu = 1$) dépend de la longueur d'onde : dans les bandes du méthane, la somme $I_0 + I_1$ représente bien la valeur mesurable sur le disque ; inversement, la présence prévisible de motifs de surface brillants au centre du disque (Xanadu) fait que la valeur ajustée de $I_0 + I_1$ est bien inférieure à la valeur mesurée, donnant l'impression d'un ajustement moins efficace.

Finalement, comme affiché en Figure 6.5, j'ai pu retrouver un set de coefficients k_0, k_1, I_0, I_1 pour chaque longueur d'onde. La somme $I_0 + I_1$ reproduit bien le comportement général du spectre de Titan, comme on pouvait l'espérer (avec quelques aléas dans la fenêtre du méthane, comme je l'ai souligné). Les coefficients de Minnaert k imitent également l'allure de l'albédo de Titan, puisque plus il y a de diffusion, plus le coefficient de Minnaert est petit.

Normalisation de l'albédo géométrique

Après correction de l'effet centre-bord, le cube de données fournit désormais des spectres de pseudo- $I/F \cos \theta$. Cette correction est efficace pour des valeurs de μ supérieures à 0,2 (c'est-à-dire pour des angles d'incidence plus aigus que 75°), mais elle surcorrige les limbes (à cause de la divergence de I/F aux grands angles d'incidence) ; par sécurité, je ne considérerai que des régions du disque pour lesquelles μ dépasse 0,4. Ensuite, j'ai renormalisé le spectre de Titan (moyenné sur tout le disque) pour atteindre une valeur d'albédo géométrique de 0,08 dans la bande du méthane à $0,89 \mu\text{m}$. Cette valeur s'inspire fortement de celles trouvées dans la littérature : 0,07 par Karkoschka (1994), 0,08 par Coustenis et al. (1996, données non publiées) et 0,07 par Griffith *et al.* (2003). Cette renormalisation conduit naturellement à une valeur d'albédo géométrique moyen de 0,25 dans le centre de la fenêtre, comparable aux autres valeurs déjà publiées (cf. Fig. 3.2), que je prendrai donc en compte au Chapitre 11.

Erreurs sur l'albédo géométrique

Le calcul de l'albédo géométrique induit bien évidemment quelques erreurs systématiques. Premièrement, la division par le spectre solaire et son ajustement peut induire des erreurs d'environ 1%. Les plus grandes barres d'erreur proviennent de l'ajustement et de l'application de la pseudo-loi de Minnaert. Comme on peut le voir sur la Fig. 6.5, l'ajustement est efficace vers $\mu = 1$ (environ 5% de précision), lâche vers $\mu = 0,6$ (10% d'erreur) et inapproprié en-deçà de $\mu = 0,2$ (presque 25% d'erreur). En conséquence, les régions

que je considérerai à l'avenir (μ supérieur à 0,4) souffriront de barres d'erreur d'environ 6 à 11%.

D'un autre côté, les erreurs systématiques n'influenceront pas les comparaisons relatives à μ fixé d'une zone à l'autre, qui ne se verront entachées que des barres d'erreur relatives au bruit (voir plus haut, Section 6.3.1)

Un autre facteur aura son importance : à cause des effets géométriques, les limbés, corrigés ou non de l'effet centre-bord, correspondent tout de même à des régions de haute masse d'air sur Titan. Ceci devra être pris en compte pour le calcul des altitudes sondées par régions et par longueur d'onde (à l'image de la méthode décrite Section 3.2).

6.4 Extraits choisis

L'étude du cube OASIS de la mission de novembre 2000 est décrite extensivement dans Hirtzig *et al.* (2005b), mais je vais en donner quelques extraits ici : un IFS permettant d'acquérir à la fois des images et des spectres, je vais tout naturellement les analyser les uns après les autres, indépendamment pour commencer.

6.4.1 Utiliser OASIS comme imageur

Une utilisation évidente du cube peut être de comparer chaque tranche en longueur d'onde comme un filtre étroit à part entière, de largeur équivalente 4,6Å. La Figure 6.6 présente quelques-unes de ces images, classées par longueur d'onde, et sélectionnées pour la particularité de leur longueur d'onde. Deux d'entre elles (b et f) se trouvent à proximité immédiate d'une bande du méthane, ce qui permet de sonder la stratosphère de Titan (cf. Section 3.2), trois (a, c, e) choisies dans les ailes de bandes du méthane sondent donc l'atmosphère plus basse, et enfin une seule de ces images (d) est prise au cœur d'une fenêtre du méthane, à 0,94 μm .

On peut voir sur ces images différents aspects de Titan en fonction de la longueur d'onde. La différence de luminosité entre les zones brillantes et les zones sombres est d'environ 70 %. Malheureusement, sans déconvolution, nous ne pouvons pas distinguer un croissant non déconvolué d'une tache presque centrale. Le problème est d'autant plus ardu que nous nous trouvons entre 0,8 et 1,0 μm , c'est-à-dire là où les aérosols sont les plus brillants. Nous pouvons cependant analyser :

- L'asymétrie Nord-Sud (Chapitre 7) qui apparaît malgré l'aspect flou et pixelisé des images : en particulier le disque de Titan semble plat au centre de la bande du méthane à 0,94 μm ...
- Dans la fenêtre, la surbrillance est vraiment centrée, soulignant *a priori* la présence de Xanadu (Chapitre 10), le grand continent brillant qui trône sur la face avant de Titan.

6.4.2 Utiliser OASIS comme spectrographe

La comparaison des spectres OASIS permet de facilement quantifier ce qui est difficilement visible sur les images. La supériorité d'un IFS dans cette technique (par rapport à des spectrographes classiques) est de savoir exactement la position spatiale exacte de la zone étudiée. Ceci en fait un outil puissant pour notre utilisation : pouvoir obtenir le spectre d'une zone précise, ou pouvoir remonter aux divergences spectrales d'une zone à l'autre de l'objet, sur la totalité du champ de vue de l'instrument. Tout d'abord, pour gagner en rapport Signal sur Bruit, les spectres de Titan sont moyennés par zones, de largeur équivalente à un élément de résolution. La largeur de cet élément de résolution dépend de la résolution spatiale de l'instrument, et de la correction du *seeing* par l'Optique Adaptative. De cette façon les spectres étudiés seront indépendants les uns des autres, et leur comparaison sera donc objective.

La Figure 6.7 définit les zones d'intérêt sur le disque : quatre limbes (aux quatre points cardinaux), et une zone centrale. La Figure 6.8 présente les spectres moyens de ces cinq zones, où l'on peut lire :

- * Premièrement, le centre est globalement plus brillant que les bords (5% de plus en moyenne) : cela est dû à la tache brillante Xanadu (Chapitre 10) au centre de l'image, qu'on ne détecte que dans la fenêtre ; la surbrillance du centre dans la bande (vers $0,94\mu\text{m}$), où la surface n'est pas censée être observable, vient probablement d'une correction insuffisante de l'effet centre-bord
- * Ensuite, on peut voir que le bord Ouest est soit comparable, soit 2-3% plus brillant que le bord Est (on pouvait s'y attendre, puisque la phase est ici négative). Ainsi, l'effet de phase (qui vaut $0,340^\circ$) doit apparaître sur le limbe du matin. Pourtant la différence s'accroît à haute altitude (dans la bande du méthane), ce qui pourrait souligner qu'un autre phénomène se superpose à l'effet de phase : on peut effectivement penser au *Morning Fog* décrit dans Coustenis *et al.* (2001), que je développerai au Chapitre 8.
- * Enfin, l'asymétrie Nord-Sud (Chapitre 7) peut ici se suivre avec une grande précision : le limbe Sud est souvent 10-15% plus brillant que le limbe Nord. C'est ce qu'on appelle communément le "sourire de Titan". Cette situation s'inverse quand on monte en altitude : dans la bande à 889 nm, l'hémisphère Nord est 2% plus brillant que le Sud, c'est le début d'inversion de l'asymétrie Nord-Sud, détectée dans le visible par le HST (Lorenz *et al.*, 2001) les 16 et 23 novembre 2000 avec STIS et WFPC2.

6.4.3 Déconvolution

Jusqu'à présent, je n'ai pas parlé ici de déconvolution, alors que j'en ai fait grand cas en Section 5.3. Les cubes de données OASIS sont en réalité peu propices à la déconvolution telle que je l'ai utilisée au cours de ma thèse (d'autres méthodes existent, mais je n'ai pas pu les utiliser). Voici l'expérience que j'ai faite en essayant de déconvoluer de façon standard le cube de données : en supposant que ce n'était qu'une succession d'images indépendantes les unes des autres.

Quelle FEP utiliser ?

Pour la déconvolution, l'emploi d'une FEP est indispensable, ne serait-ce qu'une FEP fictive utilisable pour une déconvolution myope. Les cubes de données acquis sur des étoiles de référence ne pouvaient pas suffire, car les conditions d'observations étaient complètement différentes (différente heure, différente sécante, *seeing*, etc...). Par exemple, les images de HR 1544 furent obtenues avec une masse d'air trop élevée (1,414 à comparer au 1,004 des cubes de Titan), d'autant plus que l'objet lui-même n'est pas réellement adéquat, principalement parce que c'est une étoile de magnitude 4, alors qu'il faut toujours prendre comme référence une étoile dont la magnitude est similaire à celle de Titan, en l'occurrence une étoile de magnitude environ 8...

Il a donc fallu reconstituer une FEP théorique, à partir d'une image PUEO/KIR de notre propre collection². Nous avons choisi une image J (1,29 μm), prise en 2001 avec un *seeing* de 0,4 arcsec et une LCM similaire à celle d'OASIS. A partir de cette image, supposée représenter ce que PUEO/OASIS aurait pu fournir comme image dans de meilleures conditions, nous avons reconstitué une FEP qui, convoluant cette image J de référence, donnait un résultat proche des images OASIS avec leur *seeing* de 0,9 arcsec.

La formule analytique de cette FEP est :

$$PSF(r) = e^{-r^2/2 \times S_1^2} + I_{21} \times e^{-r^2/2 \times S_2^2}$$

où S_1 correspond à un noyau large de FWHM 0,07981 arcsec, S_2 à un halo de FWHM 0,34792 arcsec et le rapport d'intensité de ces deux composantes, I_{21} , vaut 0,123369. Puis cette FEP fut normalisée, pour servir de référence à la méthode de déconvolution sélectionnée : Richardson-Lucy régularisée, selon la méthode de Bratsolis & Sigelle (2001). Cette méthode converge objectivement, quand l'image ne semble plus s'améliorer d'au moins 0,01% d'une itération à l'autre. Malheureusement, sans nombre d'itérations bien défini, il est difficile d'affirmer que le spectre du cube déconvolué est vraiment reconstitué. Les résultats sont présentés Figs. 6.9 et 6.10.

²Ceci était valable car le premier cube OASIS a été acquis au CFHT, donc avec le même système optique que les images PUEO/KIR. Cette méthode serait plus délicate avec le WHT, puisqu'il faudrait sous-échantillonner des images NACO à 1,08 μm pour obtenir une référence plausible à 0,94 μm , ou utiliser la caméra infrarouge NAOMI dans les mêmes conditions pour acquérir un étalon.

Petitesse du champ

Comme on peut le constater sur la Fig. 6.4, le champ d'OASIS est limité et penché. Il manque de l'information dans les coins sur les images car j'ai préféré une représentation α/δ aux coordonnées intrinsèques d'OASIS. J'ai rempli ces trous en utilisant un profil de Titan moyen pour chaque longueur d'onde. Ce profil moyen (intensité en fonction de la distance au centre du disque) fut appliqué comme un filtre cylindrique pour combler les lacunes, reconstruisant artificiellement la forme sphérique de Titan, sans ajouter d'artefacts significatifs (et en espérant ne pas noyer les motifs déjà présents). En réalité, après plusieurs essais, la méthode de "remplissage" des lacunes s'est montrée moins critique qu'un autre avatar du cube OASIS 2000 : la petitesse du champ lui-même, qui entache la qualité des résultats, comme je vais le montrer.

Pour quel résultat ?

La Fig. 6.9 montre le nouvel aspect de toutes les images OASIS déjà présentées ici. J'y ai ajouté la courbe de la FEP théorique reconstituée, présentée avec la même échelle d'abscisse que les images. Celles-ci font ressortir sans le moindre traitement supplémentaire tous les motifs déjà détectés par l'analyse spectrale (cf. 6.4.2). Par exemple, l'aspect du disque de Titan reflète bien le *limb-darkening* à 939,6 nm prévu dans une fenêtre du méthane, alors que le *limb-brightening* des bandes du méthane produit un disque presque plat à 887,0 nm. Ensuite, le limbe Sud de Titan est définitivement le plus brillant sur la majeure partie des images atmosphériques (875,4, 910,3, 912,6, 951,7, 961,5 et 983,3 nm). Finalement, la surface de Titan apparaît bien au centre du disque à 939,6 nm.

La Fig. 6.10 rapporte la nouvelle apparence des cinq spectres Fig. 6.7 et Fig. 6.8 (à laquelle cette figure devrait être comparée). Les asymétries Nord-Sud, Est-Ouest, Centre-limbes déjà relevées en 6.4.2 sont toujours présentes (ce qui était déjà visible sur la Fig. 6.9) mais aucune information nouvelle n'est visible.

La situation est en fait presque pire qu'avant, à cause de la petitesse du champ. La courbe C est probablement la mieux reconstituée, et je vais donc m'en servir comme référence pour critiquer la correction des autres spectres. Les deux paires de courbes E-W et N-S gardent bien leurs asymétries, car elles subissent les mêmes artefacts lors de la déconvolution. Les courbes S et N sont certainement les courbes les plus sous-estimées, car elles sont les plus proches des bords de l'image (à 8 *pix* de distance), et l'information ne peut y être complètement reconstituée. La courbe N est particulièrement touchée, car elle est visiblement bien trop basse par rapport aux autres. Les courbes E et W sont moins corrompues que les spectres N et S, mais toujours plus que la courbe C, car elles sont prélevées à 13 *pix* du bord. Encore une fois, les asymétries sont toujours valides car les courbes d'une de ces paires sont corrompues de la même façon. Nous ne pouvons donc que confirmer ce qui

est lu sur les courbes non déconvoluées, comme en 6.4.2.

Puisque les comparaisons ne sont plus valables que pour des paires de courbes bien définies, je préférerai donc à chaque fois me baser sur les images non déconvoluées, moins esthétiques, mais plus fiables.

Les cubes OASIS 2005, encore en cours de traitement, seront probablement plus faciles à déconvoluer : en cas de trop mauvais *seeing*, nous avons choisi de limiter la résolution spatiale pour conserver un plus grand champ, nous aurons donc moins de problèmes vis-à-vis de la petitesse du champ. D'autre part, nous avons acquis des images d'étoiles de référence pour servir de FEP lors de la déconvolution, nous serons donc exemptés du calcul d'une PSF théorique. En revanche, la déconvolution de chaque tranche indépendamment des autres, même avec renormalisation après coup, ne nous assurera pas que le spectre sera correctement reconstitué.

6.5 OASIS et les autres instruments

Comme je le montrerai au Chapitre 11, OASIS a un énorme potentiel pour nous aider à mieux caractériser la surface de Titan : c'est l'un des rares instruments à notre disposition pouvant scanner la fenêtre du CH_4 à $0,94\mu m$.

Cette fenêtre est cruciale car c'est la seule où tous les candidats plausibles pour la surface de Titan ont des comportements spectraux différents (voir Section 11.1.2). Les glaces (H_2O , CO_2 , CH_4 , etc...) sont plus brillants que les tholins ou les silicates. La valeur de l'albédo de surface dans cette fenêtre nous permettrait alors de quantifier le mélange entre ces constituants ou la domination de l'un d'entre eux.

6.5.1 OASIS vs PUEO ou NACO

A première vue, la Table 4.1 confirme que la résolution spatiale d'OASIS, que ce soit au CFHT ou au WHT, sera toujours inférieure à celle du VLT. C'est bien le cas, mais NAOS/CONICA, s'il peut à la fois faire des spectres ou des images, n'assurera jamais la même sécurité qu'un véritable IFS : la haute résolution spatiale du VLT ne sert plus réellement s'il y a une trop grande incertitude sur la position exacte dans l'espace des zones dont on possède les spectres.

La résolution spectrale d'OASIS est de 3000 environ, à comparer à la résolution 1400 de NACO en mode spectroscopique S27_3_SK. Ceci correspond à un échantillonnage en longueur d'onde de 3\AA pour OASIS, et de 14\AA pour NACO.

En réalité, les deux modes peuvent être complémentaires, car OASIS sonde principalement la bande I (entre $0,8$ et $1,0\mu m$), alors que NACO scanne la bande K (entre $2,0$ et $2,5\mu m$). C'est là où l'utilisation simultanée des deux instruments peut être optimale : nous disposerions de données spectrales pour les fenêtres à $0,94$ et $2,0\mu m$. C'est ce qui est potentiellement faisable avec la mission WHT/OASIS de janvier 2005 : malheureusement, les dates (et les

TAB. 6.2: Caractéristiques comparées d'OASIS, VIMS et DISR dans le cas de l'étude de Titan. Voir le texte pour plus de détails.

	OASIS	VIMS	DISR (Huygens)	
	(WHT)	(Cassini)	HRI	DLIS
Résolution spatiale	$\sim 650 \text{ km}/\text{pix}$	$\sim 2 \text{ km}/\text{pix}$	$\sim 20 \text{ m}/\text{pix}$	NA
Couverture possible	100%	$\sim 90\%$	$\sim 6 \times 10^{-5}$	
Gamme spectrale	865-1037nm	350-5100nm	660-1000nm	850-1700nm
Résolution spectrale	3350	$\sim 100\text{-}150$	NA	~ 300

LCM) ne coïncident pas pour les missions VLT et WHT, il sera donc difficile de les comparer.

A l'avenir, il est envisageable d'organiser des missions conjointes pour obtenir des données simultanées de NACO et d'OASIS. Il sera d'autant plus judicieux d'utiliser si possible l'IFS en cours d'installation sur l'UT4 du VLT : SINFONI. Celui-ci offre 4 modes spectroscopiques (J, H, K, H+K), avec une résolution spectrale de 1500 à 4000 et une résolution spatiale de 0,25, 0,10 ou 0,025"/*pix* (pour des champs de 8, 3 ou 0,8×0,8"). La gamme spectrale de (1 - 2,5 μm) est le complément idéal de la gamme d'OASIS.

6.5.2 OASIS 2005 vs Cassini

La Table 6.2 résume les capacités des différents instruments capables de spectro-imagerie, utilisés pour étudier Titan. Les valeurs sont des moyennes calculées d'après les caractéristiques théoriques des instruments. La comparaison est sans appel : les instruments Cassini/Huygens ont une résolution spatiale inégalable, mais leur résolution spectrale est très limitée.

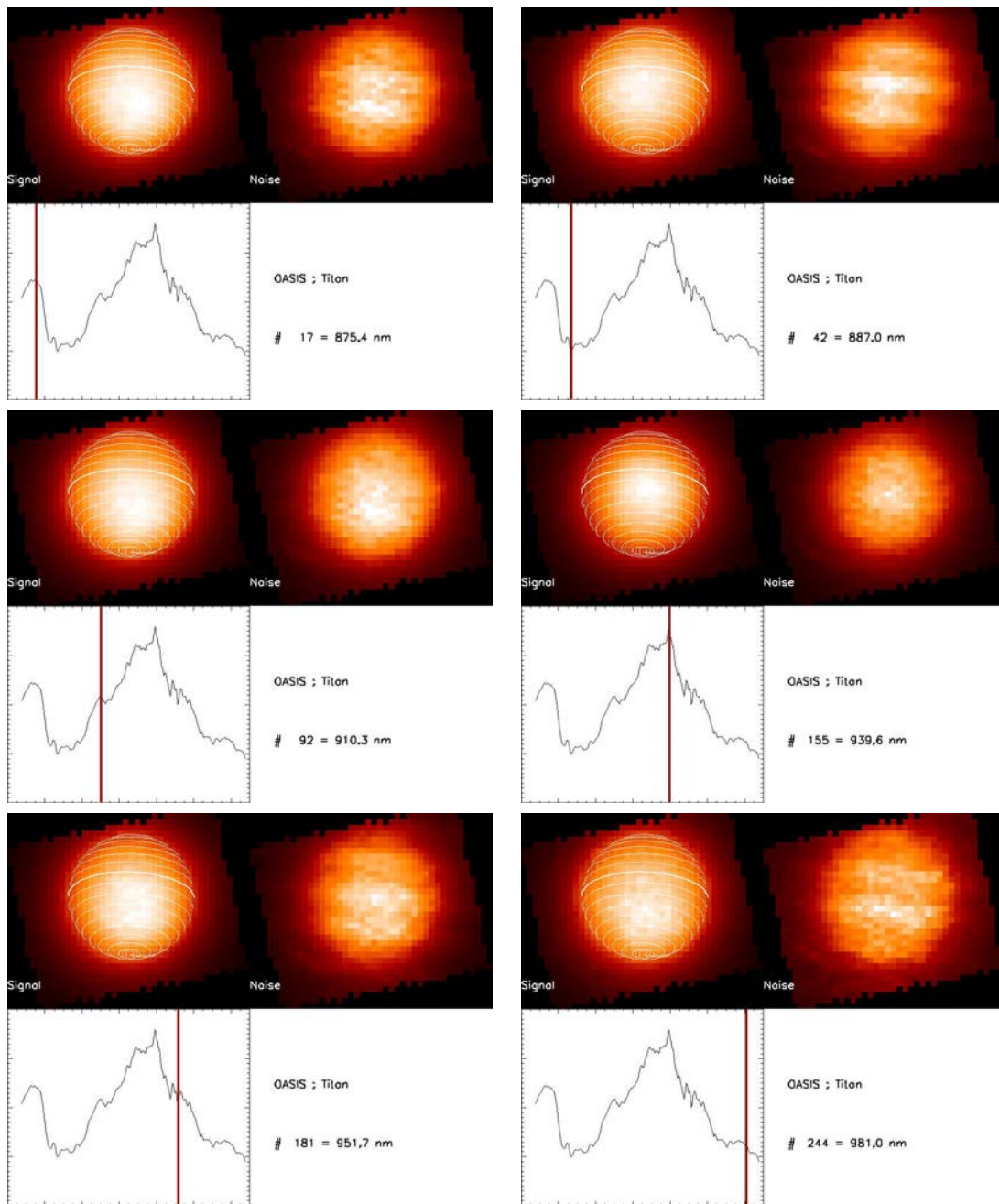


FIG. 6.6: Mosaïque d'images OASIS sélectionnées dans le cube. Chaque sous-panneau présente Titan ("Signal"), les motifs du bruit associé ("Noise"), le spectre du pixel central du disque sur lequel un curseur rappelle la longueur d'onde sondée. Les images choisies correspondent à (a) 875 nm (aile d'une bande du méthane), (b) 887 nm (cœur de la bande du méthane), (c) 910 nm (aile), (d) 940 nm (centre de la fenêtre du méthane), (e) 952 nm (aile), (f) 981 nm (proximité de la bande du méthane à $1\mu\text{m}$). L'aspect de Titan change d'une longueur d'onde à l'autre, ce qui trahit plusieurs phénomènes à la surface ou dans l'atmosphère. Voir le texte pour plus de détails.

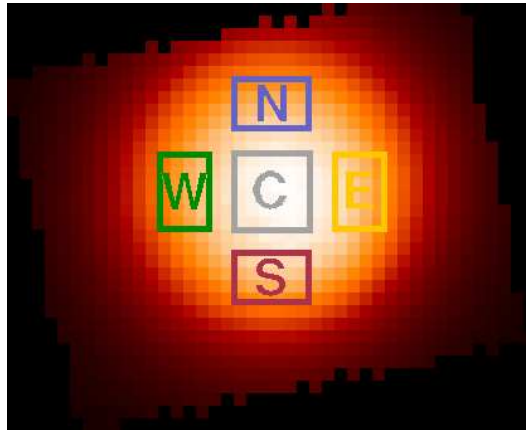


FIG. 6.7: Délimitation de zones spécifiques sur le disque de Titan pour l'analyse spectrale. Le disque montré ici est l'image moyenne de disque sur la totalité de la gamme spectrale à notre disposition. Chaque zone, légèrement plus large qu'un élément de résolution, renverra un spectre montré sur la Figure 6.8.

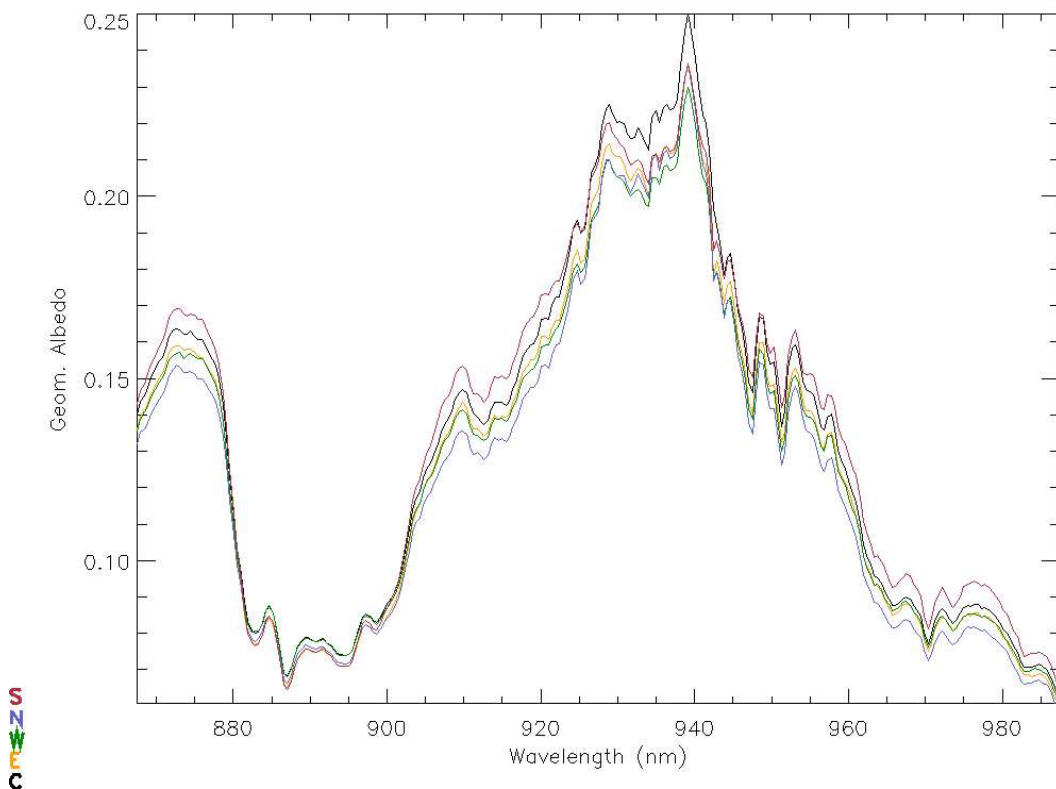


FIG. 6.8: Spectres OASIS de Titan, extraits du cube de données final. L'albédo géométrique est donné en fonction de la longueur d'onde (en nm), avec le code couleur défini Figure 6.7 : le Centre (C) est en noir, le limbe Nord (N) en bleu, le limbe Sud (S) en rouge, le limbe Ouest (W) en vert, et le limbe Est (E) en jaune. Plus de détails dans le texte.

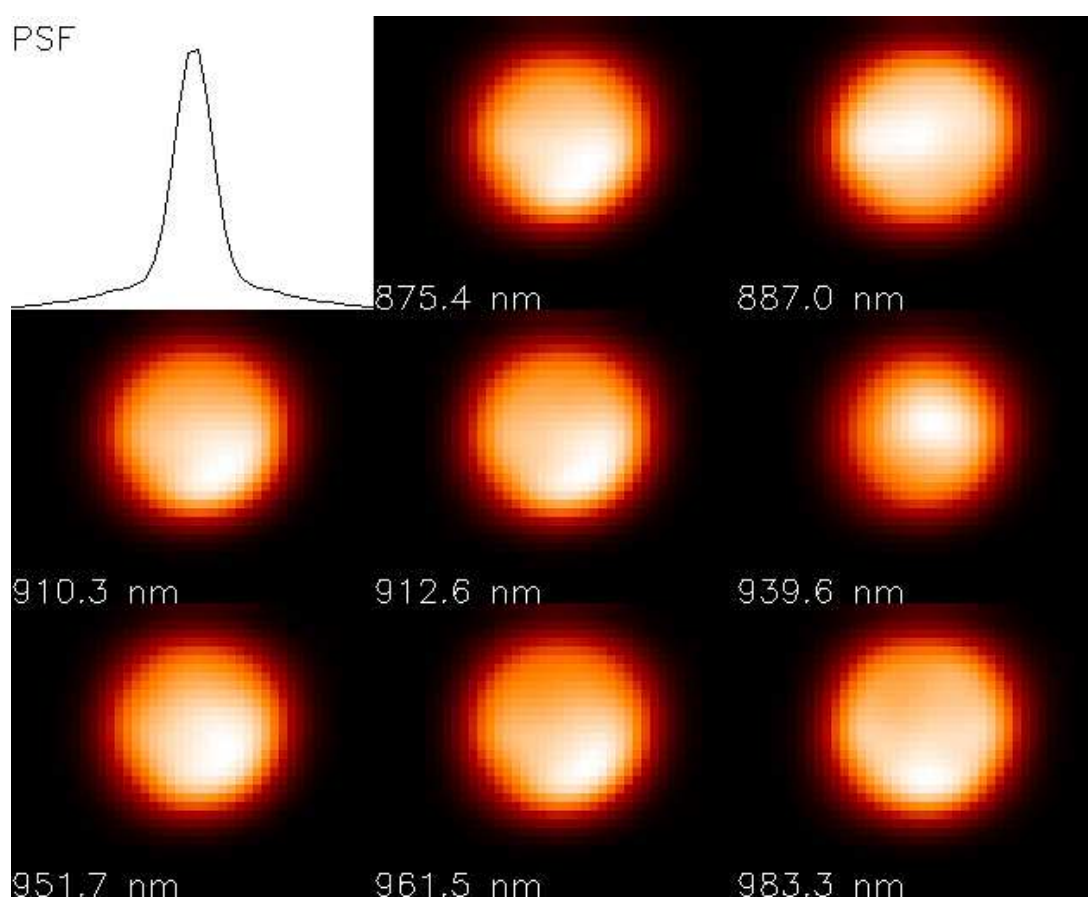


FIG. 6.9: Tranches du cube déconvolué, ainsi que la forme de la FEP reconstituée pour les besoins de la déconvolution Lucy-Richardson régularisée (méthode Bratsolis). Les images choisies ici correspondent à la déconvolution des images déjà montrées au cours de ce Chapitre.

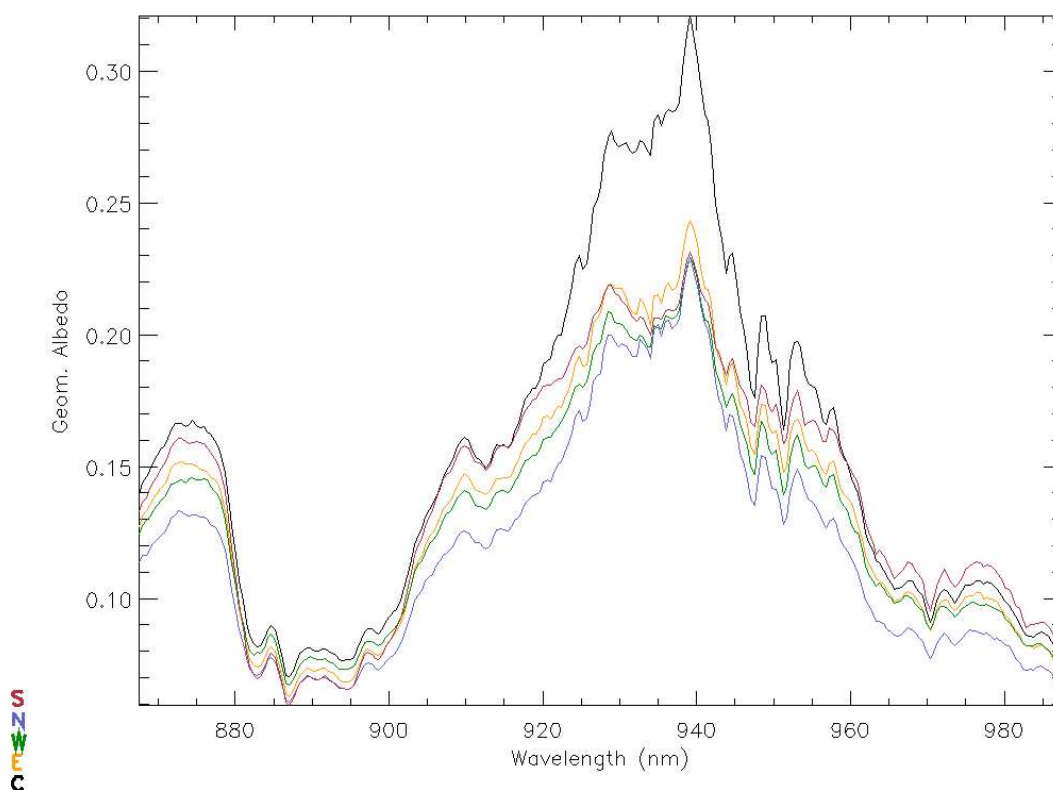


FIG. 6.10: Spectres de Titan, après déconvolution du cube de données. A l'image de la Fig. 6.8, l'albédo géométrique en fonction de la longueur d'onde est représenté avec le code couleur défini Figure 6.7.

Troisième partie
Connaissance de l'Atmosphère

Depuis la détection de l'atmosphère de Titan par Comas Solá (1909), notre vision de cette épaisse couche d'azote et de méthane a bien évolué. Depuis les premières études spectroscopiques de Kuiper (1944), nous savons reconnaître les différents composés chimiques qui la composent (voir Table 2.1). La dynamique de Titan est également de mieux en mieux reconstituée, loin des hypothèses d'équilibre hydrostatique de Sir James Jean (Jeans, 1955), avec de complexes Modèles de Circulation Globale 3D. Pourtant il reste encore de nombreuses inconnues : quelles sont les échelles de temps caractéristiques des phénomènes qui agitent l'atmosphère opaque de Titan ? Y a-t-il vraiment supersaturation du méthane, empêchant toute formation de nuages ? (Samuelson *et al.*, 1997b; Courtin *et al.*, 1995) Quels sont les phénomènes ponctuels non encore détectés et/ou expliqués sur Titan qui agrémentent le ciel titanien ?

Ma modeste pierre à cet édifice repose sur une étude des données atmosphériques recueillies entre 1998 et 2005. Dans l'infrarouge proche, la présence de fenêtres et de bandes de méthane (cf Section 3) permet, en ajustant la longueur d'onde grâce à des filtres étroits, de sonder des couches d'atmosphère dont l'altitude est déterminée avec une précision kilométrique par notre modèle de transfert radiatif (Rannou, 2005). Tous ces filtres, choisis dans les ailes des bandes du méthane seront rappelés Table ?? : ils peuvent fournir alternativement des images de la troposphère, de la tropopause, de la basse stratosphère ou de la haute stratosphère. Ils m'ont permis de participer à la description de trois phénomènes en particulier.

L'asymétrie Nord-Sud : depuis Voyager, nous savons que l'atmosphère de Titan n'est pas uniforme, et les deux hémisphères Nord et Sud évoluent en fonction des saisons. En fonction de l'éclairement solaire, la condensation des aérosols atmosphériques sera facilitée dans l'hémisphère d'hiver. Cet excès d'aérosols se manifesterait par une surbrillance en infrarouge de l'hémisphère d'hiver au Sud. Il y a donc un écart de luminosité entre les hémisphères Nord et Sud, que j'ai quantifié et suivi dans le temps : j'ai eu la chance d'assister à la transition automne/hiver de l'hémisphère Nord, qui s'est caractérisée par un renversement de cette asymétrie Nord-Sud en 2002. Ceci se présentait déjà à la fin des années 90 (Lorenz *et al.*, 1999) avec les données visible du HST, mais était encore peu marqué en infrarouge : entre 1998 et 2005, j'ai pu suivre par altitude et par année l'inversion de l'asymétrie Nord-Sud, ce que je présente ici Chapitre 7. Même si l'intervalle de temps de mon étude ne représente qu'une fraction de l'année titannienne (30 ans), ce suivi permettra à l'avenir de mieux contraindre les modèles dynamiques de l'atmosphère.

Après les effets saisonniers, j'ai eu la surprise de pouvoir retrouver trace de **phénomènes diurnes**, à des échelles de temps donc bien plus courtes. Lorsque le Soleil ne gêne pas nos observations (lorsque les effets de phases sont minimes), nous pouvons déceler une surbrillance du limbe Ouest de Titan, là où le jour est en train de se lever : notre analyse, présentée Chapitre 8, montre qu'il s'agit probablement d'aérosols qui se sont condensés dans la stratosphère, au cours de la nuit. Je confirme donc ici la découverte de ce "morning fog" (ou brume matinale, en hommage au phénomène similaire qui a lieu sur Terre) décrit par Coustenis *et al.* (2001), et j'en étends l'étude.

Enfin, la **météorologie** sur Titan est capricieuse. Non pas dans sa nature, mais dans nos certitudes à son sujet : alors que nous prévoyions une atmosphère dépourvue de nuages à cause de la super-saturation du méthane (cf. Section 2.2.3), nombre d'auteurs publient des images montrant des motifs brillants en altitude, interprétés comme des nuages de CH_4 . Je ne vais pas ici présenter un recensement de ces "nuages provisoires" (Roe *et al.*, 2002b; Bouchez, 2004), car nous n'en voyons aucun sur nos images, par contre nous repérons sans cesse le même motif brillant au Pôle Sud de Titan, en particulier à $2,12\mu\text{m}$, qui fut confirmé par la suite par Cassini. Le motif au Pôle Sud peut être aussi un de ces nuages, mais à une altitude surprenante. Le Chapitre 9 s'attardera donc sur le suivi et l'interprétation de ce phénomène encore mal compris.

Chapitre 7

Phénomènes saisonniers : l'inversion d'asymétrie Nord-Sud

Sommaire

7.1	Histoires d'asymétrie Nord-Sud	126
7.1.1	Nord ou Sud ? l'asymétrie Nord-Sud change régulièrement...	126
7.1.2	Les observations favorables	127
7.1.3	Quantifions l'asymétrie Nord-Sud	129
7.2	Résultats : évolution observée de l'inversion d'asymétrie Nord-Sud	131
7.2.1	En fonction du temps...	131
7.2.2	En fonction de l'altitude...	131
7.2.3	En fonction de la longueur d'onde...	134
7.2.4	Le contexte de cette étude : les résultats des autres équipes	134
7.3	Dynamique sommaire de l'atmosphère de Titan	135
7.3.1	Observations Voyager/IRIS : description chimique de l'asymétrie Nord-Sud	135
7.3.2	Un peu de physique simpliste	139
7.3.3	Reproduire l'asymétrie Nord-Sud par GCM	139

Plusieurs motifs différents peuvent apparaître sur les images atmosphériques de Titan. Parmi ceux-ci on peut souligner l'asymétrie flagrante entre les limbes Nord et Sud du satellite : dans l'hémisphère d'hiver, manquant d'énergie thermique, les aérosols, bons diffuseurs en infrarouge, peuvent se condenser plus facilement. Sur Titan, l'hiver a commencé dans l'hémisphère Nord depuis 1998. Dans les années 90, le limbe Sud était le plus brillant en infrarouge, ce qui lui valu le surnom de "sourire de Titan". Pourtant Voyager avait détecté cette asymétrie en 1980, mais avec un excès d'aérosols au Nord, qui sortait à peine de l'hiver, et de même nous détectons depuis le début du

XXI^{ème} siècle un retour à la situation décrite par Voyager. Mon travail ici fut de chronométrer et de décrire précisément l'évolution de l'asymétrie Nord-Sud sur les huit dernières années, complétant les mesures existantes pour mieux contraindre à l'avenir les modèles saisonniers/photochimiques/dynamiques de l'atmosphère de Titan.

7.1 Histoires d'asymétrie Nord-Sud

Dans les bandes du méthane, Titan exhibe un limb-brightening important (coefficient de Minnaert de 0,4 en moyenne, voir Section 3.2.4), où peut se retrouver l'impact de l'asymétrie Nord-Sud, sous la forme d'un limbe plus brillant que l'autre. Cette surbrillance locale vient d'une asymétrie dans la répartition des aérosols dans l'atmosphère : l'hémisphère d'hiver est plus propice à leur condensation que l'hémisphère d'été. Les aérosols sont bons diffuseurs en infrarouge, par contre ils ont tendance à absorber la lumière visible. Inversement, le méthane (supposé uniforme dans toute l'atmosphère à une altitude donnée) diffuse la lumière selon la loi de Rayleigh, diffusant mieux les courtes longueurs d'onde que les longues. Ces deux phénomènes (diffusion par le CH_4 et diffusion par les aérosols) vont gouverner l'aspect de l'asymétrie Nord-Sud en fonction de la longueur d'onde : en supposant par exemple un excès d'aérosols au Sud ("sourire de Titan", tel qu'observé jusqu'en 2000), on verra un limbe Sud brillant en infrarouge (à cause de la réfraction par aérosols), par contre c'est le limbe Nord qui brillera le plus dans le visible (absorption importante par les aérosols au Sud, mais diffusion Rayleigh prédominante au Nord). Tout ceci est décrit avec plus de détails dans Sromovsky *et al.* (1981); Lockwood *et al.* (1986).

7.1.1 Nord ou Sud ? l'asymétrie Nord-Sud change régulièrement...

Les images Voyager montrent bien l'ANS, laquelle, juste après l'équinoxe de printemps, était gouvernée par un excès d'aérosols au Nord (Voyager observait principalement dans le visible, avec une hémisphère Sud environ 20% plus brillant (Smith, 1981; Smith *et al.*, 1982; Letourneur & Coustenis, 1993).

Mais il fallut par la suite attendre l'avènement de l'optique adaptative ou du Hubble Space Telescope pour résoudre à nouveau le disque de Titan. Caldwell *et al.* (1992) reprend les observations du HST en 1990, qui a trouvé l'asymétrie Nord-Sud inversée par rapport à l'époque Voyager, avec un limbe Nord 10% plus brillant que le Sud (dans le bleu à 440 nm et le jaune à 550 nm), c'est-à-dire un excès d'aérosols au Sud. En infrarouge, d'après l'optique adaptative, les résultats concordent, comme par exemple ceux de Saint-Pé *et al.* (1993).

Depuis 1997, il y a inversion de l'asymétrie Nord-Sud, avec un retour à la situation de Voyager, avec l'excès d'aérosols au Nord. Certaines images HST semblent montrer les limbes Nord et Sud de même intensité (Lorenz *et al.*, 1999, 2001) à 889 nm, bien que le "sourire de Titan" soit encore visible

à 953 nm et au-delà. De même en optique adaptative, les images infrarouge ne voient plus d'asymétrie Nord-Sud en 1999-2000 (Chanover *et al.*, 2003; Bouchez, 2004).

Nos observations donnent un autre point de vue sur cette inversion d'asymétrie Nord-Sud, prévue par les modèles saisonniers. Nous observons peu de disparitions complètes de l'asymétrie Nord-Sud, au contraire nous voyons principalement les limbes s'inverser progressivement, mais rarement s'égaliser. En 1998, le "sourire de Titan" est toujours d'actualité, et en 2005 c'est le limbe Nord qui prédomine. Nous avons même avec OASIS un indice sur le commencement de l'inversion d'asymétrie Nord-Sud, avec un limbe Nord légèrement plus brillant que le limbe Sud en novembre 2000 (cf Section 6.4). Je vais décrire ici le déroulement de l'inversion d'asymétrie Nord-Sud telle que nous l'avons observée avec PUEO et NACO (Fig 7.1).

7.1.2 Les observations favorables

Parmi toutes les images acquises depuis 1998, nous avons sélectionné uniquement les images dont on peut tirer des informations sur l'atmosphère en général et l'asymétrie Nord-Sud en particulier. Ces phénomènes apparaissant principalement au limbe (là où la masse d'air sur le trajet est suffisamment élevée pour les accentuer), ce sont ces altitudes qui sont fournies par filtre. Ces images pourront servir pour le suivi d'autres phénomènes (Chapitres 8 et 9), décrivons donc brièvement leur variété d'un point de vue général.

La collection de filtres variés et les phases de Titan (orbitale par rapport à Saturne comme saisonnière et diurne par rapport au Soleil) nous donnent toute une gamme de conditions très différentes :

- **Saison changeante** : le solstice d'hiver Nord a eu lieu en octobre 2002, l'été de l'hémisphère Sud sur Titan s'est donc accentué graduellement de 1998 à aujourd'hui. Nous avons donc accès à l'impact sur Titan de la variation de flux solaire, puisque chaque hémisphère n'est plus illuminée de la même façon. Le problème que l'on rencontre est dû à la proximité de la Terre par rapport au Soleil vu depuis Titan : nous ne pouvons depuis la Terre observer que l'hémisphère éclairé par le Soleil exclusivement (donc principalement l'hémisphère d'été), ce qui laisse peu de marge de manœuvre pour observer l'hémisphère d'hiver. En l'occurrence, nous n'avons aucun moyen d'observer le Pôle Nord depuis 1999.
- **Phase solaire** : Depuis la Terre, nous ne pouvons observer que l'hémisphère de jour sur Titan, mais l'angle de phase solaire n'est pas strictement nul : il varie généralement entre -6° et $+6^\circ$. Nous avons observé Titan avec des angles de phase variés : environ $+6^\circ$ en mars 2001 ou avril 2004, environ -4° en novembre 2002, et les autres observations correspondent à des phases minimales et strictement positives (les missions étant effectuées juste après l'opposition de Saturne, cf. 5.1.2)
- **Phase orbitale** : les observations de la surface de Titan requièrent des images prises à diverses longitudes (LCM) pour réaliser des cartographies de la surface. Cette nécessité est plutôt un avantage pour analy-

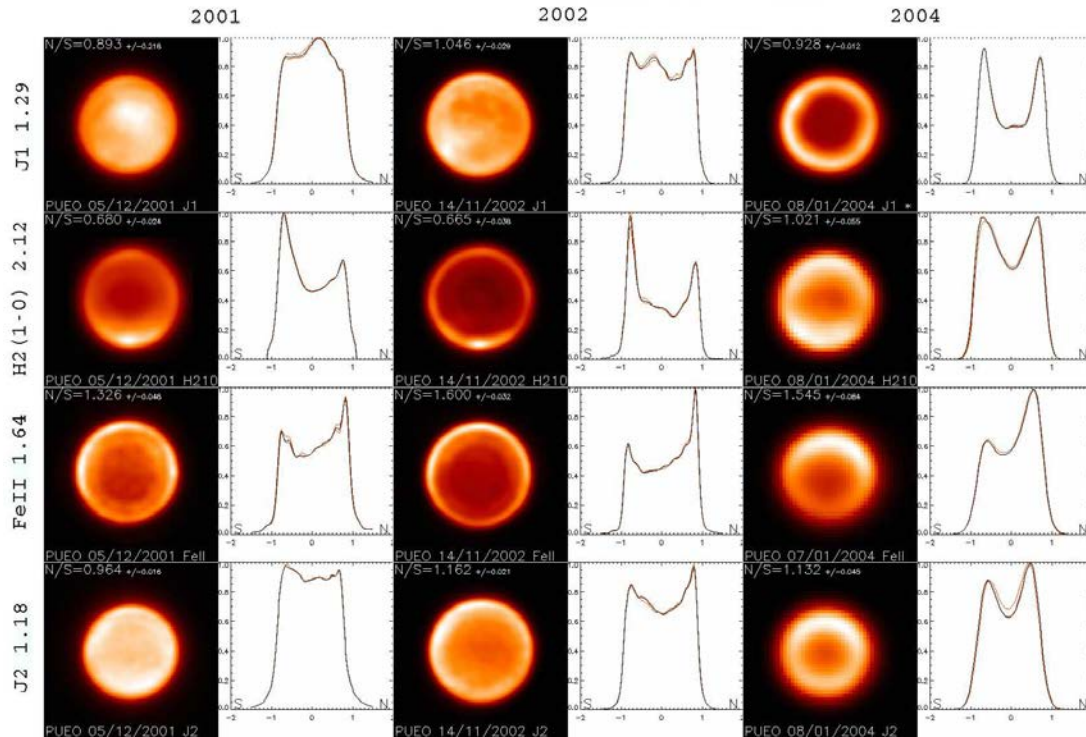


FIG. 7.1: Symptômes de l'inversion d'asymétrie Nord-Sud : ces images PUEO sont classées par date (horizontalement : de décembre 2001 à janvier 2004) et par altitude (verticalement : J1-LBC_1.29 = troposphère et surface, H2(1-0)-NBC_2.12 = troposphère, FeII-NBC_1.64 = stratosphère, J2-LBC_1.18 = haute stratosphère). Alors que le "sourire de Titan" est visible en 2001, c'est le limbe Nord qui semble prédominer en 2004. (Notez que l'image J1-LBC_1.29 de 2004 (coin supérieur droit) ne montre pas la surface mais un anneau de Gibbs, car la déconvolution n'a pas correctement abouti ici à cause du drift évoqué Section 5.4.3; pourtant nous pensons que l'asymétrie Nord-Sud est encore respectée car le drift orienté Est-Ouest ne crée principalement que des artefacts suivant l'horizontale.) Comme sur toutes nos images, l'orientation Nord pointe vers le haut, et l'Ouest (West-map) à gauche. Les profils d'intensité normalisée correspondent à des coupes le long de l'axe de rotation de Titan, et les barres d'erreur (courbes en orange) donnent les variations sur les deux éléments de résolution voisins. La valeur du contraste Nord-Sud est donnée par le rapport des flux N/S, indiqué en haut à gauche de chaque image. Voir le texte pour plus de détails.

ser l'atmosphère, puisque cela permet de vérifier (ou d'infirmier) que la haute atmosphère est peu reliée à la surface, et qu'elle reste uniforme en longitude, quelque soit le LCM de surface au moment de l'observation. Toute cette gamme de conditions diverses nous permettra d'établir un diagnostic de l'atmosphère en fonction du temps (avancement de l'hiver Sud), de l'altitude (filtres spécifiques), de la longitude (phase orbitale) ou de la position du Soleil (phase solaire).

7.1.3 Quantifions l'asymétrie Nord-Sud

L'analyse quantitative de l'asymétrie Nord-Sud passe nécessairement par une définition précise d'une quantité à mesurer. J'ai considéré le rapport des flux entre les limbes Nord et Sud (rapport N/S). Une valeur inférieure à 1 correspond au "sourire de Titan", alors qu'une valeur supérieure à 1 reflète l'inversion de l'asymétrie Nord-Sud ; évidemment, une valeur de 1 signifie que les deux limbes sont similaires. Pour trouver cette valeur N/S il faut tout d'abord définir une valeur de flux pour les limbes Nord et Sud ; j'ai donc considéré une tranche d'1 élément de résolution d'épaisseur (en général environ 3 pixels CCD) courant le long de l'axe Nord-Sud de Titan, passant par le centre du disque. Il suffit alors de profiter du *limb-brightening* de Titan pour prendre l'élément de résolution le plus brillant pour chaque limbe comme valeur de flux. De telles coupes sont montrées Fig 7.1.

Les barres d'erreur sont définies comme la variation du rapport N/S en prenant en compte des éléments de résolution voisins de ceux de l'axe Nord-Sud : en réalité 3 coupes sont réalisées, une nominale selon l'axe de rotation de Titan, et deux autres parallèles à cette dernière, décalées d'un élément de résolution vers l'Est et vers l'Ouest. Les courbes orange correspondent en fait au flux minimum et au flux maximum trouvés à une latitude donnée pour chacune de ces coupes.

D'autres subtilités ont été prises en compte :

Aucune correction d'effets centre-bord

Alors que nous disposons d'un modèle capable d'éliminer les effets géométriques (l'effet "centre-bord" décrit Section 3.2.4), j'ai choisi de ne pas l'utiliser ici : nous recherchons des rapports de flux entre les limbes Nord et Sud, et notre correction centre-bord ne fait qu'appliquer un facteur multiplicatif pour corriger la géométrie, facteur qui se trouve être identique aux deux limbes puisque nous n'appliquons qu'un modèle d'atmosphère "moyenne" (pour ne pas éliminer les effets différentiels que nous voulons étudier). Je confonds ici anneau de Gibbs (*ringing* décrit Section 5.3) et effet centre-bord, car ces deux phénomènes se cumulent sur nos images, mais ces effets systématiques s'annulent lors du calcul des rapports N/S.

En réalité, outre la simplicité de mise en oeuvre, il y a une raison bien plus spécifique à l'omission de cette étape. L'application du filtre cylindrique retourné par le modèle se fait par rapport au centre de Titan. Dans le cas idéal

(et c'est la situation réelle), les limbes Nord et Sud sont à des angles d'observation (par rapport au nadir) de 90° , où les effets centre-bord sont les plus importants, et varient très rapidement dès qu'on s'éloigne du limbe ; le facteur multiplicatif est donc censé être identique pour les deux limbes, et s'annuler lors du calcul du rapport. Malheureusement, Titan n'est pas toujours bien centré sur les pixels CCD, et il est difficile de dire avec exactitude quel est l'angle d'observation réel de tel ou tel pixel. C'est sans compter l'application même du filtre cylindrique, dont l'impact aux limbes est très dépendant du centrage effectué par rapport au disque de Titan. Toutes ces considérations font que la correction des effets centre-bord ajoutent plus d'artefacts et d'erreurs potentiels que d'améliorations dans le cas qui nous intéresse.

Redressement des images

Comme indiqué Section 5.1.2, l'axe de Titan n'est pas toujours parallèle aux axes X et Y des CCD, même si ce n'est que de quelques degrés (en moyenne $3-4^\circ$). Il a donc fallu pour chaque coupe faire pivoter légèrement les images atmosphériques pour suivre réellement l'axe Nord-Sud de Titan. Ceci n'a pas d'impact sur les flux, puisque les coupes sont des moyennes sur plusieurs pixels CCD consécutifs, pour ne garder que les variations à l'échelle des éléments de résolution.

Cas des limbes non uniformes : un problème répétitif à $2,12\mu\text{m}$

La plupart de nos mesures supposent que les limbes sont uniformes. Considérer les éléments de résolution aux pôles (ou approchant au maximum, puisque le Pôle Nord n'est pas visible sur nos images) comme représentatifs des limbes ne peut se faire qu'à cette condition. En particulier, les images à $2,12\mu\text{m}$ ne constituent jamais un échantillon fiable pour l'analyse de l'asymétrie Nord-Sud, puisqu'au Pôle Sud (qui correspond souvent à l'élément de résolution pris en compte pour représenter l'état du limbe Sud) se trouve un phénomène atmosphérique mouvant et variable (cf Chapitre 9), ce qui rend le limbe hautement non uniforme, ce que nous ne pouvons envisager de corriger, il nous est donc impossible d'utiliser la moindre valeur numérique à $2,12\mu\text{m}$ dans notre optique d'analyse de l'asymétrie Nord-Sud.

Normalisation des images atmosphériques : passage en flux relatifs

Pour simplifier les calculs, et ne considérer que des contrastes, nous avons normalisé toutes les images en prenant une valeur de flux de 1 pour l'élément de résolution le plus brillant, et 0 pour le fond du ciel (qui ne donne aucune information sur Titan). Ceci permet d'avoir rapidement une mesure du contraste, et de pouvoir visuellement comparer les courbes (Fig. 7.1) entre elles.

7.2 Résultats : évolution observée de l'inversion d'asymétrie Nord-Sud

A l'époque de Voyager, en 1980, les images dans le visible avaient montré que l'hémisphère Sud était le plus brillant (Fig. 1.1a), et les mesures spectroscopiques dans l'infrarouge avaient pu démontrer que l'hémisphère Nord se caractérisait par un excès de nitriles et d'hydrocarbures (Coustenis & Bezar, 1995).

Ensuite, les données des télescopes spatiaux (HST) et d'Optique Adaptative (ADONIS, PUEO, puis NACO), acquises au cours des années 90, ont repéré une situation complètement inversée par rapport à Voyager, avec un limbe Sud prédominant, trahissant l'excès d'aérosols qui s'y trouvait. C'est à cette époque que l'expression de "sourire de Titan" fait son apparition.

Pourtant, à la fin du XX^{ème} siècle, la situation semble à nouveau s'inverser, dans le visible (Lorenz *et al.*, 1999) puis dans l'infrarouge avec nos données 2001, FeII-NBC_1.64 par exemple. Cette indication est cruciale pour comprendre la dynamique de cette atmosphère, puisqu'il semblerait que l'inversion de cette asymétrie Nord-Sud se déroule plus rapidement au-dessus de 100 km d'altitude que dans les couches plus profondes.

7.2.1 En fonction du temps...

Qualitativement (Fig 7.1) comme quantitativement (Graphe 7.2a), on peut rapidement voir que l'asymétrie Nord-Sud a changé, et que l'hémisphère Sud perd en brillance alors que le limbe Nord devient de plus en plus brillant. Le rapport des flux N/S augmente d'année en année, dépassant le seuil 1,0 pour tous les filtres pendant la durée de mon étude. Par exemple, le filtre J2-LBC_1.18 (PUEO) montre cette tendance croissante de 1998 à 2005 (à cause des barres d'erreur en 2004, dues au *drift* comme expliqué 5.4.3, il est difficile de caractériser l'évolution entre 2004 et 2005). En 2002, il n'y a plus vraiment de "sourire de Titan", avec des limbes identiques ; en 2004, on arrive à la situation inverse, avec un limbe Nord brillant.

7.2.2 En fonction de l'altitude...

Les Figures 7.1 et 7.2 confirment également que l'asymétrie Nord-Sud évolue différemment en fonction de l'altitude. Par exemple, en 2001, le filtre NBC_1.09 (filtre troposphérique) montrait un limbe Sud brillant (N/S=0,87), qui faiblissait doucement au-dessus de la tropopause (Jcont-NBC_1.21 : N/S=0,88) et ne restait plus que marginalement brillant dans la haute stratosphère (J2-LBC_1.18 : N/S=0,96). Trois ans plus tard, l'asymétrie Nord-Sud était renversée, avec un limbe Nord désormais plus brillant, pourtant le contraste était bien plus prononcé aux hautes altitudes (J2-LBC_1.18 : N/S=1,16) que dans la troposphère (NB_1.04 : N/S=1,019). Ceci s'applique pour toutes les séries de filtres sondant la même fenêtre du méthane (H2(1-

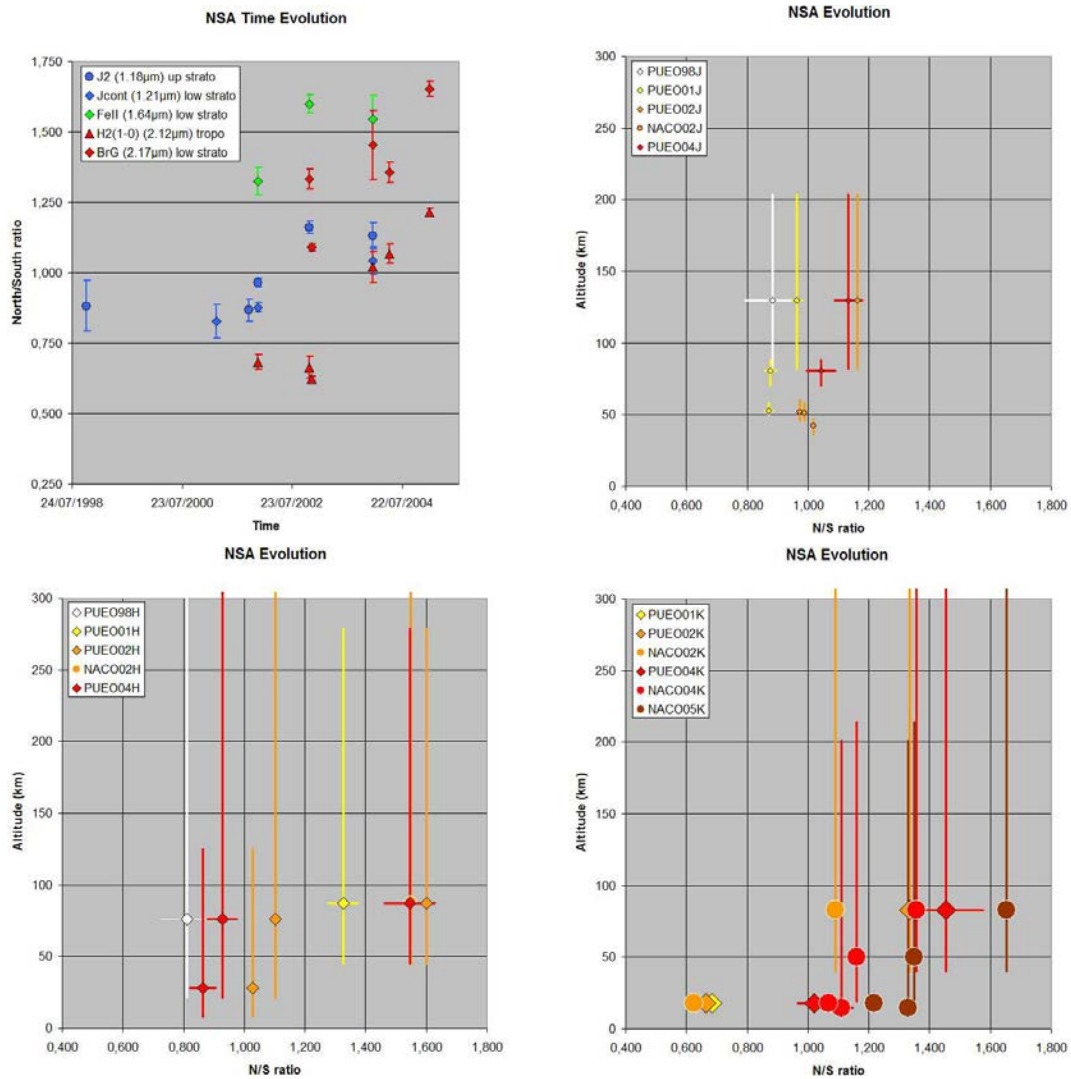


FIG. 7.2: Etude quantitative de l'évolution de l'asymétrie Nord-Sud au cours des 8 dernières années (1998-2005). Les segments associés à chaque point correspondent aux barres d'erreur sur le rapport N/S ; par contre en altitude la position du point correspond à l'altitude nominale du filtre considéré, et les segments reflètent la gamme d'altitudes sondées : on peut donc retrouver sur ce graphe les trois altitudes fournies par le modèle.

(a) Evolution temporelle (haut gauche) : ici sont représentés les rapports N/S de plusieurs filtres utilisés à maintes reprises au cours de différentes missions (1,18, 1,21, 1,64, 2,12 et 2,17 μm). La couleur des symboles correspond à la longueur d'onde (bleu = bande J, vert = bande H, rouge = bande K), et leur forme, à l'altitude (triangle = troposphère, losange = tropopause, cercle = stratosphère). Nous mélangeons indistinctement les filtres NACO et PUEO équivalents (comme par exemple NBC_2.12 et NB_2.12).

(b, c, d) Evolution globale (trois autres quartiers) : l'évolution est suivie en fonction du temps et de l'altitude, mais sont séparées les gammes de longueur d'onde pour plus de lisibilité (bande J en haut à droite, bande H en bas à gauche, bande K en bas à droite). Le symbolisme rappelle l'année d'observation par la couleur (blanc = 1998, jaune = 2001, orange = 2002, rouge = 2004, brun = 2005) et l'instrument utilisé par la forme du point (losange = PUEO, cercle = NACO). Tous les points semblent s'aligner par diagonales qui se traduisent vers de grandes valeurs de N/S au fur et à mesure des années.

TAB. 7.1: Rapports des flux N/S caractérisant l'Asymétrie Nord-Sud. Pour mémoire, l'altitude sondée au limbe est rappelée pour chaque filtre.

Filtre	λ (μm)	Alt limbe (km)		Rapport N/S				
		mini	maxi	1998	2001	2002	2004	2005
NB_1.04	1,040	36	47	-	-	1,019	-	-
						$\pm 0,005$		
NB_1.09	1,094	46	58	-	-	0,987	-	-
						$\pm 0,004$		
NBC_1.09	1,094	50	58	-	0,872	-	-	-
					$\pm 0,015$			
LBC_1.181	1,181	81	205	0,883	0,964	1,162	1,132	-
				$\pm 0,089$	$\pm 0,016$	$\pm 0,021$	$\pm 0,045$	
NBC_1.21	1,207	70	88	-	0,877	-	1,043	-
					$\pm 0,018$		$\pm 0,048$	
NB_1.24	1,237	46	60	-	-	0,974	-	-
						$\pm 0,011$		
LBC_1.601	1,600	8	125	-	-	1,027	0,864	-
						$\pm 0,021$	$\pm 0,042$	
NB_1.64	1,644	45	322	-	-	1,549	-	-
						$\pm 0,015$		
LBC_1.641	1,640	21	322	0,812	-	1,102	0,927	-
				$\pm 0,094$		$\pm 0,009$	$\pm 0,049$	
NBC_1.64	1,644	45	280	-	1,326	1,600	1,545	-
					$\pm 0,048$	$\pm 0,032$	$\pm 0,084$	
NB_1.75	1,748	47	318	-	-	1,091	-	-
						$\pm 0,012$		
IB_2.00	2,000	9	201	-	-	-	1,111	1,328
							$\pm 0,036$	$\pm 0,012$
NB_2.12	2,120	17	20	-	-	0,623	1,068	1,216
						$\pm 0,008$	$\pm 0,034$	$\pm 0,023$
NBC_2.12	1,122	17	24	-	0,683	0,665	1,021	-
					$\pm 0,028$	$\pm 0,038$	$\pm 0,055$	
IB_2.15	2,150	19	214	-	-	-	1,160	1,350
							$\pm 0,013$	$\pm 0,012$
NBC_2.17	1,166	40	311	-	-	1,333	1,453	-
						$\pm 0,034$	$\pm 0,122$	
NB_2.17	2,166	40	311	-	-	1,091	1,357	1,653
						$\pm 0,012$	$\pm 0,036$	$\pm 0,027$

0)-NBC_2.12 ou NBC_2.17, par exemple, qui sondent tous deux la fenêtre en bande K). Cela souligne bien l'inertie thermique très grande de l'atmosphère de Titan : les couches profondes répondent plus lentement aux changements d'insolation solaire, ce qui correspond tout à fait aux prédictions des modèles (Rannou *et al.*, 2002, 2003; Rannou, 2005).

7.2.3 En fonction de la longueur d'onde...

Les rapports N/S semblent aussi varier en fonction de la longueur d'onde. En 2002, l'asymétrie Nord-Sud est indubitablement inversée (les mesures à $2,12\mu\text{m}$ ne constituent pas un contre-exemple valable, à cause d'un phénomène atmosphérique supplémentaire non négligeable, décrit au Chapitre 9) pourtant dans la Table 7.1, les valeurs de N/S sont plus contrastées aux grandes longueurs d'onde qu'à $1\mu\text{m}$. En bande J, le contraste N/S varie d'environ $\pm 0,2$ (ou en terme de variation d'intensité, d'approximativement $\pm 20\%$), alors qu'il peut atteindre 40 à 60% dans les bandes K et H respectivement. Nous recherchons encore à améliorer notre modèle de l'atmosphère qui pourrait nous aider à déterminer si ces variations sont dues à une sensibilité accrue à une taille particulière d'aérosols et/ou de gouttes de brume, ou s'il s'agit plus simplement d'une sensibilité à l'altitude réelle sondée par les filtres (les altitudes pourraient être mésestimées par le modèle actuel), ce qui serait révélateur d'une variation extrêmement précise de l'asymétrie Nord-Sud en fonction de l'altitude (voir le point précédent).

7.2.4 Le contexte de cette étude : les résultats des autres équipes

La variation de l'asymétrie Nord-Sud en fonction de la longueur d'onde est connue depuis bientôt 10 ans, mais pas encore totalement comprise. Les données HST (Lorenz *et al.*, 1997, 1999, 2001) dans le visible montrent bien que l'asymétrie est plus marquée dans le bleu (avec un pic vers 450 nm), et plus diluée dans l'UV, avec un limbe Nord brillant dans les années 90. L'asymétrie Nord-Sud est inversée dans le rouge et l'infrarouge (en particulier au-delà de 700 nm), avec un limbe Sud brillant. Ceci peut s'expliquer par l'albédo croissant des particules de brume avec la longueur d'onde (McKay *et al.*, 1989; Griffith *et al.*, 1991), en particulier pour la gamme spectrale supérieure à 600 nm, où l'absorption par le méthane rend l'atmosphère très sombre (Lorenz *et al.*, 1997).

La chronologie de l'inversion d'asymétrie Nord-Sud est bien suivie : le contraste est maximum aux équinoxes, et diminue puis s'inverse progressivement les années suivantes. Il semblerait que le passage d'une asymétrie à l'autre s'effectue en 5 ans, ce qui est plus rapide que les 7 années environ qui séparent les équinoxes des solstices sur Titan. Sromovsky *et al.* (1981) trouve un déphasage de l'asymétrie Nord-Sud d'environ 90° par rapport à la phase solaire. L'asymétrie Nord-Sud change également dans le bleu 1 ou 2 ans avant

même l'inversion en UV ou en rouge-IR (> 600 nm). Dans l'UV, ceci peut s'expliquer par une réorganisation rapide du brouillard à haute altitude (sondée à ces longueurs d'onde), suite au changement d'insolation. Ceci est également vrai pour les bandes d'absorption du méthane à 619 et 889 nm qui sondent la haute stratosphère. Pourtant nous ne parvenons pas encore à modéliser le retard de l'inversion pour les couches plus profondes sondées dans le rouge, dans le continuum du méthane. A l'image de nos données d'Optique Adaptative et OASIS, les images HST montrent également que l'asymétrie Nord-Sud est en 2000 revenue à la situation qui prévalait à l'arrivée de Voyager dans le système Kronien.

Plusieurs mécanismes ont été évoqués pour expliquer l'asymétrie Nord-Sud (voir Roos-Serote (2004) pour une revue extensive), mais la plus plausible implique à la fois des variations de composition chimique (Coustenis & Bezaud, 1995; Bézard *et al.*, 1995) et des effets dynamiques (Flasar *et al.*, 1981). D'autres hypothèses rendent compte bien moins efficacement des observations : en particulier, une asymétrie dans la répartition de taille des aérosols et particules de brume, ou encore la présence d'une couche de nuages à très basse altitude (Sromovsky *et al.*, 1981; Rages & Pollack, 1980; Lorenz *et al.*, 1997; Sromovsky & Fry, 1989). Le même doute plane sur les changements de propriétés optiques des matériaux qui se condensent sur les particules de brume entre un hémisphère et l'autre, comme proposé par Courtin (1992). Enfin, une dernière solution tout aussi peu convaincante par Hutzell *et al.* (1993) et Lorenz *et al.* (1997) repose sur un simple changement de taux de concentration en particules de brume.

7.3 Dynamique sommaire de l'atmosphère de Titan

Aux études quantitatives et qualitatives des rapports de flux, que j'ai rapportées en 7.1.1 pour introduire l'asymétrie Nord-Sud et son inversion, s'ajoutent des études spectroscopiques de Voyager/IRIS. L'étude de ces spectres a permis de vérifier l'asymétrie de composition chimique d'un hémisphère à l'autre, qui est reproductible par les modèles atmosphériques et autres GCM. C'est ce que je vais essayer d'introduire ici.

7.3.1 Observations Voyager/IRIS : description chimique de l'asymétrie Nord-Sud

La Figure 7.3 présente trois spectres acquis par IRIS à différentes latitudes. Les raies d'émission stratosphériques, exhibées sur ces spectres, sont autrement plus nombreuses dans la région du pôle Nord qu'aux autres latitudes, ce qui implique une abondance supérieure d'organiques dans cette région pendant l'équinoxe de printemps sur Titan en 1980 lors de la rencontre avec Voyager 1. L'étude détaillée de Coustenis & Bezaud (1995) confirme quantitativement cette impression. Les fractions molaires moyennées par latitude de six hydrocarbures et trois nitriles sont représentées sur le graphe suivant

(Fig. 7.4). Toutes ces espèces croissent en abondance quand on se rapproche du pôle Nord, et cette augmentation est parfois impressionnante. Les mesures CIRS (Flasar *et al.*, 2005; Teanby *et al.*, 2004) retrouvent cette répartition, puisque nous revenons aujourd'hui à la situation telle qu'observée par Voyager.

Selon le spectre de Titan (Section 3.1), le brouillard absorbe beaucoup dans le visible. Ceci implique qu'aux niveaux d'où provient le rayonnement diffusé, la stratosphère de l'hémisphère brillant contient moins de brouillard et émet plus de diffusion Rayleigh que l'autre hémisphère, plus sombre, et ce, dans la période 1994-1997. D'autres explications sont avancées, comme une dépendance en longueur d'onde de la diffusion en fonction de la taille des particules, mais une différence d'abondance est un concept simple pour commencer à comprendre le phénomène. A 890 nm, d'autre part, le brouillard est hautement réfléchissant, alors que le gaz absorbe. Les données sont centrées sur une bande d'absorption du méthane, et le brouillard fournit un continuum qui empêche la bande de se saturer complètement. Dans ce cas, l'hémisphère brillant est alors associé à un excès relatif de brouillard. Cette différence de population en aérosols peut être soit due à une différence de taux de production ou de disparition (Yung (1987) propose par exemple une photodissociation des aérosols amoindrie dans la nuit polaire, à l'abri des rayons solaires), soit à l'accumulation ou la déplétion locale en aérosols transportés par la circulation atmosphérique (Lebonnois & Toubanc, 1999; Lebonnois *et al.*, 2001).

Si ces idées sont correctes, la Figure 7.5 implique clairement qu'aux niveaux de réflexion effective élevée, l'hémisphère Sud contient le plus de brouillard, quand on se trouve près de l'équinoxe d'automne. Ceci reste cohérent avec toutes les conditions déduites précédemment, pour peu que le niveau de réflexion effective se trouve sous le niveau de formation des aérosols. Selon McKay *et al.* (2001), les aérosols se forment à l'altitude approximative de 400 km. L'altitude du niveau de réflexion effective est incertaine, mais il est raisonnable de penser qu'il se trouve quelque part en dessous du niveau de début de condensation du brouillard. Il faut noter sur la Fig. 7.5 que les données de l'année 2000 révèlent que les couches atmosphériques les plus élevées montrent les premières les signes d'inversion saisonnière (Lorenz *et al.*, 2001). Par exemple, les données dans la bande du méthane à 889 nm indiquent que le rapport des albédos Nord/Sud s'est à nouveau inversé, en avance par rapport aux autres longueurs d'onde, qui correspondent à des altitudes moins élevées. Les recherches récentes de Rannou *et al.* (2002, 2003); Rannou (2005), essaient de clarifier le schéma physique de l'atmosphère de Titan, quantitativement, avec un modèle couplant la microphysique du brouillard avec la dynamique de sa circulation. Quelques indices de variations diurnes, probablement associées aux processus de condensation dans la stratosphère, ont été suggérés par Coustenis *et al.* (2001), et je le développerai au Chapitre 8.

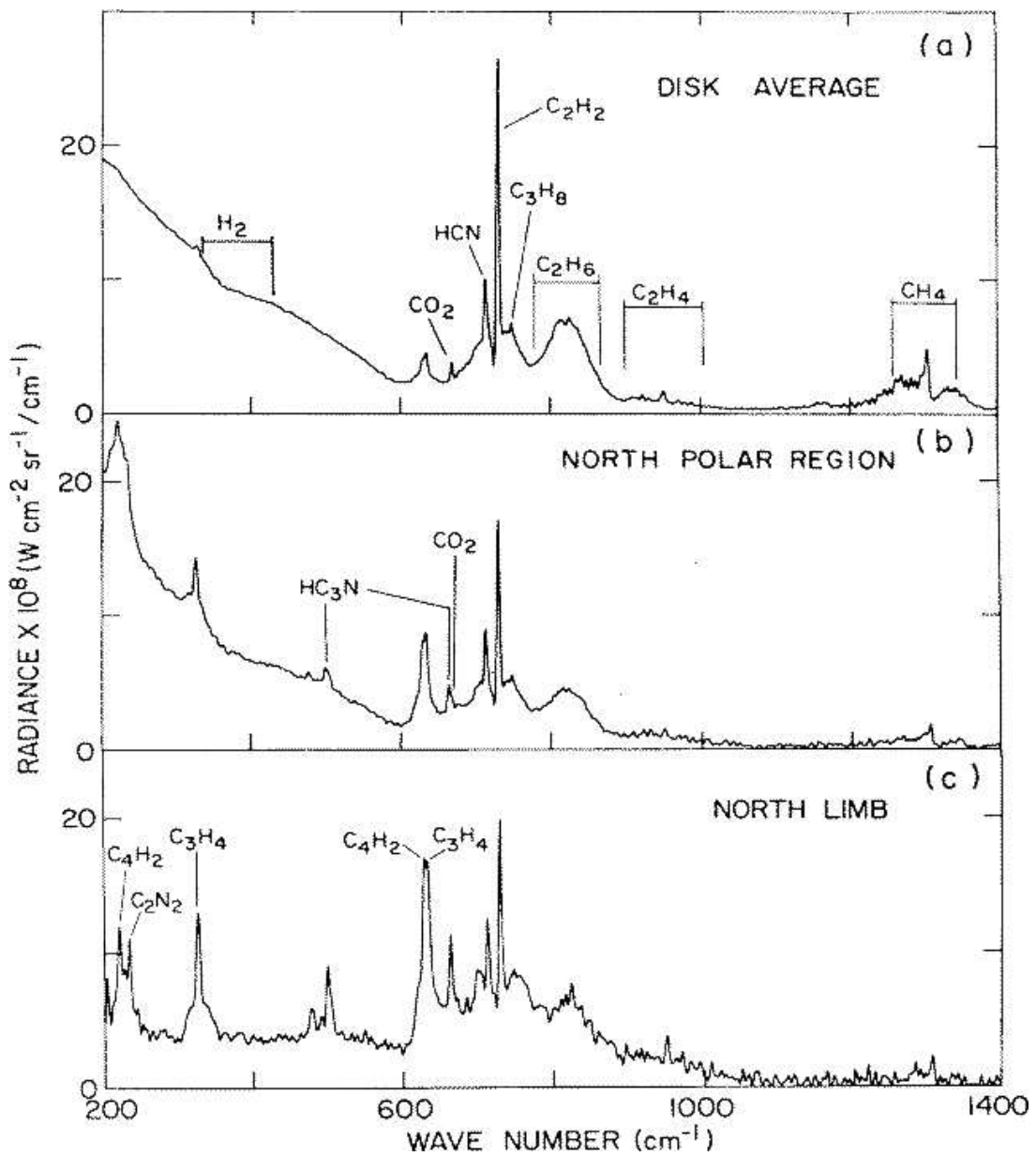


FIG. 7.3: Spectres IRIS à différentes latitudes. Ces spectres sont en réalité des moyennes de 346 spectres pris à basse latitude (a), 30 spectres proches du Pôle Nord (b), et 3 spectres du limbe Nord (c). [D'après Samuelson (1983)]

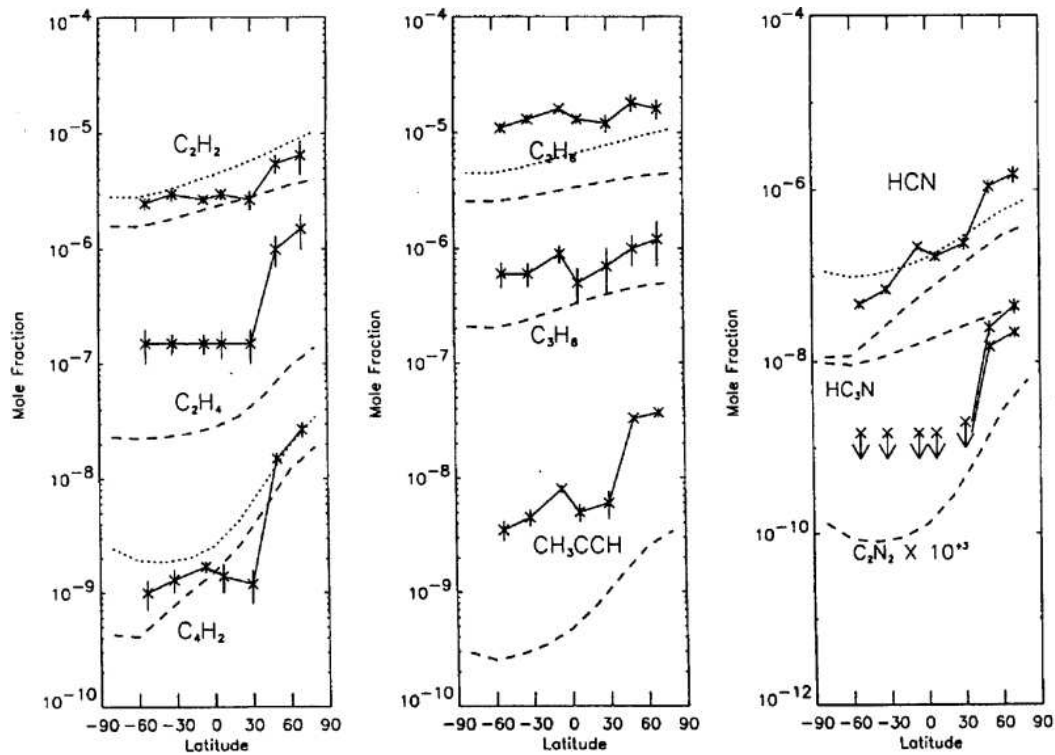


FIG. 7.4: Résultats des ajustements des données IRIS : les données en trait plein proviennent des mesures IRIS de Coustenis & Bezdard (1995), et les courbes en pointillés sont le fruit d'un modèle 2D couplant GCM et photochimie. [D'après Lebonnois et al. (2001)]

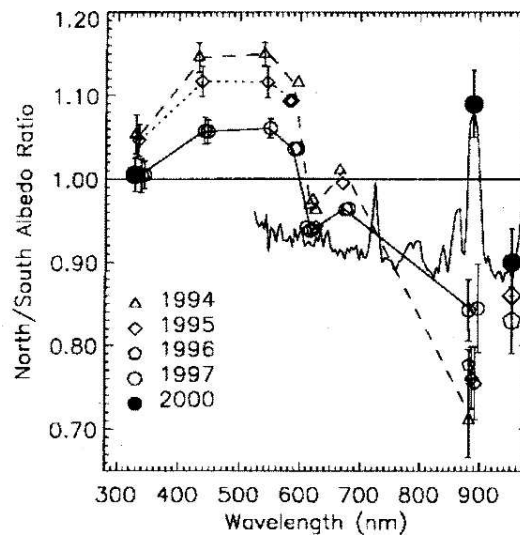


FIG. 7.5: Variations de l'asymétrie Nord-Sud observées par HST/WFPC2. Les symboles sont légèrement décalés de ± 10 nm pour éviter qu'ils se superposent. Le spectre en trait plein provient des mesures spectrales de HST/STIS en 2000. [D'après Lorenz et al. (2001)]

7.3.2 Un peu de physique simpliste

Je vais tenter d'évoquer quelques principes de la dynamique atmosphérique titaniennne . Pour plus de précisions, le lecteur pourra consulter Samuelson (2003). Tout d'abord, l'équilibre d'une couche de gaz est régi par les lois de l'hydrodynamique, mais le problème se complique si on ajoute des apparitions ou disparitions de composés et particules : la photochimie est une source de renouvellement des composés, alors que la condensation et la précipitation des aérosols appauvrissent le milieu. Un modèle simple d'hydrostatique (loi d'Archimède) prévoit dans le cas de Titan une création de couches concentriques où les particules les plus lourdes se retrouvent aux plus basses altitudes. On peut générer un mouvement simple de l'atmosphère en considérant les lieux de création et de condensation des espèces. La photolyse a lieu principalement en plein jour, là où le rayonnement solaire est le plus élevé. La condensation est plus efficace hors de ce rayonnement. Sur une période de rotation de l'astre, la zone la plus éclairée en moyenne sera l'équateur, alors que les pôles seront les lieux privilégiés de précipitation des monomères. Ainsi se crée un courant qui transporte les monomères fraîchement créés des zones où ils sont en excès (relatif) vers les zones où ils manquent.

L'hypothèse d'inversion de l'asymétrie est déduite de l'existence même d'équinoxes et de solstices : lorsque l'on s'approche de l'équinoxe de printemps, l'hémisphère Nord est globalement plus chaud que l'hémisphère Sud. Cette situation étant inversée à l'équinoxe d'automne, il semble logique de supposer que les mouvements atmosphériques s'inversent aussi.

Je n'ai fait ici aucune hypothèse sur la nature même des composés. Il peut s'agir aussi bien d'aérosols que de composés chimiques complexes (par rapport à la composition atmosphérique moyenne). Mais dans un cas comme dans l'autre, les mesures suggèrent que l'inversion commence d'abord par les couches les plus hautes de l'atmosphère. Et c'est bien ce que l'on voit avec les données de 2000 à 2005.

7.3.3 Reproduire l'asymétrie Nord-Sud par GCM

Grâce à un modèle bidimensionnel combinant dynamique (GCM, *Global Circulation Model*) et photochimie, développé par Lebonnois *et al.* (2001), les comportements en latitude sont reproduits (Fig. 7.4), plus qualitativement que quantitativement. La démonstration générale est très linéaire, même si d'autres facteurs jouent indubitablement un rôle.

Les fractions molaires des différents composants d'une atmosphère uniforme et homogène sont indépendantes de l'altitude, pour peu qu'il n'y ait ni sources ni pertes. En l'occurrence, la photochimie produit les organiques atmosphériques, et la condensation est un exemple de pertes. La première prenant place à des altitudes plus élevées que la seconde, la concentration de la plupart des hydrocarbures et des nitriles doit alors croître avec l'altitude dans toute la stratosphère (voir par exemple Yung *et al.* (1984)) Le modèle dynamique de Lebonnois est cohérent avec celui de Hourdin *et al.* (1995). Pendant

le solstice d'hiver, les mouvements des couches méridionales au-dessus de l'équateur transportent les gaz d'organiques du Sud vers le Nord, aux altitudes où se déroule la production photochimique. C'est à ces altitudes que se trouvent les pics de concentrations. Le transport des espèces se poursuit jusqu'à l'équinoxe de printemps et au-delà. Les organiques retombent aux hautes latitudes Nord, là où les motifs de circulation en cellules de Hadley commencent à descendre. Ainsi, ces composants sont transportés des hautes altitudes où ils sont abondants vers les altitudes où on les détecte. Les taux de destruction chimique sont faibles devant les taux de transfert à ces altitudes, et la concentration des espèces transportées reste élevée même lorsque leur altitude décroît. En conséquence, en cette saison et aux altitudes où les raies sont observées, la fraction molaire de la plupart des organiques est relativement grande dans l'extrême Nord, décroissant ensuite constamment avec la latitude, et même dans l'hémisphère Sud. Pourtant, au pôle Sud, l'absence de photolyse dans l'ombre de Titan pourrait contribuer à la condensation des nitriles aux hautes latitudes Sud (Yung, 1987).

Tout ceci décrit le contexte physique permettant d'expliquer globalement la distribution par latitude des gaz organiques. La démonstration devrait être identique dans le cas des aérosols stratosphériques de Titan. Dire (2000) a souligné que les grandes variations saisonnières des espèces chimiques à courte durée de vie pourraient induire des changements significatifs des taux de production des polymères organiques. La principale région de formation des aérosols se situe entre 300 et 500 km, alors que la majeure partie des émissions IR du brouillard est détectée en dessous de 300 km (voir par exemple McKay *et al.* (2001)). En conséquence, la distribution par latitude des aérosols détectables devrait être semblable à celle des gaz organiques, puisque leur lieu de production se situe au-dessus de leur zone de disparition, et que la dynamique qui gère leur distribution est également la même. L'analyse des données IRIS de Voyager, entre 650 et 1100 cm^{-1} , par Coustenis & Bevard (1995) suggère que c'est bien le cas, même si les indices des aérosols sont moins flagrants que ceux des gaz organiques. L'analyse par Samuelson & Mayo (1997), dans le domaine entre 200 et 600 cm^{-1} , est plus ambiguë.

La distribution par latitude des aérosols devrait en principe être déterminée par la diffusion du rayonnement solaire. Le rapport des albédos Nord-Sud de Titan varie périodiquement sur une année titaniennne. Ceci fut observé pour la première fois par Sromovsky *et al.* (1981) avec les images de Voyager 1, prises juste après l'équinoxe de printemps. A cette époque, le rapport d'albédos était proche de son minimum dans le visible, avec un hémisphère Sud 20% plus brillant que l'hémisphère Nord. Les données du HST, prises une demi-année titaniennne plus tard (soit 15 ans terrestres), à proximité de l'équinoxe d'automne, furent analysées par Lorenz *et al.* (1999, 2001). Comme on peut le voir sur la figure 7.5, le ratio s'était inversé dans le visible en 1994, lorsque l'hémisphère Nord était le plus brillant.

Chapitre 8

Effets diurnes et Effets de phase

Sommaire

8.1	Problème à 3 paramètres : une source de lumière, un objet diffusant, un observateur	142
8.1.1	Petit rappel théorique : définition de l'effet de phase .	142
8.1.2	Vérification par l'observation	142
8.2	Exceptions ou "anti effets de phase" : la brume matinale stratosphérique de Titan	143
8.2.1	Analyse statistique	143
8.2.2	Etude quantitative	144
8.3	Interprétation	147
8.3.1	Amplitude <i>vs</i> angle de phase	147
8.3.2	Altitude de la "brume matinale"	147
8.3.3	Contraintes sur la nature exacte de la "brume matinale"	148

L'atmosphère de Titan montre de nombreuses facettes. Après l'asymétrie Nord-Sud que j'ai étudiée dans le chapitre précédent, je vais me concentrer ici sur les effets de phase, qui se caractérisent par une variation de flux entre les limbes Est et Ouest de Titan. La phase solaire n'est pas une variation intrinsèque de Titan, comme pourraient par abus de langage être qualifiées les saisons, responsables du cycle d'inversion de l'asymétrie Nord-Sud : la phase solaire dépend de la position du Soleil par rapport à Titan ET par rapport à l'observateur. Savoir que nos observations sont subjectives peut être un atout pour faire des recoupements fiables entre images prises dans des conditions différentes...

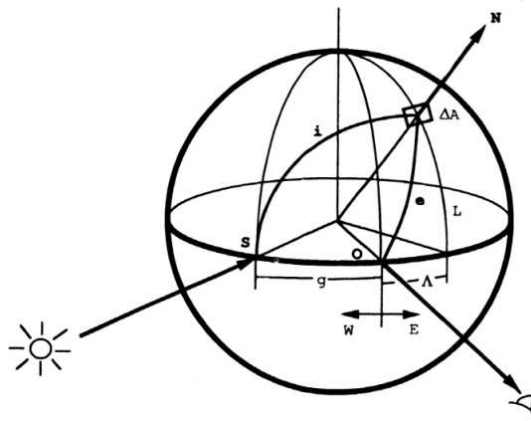


FIG. 8.1: Coordonnées usuelles en photométrie planétaire : S est le point sub-solaire (SSP), et O , le point sub-terrestre (SEP) g est l'angle de phase, compté positivement si S est à l'Est (East-map) de O (par rapport au Nord céleste)

8.1 Problème à 3 paramètres : une source de lumière, un objet diffusant, un observateur

8.1.1 Petit rappel théorique : définition de l'effet de phase

Selon la position du Soleil et de la Terre par rapport à Titan, les observateurs terriens verront le Soleil éclairer Titan "par la droite" ou "par la gauche". Quantitativement, on peut mesurer algébriquement l'angle Soleil-Titan-Terre pour décrire cet effet. J'avais donné Table 5.1 les valeurs numériques de l'angle de phase solaire ; ces valeurs sont répétées ici, Table 8.1. Une valeur positive de cet angle de phase signifie que le Soleil éclairera préférentiellement le côté Est de Titan (le côté *East-map*, ou limbe du soir, est à droite sur nos images : c'est le cas de l'image 6 de la Fig. 8.2). Une valeur négative correspondra à un effet de phase prononcé attendu sur le limbe du matin, à l'Ouest (image 1 de la Fig. 8.2).

Pourtant, à partir des données PUEO de 1998, Coustenis *et al.* (2001) avait repéré une surbrillance à l'Ouest alors que la phase (faible) pointait le limbe Est. Ceci fut interprété comme un excès d'aérosols sur le limbe du matin, certainement condensés pendant la nuit, à l'image de la brume matinale sur Terre. La différence principale est l'altitude du phénomène : alors que sur Terre cette condensation se déroule dans la basse troposphère, sur Titan, comme je le montrerai plus loin, la "brume matinale" se forme dans la stratosphère.

8.1.2 Vérification par l'observation

J'ai repris ces données PUEO 1998 à partir de zéro, adaptant leur traitement avec mes nouvelles procédures et d'autres méthodes de déconvolution pour vérifier si aucune erreur de traitement n'entachait ces mesures ; ce phénomène n'était pas considéré comme réel jusqu'en 2005, lorsque la seconde lecture des

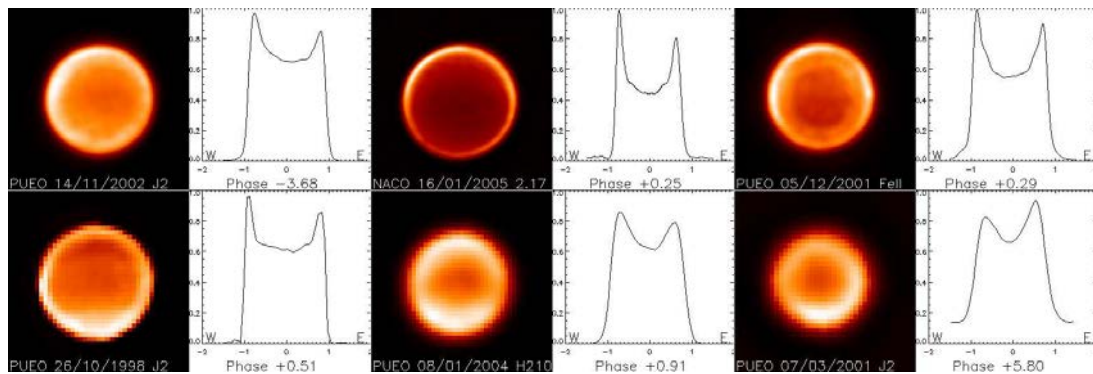


FIG. 8.2: Echantillon d’images types de Titan montrant l’évolution de l’asymétrie Est-Ouest en fonction de l’angle de phase solaire, indépendamment de la date d’observation. Pour mémoire sont reportés en dessous de chaque image à la fois la date, l’instrument utilisé et la valeur exacte de la phase solaire. De gauche à droite puis de haut en bas, la phase solaire augmente successivement, et on peut suivre le retournement de l’arc de phase de la gauche (limbe du matin, à l’Ouest) vers la droite (limbe du soir, à l’Est). Les profils correspondent aux coupes d’intensité normalisée (l’élément de résolution le plus brillant est fixé à 1), réalisées le long du parallèle où l’effet de phase est maximal : c’est sur ces courbes que sont repérées les valeurs nominales de la Table 8.1. En cas de grande phase (valeur absolue de l’angle de phase supérieure à 1°), le limbe le plus brillant correspond bien au bord éclairé par le Soleil : à l’Ouest pour des phases négatives (coin supérieur gauche de la mosaïque), à l’Est pour des phases positives (coin inférieur droit de la mosaïque). Pourtant certains cas intermédiaires à très faible phase ne suivent pas cette tendance : le limbe Ouest (limbe du matin, à gauche) est toujours le plus brillant, signe d’une condensation nocturne des aérosols sur Titan (la “brume matinale” décrite pour la première fois par Coustenis et al. (2001)). Voir le texte pour plus de détails.

images d’OA (Keck par exemple : Brown (2005); de Pater *et al.* (2005)) ou du HST a montré quelquefois cet effet (E. Young, communication privée, et article conjoint en préparation).

J’ai ajouté à cette vérification une étude systématique de toutes nos images d’Optique Adaptative, pour infirmer ou confirmer l’existence de ce phénomène, voire contraindre un peu mieux ses caractéristiques. La Table 8.1 présente tous les résultats issus de cette nouvelle étude.

8.2 Exceptions ou “anti effets de phase” : la brume matinale stratosphérique de Titan

8.2.1 Analyse statistique

Pour quantifier le rapport des flux Est et Ouest, j’ai choisi une méthode similaire à celle décrite en 7.1.3 à propos de l’asymétrie Nord-Sud. Après rotation de l’image pour compenser le tilt de l’axe de rotation de Titan (et être convaincu que l’axe Nord-Sud est bien parallèle à la verticale sur l’image), j’ai

dessiné plusieurs coupes (sur des tranches larges d'1 élément de résolution, soit 2-3 pixels de large) effectuées sur le disque le long de plusieurs parallèles (typiquement les parallèles 30°S, 0°N et 30°N), et choisi pour chaque coupe celle où le contraste Est/Ouest était le plus grand. De telles coupes sont dessinées Fig. 8.2, on peut en particulier repérer en y regardant de plus près que l'image 2 présente une coupe le long du parallèle 30°N, car les limbes de Titan ne sont pas à 1 rayon du satellite, mais légèrement en dessous ($\sqrt{3}/2 = 0,87R_T$). Les barres d'erreur sont à nouveau données par la variation de flux des pixels d'un élément de résolution à l'autre (soit l'écart type de flux sur 2×6 voire 3×9 pixels CCD). Le rapport E/W est calculé à partir des flux aux limbes, à savoir les maxima sur le flanc Est et le flanc Ouest.

Les résultats sont reportés Table 8.1, avec la charte visuelle suivante :

- Les valeurs "logiques" sont présentées en caractères normaux : ce sont les rapports pour lesquels l'effet de phase apparaît bien sur le limbe où il est attendu d'après la valeur de l'angle de phase solaire.
- Les valeurs "inattendues" sont écrites en gras : le limbe le plus brillant n'est pas celui qu'on croit, ce sont nos détections de la "brume matinale".
- Enfin, les valeurs "neutres" sont en italique : la valeur 1,0 entre dans les barres d'erreur, il est donc hâtif de décider qu'un limbe est significativement plus brillant qu'un autre.

J'ai utilisé pour toutes ces images la déconvolution Magain (ou à défaut la méthode Lucy-Richardson "Bratsolis" comme justifié Section 5.3.5), mais toutes les autres ont été testées pour vérifier si les résultats étaient cohérents. En particulier la méthode MISTRAL (Conan *et al.*, 1998) donne des résultats visuellement différents, avec des surbrillances au limbe bien plus marquées (voir Fig. 3 de Coustenis *et al.* (2001) par exemple). Les conclusions ne changent pas, mais les valeurs numériques peuvent varier avec cette méthode, pas nécessairement en mieux : le contraste augmenté sur les limbes accroît significativement l'écart du rapport E/W, par contre cette augmentation sur quelques pixels seulement est d'une part noyée lors de la moyenne à l'échelle de l'élément de résolution, et d'autre part catastrophique lors de sa prise en compte pour la variation de flux d'un élément de résolution à l'autre. Pour résumer, MISTRAL confirme visuellement les effets de phase, par contre cette méthode augmente artificiellement les valeurs numériques et double la taille des barres d'erreur, ce qui n'est plus très utile d'un point de vue quantitatif.

8.2.2 Etude quantitative

A partir de la Table 8.1 et de la Fig. 8.3, on peut facilement visualiser plusieurs faits : quand l'angle de phase est grand (typiquement mars 2001 (+5,8°), novembre 2002 (environ -3°) et avril 2004 (+5,6°)), l'effet de phase saute aux yeux, avec un contraste de 10-15% entre les limbes Est et Ouest, la surbrillance étant toujours sur le côté attendu (respectivement Est, Ouest et Est).

En octobre 1998, décembre 2001, janvier 2004 et janvier 2005, l'angle de phase est petit, et dans certains cas il est difficile de déceler l'effet de phase sur le limbe Est : beaucoup de valeurs oscillent autour de $1,0 \pm 10\%$. Les

TAB. 8.1: Liste des rapports de flux E/W caractéristiques de l'effet de phase dû à l'insolation solaire. Les valeurs en gras soulignent un résultat inattendu par rapport au signe de la phase (et souvent relié à la détection de l'effet diurne de "brume matinale"). Celles en italique correspondent à des barres d'erreur suffisamment grandes pour changer l'interprétation de la valeur (les deux limbes sont de flux similaire).

Filtre	Alt limbe mini-maxi (km)	Rapport E/W						
		Oct 98 (+0.5°)	Mar 01 (+5.8°)	Dec 01 (+0.3°)	Nov 02 (-3°)	Jan 04 (+0.8°)	Avr 04 (+5.6°)	Jan 05 (+0.2°)
NB_1.04	36- 47	-	-	-	0.907 ±0.011	-	-	-
NBC_1.09	50- 58	-	-	1.032 ±0.036	-	-	-	-
LBC_1.18	81-205	0.897 ±0.050	1.131 ±0.054	0.976 ±0.023	0.878 ±0.046	1.008±0.084	-	-
NBC_1.21	70- 88	-	1.049 ±0.023	0.982 ±0.035	-	1.101 ±0.044	-	-
NB_1.24	46- 60	-	-	-	0.854 ±0.006	-	-	-
NB_1.64	45-322	-	-	-	0.839 ±0.093	-	-	-
LBC_1.64	21-322	0.970 ±0.082	-	-	0.880 ±0.033	1.000 ±0.349	-	-
NBC_1.64	45-280	-	-	0.906 ±0.084	0.851 ±0.058	1.066 ±0.146	-	-
NB_1.75	47-318	-	-	-	0.876 ±0.009	-	-	-
NB_2.12	17- 20	-	-	-	0.920 ±0.013	-	1.328 ±0.060	0.964 ±0.023
NBC_2.12	17- 24	-	-	1.066 ±0.134	0.868 ±0.061	0.923 ±0.067	-	-
IB_2.15	19-214	-	-	-	-	-	1.093 ±0.061	0.940 ±0.044
NBC_2.17	40-311	-	-	-	0.932 ±0.050	1.033 ±0.140	-	-
NB_2.17	40-311	-	-	-	0.876 ±0.009	-	1.329 ±0.111	0.815 ±0.037

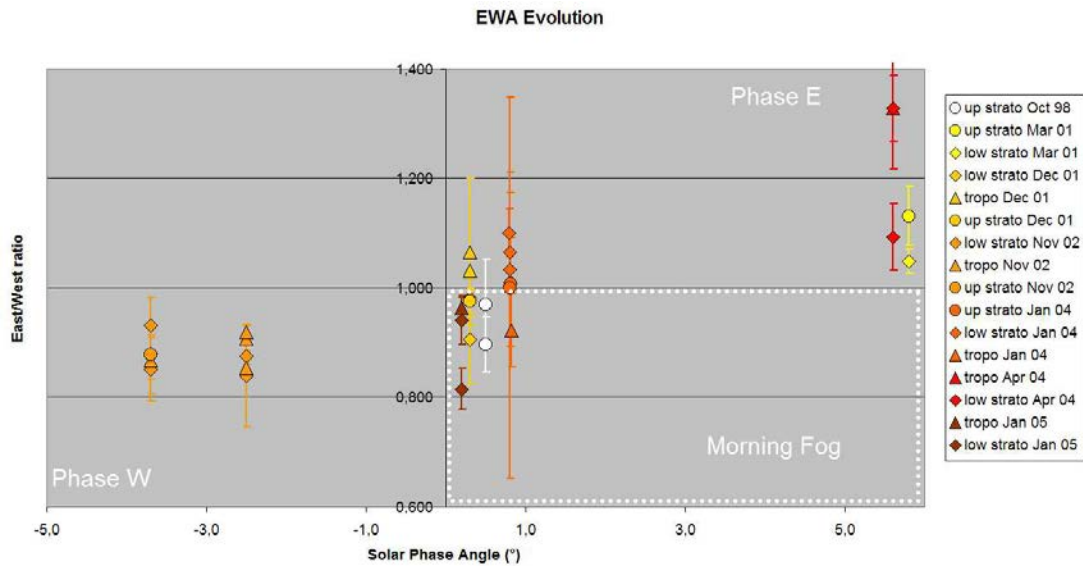


FIG. 8.3: Evolution quantitative de l'asymétrie Est-Ouest en fonction de l'angle de phase solaire. Le symbolisme est similaire à celui utilisé Fig. 7.2 : la couleur rappelle l'année d'observation (blanc = 1998, jaune = 2001, orange = 2002, rouge = 2004, brun = 2005), et la forme du symbole, l'altitude sondée (triangle = troposphère, losange = tropopause, cercle = stratosphère). Un point de données placé dans le coin inférieur gauche de ce graphe signale un effet de phase usuel tel qu'attendu pour un objet diffusant éclairé par l'Ouest (phase négative, et effet sur le limbe du matin) ; parallèlement, le quadrant supérieur droit du graphe correspond aux recensements d'effets de phase Est (limbe du soir brillant) pour des angles de phase solaire positifs. De telles mesures dans le cas d'une cible diffusante homogène s'aligneraient le long d'une courbe passant par 1 à phase strictement nulle, mais ce n'est pas le cas de Titan. Sept points s'accumulent dans le quadrant inférieur droit, conséquence d'un limbe Ouest (matin) brillant malgré une faible phase solaire positive, en particulier en octobre 1998, décembre 2001 et janvier 2005. Ces détections de la "brume matinale" semblent plus accentuées lorsque la phase se rapproche de 0.

filtres étroits montrent à plusieurs reprises que les flux Est et Ouest sont semblables (beaucoup de valeurs de décembre 2001 et janvier 2004 sont en italique, indiquant que les barres d'erreur peuvent encore confirmer un effet de phase usuel). Pourtant plusieurs images (LBC_1.18 et LBC_1.64 d'octobre 1998, LBC_1.18 et NBC_1.64 de décembre 2001, NBC_2.12 en janvier 2004 et toutes les images NACO de janvier 2005) ont malgré les barres d'erreur des valeurs inattendues : l'effet de phase aurait dû apparaître, même faiblement, sur le limbe Est, mais le limbe Ouest est environ 3-19% plus brillant. Avec de faibles valeurs positives d'angle de phase solaire (+0.2 à +0.5°), la détection d'une telle surbrillance sur le limbe du matin est la confirmation de l'existence de la "brume matinale" détectée par Coustenis *et al.* (2001).

8.3 Interprétation

Nous avons donc au final 7 détections incontestables (octobre 1998, mars 2001, janvier 2004 et janvier 2005) sur les 16 cas possibles d'un limbe Ouest brillant alors que la phase devrait se manifester sur le limbe Est (ainsi que 8 cas neutres qui laissent encore planer le doute). Ceci confirme la découverte annoncée par Coustenis *et al.* (2001) d'une augmentation nocturne de condensats d'aérosols dans la stratosphère de Titan. Cette détection a été confirmée depuis peu par d'autres équipes, à partir des données HST des dernières années (E. Young, communication privée) ou des données Keck 2005 (Brown, 2005; de Pater *et al.*, 2005).

8.3.1 Amplitude *vs* angle de phase

Sur la Fig. 8.3, outre la visualisation directe des 7 détections de "brume matinale", on peut déceler une tendance non négligeable : plus la phase est faible, plus l'effet de "brume matinale" est contrasté.

En janvier 2004 (phase +0,8°), le limbe Ouest est 8% plus brillant que son homologue Est, mais ce n'est visible clairement que sur une seule image (NBC_2.12), les autres mesures sont indifférentes, et une image présente même un effet de phase habituel (NBC_1.21).

En décembre 2001 et octobre 1998 (phases de +0,3 et +0,5° respectivement), le contraste atteint 10% au mieux, et nous disposons de 3 détections fermes et définitives, ainsi que 4 valeurs indéterminées (mais pas d'effet de phase détecté).

Enfin, en janvier 2005 (phase +0,2°), nous avons 3 détections sur les 3 images, avec un contraste atteignant 18%.

8.3.2 Altitude de la "brume matinale"

Puisque chaque filtre sonde une altitude particulière, nous pouvons espérer remonter jusqu'à l'altitude du phénomène. Les filtres qui montrent le contraste maximum sont en majorité stratosphériques, ce qui confirme l'altitude présumée par Coustenis *et al.* (2001) : 70-90 km. Dans notre cas, si l'on

se fie aux valeurs nominales des filtres impliqués, on aboutit à une altitude présumée de 80-120 km. Tout ceci est compatible avec les modèles de circulation globale (Rannou *et al.*, 2003) qui prédisent une condensation possible des aérosols entre 70 et 90 km. Nous avons également quelques images troposphériques (NBC_2.12) qui montrent aussi cet effet de “brume matinale” (que nous pourrions désormais appeler “condensation matinale de brume stratosphérique” pour éviter la confusion avec la brume sur Terre, et confirmer son altitude). Il est impossible de savoir si ces détections correspondent à un phénomène équivalent de moindre condensation à basse altitude, ou s’il s’agit plus simplement du même phénomène, faiblement détecté par les photons sur leur trajet jusqu’à l’altitude $\tau_{eff} = 1$.

8.3.3 Contraintes sur la nature exacte de la “brume matinale”

Il faudrait de plus nombreuses données pour contraindre réellement les caractéristiques de ce phénomène (la relecture des données d’autres instruments est en cours par leurs propres auteurs, mais il faudra prévoir des missions d’observation spécifiques, à phase solaire quasi-nulle ou faiblement positive). Je vais essayer de résumer ici les pistes à suivre pour l’interprétation complète de cette “brume matinale”.

Tout d’abord, la condensation nocturne, loin de la lumière solaire, ne durera pas 8 jours terrestres, car la super-rotation de l’atmosphère de Titan impose une nuit plus courte pour les nuages stratosphériques. Typiquement, à 100 km d’altitude, la vitesse des vents atteint 100m/s (Luz, 2005; Kostiuk *et al.*, 2001), ce qui correspond à une nuit de l’ordre d’une vingtaine d’heures. La vitesse de condensation pourra peut-être à l’avenir contraindre la taille des aérosols impliqués, et la taille de leurs agrégats.

L’altitude est encore à confirmer, et préciser si possible. Ceci est facilement réalisable avec des mesures par filtres plus étroits, ou par filtres interférentiels. L’utilisation d’un Pérot-Fabry peut en être l’aboutissement¹, puisqu’il équivaut à lui seul à une collection de filtres étroits de 2nm seulement (cf. 5.4.6).

Enfin, il semblerait qu’il y ait un effet supplémentaire : ce phénomène serait plus prononcé à certaines longitudes qu’à d’autres (M. Brown, communication privée). Il semblerait que la “Brume matinale” soit plus prononcée vers le LCM=0°, là où un volcan cryovolcanique a peut-être été repéré par Cassini/ISS (PIA07877). Est-ce une coïncidence ? Nous ne pouvons absolument pas confirmer ceci avec les données dont nous disposons actuellement, car nous n’avons pas assez de mesures à angle de phase faible, mais en accumulant les observations à proximité de l’opposition de Saturne (pour s’assurer un angle de phase très faible, donc une possible détection de ce phénomène), nous pourrions l’envisager.

¹Le traitement et l’interprétation de ces données sont encore en cours.

Chapitre 9

Météorologie titanienne

Sommaire

9.1 Un nuage bien persistant...	149
9.1.1 Acquisitions systématiques et recensement	150
9.1.2 Comment analyser objectivement ces images ?	152
9.2 Analyse des données : y voit-on plus clair ?	156
9.2.1 Calculer une vitesse ? pas si simple...	156
9.2.2 Contraindre l'altitude du MPS	157
9.3 Interprétation physique : le casse-tête commence...	158
9.3.1 Les hypothèses écartées	158
9.3.2 Recentrons le débat : il faut décrire le traceur ET son "piège"	160
9.3.3 Enfin une vraie réponse ?	162
9.3.4 Le cas des 2 compagnons	164

Cette partie décrit en détail toute la démarche cognitive que j'ai effectuée concernant le motif atmosphérique au Pôle Sud de Titan, observé remarquablement par Cassini dès T0 (le premier survol de la sonde au-dessus de Titan, le 3 juillet 2004). Nous avons remarqué ce motif dès décembre 2001, mais jusqu'en 2004 sa détection était loin de faire l'unanimité (sauf un chapitre presque anecdotique dans Bouchez (2004)). Je tiens donc à présenter ici, contrairement à la version synthétique publiée dans le Hirtzig *et al.* (2005a), tout le raisonnement suivi depuis 2002, avec toutes les pistes explorées, leur démembrement ou leur approfondissement. Pourtant, encore aujourd'hui, même avec l'apport de Cassini, nous ignorons complètement la nature exacte de ce phénomène, ou nous n'en expliquons pas tout.

9.1 Un nuage bien persistant...

En décembre 2001, nous avons repéré un motif brillant au Pôle Sud de Titan, sur les images PUEO NBC_2.12. Nous avons commencé à en parler

dès 2002 (Coustenis *et al.*, 2002, 2003b; Gendron *et al.*, 2004), et à essayer d'en comprendre l'origine et la nature, en répétant à chaque observation plusieurs prises de vue à $2,12 \mu\text{m}$ (avec les filtres NBC_2.12 et NB_2.12, respectivement sur PUEO et NACO). En approfondissant l'étude de toutes nos images, nous avons pu déceler des traces de ce motif à d'autres longueurs d'onde. Toutes ces détections sont recensées dans les Table 9.1 et Fig. 9.1. En particulier en bande K, nous observons donc un motif très brillant au-dessus du Pôle Sud, souvent encadré par deux "compagnons" moins lumineux, qui s'étalent de part et d'autre vers l'Est et l'Ouest. Depuis 2004, ce motif est moins évident (de même que ses compagnons), car le contraste global des images est perturbé par la prédominance du limbe Nord.

Au gré des publications, d'autres équipes admettent l'avoir vu, mais il n'est que depuis peu (Roe *et al.*, 2005) distingué des autres nuages transitoires détectés par ces mêmes équipes. (Nous n'avons pourtant jamais observé de tels nuages transitoires, même avec le VLT, qui est pourtant aussi puissant que le Keck, cf. 9.3.2.) Voici donc un petit résumé des relevés du Palomar, du Keck et de Gemini :

- vers $2 \mu\text{m}$: filtre large (K' large de $0,3 \mu\text{m}$), à Gemini, les 27 juillet-1 août, puis les 7-14 octobre 1998 (Gibbard *et al.*, 1999, 2003) ;
- vers $2,5 \mu\text{m}$: Keck, via un filtre large (K' , large d' $1 \mu\text{m}$), les 10 et 11 décembre 2001 (Brown *et al.*, 2002; Brown, 2005) ;
- vers $2-2,25 \mu\text{m}$ avec des filtres étroits (H2(1-0)-NBC_2.12, NB2108) au Keck, les 9, 18, 20 et 21 décembre 2001 (Roe *et al.*, 2002a).
- vers $2 \mu\text{m}$ (également K' , mais seulement $0,3 \mu\text{m}$ de large) en décembre 2001, septembre, novembre et décembre 2002 puis janvier 2003 au Palomar (Bouchez, 2004; Bouchez & Brown, 2005) ;

Pour ces équipes, il s'agissait d'un des nombreux nuages transitoires qu'ils observaient. Ils ont pourtant lancé une petite étude (Schaller *et al.*, 2004, 2005) sur les variations de luminosité de ce motif à partir d'observations obtenues au cours d'une année avec un petit télescope (qui ne résolvait pas le disque de Titan, mais qui pouvait pourtant en surveiller la photométrie). Au cours des deux dernières années, ils ont pu montrer que l'activité météorologique sur Titan n'était pas uniforme, avec des périodes plus intenses, où le motif brillait particulièrement ; ils ont également constaté que cette brillance diminue en ce moment, avec un minimum d'activité en janvier 2005, à l'époque de la descente de Huygens. Finalement, Cassini a observé ce motif avec une résolution inégalée, à T0 et TA, le 3 juillet puis le 26 octobre 2004 (Porco *et al.*, 2005).

9.1.1 Acquisitions systématiques et recensement

Nous voyons clairement ce motif et ses compagnons dans plusieurs de nos filtres, et tout particulièrement à certaines longueurs d'onde (Table 9.1). Concentrons-nous d'abord sur le motif central, le plus brillant. La taille de ce motif semble varier en fonction de sa position par rapport à l'observateur. Pourtant, il ne semble pas trop se déformer, il ne grossit ni ne rétrécit dans la limite de notre résolution spatiale. Seule sa luminosité change, mais nous

TAB. 9.1: Recensement du motif du Pôle Sud (MPS) depuis 2001 jusqu'en 2005.

Date (UT)	Filtre	Coordonnées	Contraste
05 Dec 01/07 :24	LBC_1.29	79±9 S, 157±122 W	NA
05 Dec 01/08 :49	NBC_1.09	84±12 S, 160±150 W	1.141
05 Dec 01/12 :26	NBC_2.12	82±6 S, 156±70 W	2.221
05 Dec 01/13 :01	LBC_2.12	81±8 S, 225±69 W	NA
13 Nov 02/13 :20	NBC_2.12	81±9 S, 337±135 W	2.422
13 Nov 02/14 :23	LBC_1.64	87±13 S, 308±90 W	2.125
13 Nov 02/15 :29	LBC_1.60	84±13 S, 54±50 W	NA
13 Nov 02/15 :58	NBC_2.12	83±7 S, 315±135 W	
14 Nov 02/13 :24	NBC_2.12	88±9 S, 243±116 W	2.470
14 Nov 02/15 :04	LBC_1.60	86±12 S, 282±77 W	NA
14 Nov 02/15 :24	NBC_2.12	86±10 S, 282±102 W	2.165
20 Nov 02/09 :05	NB_2.12	80±4 S, 260±27W	2.251
20 Nov 02/12 :22	LBC_1.60	71±13 S, 249±45 W	NA
20 Nov 02/13 :14	NBC_2.12	83±9 S, 237±123 W	1.658
20 Nov 02/15 :37	NBC_2.12	81±8 S, 228±80 W	1.637
21 Nov 02/12 :08	NBC_2.12	70±9 S, 209±27 W	1.684
21 Nov 02/14 :03	NBC_2.12	72±11 S, 223±30 W	1.994
25 Nov 02/07 :51	NB_2.12	84±4 S, 312±42 W	2.661
26 Nov 02/07 :48	NB_2.12	84±5 S, 327±39 W	5.234
07 Jan 04/12 :36	NBC_2.12	84±6 S, 112±110 W	1.445
08 Jan 04/10 :40	NBC_2.12	80±10 S, 185±56 W	1.810
08 Jan 04/11 :29	NBC_2.12	85±14 S, 209±151 W	1.769
08 Jan 04/12 :53	NBC_2.12	NA	
25 Avr 04/22 :50	NB_2.12	85±9 S, 185±46 W	2.204
25 Avr 04/23 :20	NB_2.00	88±4 S, 78±79 W	NA
26 Avr 04/00 :07	NB_2.12	82±7 S, 150±30 W	1.868
26 Avr 04/00 :15	NB_2.15	81±7 S, 140±36 W	2.311
16 Jan 05/03 :58	NB_2.12	81±6 S, 355±90 W	3.136

pouvons dans la plupart des cas trouver une corrélation avec l'aspect de l'asymétrie Nord-Sud : lorsque le limbe Sud est brillant, le motif en est rehaussé, et se trouve d'autant plus facilement ; inversement, à notre époque, le limbe Nord est le plus brillant, et cela diminue le contraste du motif Sud.

En moyenne, le motif du Pôle Sud (MPS) s'étend sur deux éléments de résolution contigus, sur les images PUEO (dont la résolution spatiale vaut 0,0348 arcsec par pixel CCD), et environ $3 \times 1,5$ éléments de résolution NACO (qui a une résolution de 0,01326 arcsec par pixel CCD sur la caméra S13). En moyenne, nous avons donc une taille angulaire de $0,09(\text{E-W}) \times 0,05(\text{N-S})$ arcsec. Cela correspond à une surface projetée de $800(\text{E-W}) \times 3\,000(\text{N-S})$ km, soit 4-5% de couverture nuageuse sur l'hémisphère visible depuis la Terre. (La taille s'étale selon l'axe N-S puisque le motif est détecté sur le limbe, où l'effet de projection est maximum, d'où le retournement des proportions.)

La Table 9.1 donne une information supplémentaire aux coordonnées mesurées, à savoir le contraste du MPS. Ce contraste est mesuré par rapport au flux du centre de Titan, où nous ne sommes que peu sensibles à la surface. Dans le cas d'images où la surface est également visible, je n'ai pas calculé ce rapport, puisque la surface est particulièrement contrastée, et fausserait le résultat. Nous ne pouvons pas non plus calculer un rapport par rapport aux compagnons, qui ne sont pas toujours détectables, et qui sont souvent influencés par les effets de phase ; il n'y a pas non plus de possibilité d'étudier le motif par rapport au flux moyen de tout le limbe Sud, car celui-ci est très sensible à l'inversion d'asymétrie Nord-Sud, dont nous ne pouvons supposer qu'elle se déroule uniformément.

Nous pouvons constater à première vue que le MPS change souvent de luminosité, allant de 50 à 400% de contraste par rapport au centre du disque, avec des valeurs plus régulièrement comprises entre 80 et 150%. Les images NACO sont souvent plus contrastées que les images PUEO, à cause du meilleur pouvoir de résolution spatiale du premier. Au cours du temps, on peut constater l'impact de l'inversion d'asymétrie NS sur le contraste du motif, qui s'assombrit au fur et à mesure.

9.1.2 Comment analyser objectivement ces images ?

Pour expliquer la méthode de détection du MPS et les barres d'erreur inhérentes au calcul, nous allons considérer plusieurs tests réalisés sur l'image NBC_2.12 du 5 décembre 2001, représentés Fig. 9.2 et dont les résultats figurent Table 9.2. Les résultats semblent très divers, pourtant ils peuvent tous s'accorder : ils recoupent tous une zone commune désignant $77 \pm 2^\circ \text{S}$, $185 \pm 5^\circ \text{W}$ comme position plausible du MPS. La situation est plus claire si l'on omet les résultats Wiener et MISTRAL, qui se différencient grandement des autres méthodes, pour des raisons encore inconnues, mais ceci est en cours d'investigation. En réalité, de même que nous préférons les images Magain pour l'étude de la surface (cf Section 5.3.5), nous gardons principalement cette même méthode pour l'étude du MPS, d'autant plus qu'elle en retourne le contraste maximal avec la meilleure résolution spatiale.

Trouver le centre de Titan

Vu depuis la Terre, le MPS est presque au limbe de Titan (en général à 0,85 rayon du centre de Titan), les effets de projection sont alors cruciaux, sans compter que par définition, la longitude n'est plus une valeur pertinente pour décrire des objets très proches du Pôle.

Le repérage des coordonnées du MPS se fait par la projection d'un système de coordonnées sur l'image, correspondant à l'attitude de Titan telle que décrite par les éphémérides de l'IMCCE (et répétées Table 5.1). Le positionnement de cette sphère de coordonnées sur l'image, à l'œil comme de manière automatique, peut alors induire une erreur sur la mesure de coordonnées. En général, nous avons pu mesurer qu'elle se montait au plus à 2° en latitude, et jusqu'à

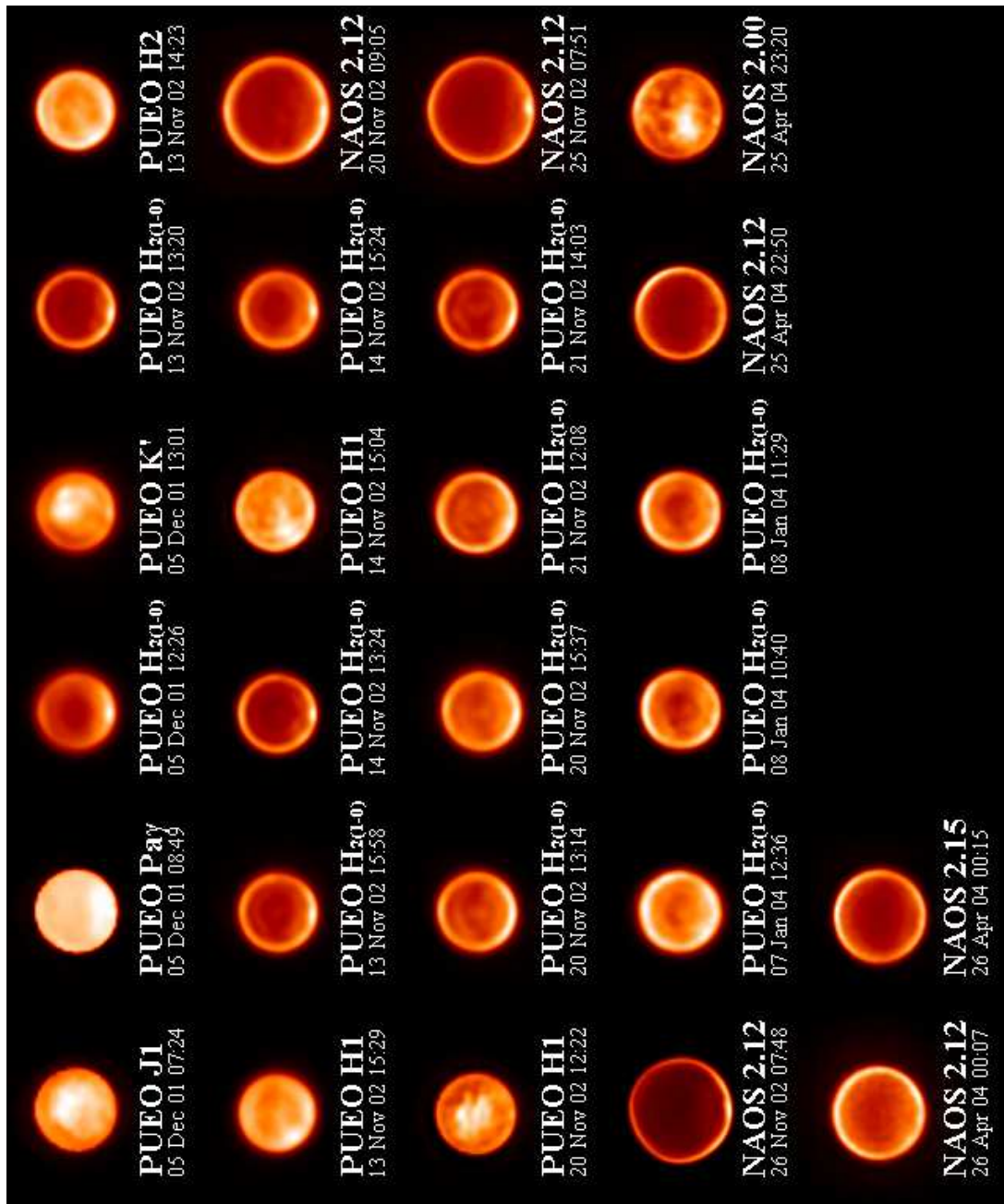


FIG. 9.1: Recensement de toutes les détections du MPS, de 2001 à 2005, indépendamment de la longueur d'onde ou de l'instrument utilisé. En 2002, nous avons observé ce motif plusieurs fois avec NACO et PUEO au cours de la même nuit, et nous avons réitéré l'expérience le plus souvent possible au cours des missions suivantes. On peut remarquer qu'en 2001, le motif était plus brillant et contrasté qu'aux autres dates, principalement à cause de la prédominance du "sourire de Titan" de Titan, où le limbe Sud était brillant et rehaussait le motif qui s'y trouvait.

5° en longitude, ce qui est négligé devant les barres d'erreur supplémentaires que nous allons décrire ici.

Définir l'empreinte du Motif du Pôle Sud

Les empreintes du MPS nous servent à trouver d'une part les coordonnées du photocentre du MPS, et d'autre part son étendue physique. Nous prenons en compte une variation de 10% sur la luminosité du pixel le plus brillant du MPS comme délimitation physique de ce motif. Les barres d'erreur données par cet étalement correspondent aux limites maximales du rectangle circonscrit à cette empreinte. Ce sont généralement celles qui sont données dans la Table 9.1.

Prendre en compte la résolution des images

Une autre délimitation s'impose aux mesures de coordonnées du photocentre du MPS : nous ne pouvons être plus précis que la limite de résolution laissée par la PSF, pré- comme post-déconvolution (cf Section 5.3.3). Comme montré Table 9.2, les marges dues à la résolution (colonne notée (2)) sont souvent du même ordre ou inférieures à l'étalement visuel du motif (colonne indexée (1)) ; puisqu'il fait souvent plus d'un élément de résolution de large). L'exception est notable pour l'image brute. C'est pourquoi nous omettons ces marges dans nos relevés, basés sur des images déconvoluées.

Les impacts de la déconvolution

La détection du motif est facilitée par la déconvolution, mais on peut souvent le déceler sur les images brutes, sur les images NACO en général, et également sur les images PUEO 2001, époque à laquelle le motif était particulièrement brillant. La Figure 9.2 donne des exemples de détections du MPS en fonction de la déconvolution choisie.

A cause de l'effet de *ringing* présent sur la plupart des méthodes de déconvolution, les motifs proches du bord du disque semblent se décaler vers le limbe. En réalité seule leur portion à cheval sur l'anneau de Gibbs est rehaussée. Ceci est critique avec la méthode MISTRAL, et décelable sur l'image Wiener (qui sont pourtant les deux méthodes limitant au mieux les effets de l'anneau de Gibbs).

On peut croire que la déconvolution va fausser les résultats, car ce "glissement" artificiel des motifs vers le limbe ajoute une barre d'erreur radiale sur la position réelle du motif mesuré. Pourtant il n'en n'est rien, car la déconvolution permet d'améliorer la résolution spatiale de l'image post-déconvolution : la résolution spatiale fournit la barre d'erreur intrinsèque de l'image sur la position des motifs ; avec une résolution bien moindre, l'image brute a une barre d'erreur importante (en particulier sur les images PUEO, comme dans l'exemple choisi Fig. 9.2), qui est toujours plus grande que l'erreur induite par le "glissement" lors de la déconvolution.

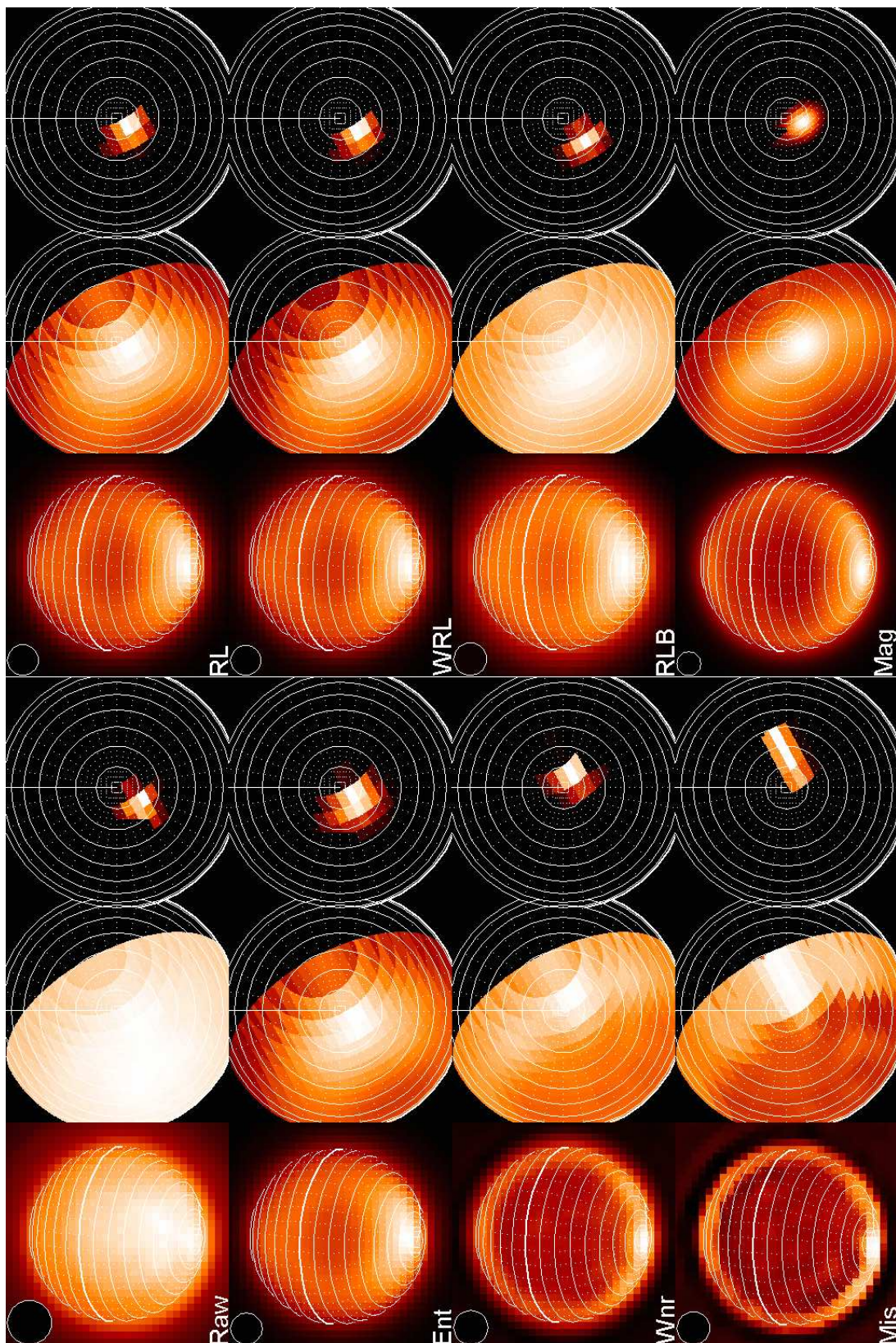


FIG. 9.2: Différents tests de recherche du MPS suivant la méthode de déconvolution utilisée. Les colonnes présentent de gauche à droite l'image étudiée (la taille de l'élément de résolution est donnée par la pastille noire dans le coin de chaque image non projetée), la projection de cette image sur l'hémisphère Sud, et enfin l'empreinte du MPS extraite de ces projections. De haut en bas et de gauche à droite, les lignes correspondent à l'image brute (Raw) puis à ses déconvolutions, successivement Maximum d'Entropie (Ent), Wiener (Wnr) et MISTRAL (MIS), puis Lucy-Richardson (LR), LR régularisée (WRL), LR Bratsolis (LRB) et Magain (Mag). Les résultats diffèrent mais restent tout de même compatibles entre eux.

TAB. 9.2: Positions du MPS selon les diverses méthodes de déconvolution. L'ordre choisi est le même que sur la Fig. 9.2. Sont fournies les coordonnées du photocentre, avec les barres d'erreur dues à l'étalement physique du motif (1) et à la taille de l'élément de résolution projeté aux mêmes coordonnées (2), ainsi que le contraste du MPS par rapport au centre de l'image. Dans le cas de l'image brute, le contraste est faible car le disque de Titan est encore grossièrement gaussien, ce qui est corrigé par la déconvolution.

Image	Latitude			LongitudeW			contraste
	(°)	(1)	(2)	(°)	(1)	(2)	
Brute	73	± 8	±10	158	± 33	±90	1,012
Ent	80	± 7	±6	149	± 50	±50	1,703
RL	81	± 7	±6	140	± 95	±50	1,762
WRL	77	± 7	±6	141	± 48	±50	1,757
RLB	72	± 6	±6	138	± 51	±50	1,228
Mag	82	± 7	±4	173	± 83	±50	2,221
WNR	82	± 9	±6	210	±149	±50	1,514
Mis	78	±19	±6	250	± 70	±50	1,769

9.2 Analyse des données : y voit-on plus clair ?

9.2.1 Calculer une vitesse ? pas si simple...

En théorie, le calcul de la vitesse d'un objet en mouvement est immédiat dès que l'on dispose de sa position initiale, de sa position finale, et du temps écoulé entre ces deux mesures. Nous disposons de tout ceci pour le MPS : la longueur de l'arc le plus court entre les deux positions nous donne la distance parcourue, et nous connaissons les heures d'acquisition de chaque image. Le vrai problème apparaît lorsque nous étudions la statistique des vitesses ainsi mesurée : il ne semble y avoir aucune réelle cohérence !

Au sein d'une même nuit d'observation, le MPS ne semble pas bouger (dans nos barres d'erreur). Nous pouvons confirmer cet état de fait par les séries de données acquises en 2002, 2004 et 2005, puisque nous avons sciemment utilisé des filtres à $2,12\mu\text{m}$ à plusieurs reprises au cours de la même nuit. D'une nuit à l'autre, nous détectons un déplacement prograde à une vitesse de l'ordre de 3 ± 2 m/s. Une telle valeur correspond bien aux valeurs des vents mesurés par diverses équipes (0.5 ± 3 m/s par VIMS -Momary *et al.* (2004)- 34 ± 13 m/s au plus dans la haute troposphère par ISS - Porco *et al.* (2005)) ainsi qu'aux valeurs retournées par les modèles (Hourdin *et al.*, 1995; Tokano *et al.*, 2001; Rannou *et al.*, 2004).

Pourtant dans certains cas, la vitesse apparente peut atteindre 120 m/s ! (167_{-96}^{+230} m/s d'après les mesures du 13 novembre 2002 avec les filtres LBC_1.64 et LBC_1.60 ; une situation similaire se répète le 25 avril 2004 avec les images IB_2.00 et NB_2.12 dont on déduit une vitesse de 122_{-49}^{+81} m/s). Nous ne pouvons réellement croire en de telles valeurs. Premièrement, elles ont un poids statistique faible, car ce sont des exceptions. Deuxièmement, nous

détections le MPS principalement via des filtres qui sondent la troposphère (cf. 3.2.4), or de telles vitesses correspondent à des vents stratosphériques. Luz (2005) donnent des vents supérieurs à 75 m/s vers 200 km d'altitude, et Kostiuk *et al.* (2001) les limitent au maximum à 210 m/s ; une opération commune entre le JPL et les équipes JIVE/VLBI et Cassini-Huygens/DWE a abouti à une détection de vents progrades à une vitesse de 120 m/s à 120 km (http://www.esa.int/SPECIALS/Cassini-Huygens/SEMA8SXEM4E_0.html)

Il peut pourtant y avoir une explication plausible à de telles mesures. La notion même de vitesse dans le calcul que l'on fait repose sur une hypothèse simple et pourtant non prouvée, et encore moins évidente : nous avons supposé que les motifs brillants correspondaient en permanence au même phénomène qui se serait déplacé entre les deux prises de vue. Comme confirmé magnifiquement à T0 et TA par VIMS (Brown *et al.*, 2005) et ISS (Porco *et al.*, 2005), le MPS se déforme plus qu'il ne se déplace ! Il ressemble à un grand amas de petits nuages (de méthane ?) ou de bancs de brumes (d'aérosols ?), qui se déforment, naissent et meurent constamment. Nous ne pouvons pas résoudre depuis la Terre cet anneau en optique adaptative, nous n'en voyons donc que la partie la plus brillante, à savoir celle où il y a la concentration la plus élevée de petits nuages.

9.2.2 Contraindre l'altitude du MPS

Nous détectons le motif du Pôle Sud dans toutes nos images à 2.12 μm (à 2.108 μm d'après les observations au Palomar décrites dans Bouchez (2004)). Nous pouvons également le déceler dans d'autres filtres, mais ceux-ci sont plutôt larges (LBC_1.29, LBC_2.12, LBC_1.64 ou LBC_1.60 en particulier), et couvrent de grandes gammes d'altitudes : ils ne sont donc pas très précis pour la localisation du MPS. Depuis 2002, nous avons utilisé une sélection de filtres étroits et proches, autour de 2 microns, pour essayer de contraindre au mieux son altitude : IB_2.00, NB_2.12 (celui où le MPS est toujours visible), IB_2.15 et NB_2.17 (celui où il n'est jamais visible) pour NACO ; nous n'avons pas une telle sélection au CFHT. Nous avons repéré que si le MPS était visible à 2,12 μm , il ne l'était jamais 50 nm plus loin, à 2,17 μm . Cette étude aurait pu être encore améliorée en 2005, quand nous avons utilisé au VLT la spectroscopie et un Pérot-Fabry pour contraindre encore mieux l'altitude et les caractéristiques du MPS. La spectroscopie (cf. 5.4.5 : $R = 1400$, gamme 2,02-2,53 μm) a donné peu de résultats, car à l'époque le MPS était dans un creux d'activité, et nous n'avons pu le viser précisément pour en acquérir le spectre. Le mode Pérot-Fabry est bien plus prometteur, puisqu'il équivaut à une collection de filtres étroits de 2 nm (soit dix fois plus étroits que les filtres NB et vingt fois plus que les filtres IB), entre 2 et 2,2 microns.

L'étude des filtres étroits nous montre que :

- à 2,00 et 2,12 μm (IB_2.00, NBC_2.12 et NB_2.12), le MPS est bien visible, souvent accompagné de ses deux compagnons Est (dorénavant "MPE" pour Motif Polaire Est) et Ouest ("MPO", Motif Polaire Ouest). Les filtres les plus étroits sondent la couche entre 17 et 20 km (altitude nominale :

18 km), ce qui signifie que le MPS se trouve nécessairement sur le chemin de la lumière, entre cette altitude minimale et l'observateur.

- Sur les filtres NB_1.04, NBC_1.09(1,09 μm) et IB_2.15, le MPS n'est pas toujours évident (on peut éventuellement le deviner sur deux images, brillant à peine 5-10% plus fort que le limbe environnant), il se fond très vite dans le limbe Sud, tout comme le MPE et le MPO. Selon la crédibilité de ces images, le MPS pourrait se trouver au-dessus de 20 (IB_2.15, altitude nominale : 50 km), 36 (NB_1.04, altitude nominale : 42 km) ou 50 km (NBC_1.09, altitude nominale : 53 km).
- à 2,17 μm (NB_2.17, NBC_2.17) le MPS n'est plus visible du tout, et les deux compagnons MPE et MPO fusionnent dans le limbe Sud. Cela signifie que dans la gamme d'altitudes sondées par ces filtres (40-311 km), il n'y a plus de traces du MPS. L'altitude préférentielle sondée ici est de l'ordre de 83 km.

En conclusion, en se fiant uniquement aux altitudes extrémales sondées par les filtres, le MPS doit se trouver entre 17 et 40 km (s'il est constitué de nuages de condensation). Les évaluations Cassini/ISS les plus récentes placent aussi ce nuage dans la haute troposphère (Porco *et al.*, 2005). Dans tous les cas, le MPS est confiné entre la surface et la basse stratosphère, en dessous de 83 km d'altitude.

De manière identique, nous pouvons estimer que le MPO et le MPE se situent plus haut dans l'atmosphère que le MPS (par exemple, en 2004, le MPE était plus brillant à 2,15 μm qu'à 2,12 μm , alors que ce dernier sonde plus profondément la troposphère), fort probablement au-dessus de la tropopause : comme j'y reviendrai plus loin (Section 9.3.4), ces deux phénomènes pourraient être dus à de la brume stratosphérique planant au-dessus du Pôle Sud.

En janvier 2005, le mode FPI de NACO, encore en cours d'étude, a donné certains résultats préliminaires : il semblerait qu'on puisse distinguer un motif marginal (environ 10% de contraste) entre 2,0 et 2,10 μm , mais absolument invisible à 2,12 μm . Il reste à vérifier si ceci est dû à la détermination de l'altitude de ce système, ou s'il s'agit d'indices relatifs à sa formation : se condense-t-il aux altitudes basses avant de s'étendre/se déplacer jusqu'aux altitudes plus élevées où on l'observe habituellement ? Tout cela n'est encore que spéculations.

9.3 Interprétation physique : le casse-tête commence...

9.3.1 Les hypothèses écartées

Artefact ou objet réel ?

Outre les bien connus arcs lumineux dus au *limb-brightening*, les images atmosphériques de Titan montrent quelquefois des motifs brillants, de taille réduite (inférieure à 2 éléments de résolution, donc en limite d'application du

principe de Shannon) souvent concentrés dans les régions déjà brillantes. On peut légitimement s'interroger sur la véracité de tels motifs : ces points ont-ils une existence réelle ou sont-ce seulement des artefacts informatiques ? Telle était la question que je me suis posé avant l'arrivée de Cassini sur place.

C'est ce que j'ai donc testé (Fig. 5.6), avec l'apparition de motifs sur tout le pourtour du disque. Le MPS est quant à lui toujours au même endroit, près du Pôle Sud. Il n'y a aucune raison mathématique pour créer systématiquement un artefact toujours au même endroit, sur divers filtres, à diverses dates, avec divers instruments. Il faut préciser qu'à l'époque nous ne disposions pas encore des données NACO, et les données OASIS de 2000 (prises au CFHT) n'étaient pas assez précises pour y rechercher un éventuel MPS. Depuis, Cassini a vu le MPS, preuve flagrante si besoin était que le MPS était bel et bien réel.

Motif de surface ?

Une fois assurés de l'existence réelle du MPS, nous avons considéré qu'il pouvait s'agir d'un motif de surface. En effet, des calottes polaires avaient été détectées (Combes *et al.*, 1997; Coustenis *et al.*, 2001) par les premières mesures de Titan par optique adaptative. Pourtant, en étudiant le MPS avec plus de précision (plus précis que "le MPS est proche du Pôle Sud"), la mesure de vitesses d'une nuit à l'autre, incompatibles avec la vitesse du sol à ces latitudes, défit rapidement cette hypothèse. De plus, les filtres qui révèlent le MPS sont principalement atmosphériques, avec peu ou pas de contribution de la surface (le meilleur contre-exemple étant IB_2.00). Pourtant il n'est pas totalement exclu que l'origine physique du MPS (et du système torique plus grand qui l'englobe) puisse être reliée à la surface, via des nuages orographiques ou toute autre connection entre la surface et la troposphère, comme par exemple des geysers ou autres manifestations cryovolcaniques.

Aurore polaire ?

La persistance de phénomènes atmosphériques brillants n'est pas sans rappeler les aurores polaires, comme celles visibles sur Terre, ou même sur Jupiter (Waite *et al.*, 2000) et Saturne (Clarke *et al.*, 2005). Par définition, une aurore est le lieu d'interaction entre les particules du vent solaire, piégées dans la magnétosphère, et les particules de l'ionosphère de la planète. Pourtant Titan ne possède pas de champ magnétique propre, et son trajet entre les lignes de champ de la magnétogaine de Saturne conduirait à des effets atmosphériques bien particuliers. Premièrement, l'interaction semblerait périodique, en liaison directe avec l'activité solaire (pour la déformation de la magnétopause de Saturne) et l'orbite de Titan (pour sa position au sein de la magnétosphère kronienne). De plus, la pénétration à rebours de Titan dans la magnétogaine de Saturne déformerait les lignes de champ comme une coquille autour de Titan, les comprimant tout particulièrement au-dessus de l'hémisphère arrière de Titan (Neubauer *et al.*, 1984; Blanc *et al.*, 2002). Une telle configuration crée-

rait des aurores réparties uniformément sur le disque de Titan, ce que nous ne détectons absolument pas. Notre faible échantillonnage aurait pu introduire des biais observationnels, mais cela semble écarté définitivement depuis la détection du MPS par Cassini (ISS et VIMS par exemple). Dans tous les cas, il se pourrait que des particules énergétiques sensibles au champ magnétique de Saturne soient impliquées dans la création des nuages, par l'excitation de noyaux de condensation (voir plus loin).

Vue d'artiste

J'ai développé une "vue d'artiste" du phénomène, désormais caduque, mais dont j'avais discuté avec B. Samuelson et M. Flasar. L'idée repose sur la définition d'une zone où pourrait s'affaiblir la supersaturation du méthane : un cyclone pourrait se former à la base de la région de reconnection de la cellule de Hadley le long de l'axe de rotation de Titan ; sa présence même délimiterait trois régions de comportements différents, l'œil, la "cloison" et "l'extérieur". Chaque zone pourrait éventuellement évoluer différemment, présentant des conditions différentes, certaines propices à la formation de nuages de méthane. Le cyclone pourrait également fournir des noyaux de condensation pour la nucléation des nuages, s'il est suffisamment puissant pour projeter dans l'atmosphère poussières et matériaux arrachés au sol. Le MPS pourrait enfin n'être qu'un petit nuage prisonnier de l'œil ou de la "cloison" de ce cyclone plus grand, que nous ne voyons pas, et qui pourrait se déplacer autour du Pôle.

Toutes ces hypothèses peuvent être crédibles d'un point de vue strictement dialectique, mais la question qui se posait était sa viabilité sur Titan, avec des conditions de pression, température et dynamique atmosphériques encore mal connues.

9.3.2 Recentrons le débat : il faut décrire le traceur ET son "piège"

L'idée centrale sur laquelle repose notre investigation ne doit pas être oubliée. Nous différencions en effet le phénomène atmosphérique que nous recherchons et le MPS que nous observons : le MPS sert de traceur, piégé dans le phénomène atmosphérique plus large mais invisible depuis la Terre. Ceci peut expliquer son mouvement erratique et ses sautes de vitesse surprenantes : le premier traceur disparaît alors qu'un autre se forme ailleurs dans le système. Nous devons donc décrire à la fois le traceur et le "piège".

Le traceur est un motif très brillant, probablement une concentration élevée de petits nuages de méthane et/ou d'éthane, peut-être un orage, dont la durée de vie est assez courte (de l'ordre de quelques jours, si l'on estime que les grandes transitions de vitesse correspondent en fait à un changement dans la répartition des petits traceurs au sein du plus grand système). Sa brillance (80-150% jusqu'à 400% par rapport au centre du disque) est soit due à un excès local de particules réfléchissantes ou rétro-diffusantes (aérosols ? poussière ?

flocons de méthane/d'éthane ?) soit également à une taille importante du ou des traceurs (CASSINI/ISS a détecté des nuages de l'ordre de 100 km près du Pôle Sud). On ne peut que spéculer sur son origine : si l'hypothèse de "supersaturation du méthane" est confirmée, alors la formation d'un nuage nécessite de grandes quantités de noyaux de condensation pour l'entretenir aussi longtemps. La création de tels noyaux de condensation peut impliquer plusieurs mécanismes, comme l'excitation de particules dans la haute atmosphère par le vent solaire, ou l'éjection dans l'atmosphère de poussières par le cryovolcanisme (mais encore faut-il étudier le transport de ces particules jusqu'à la tropopause où semble se confirmer le traceur), ou encore la sédimentation d'aérosols provenant de la haute stratosphère (comme suggéré par les modèles : Hourdin *et al.* (2004); Rannou *et al.* (2004)).

Quid des "nuages transitoires" du Keck ?

Depuis 1999, d'autres équipes détectent des phénomènes atmosphériques transitoires (Brown *et al.*, 2002; Roe *et al.*, 2002b,a; Gibbard *et al.*, 2003; Bouchez & Brown, 2005). Le MPS est souvent inclus comme l'un d'entre eux. Ce n'est que depuis 2004 que ces mêmes équipes le considèrent comme un cas à part (Schaller *et al.*, 2004, 2005; Roe *et al.*, 2005).

De nombreuses détections sont assez contradictoires : ces nuages "transitoires" sont souvent visibles sur tout le disque (appelés "mid-latitude" clouds) plusieurs jours voire semaines d'affilée, alors que d'autres disparaissent très vite. Nous n'avons jamais, au CFHT comme au VLT, détecté de tels phénomènes. *In situ*, avec les données Cassini, on peut repérer le MPS, dont le tore de nuages semble constant, mais où chaque nuage semble avoir une durée de vie très courte. Même si les phénomènes atmosphériques des planètes joviennes ont des échelles de temps caractéristiques de l'ordre du siècle, il est difficile de comprendre la formation des nuages sur Titan. Dans quelle catégorie se rangeraient donc ces "nuages transitoires" ?

Puisque ces nuages sont vus depuis la Terre, deux interprétations se heurtent : un nuage de brume (d'aérosols) serait de plus en plus visible aux courtes longueurs d'onde (la plupart des détections se fait en bande K, vers 2 microns), ce qui n'est pas le cas. Un nuage de méthane est par contre plus contrasté vers 2 μm qu'à 1 μm , ce qu'on semble observer, mais le problème de la supersaturation du méthane (cf. Section 2.2.3) rend la formation de tels nuages problématique. Pourtant il semble désormais acquis aujourd'hui que des nuages se forment bel et bien sur Titan... le MPS serait-il un nuage de méthane alimenté par la sublimation de la glace de méthane déposée au Pôle Sud (Lorenz, 1996, 2002; Roe *et al.*, 2005) ? Ou alors une condensation locale induite par l'éjection dans la stratosphère de particules volcaniques (Brown, 2005) ? Ou encore un nuage convectif entraîné par le chauffage du sol par les rayons solaires (Griffith *et al.*, 2005) ?

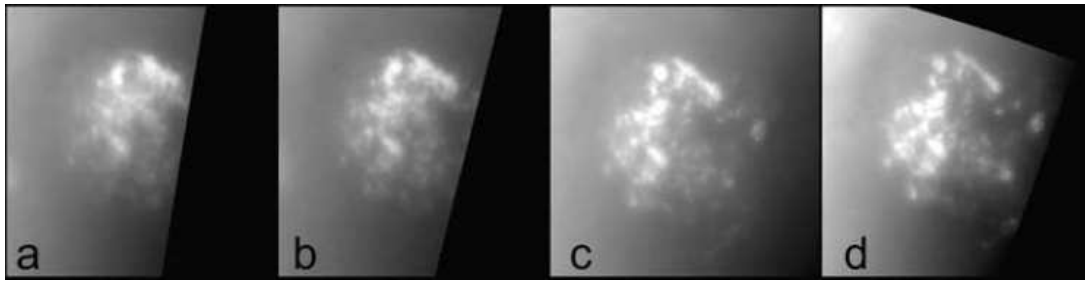


FIG. 9.3: Images du Pôle Sud de Titan : cette séquence de quatre images prises dans le continuum du méthane (928 nm) montre l'évolution temporelle du champ de nuages au Pôle sud entre 05h05 et 09h38 TU le 2 juillet 2004. [D'après Porco et al. (2005)]

9.3.3 Enfin une vraie réponse ?

La réponse de Cassini

Cassini/ISS et Cassini/VIMS sont les deux seuls instruments à avoir observé le Pôle Sud de Titan, et relevé l'existence indubitable du phénomène météorologique qui s'y trouve. Cet ensemble de petits nuages (Fig. 9.3) a été détecté à T0 (2 juillet 2004) et TA (26 octobre 2004), mais pas à TB (13 décembre 2004) : il avait été effectivement difficile de le voir le 14 janvier 2005 lors de l'atterrissage de la sonde Huygens. Le mouvement global de l'ensemble (visible sur le film disponible sur <http://ciclops.lpl.arizona.edu/view.php?id=514>) et sa morphologie rappellent la convection des cumulus terrestres. L'hypothèse avancée ici est le démarrage de cellules de convection au Pôle Sud à cause du flux solaire qui s'y concentre, faisant remonter des nuages de flocons de méthane jusqu'à la haute troposphère (Griffith *et al.*, 2004).

Cassini a pu détecter deux autres types de nuages occasionnels : de petits nuages discrets aux latitudes tempérées d'un côté (qui ont permis de mesurer la vitesse des vents et de prouver ainsi directement la super-rotation de l'atmosphère de Titan : $34 \pm 13 \text{ m/s}$ à 38°S de latitude), et des cirrus très allongés de l'autre (étalés par la vitesse des vents stratosphériques ? alimentés par une source fixe à la surface ? nuages orographiques accrochés à une montagne ? la question reste posée). Nos images ne montrent aucun autre système atmosphérique, par contre ceci recoupe probablement les détections de nuages transitoires répertoriés par Bouchez (2004); Roe *et al.* (2005).

Explication dynamique ? l'évolution des cellules de Hadley

D'après les images Cassini, le "piège" enfermant le MPS semble circulaire, centré plus ou moins sur le Pôle Sud. On peut obtenir de la condensation au-dessus du Pôle d'été dans le *General Circulation Model* de l'atmosphère de Titan, développé à l'Institut Pierre-Simon Laplace. Alors que la circulation atmosphérique est dominée par une unique cellule de Hadley à l'échelle planétaire, responsable de mouvements ascendants dans l'hémisphère d'été et de mouvements descendants au-dessus du Pôle d'hiver, il subsiste pour-

tant au niveau du Pôle d'été une petite cellule de Hadley stratosphérique (cf. Fig.10 de Hourdin *et al.* (2004)). Cette cellule rémanente pourrait expliquer le retard d'accroissement de concentration d'éthylène au cours du printemps Sud (Roe *et al.*, 2004). Elle pourrait également maintenir de grandes concentrations d'aérosols dans cette région¹. Bien que les nuages ne soient pas encore explicitement inclus dans le GCM (ce qui ne saurait tarder), les mouvements de subsidence au sein de la stratosphère au-dessus du Pôle d'été induisent la condensation de composés mineurs, comme l'éthane, l'acétylène ou encore l'acide cyanhydrique, qui peuvent créer des nuages dans la haute troposphère, là où les particules de brumes sont encore nombreuses. Dans ce GCM 2D, les vents zonaux troposphériques ne prédisent aucun jet, mais la circulation méridionale semble produire une petite cellule troposphérique juste au-dessus du Pôle, qui présente alors une certaine condensation du méthane, entre les latitudes 70 à 90°. Ceci est tout à fait cohérent avec nos résultats, comme toutes les autres détections du MPS, par d'autres équipes sur Terre, et bien entendu Cassini. Cette hypothèse est encore prospective, et nécessite confirmation via un modèle 3D complet.

Explication énergétique ? l'influence des ondes planétaires

Une autre hypothèse est en cours d'investigation : il se pourrait que le MPS soit relié aux ondes planétaires à grande échelle. Des simulations de telles ondes (comme le modèle dit *shallow-water* de Luz & Hourdin (2003)) indiquent qu'elles jouent un rôle non négligeable dans le mélange des traceurs atmosphériques, et qu'elles pourraient donc participer à la formation de nuages. Ces prédictions sont difficiles à confirmer, car elles prévoient un maximum d'activité de ces ondes dans l'hémisphère d'hiver : or le MPS est détecté près du Pôle d'été, et nous ne pouvons pas observer le Pôle Nord de Titan depuis la Terre en ce moment. Une autre possibilité (Flasar, 1998) évoque la perturbation du vortex polaire par des ondes planétaires, rappelant ce qui a été observé sur Terre dans l'hémisphère d'hiver (Jukes & McIntyre, 1987). Une fois de plus, ceci n'est que spéculations, mais ces hypothèses sont prometteuses, puisqu'un sursaut d'activité des ondes planétaires est prévu pour le prochain solstice d'été (Luz *et al.*, 2003).

Il faudra encore de nombreuses observations à long terme, et un suivi systématique de tous ces paramètres pour arriver enfin à appréhender la véritable nature de ce système météorologique inhabituel.

¹En l'occurrence, les mesures Cassini/CIRS (Flasar *et al.*, 2005; Teanby *et al.*, 2004) montrent un léger surplus de C_2H_2 , de C_3H_8 et de C_4H_2 vers les latitudes 75°S, alors que toutes les autres molécules étudiées (C_2H_6 , HCN , CO_2 , C_3H_4 et HC_3N) suivent exclusivement la répartition attendue pour expliquer l'asymétrie Nord-Sud : toutes les molécules sont en concentration croissante lorsqu'on se rapproche du Pôle Nord. Seul C_2H_4 est anti-corrélé avec les autres, montrant une décroissance quand on s'approche de l'hémisphère Nord, mais ce n'est peut-être qu'un état transitoire. Cependant toutes ces mesures ne sont pas incompatibles avec l'idée d'une petite cellule de Hadley résiduelle, puisque le Pôle Sud (ou au sens large les latitudes supérieures à 80°S) n'a pas encore été étudié par CIRS.

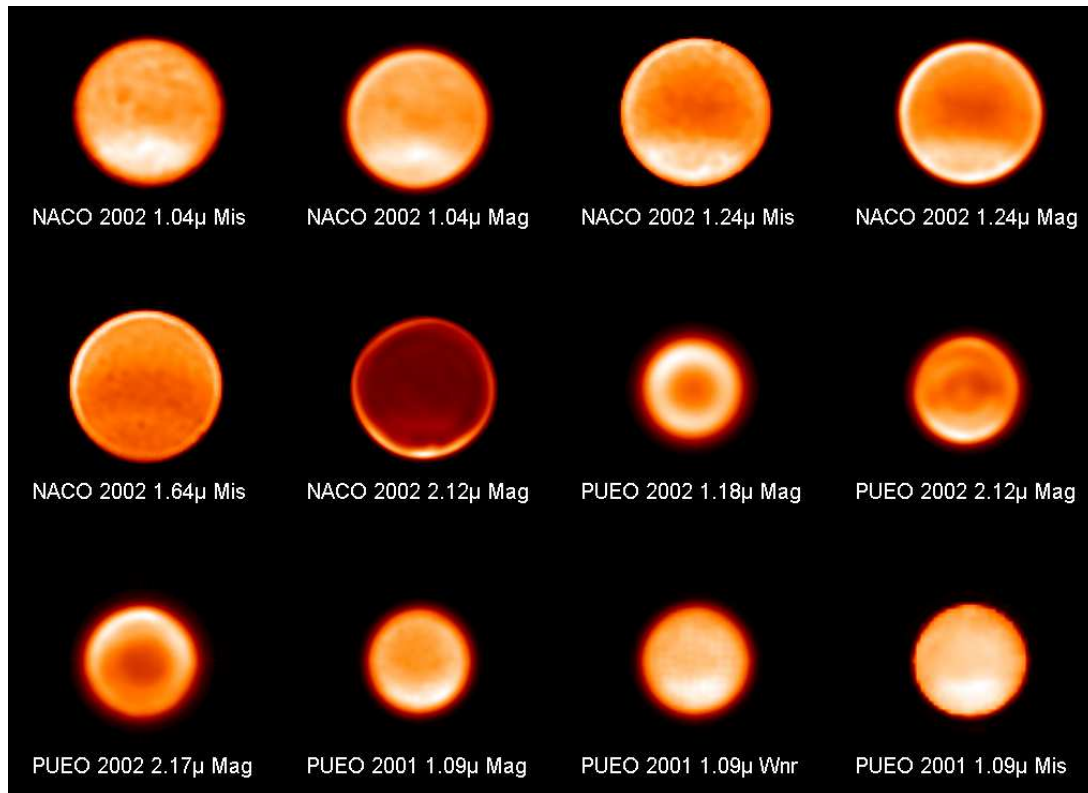


FIG. 9.4: Mosaïque d'images à diverses longueurs d'onde, toutes montrant à des degrés divers une sorte de calotte polaire. Certaines (à $2,12\mu\text{m}$, par exemple) ne semblent montrer que la limite supérieure de cette calotte, vers $50-70^\circ\text{S}$.

9.3.4 Le cas des 2 compagnons

Sur de nombreuses images, le motif au Pôle Sud est encadré par deux compagnons immobiles, sur le limbe, placés de chaque côté : MPE et MPO. Il est très difficile d'interpréter ces motifs, car ils semblent n'apparaître qu'après déconvolution. Ils ne bougent pas, et ils ne se déforment pas dans une certaine mesure : l'un semble toujours plus long que l'autre, plus précisément celui qui subit l'effet de phase semble s'étirer jusqu'au limbe illuminé par le Soleil (par exemple, sur l'image NB_2.12 de la Fig. 9.4, prise en novembre 2002, l'effet de phase est à l'Ouest, et c'est bel et bien le MPO qui s'étale plus le long du limbe). De plus, on peut déceler une frontière bien délimitée, plus sombre, entre le MPS et chacun de ses compagnons. Mais cet anneau sombre n'a probablement pas d'existence physique, car il est d'épaisseur inférieure à 1 élément de résolution, et le principe de Shannon préconise de ne le considérer comme valide que s'il est au moins deux fois plus grand.

Plusieurs modèles atmosphériques (Rannou *et al.* (2002, 2004) par exemple) prédisent l'existence de deux fines calottes de brouillard, rejetées vers les pôles par la dynamique atmosphérique. Il se peut que les deux compagnons soient une manifestation de ces calottes (du moins de la calotte Sud), sous une apparence trompeuse, car déformée par la déconvolution (mais cet effet faible ne

serait pas ou peu détectable, noyé dans le bruit de l'image brute). Un motif longiligne est quelquefois détectable le long du 60ème parallèle (Fig. 9.4), décrit dans le Roe *et al.* (2002b) comme un "cirrus équatorial" ; nous pensons qu'il pourrait s'agir de la limite supérieure de la calotte Sud. D'après ces considérations (confirmées par les modèles), la calotte Sud pourrait englober totalement le Pôle Sud, remontant jusqu'au 60^{ème} parallèle. Et au sein de cette calotte se trouve le système météorologique que nous appelons MPS.

Après déconvolution, la calotte est complètement déformée : l'anneau de Gibbs fait ressortir uniquement la fraction de calotte recouvrant le limbe du disque (et s'entremêlant avec le *limb-brightening* de ladite calotte, la limite nord de la calotte est à peine détectable, n'en survit plus qu'une forme longiligne vers le tiers du disque là où le contraste entre la calotte et le disque "découvert" était maximal. Enfin, la déconvolution accentue le MPS, au détriment des régions alentour : le limbe y est légèrement assombri, donnant artificiellement cette apparence de "deux compagnons".

Il se peut donc que ces phénomènes appelés "deux compagnons" soient reliés à un phénomène bien réel, mais dont l'apparence est trompeuse à cause de la déconvolution. D'autres équipes (Brown , 2005) détectent des nuages ponctuels à ces endroits, on ne peut non plus affirmer que le MPO et le MPE ne sont pas d'autres systèmes de nuages. A cause de tout ceci, nous avons choisi de ne considérer aucune des images à 2,12 μm pour quantifier l'évolution de l'asymétrie Nord-Sud (cf. 7.1.3), puisque trop d'artefacts s'entrelacent les uns avec les autres pour que nous soyons sûrs de notre lecture de l'intensité réelle du limbe Sud.

Quatrième partie
Connaissance de la surface

Jusqu'à ce que les spectroscopistes se rendent compte de l'existence des huit fenêtres du méthane (Kuiper, 1944), on n'aurait jamais imaginé qu'il soit possible d'atteindre la surface de Titan. C'est pourtant ce que nous faisons de nos jours très régulièrement, en sélectionnant précisément (cf. Section 3.2.4) la longueur d'onde de nos observations : à 0,83, 0,94, 1,08, 1,28, 1,60, 2,00, 2,75 et 4,9 μm ... autant de fenêtres qui nous permettent d'analyser en détail le sol du satellite Kronien. Mais l'astronome en veut toujours plus. Pour chaque question résolue, d'autres se posent, et ainsi de suite.

A quoi ressemble la surface ? De quoi se compose-t-elle ? Comment Titan peut-il garder son atmosphère ? Où sont les réservoirs de méthane ? Les idées fusent, mais peu sont gardées. Je vais apporter ici ma pierre à l'édifice, selon deux grands axes :

Tout d'abord, Titan tourne en orbite synchrone autour de Saturne. Il suffit donc de regarder la surface tourner sous nos yeux au cours de l'orbite de Titan, pour en reconstituer la carte. J'ai pu combiner nos données de 2001 à 2005 en plusieurs cartographies partielles (par manque de données, et incapacité d'observer le Pôle Nord), et récupérer des informations de contraste sur les structures visibles en surface, entre 0,9 et 2,0 μm . La description de la topographie de la surface de Titan est le sujet principal du Chapitre 10.

Ensuite, j'utiliserai deux approches différentes pour essayer de comprendre la vraie nature chimique de la surface. Il y a peu de moyens de vérifier à distance sa structure physique, mais on peut se reposer sur le fait que solides, liquides ou glaces ont des comportements spectraux légèrement différents. La première partie du Chapitre 11 se concentre sur l'obtention directe d'un spectre de la surface, en inversant l'albédo géométrique extrait des images de surface pour trouver l'albédo de surface. Cet albédo de surface peut alors être reconstitué en mélangeant des spectres de candidats de surface plausibles (glaces d'eau, de méthane, hydrocarbures liquides, etc...), pour remonter à la composition chimique du sol. Comme je le montrerai, cette méthode directe souffre tout particulièrement du modèle utilisé pour l'inversion des données, et en l'absence d'un consensus sur le modèle standard à employer, elle n'est absolument pas fiable. La Section 11.2 utilise donc une autre méthode : la spectroscopie différentielle. Cette méthode est moins sensible au choix d'un modèle (je me contente d'un modèle de diffusion Rayleigh pour éliminer la contribution des aérosols), et repose sur le contraste observé entre les zones sombres et claires repérées Section 10, contraste qui varie en fonction de la longueur d'onde. Elle permet en outre de reconstituer un spectre composite pour chaque type de zone (claire ou sombre), condition *sine qua non* pour ajuster la forme et l'intensité de la courbe de contraste observée. Tout ceci sera par la suite comparé aux conclusions *in situ* de Cassini/Huygens.

Chapitre 10

Cartographie de la surface de Titan

Sommaire

10.1 Plonger jusqu'à la surface : une longue aventure	171
10.1.1 Etat des lieux : la surface de Titan avant le XXI ^{ème} siècle	171
10.1.2 Extraction de la composante de surface à partir des images	172
10.1.3 La surface, vue sur le disque de Titan	175
10.1.4 Assemblage des cartes	176
10.2 Description des cartes obtenues	181
10.2.1 Les cartes PUEO et NACO	181
10.2.2 Nature des motifs : débat ouvert	185
10.2.3 Apport de Cassini	187

Depuis les premières images Voyager, jamais la frustration des Titanophiles n'a été aussi grande, car la sonde envoyée à l'autre bout du système solaire n'a pu percer à travers les épaisses couches de brumes qui dissimulent la timide surface aux yeux des curieux. Pourtant, à force de persévérance et d'avancées technologiques, nous avons pu étudier cette mystérieuse surface de Titan, bien avant l'arrivée de Cassini-Huygens. La première tentation lors de la découverte d'un nouveau monde, c'est de cartographier chaque zone pour mieux s'y retrouver...

10.1 Plonger jusqu'à la surface : une longue aventure

10.1.1 Etat des lieux : la surface de Titan avant le XXI^{ème} siècle

Comme je l'ai brièvement rappelé en Section 3.1, il a fallu attendre les premières mesures spectroscopiques de Griffith *et al.* (1991) pour avoir confirmation que la surface n'était pas totalement inaccessible dans les fenêtres du méthane. Pourtant, la mesure directe de l'albédo de surface nécessite un modèle de transfert radiatif évolué pour inverser ces données. C'est pourquoi la

plupart des résultats fiables se contentent de mesures d'albédo géométrique (Table 3.2). Pourtant, une chose est rapidement sûre : il y a une grande différence d'albédo entre la face avant et la face arrière, qui est globalement plus sombre que la première. Un détail cependant : la courbe d'albédo géométrique de la face avant et la courbe de la face arrière sont presque identiques, mais il est difficile de voir s'il s'agit d'une translation de 0,2 unité d'albédo ou d'un facteur multiplicatif 2 qui distingue ces courbes.

A partir des premières images de la surface (Combes *et al.*, 1997; Smith *et al.*, 1996), on commence à mieux comprendre ce comportement : un grand continent brillant, "Xanadu", trône sur la face avant du satellite, alors que la face arrière montre peu de motifs brillants visibles. CitetCombes97 remarquent à partir des mesures ADONIS deux bandes lumineuses sur la face arrière, sur les limbes Nord et Sud, attribuées à d'éventuelles calottes polaires. Ces calottes n'ont pas été revues depuis, et cette observation n'est pas vraiment comprise.

Il est très tentant d'attribuer ces motifs surfaciques à une signature du relief. Il est certain que la topographie joue un rôle dans l'accumulation des matériaux sombres et des matériaux brillants à la surface de Titan, car cette surface semble immuable depuis les années 90. Pourtant nous ne pouvons sans *a priori* déclarer objectivement que les zones sombres sont des lacs, et les zones claires des montagnes. Il faut plus de données pour cela.

10.1.2 Extraction de la composante de surface à partir des images

Parmi tous les filtres que nous avons pu utiliser pour observer Titan, nous avons sélectionné ceux qui montraient une contribution importante de la surface, dont nous tirons toutes nos informations (Table 10.1). Ces filtres sont tous centrés sur des fenêtres du méthane (1,08, 1,09, 1,28, 1,57 et 2,0 μm), mais certains, proches des ailes des bandes du CH_4 , présentent encore des motifs atmosphériques qu'il nous faut limiter voire éliminer. La contribution de l'atmosphère peut être approchée par la comparaison des filtres "surfaiques" avec des filtres proches, mais affleurant les bandes du méthane voisines, à des longueurs d'onde similaires. Cette contribution est alors soustraite des images surfaiques dont ne doit plus rester que l'information de surface. La méthode n'a pas changé depuis Combes *et al.* (1997); Coustenis *et al.* (2001), et nous l'utilisons encore aujourd'hui, même si nous ne pouvons jamais être sûrs que la contribution de l'atmosphère est identique à deux longueurs d'onde consécutives, même proches l'une de l'autre. Néanmoins, nous obtenons de très bons résultats, toujours confirmés *a priori* comme *a fortiori* par les images d'autres équipes, d'autres années ou d'autres instruments, comme le Keck ou le HST. Voici quelques comparaisons usuelles que nous effectuons :

1. NBC_1.08 - NBC_1.09
2. LBC_1.29 - LBC_1.18
3. LBC_1.29 - NBC_1.21

TAB. 10.1: *Filtres utilisés pour l'observation de la surface de Titan. Ceci est une version simplifiée des Tables 4.3 et 4.5, où ne sont gardés que les filtres surfaciques. Sont données les altitudes sondées et la contribution qualitative de la surface. Le modèle de transfert radiatif retourne trois altitudes : l'altitude minimale sondée (m), l'altitude nominale du filtre (0), et l'altitude maximale atteinte (M).*

Filtre	λ (μm)	Altitude sondée						Surface
		centre			limbe			
		(m)	(0)	(M)	(m)	(0)	(M)	
LBC_0.83	$0,834 \pm 0,097$	0	14	42	25	57	82	+
NBC_1.08	$1,083 \pm 0,004$	0	3	8	21	29	43	++
NB_1.08	$1,083 \pm 0,0075$	0	2	8	16	25	43	++
NB_1.09	$1,094 \pm 0,0075$	11	18	25	46	51	58	+
NB_1.28	$1,282 \pm 0,007$	0	0	0	16	16	17	++
LBC_1.29	$1,293 \pm 0,070$	0	21	62	13	48	104	++
NBC_1.57	$1,570 \pm 0,010$	0	0	0	8	8	9	++
LBC_1.60	$1,600 \pm 0,080$	0	14	102	8	28	125	++
LBC_1.64	$1,640 \pm 0,050$	4	57	303	21	76	322	+
IB_2.00	$2,000 \pm 0,030$	0	3	150	9	15	201	++
LBC_2.12	$2,120 \pm 0,170$	0	21	240	9	37	261	++
LBC_2.20	$2,200 \pm 0,168$	0	67	320	18	86	340	+

4. NB_1.28 - NB_1.24
5. LBC_1.60 - LBC_1.64
6. LBC_1.60 - NBC_1.57
7. LBC_1.60 - NBC_1.64
8. LBC_2.12 - NBC_2.12

Nous pouvons utiliser soit des filtres étroits (cas 1, 3, 4, 6, 7, 8) soit des filtres larges (cas 2 et 5) pour simuler la contribution atmosphérique. Dans le premier cas, nous éliminons complètement la contribution d'une région toute particulière de l'atmosphère, délimitée par la gamme d'altitudes sondée par le filtre. Mais nous ne pouvons ignorer que tous les motifs atmosphériques n'ont probablement pas été tous supprimés. Dans l'autre cas, l'utilisation de filtres larges élimine la plupart de l'atmosphère, mais certains filtres larges dits "atmosphériques" présentent quelquefois une influence de la surface : nous devons alors limiter la soustraction de telles images, de peur de modifier les motifs surfaciques que nous désirons garder. La situation est délicate avec PUEO, car la plupart des filtres utilisés avec KIR sont larges. Pourtant, en utilisant cette méthode avec circonspection, nous pouvons considérer que les images finales renvoient en majorité l'image de la lumière solaire diffusée par la surface de Titan, et ce avec certitude au centre du disque, où les effets atmosphériques sont toujours limités.

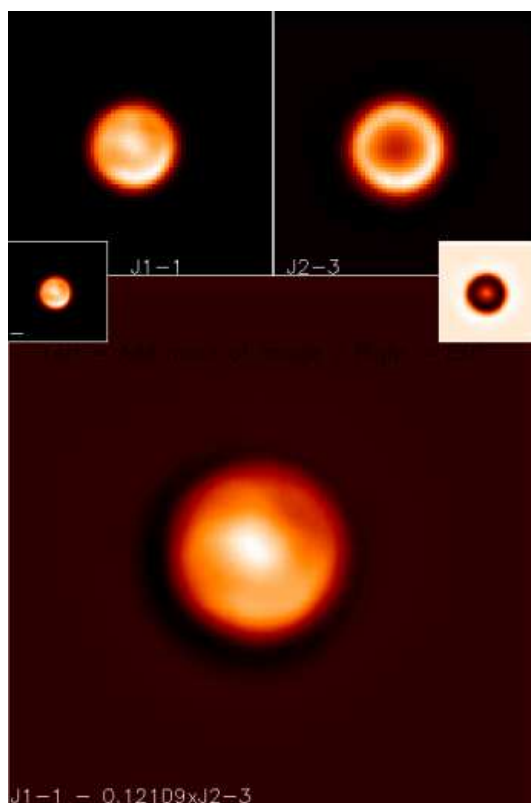


FIG. 10.1: Exemple de soustraction de la composante atmosphérique contenue dans une image principalement surfacique. Les deux images en haut à droite (J1-LBC_1.29 : filtre de surface) et à gauche (J2-LBC_1.18 : filtre atmosphérique) sont les deux images que l'on manipule. L'image centrale donne le résultat de la soustraction. Les deux petites icônes servent de repères pour ajuster le flux de l'image à soustraire : à gauche, α vaut 0, alors qu'à droite il vaut 1. La différence entre les deux images (moitié inférieure de la mosaïque) est ajustée manuellement pour faire diminuer l'influence de l'atmosphère sans ajouter d'artefacts ni supprimer les motifs au centre du disque. Le 7 mars 2001, Titan était en GEE : la tache brillante de Xanadu est au centre de l'image, centrée vers 90° LCM.

10.1.3 La surface, vue sur le disque de Titan

L'étude de la surface de Titan peut se faire de deux approches : soit à une longueur d'onde donnée (Figs 10.2, 10.3 et 10.4), soit à une phase orbitale fixée (Figs 10.5, 10.6 et 10.7). Ces figures présentent de façon diversifiée des projections du système de coordonnées "titanocentriques" sur les images de surface, des coupes d'intensité Nord-Sud et des cartes d'isophotes pour faciliter encore les comparaisons. Toutes les valeurs numériques données ici sont des albédos normalisés par rapport au point le plus brillant de l'image étudiée (fixé à 1 par défaut) ; les études relatives d'un hémisphère à l'autre seront étudiées plus loin.

A partir des Figs. 10.2 - 10.7, il est indéniable que la surface de Titan change d'aspect selon la phase orbitale. Les images confirment bien ce que prévoyaient les spectres, avec une face avant plus brillante en moyenne que la face arrière. L'observation de l'hémisphère avant de Titan (Fig. 10.5) démontre une grande brillance de la quasi-totalité du disque, dominé vers 80-100°LCM par un grand continent (Xanadu) encerclé par des zones plus sombres, proches du limbe (par exemple à l'Est au-dessus de l'Equateur (60°LCM, 5°N) ou au Sud-Ouest (130°LCM, 70°S), on voit des zones d'albédo relatif 0,4 et 0,5). Plusieurs taches brillantes de Xanadu se dénotent au premier plan, aux positions (80°LCM, 35°S) et (90°LCM, 15°S), respectivement 2 et 2,5 fois plus brillantes à 1,28 μ m que les précédentes zones sombres. Le contraste est moins prononcé à 1,08 μ m : les zones brillantes sont 2,0 et 1,8 fois plus lumineuses que les régions sombres à l'Est et au Sud-Ouest respectivement. L'évolution du contraste en fonction de la longueur d'onde fera l'objet d'une étude plus complète en Section 11.2.

Quand Titan tourne sur son orbite (LCM croissant), il nous présente au fur et à mesure sa face arrière (les Figs. 10.6 et 10.7 nous montrent différentes vues de cet hémisphère de traîne, vers 212° et 345°LCM). Nous y repérons une collection de petits motifs brillants bien contrastés par rapport aux régions sombres avoisinantes. Cette topologie, également observée par Cassini (Porco *et al.*, 2005; Brown, 2005), entraîna à sa détection Brown *et al.* (2002); Roe *et al.* (2002b); Gendron *et al.* (2004) un changement radical de notre perception de cet "hémisphère [uniformément] sombre", tel que le décrivent Smith *et al.* (1996). Sur cet hémisphère "plus si sombre" (Fig 10.6), on peut repérer six différentes zones d'albédo relatif élevé : deux au-dessus de l'équateur (d'albédo 0,65 et 0,70, sur le 20^{me} parallèle Sud), deux "siamois" en dessous de l'équateur (albédo relatif 0,9-1,0, sur le parallèle 10°S) et enfin deux autres plus au Sud (intégrés à une zone d'albédo 0,8 ou plus, en forme de merlette héraldique). Les plus brillants de ces six motifs sont le corps de la "merlette" (220°LCM, 40°S) et le motif équatorial Ouest (220°LCM, 0°N). Les zones les plus sombres ont un albédo de l'ordre de 0,4, à l'Ouest de ce disque (260°LCM, 0°N) et à l'Est (170°LCM, 10°S). Ceci nous amène à un contraste entre zones brillantes et sombres de 2,5 à 1,28 μ m et 1,7 à 1,08 μ m : comme sur la face avant, le contraste est moindre à courte longueur d'onde (11.2).

Par définition, un LCM de 0° caractérise la face sub-saturnienne de Titan.

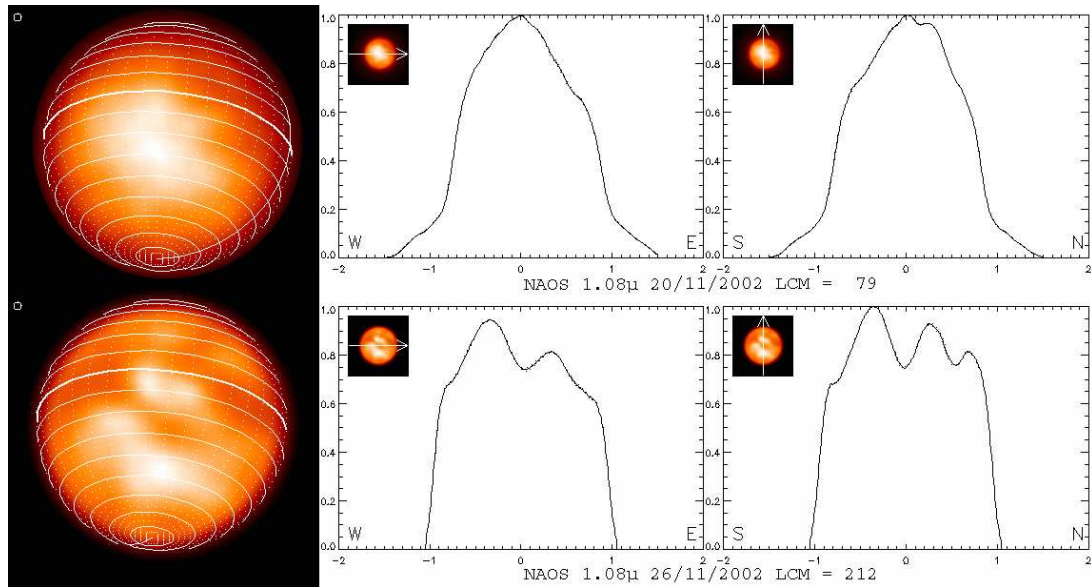


FIG. 10.2: La surface de Titan à $1,08 \mu\text{m}$ avec NACO : (a) ($\text{LCM} = 79^\circ$, en haut) ; (b) ($\text{LCM} = 212^\circ$, en bas). La contribution atmosphérique de ces images à $1,08 \mu\text{m}$ a été soustraite à partir des images voisines à $1,09 \mu\text{m}$, toutes prises en 2002. La taille de l'élément de résolution est représentée par le diamètre du petit cercle dans le coin supérieur gauche des images, en l'occurrence $0,0323''$. La première image reproduit l'aspect de la face avant de Titan, quant à la seconde elle illustre sa face arrière, avec le site d'impact de Huygens. Les coupes dessinées ici donnent l'évolution du flux (normalisé par rapport au pixel le plus brillant) en fonction de la distance au centre du disque (en fraction du rayon). Les deux enveloppes en pointillés donnent les barres d'erreur de fluctuation de ce flux sur 3 éléments de résolution. Les médaillons rappellent la position des axes utilisés pour ces coupes. Comme pour toutes nos images, le Nord est ici encore en haut et l'Est (East-map ou West-sky, cf. 5.2) à droite.

C'est ce qu'on peut voir sur les images NACO de la Fig. 10.7 : on retrouve ici une grande zone brillante dans l'hémisphère Sud (centrée sur 45°S), en forme d'Australie. L'équateur est constellé de petites zones sombres, dont l'albédo relatif descend quelquefois jusqu'à 0,3 (la petite région en 50°LCM , 60°S). Le contraste de cet hémisphère vaut 2,5 à $2 \mu\text{m}$, et 2,0 à $1,28 \mu\text{m}$ si on se concentre sur une zone sombre "caractéristique", comme par exemple en (60°LCM , 0°N). Encore une fois, le contraste est plus élevé aux grandes longueurs d'onde.

10.1.4 Assemblage des cartes

Quand nous disposons de plusieurs images de la surface de Titan à une longueur d'onde donnée, couvrant différentes LCM, il est possible de les regrouper en une seule et même carte. C'est ce que j'ai fait en suivant cette méthode : Tout d'abord, toute image de la surface est corrigée de son *limb-darkening* intrinsèque, puis dépliée selon une projection cylindrique (type Mercator), en prenant en compte bien évidemment l'attitude de Titan : la longitude

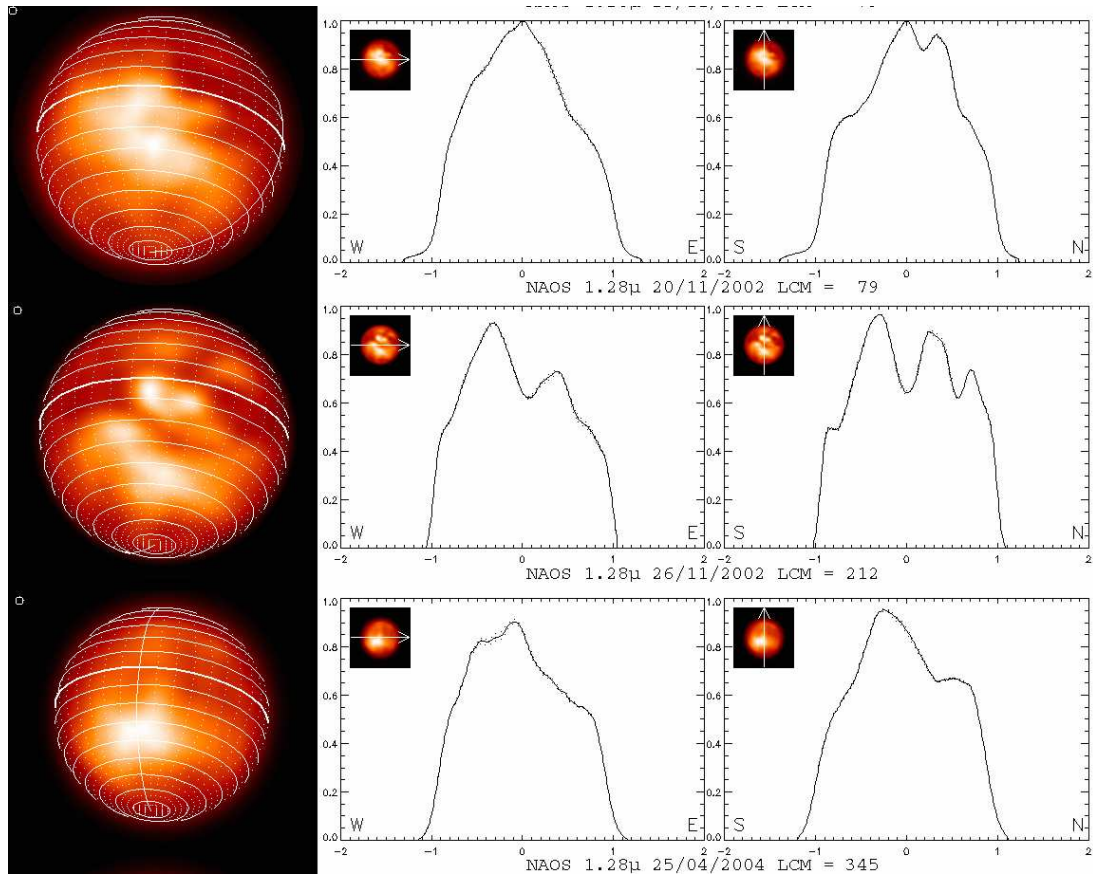


FIG. 10.3: Avec les mêmes conventions que la Fig. 10.2, nous présentons ici la surface de Titan à $1,28\mu\text{m}$ à diverses phases orbitales, telle qu'observée par NACO en 2002 (disques de grande taille) et 2004 (disque de petite taille). La surface est obtenue ici par la différence entre les filtres NB_1.24 (atmosphère principalement) et NB_1.28 (surface majoritairement). On peut détecter facilement la plupart des motifs brillants principaux détectés jusqu'ici : (a) à 110° LCM près de l'équateur (image en haut), (b) vers 200° LCM sous la forme de plusieurs petites taches à proximité du site de Huygens (image au centre) et (c) à 45° S et 330° LCM (image en bas).

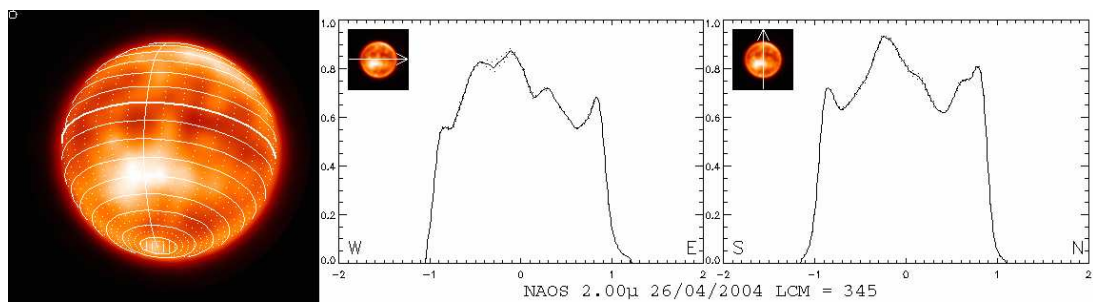


FIG. 10.4: La surface de Titan à $2,00\mu\text{m}$ vue par NAOS/CONICA. Cette image d'avril 2004 fut modifiée par soustraction d'une image NB_2.12 ($\text{H}_2(1-0)$) à l'image IB_2.00. La LCM est ici 345° . On peut voir beaucoup de détails ici, dans les zones sombres près de l'équateur. Le continent en forme d'Australie, près de 45° S est 58% plus brillant que les zones environnantes, comme lisible sur les profils.

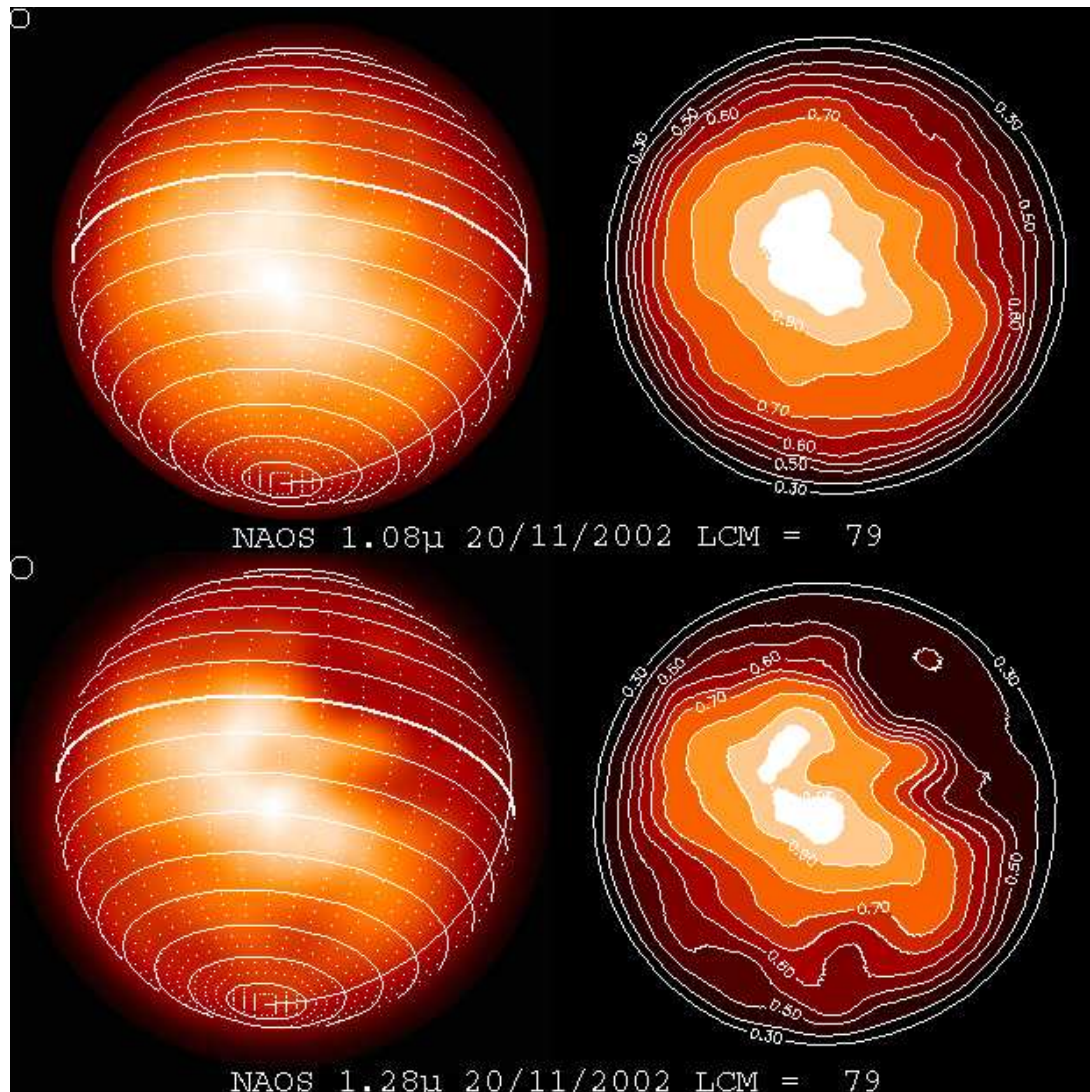


FIG. 10.5: La surface de Titan sur l'hémisphère avant ($LCM = 79^\circ$) à $1,08$ (en haut) et $1,28 \mu\text{m}$ (en bas), avec la carte d'isocontours correspondante en parallèle sur la colonne de droite (en unités d'albédo normalisé : le pixel le plus brillant étant imposé à 1). Les isocontours sont représentés selon une échelle dynamique pour faire ressortir au mieux les motifs clairs et sombres (les échelons d'albédo choisis sont $0,30$, $0,40$, $0,50$, $0,55$, $0,60$, $0,65$, $0,70$, $0,80$, $0,90$ et $0,95$). Les niveaux d'albédo ne sont indiqués qu'une fois sur deux, mais tout niveau muet intermédiaire est nécessairement la moyenne de ses deux voisins.

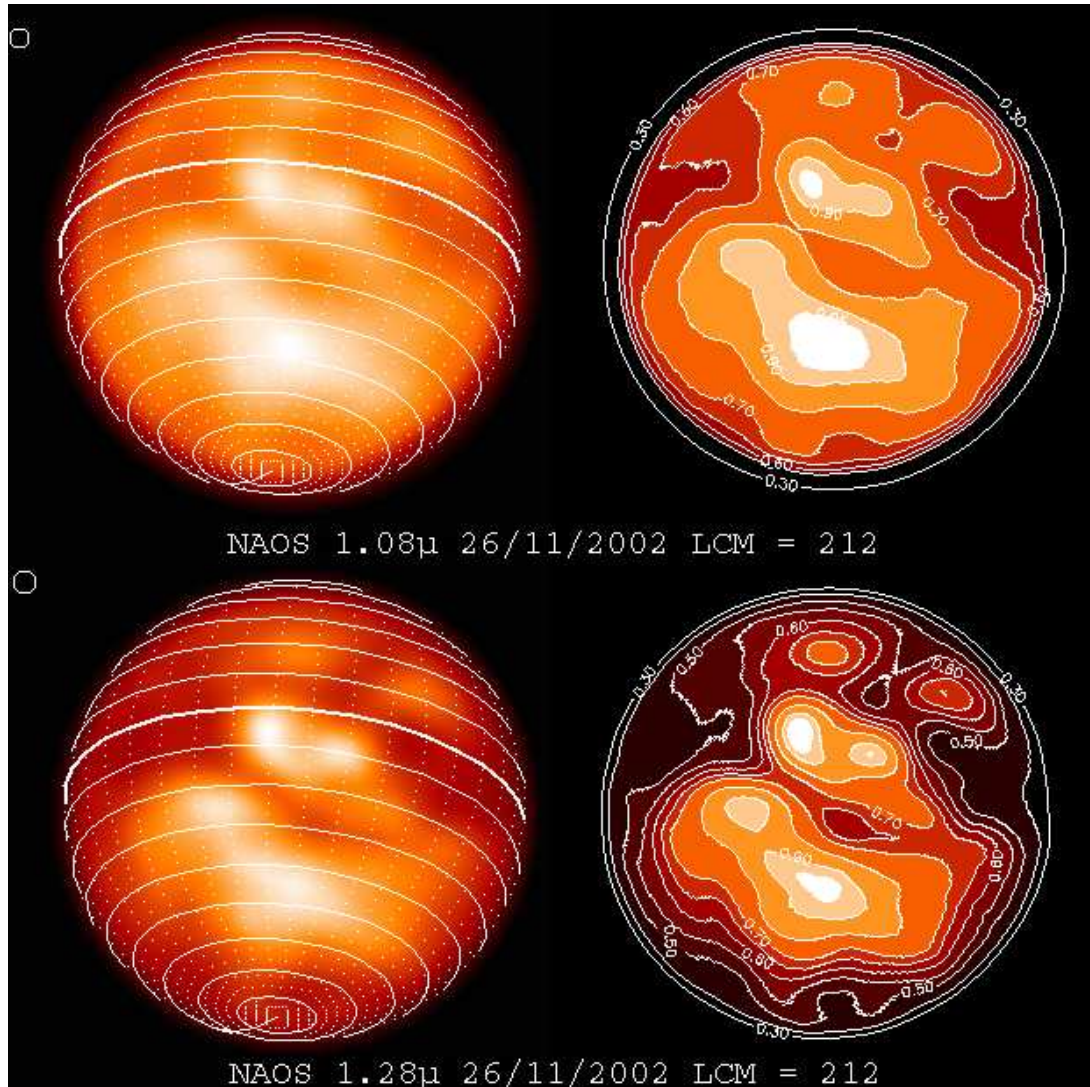


FIG. 10.6: A l'image de la Fig. 10.5, vues de la surface sur l'hémisphère de traîne de Titan ($LCM = 212^\circ$) à 1,08 (en haut) et 1,28 μm (en bas), accompagnées des cartes d'isocontours d'albédo normalisé. Cette face arbore de nombreux motifs très contrastés proches du point d'atterrissage de Huygens, ce qui contraste fortement avec l'unique continent brillant sur l'hémisphère avant.

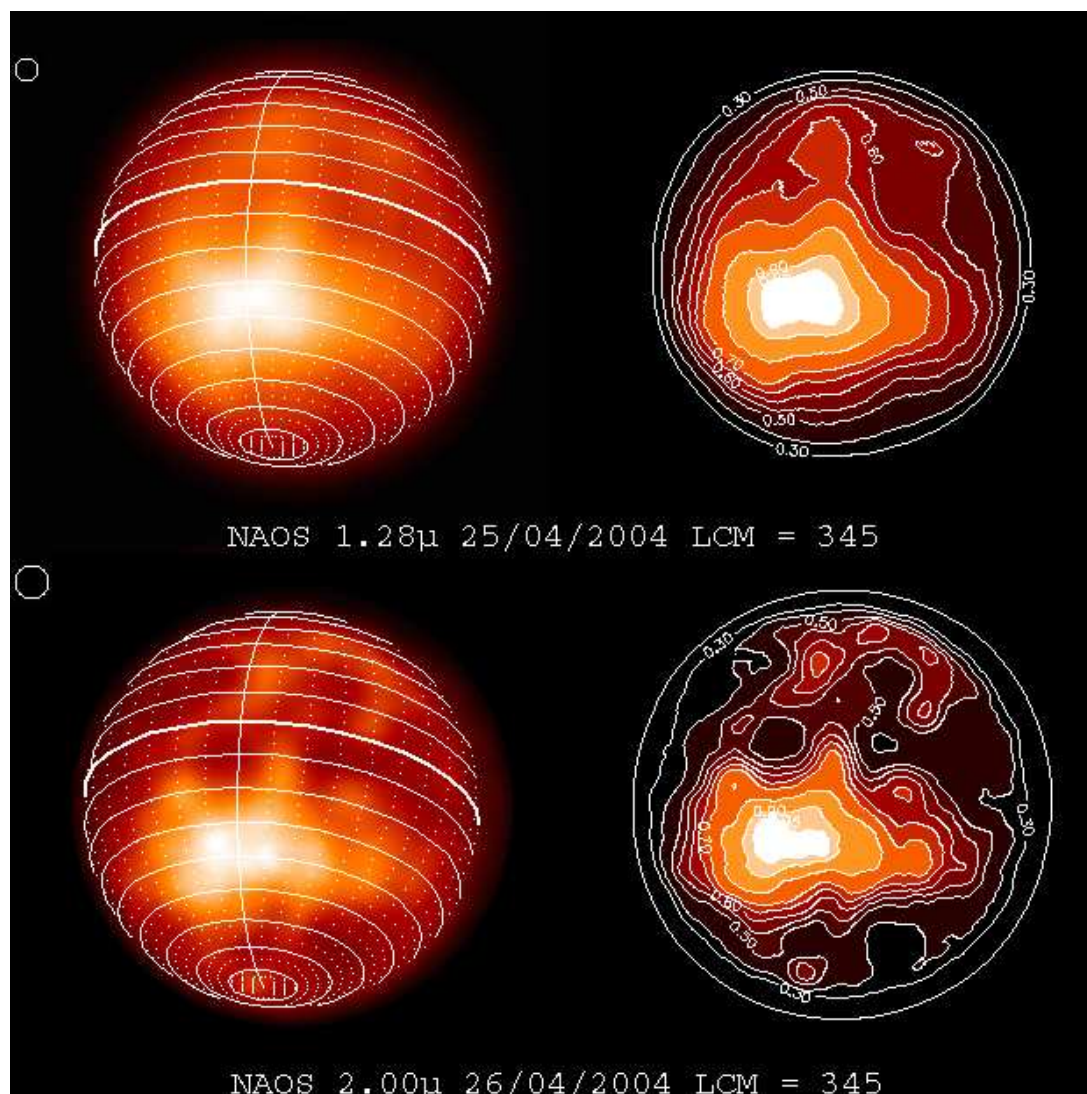


FIG. 10.7: Comme les Figs. 10.5 et 10.6, la surface de Titan et les isocontours d'albédo normalisés, mais ici pour la face sub-Saturnienne ($LCM = 345^\circ$) à 1,28 et 2,0 μm . Les isocontours montrent moult détails le long de l'équateur, juste au Nord du continent en forme d'Australie, vers 45°S , qui est en réalité une extension orientale de Xanadu, situé vers 100°LCM .

LCM et la latitude du point sub-terrestre (SEP), puis le tilt de l'axe de rotation du satellite (cf. Section 5.1.4). Toutes ces cartes partielles sont alors combinées par moyenne pondérée pour produire une unique carte plus complète ; les coefficients de pondération correspondent au carré du cosinus de l'angle au nadir¹ de chaque point à considérer : un point proche du limbe sera moins crédible, et donc moins important dans cette moyenne, qu'un point au centre du disque, là où les effets de distorsion centre-bord (et les effets de la soustraction de la composante atmosphérique décrite en 10.1) sont les moins importants. Pourtant ces limbes sont utilisés tels quels si aucune autre information n'est disponible.

A cause du traitement de nos images (et en particulier l'étape cruciale de suppression de la composante atmosphérique), l'observation d'une étoile photométrique standard comme choix de PSF ne nous fournira pas nécessairement la photométrie réelle de Titan. A cause de cela, j'ai dû adapter la photométrie après coup, juste avant la fusion des cartes partielles. C'est très facile si plusieurs cartes partielles se recouvrent largement : l'albédo moyen des zones communes doit être le même. Toutes les cartes partielles sont comparées deux par deux, et à partir de ces $N(N - 1)/2$ "facteurs multiplicatifs de comparaison", je cherche par une méthode de fit par moindres carrés la collection optimale des N "facteurs multiplicatifs de correction photométrique" nécessaires.

10.2 Description des cartes obtenues

A partir des images PUEO et NACO, prises de 2001 à 2004, j'ai pu reconstruire quatre cartes de la surface de Titan, à diverses longueurs d'onde. Fig. 10.8 présente la carte la plus complète que nous ayons jusqu'à présent, obtenue par NAOS/CONICA à $1,28\mu\text{m}$. Les données PUEO ont permis d'élaborer trois cartes ($1,28$, $1,6$ et $2\mu\text{m}$), présentées Fig. 10.9. Toutes ces cartes sont compatibles les unes avec les autres, complétant les travaux de l'équipe déjà publiés (Combes *et al.*, 1997; Coustenis *et al.*, 2001; Gendron *et al.*, 2004) comme ceux des autres équipes (HST ou Keck en général, par exemple Brown *et al.* (2002); Roe *et al.* (2004); Hartung *et al.* (2004)).

10.2.1 Les cartes PUEO et NACO

Les cartes NACO (Fig. 10.8) et PUEO (Fig. 10.9) nous montrent des morphologies de la surface de Titan très similaires, quelque soit la longueur d'onde étudiée (jusqu'à présent $1,28$, $1,57$ et $2,00\mu\text{m}$). Les images supplémentaires de la surface (à $0,94$ et $1,08\mu\text{m}$), trop peu nombreuses pour reconstituer des cartographies convenables, montrent également les mêmes successions de zones brillantes et sombres à chaque fois situées aux mêmes endroits. Les calottes glaciaires (repérées par Combes *et al.* (1997)) n'ont pas été confir-

¹Le nadir étant l'orientation du point sub-terrestre par rapport au centre de la planète

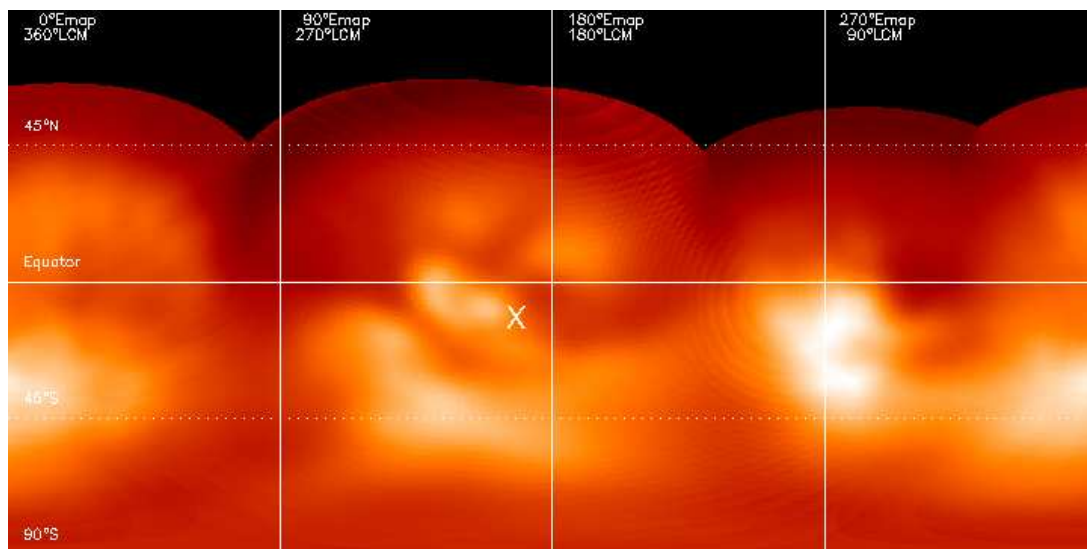


FIG. 10.8: Carte de la surface de Titan à $1,28\mu\text{m}$, avec le système VLT/NAOS/CONICA. La région située entre 200 et 260°LCM fut particulièrement bien rendue par NACO la nuit du 26 novembre 2002, quand les conditions de seeing étaient optimales. Cette zone avait été peu étudiée par le passé, et manque dans toutes nos images PUEO. La sonde Huygens a atterri aux coordonnées (192°LCM , 10°S), lieu indiqué par un X sur la carte. La taille d'un élément de résolution fait ici 200 km à l'équateur (et $\sim 3\ 000\text{ km}$ au pôle). Nous manquons pour l'instant de données pour compléter efficacement Xanadu, la région brillante centrée vers 100°LCM .

mées, que ce soit sur l'hémisphère avant ou l'hémisphère arrière, par l'Optique Adaptative ou Cassini. Par contre, l'hémisphère avant est bel et bien dominé par un continent particulièrement brillant entre 0,8 et 2,2 μm , aux coordonnées (10°S, 110°E), "Xanadu". La face arrière n'est pas aussi sombre qu'on l'a cru depuis sa détection (Smith *et al.*, 1996), avec de nombreuses petites régions fort contrastées, de petite taille, à l'endroit où Huygens a atterri.

A ma connaissance, nous disposons désormais de la carte la plus complète à 1,28 μm . Les autres fenêtres du méthane ont été sondées par d'autres équipes, qui observent soit depuis le sol (AO/Keck, SDI/VLT), soit depuis l'espace (NICMOS/HST ou ISS/Cassini) : Roe *et al.* (2004) proposent une carte à 1,6 μm depuis le Keck, Smith *et al.* (1996); Meier *et al.* (2000) ont construit trois cartes HST à 1,08, 1,65 et 2,04 μm , Porco *et al.* (2005) présentent une des premières cartes ISS, enfin Richardson *et al.* (2004) ont repris les données Voyager pour en reconstituer une carte à 0,64 μm . Notre carte PUEO à 1,6 μm se compare très bien avec la carte SDI/VLT de Hartung *et al.* (2004), même s'il est difficile de le visualiser à cause de leur manque de données à l'approche de l'Elongation Est (LCM = 90°), ce qui ampute leur carte de l'imposant Xanadu. Le reste de la surface présente cependant les mêmes motifs sur les deux instruments (Lorenz and Lunine, 2004). Les cartes publiées par le Keck à 1,28 et 1,6 μm , reconstituées à partir de leurs observations en optique adaptative de 1999 à 2003 (Brown *et al.*, 2002; Bouchez, 2004; Roe *et al.*, 2004), présentent la même structure similaire à la nôtre, en particulier sur l'hémisphère de traîne de Titan. Bien que le contraste soit moins prononcé sur leurs cartes, la structure même de la surface est indéniablement la même. Les données HST analysées par Smith *et al.* (1996) et Meier *et al.* (2000) obtiennent les mêmes résultats avec leurs données HST, à 1,6 et 2,0 μm .

Légères variations selon la longueur d'onde

L'analyse plus poussée de ces cartographies révèle que la surface n'est pas totalement identique à toutes les longueurs d'onde. Par exemple, "Xanadu" (la région brillante prédominante à 110°LCM) et la zone claire vers 345°LCM semblent plus étendues en latitude à 1,6 μm qu'à 1,28 ou 2,0 μm (ce qui pourrait s'expliquer pour la seconde région par le manque de données vers 10°LCM). Puisque la comparaison est valide entre 1,28 et 1,6 μm , nous pensons qu'il s'agit bel et bien d'effets de "couleur" de surface, qui varie légèrement d'un endroit à l'autre. Cet effet pourrait se déceler également dans l'évolution de brillance de "l'Australie" (345°LCM, 45°S), qui semble d'après les données PUEO plus brillante à 2 μm qu'à 1,28 ou 1,6 μm . Par rapport à Xanadu, toutes les régions brillantes semblent également s'estomper à courte longueur d'onde, ce qui confirme cette tendance.

Xanadu

Quantifions mieux ces variations : nous ne pouvons pas encore déterminer de façon fiable la variation d'albédo absolue en fonction de la longueur

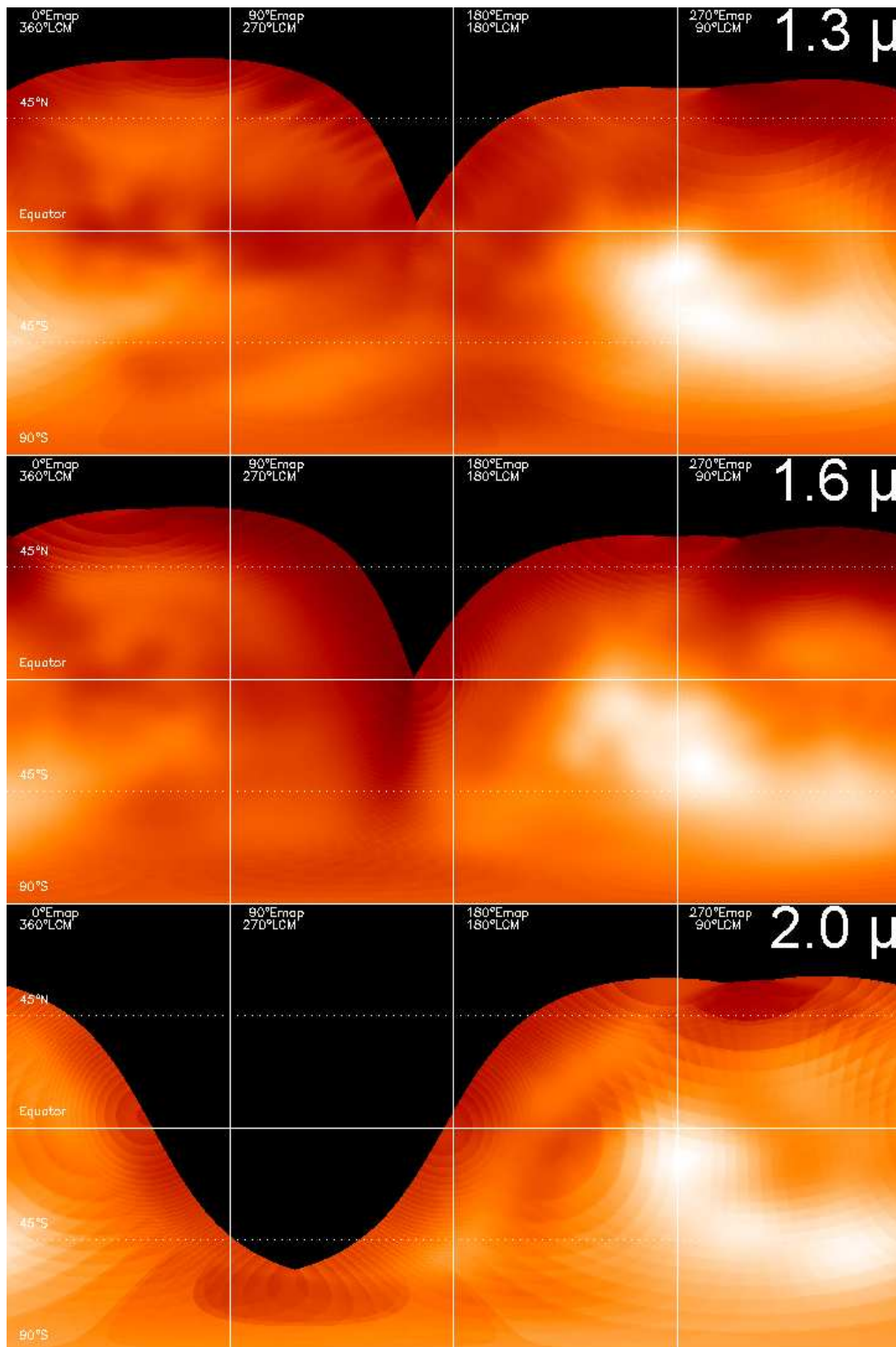


FIG. 10.9: Cartes partielles de Titan avec PUEO, à partir des images acquises entre 2001 et 2004, à 1,3 (en haut), 1,6 (au centre) et 2,0 μm (en bas). Les cartes sont similaires mais pas tout à fait identiques : les différences subtiles peuvent être dues soit à des erreurs de traitement, soit à de réelles différences de "couleur" de la surface, soit encore aux deux. Les variations de "couleur", si elles sont confirmées, seraient alors des indications précieuses pour contraindre le comportement spectral des diverses régions de Titan, dotées de compositions chimiques de surface subtilement diversifiées. À part l'imposant continent brillant sur l'équateur de la face avant, Xanadu, notons "l'appendice" brillant qui en émerge vers le Sud-Est (60° LCM, 45° S) et s'étend jusqu'à 300° LCM. L'échelle de ces cartes vaut environ 450, 600 et 700 km par pixel, à 1,3, 1,6 et 2,0 μm respectivement.

d'onde, mais nous pouvons décrire comment les zones brillantes évoluent spatialement. La Fig. 10.10 propose des extraits des cartes PUEO à 1,28, 1,6 et 2,0 μm , auxquels j'ai ajouté la projection de l'image NBC_1.08 de décembre 2001 (à 1,08 μm , nous n'avons qu'une seule image de surface avec PUEO). Toutes ces projections se concentrent sur la région de Xanadu, entre 30°E (c'est-à-dire 330°LCM) et 150°LCM.

La forme générale de Xanadu change peu, pourtant ses bords Est et Ouest ne sont pas fixes, et son point le plus brillant est rarement au même endroit. Il est même quelquefois multiple : à 1,08 et 2,0 μm , un seul pic atteint un albédo relatif supérieur à 0,9, centré vers (95°LCM, 15°S). Par contre il semble se dédoubler à 1,28 et 1,6 μm , adjoint d'un pic siamois vers (85°LCM, 35°S); l'albédo relatif de ce second pic semble même diminuer de 10% à 1,6 μm . Ces changements sont significatifs : d'une part ces changements se voient sur les disques non projetés (ce n'est donc pas un effet dû aux projections ou à la fusion des cartes partielles), et d'autre part ces changements de position sont plus grands que l'élément de résolution. En effet, les changements de position des divers pics de brillance sont de l'ordre de 20°, soit environ deux éléments de résolution de large : ceux-ci s'étalent sur 10° × 10° (c'est-à-dire 450 × 450 km) à 1,28 μm et 13° × 13° (c'est-à-dire 600 × 600 km) à 1,6 μm .

On peut dire de même de l'extension Est de Xanadu, qu'on trouve en (345°LCM, 45°S), qui semble plus prononcée à 1,6 et 2,0 μm qu'aux plus courtes longueurs d'onde.

La projection de l'image à 1,08 μm n'est pas assez précise pour nous permettre d'en déduire des valeurs de contraste à cette longueur d'onde, mais on peut voir d'après ces isocontours (Fig. 10.10) que celui-ci est plus faible à 1,08 qu'à 1,28 μm (ce qu'on peut voir aussi sur les images NACO). On constate également que les contrastes à 1,6 et 1,28 μm sont du même ordre de grandeur, ce qui était déjà montré sur la Fig. 8 du Coustenis *et al.* (2001). Je reprendrai tout ceci en 11.2.

10.2.2 Nature des motifs : débat ouvert

L'analyse de la surface et de sa topographie sont encore en cours, d'autant plus que les données Cassini continuent d'affluer. Pourtant le problème est loin d'être résolu, car une fois l'albédo de surface obtenu (via un modèle à corroborer), il faut encore modéliser l'altimétrie, l'orientation et la nature (chimique et physique) du revêtement de la surface pour remonter à la réalité. Je vais donner ici quelques exemples de modèles évoqués; le chapitre suivant sera consacré à ma propre étude de la chimie de surface, par spectroscopie, puis par spectroscopie différentielle.

Comme décrit dans Coustenis *et al.* (2001), un des composés plausibles pour expliquer la brillance continue de certains motifs (Xanadu par exemple) serait la neige ou le givre d'alcane, déposé sur le sol, ou de préférence au sommet d'une montagne ou d'une colline. La glace d'eau, au spectre sombre, reste un bon candidat pour les zones de faible albédo.

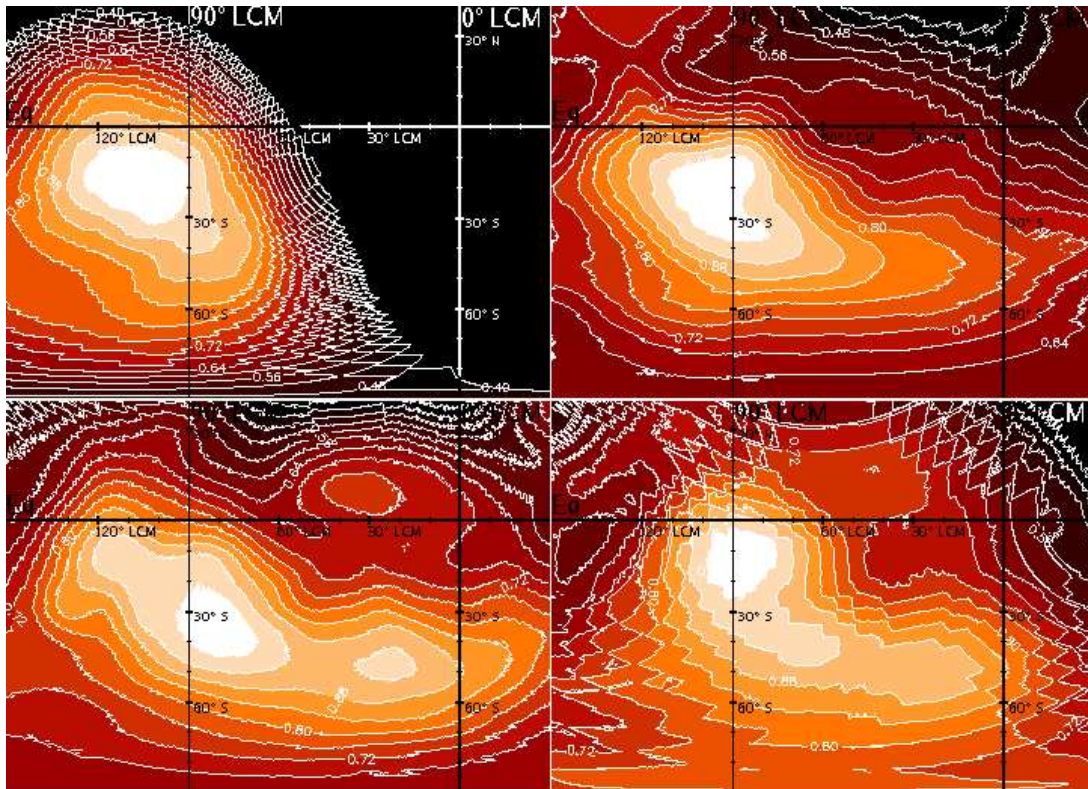


FIG. 10.10: Cartes d'albédo normalisé (le point le plus brillant a un albédo fixé à 1) de l'hémisphère avant de Titan, à quatre longueurs d'onde : 1,08 (coin supérieur gauche), 1,28 (coin supérieur droit), 1,6 (coin inférieur gauche) et 2,0 μm (coin inférieur droit). Les points les plus brillants à 1,3 μm se trouvent en (90° LCM, 15° S) et (80° LCM, 35° S), alors qu'à 1,6 μm la zone la plus brillante se trouve seulement en (80° LCM, 35° S). Les grandes longueurs d'onde montrent que la région brillante est plus allongée vers l'Est.

Une autre hypothèse en vogue jusqu'à l'atterrissage de Huygens était d'attribuer la couleur sombre à des lacs ou des mers, basaltiques à l'image de la Lune ou alors composés d'hydrocarbures liquides, indispensables réservoirs de méthane pour entretenir l'atmosphère. Les régions claires étaient comparées aux montagnes lunaires, éventuellement recouvertes de glaces (eau, méthane, éthane, dioxyde de carbone ou ammoniac) pour expliquer leur forte luminosité. Huygens a prouvé qu'il n'y avait *a priori* aucun liquide en surface, au grand dam des équipes radio et radar qui détectent des réflexions spéculaires sur Titan, généralement attribuées à la présence de liquides (Campbell *et al.*, 2003). On peut par ailleurs noter que sur nos images en infrarouge, nous ne voyons jamais la moindre réflexion spéculaire, ce qui tend à confirmer l'absence de grandes étendues liquides facilement identifiables.

10.2.3 Apport de Cassini

Contrairement à Voyager, Cassini / Huygens n'a pas déçu les géologues titanophiles, car cette fois-ci, la surface a été observée, avec une résolution angulaire jamais égalée. Quatre instruments sont particulièrement à l'honneur pour la surface : Cassini/ISS (PI C. Porco), qui permet d'imager la surface dans le visible et le proche infrarouge, Cassini/VIMS (PI R. Brown), qui associe spectroscopie et imagerie dans l'infrarouge, Huygens/DISR (PI Tomasko) qui a acquis images et spectres pendant la descente de la sonde, et Huygens/SSP (PI Zarnecki), qui a touché la surface ! La Figure 10.11 montre quelques échantillons de ces images, avec une image NACO de 2004 pour comparaison.

Toutes ces images sont superbes à regarder, et nous réservent certainement bien des surprises. Pourtant, deux contre-coups ternissent leur apparente supériorité par rapport aux mesures terrestres : premièrement, les questions les plus importantes (composition et nature de la surface) ne sont toujours pas résolues ! Deuxièmement, Huygens est limité à un seul point de mesure : le site d'atterrissage, il faudra donc extraire un maximum d'information des spectres DISR ; mais l'orbiteur Cassini est lui aussi limité, car jamais il ne pourra observer l'hémisphère Nord de jour ailleurs que dans l'infrarouge thermique (Cassini/CIRS), parce que ses batteries ne tiendront jamais suffisamment longtemps.

Cassini/ISS

Les cartes ISS sont tout à fait identiques (bien qu'à une résolution spatiale supérieure) aux cartes présentées ici, ou publiées par d'autres équipes (Meier *et al.*, 2000; Hartung *et al.*, 2004; Roe *et al.*, 2004). Les motifs, bien que plus précis, laissent encore planer le doute : il y a effectivement des régions sombres et des régions claires, mais à toutes les échelles. Ce qui n'aide en rien la compréhension de leur nature (Porco *et al.*, 2005).

Les transitions entre ces zones sont variées, faisant penser à des effets tectoniques ou érosifs, fluides ou éoliens, mais aucune preuve réelle n'est encore à portée. Le faible taux de cratérisation (3 cratères *a priori*, de 30-50 km de

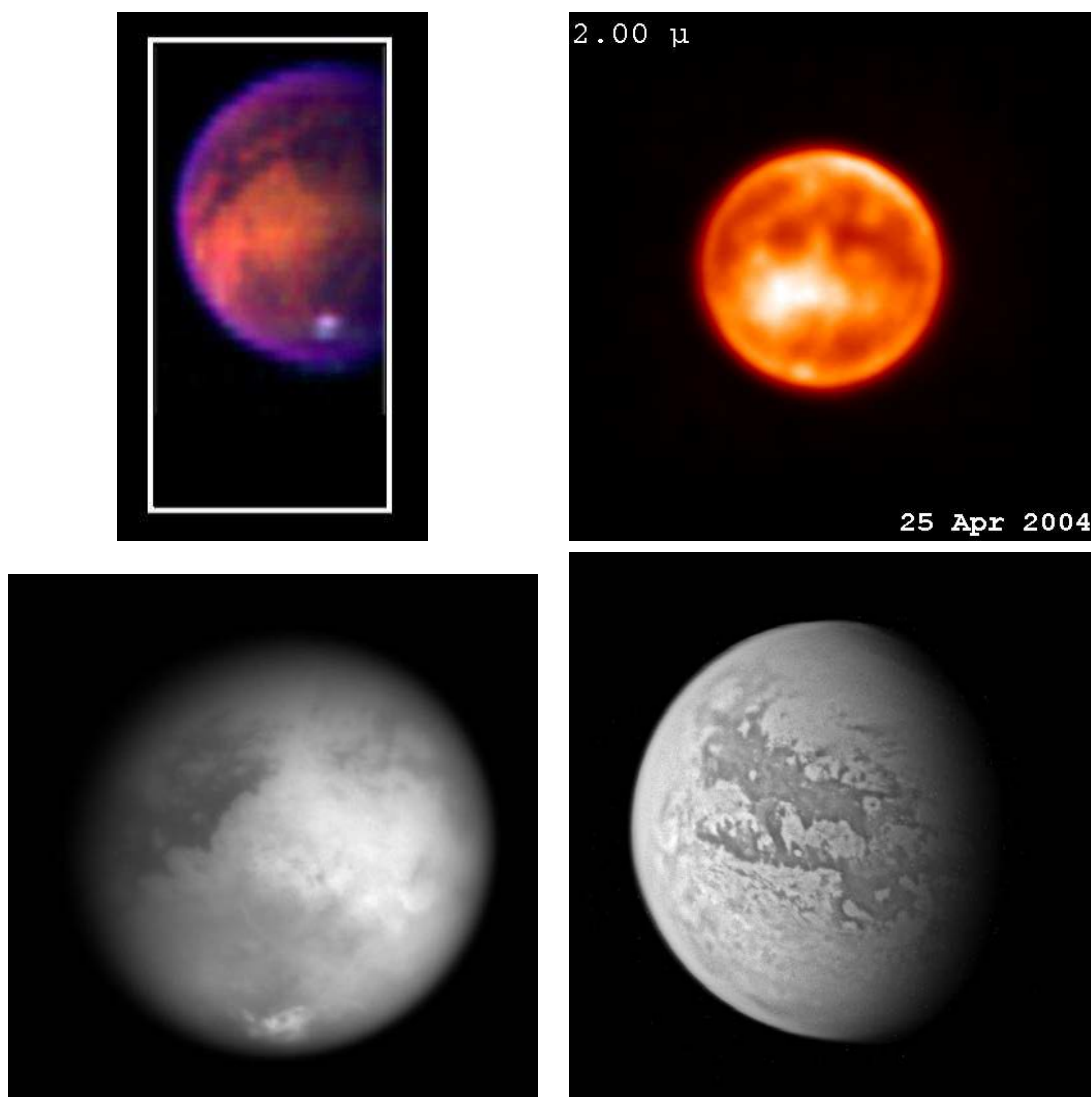


FIG. 10.11: Images de la surface de Titan par Cassini : l'image composite en fausses couleurs ($R=2,0\mu\text{m}$ - $V=2,8\mu\text{m}$ - $B=5,0\mu\text{m}$) de VIMS à T0 (2 juillet 2004, PIA06406, PI B. Brown) (a) ressemble de façon frappante à l'image à $2,0\mu\text{m}$ acquise par NACO en avril 2004 (b), prise également vers 345° LCM. Les deux images suivantes ont été prises par ISS (PI C. Porco) à TA (25 octobre 2004, $LCM\tilde{1}20^\circ$, PIA) et T4 (5 avril 2005, $LCM\tilde{2}0^\circ$, PIA), avec une résolution spatiale bien supérieure à tout ce qui est fait depuis la Terre.

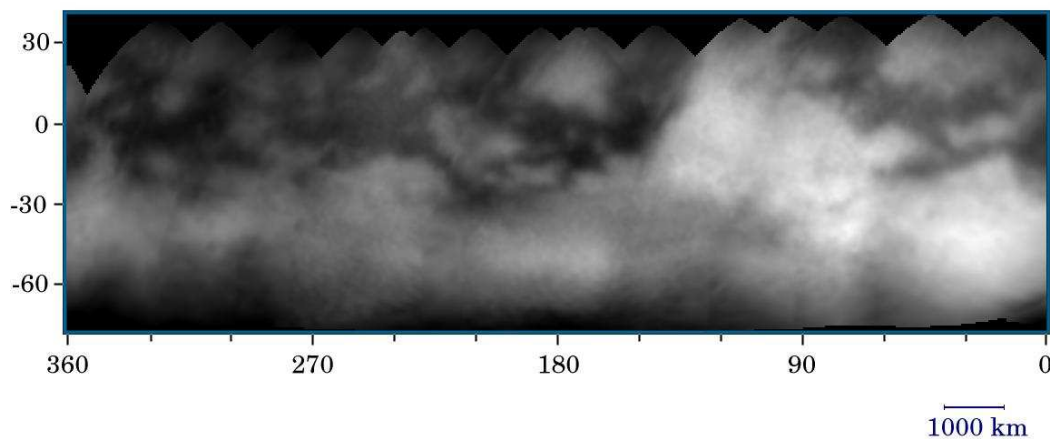


FIG. 10.12: Cartographie de Titan par ISS/Cassini à T0 (26 octobre 2004), à $0,94\mu\text{m}$. [D'après Porco et al. (2005)]

diamètre, uniquement) induit un âge de surface d'environ 130-300 millions d'années. Un lac a peut-être été trouvé au Pôle Sud (plausible car la proximité immédiate de nuages -Chapitre 9- pourrait fournir la pluie de méthane requise ; PIA 06240), et un éventuel volcan cryovolcanique (PIA 07877). Mais beaucoup trop de questions restent encore en suspens.

Cassini/VIMS

La comparaison des données VIMS à T0 (2 juillet 2004 : image (a) de la Fig. 10.11) avec nos données NACO est très gratifiante, car nous pouvons constater qu'à cette époque, l'Optique Adaptative était tout à fait compétitive avec Cassini. La résolution spatiale est bien entendu autrement supérieure depuis les premiers fly-by, mais VIMS a une très faible résolution spectrale (de l'ordre de 100).

Un des grands travaux abordés par VIMS est la reconnaissance et l'identification de motifs surfaciques. En particulier, Sotin *et al.* (2005) décrivent un dôme en forme de colimaçon, qui pourrait être (cryo)volcanique, sur la face arrière de Titan, vers 10°N , 150°LCM . D'autres analyses (Soderblom *et al.*, 2005) se concentrent sur la spectroscopie différentielle de la surface, avec encore de grands problèmes en cours d'étude.

Huygens/DISR

Les images DISR (Fig. 10.13 par exemple) sont les seules à notre disposition de la surface de Titan complètement débarrassée de son encombrante atmosphère. On y voit une zone côtière, transition entre un plateau clair veiné de crevasses et de ruisseaux sombres, et un "lac" asséché plus sombre. Par stéréographie, DISR a pu déterminer que les plateaux plus clairs étaient en-

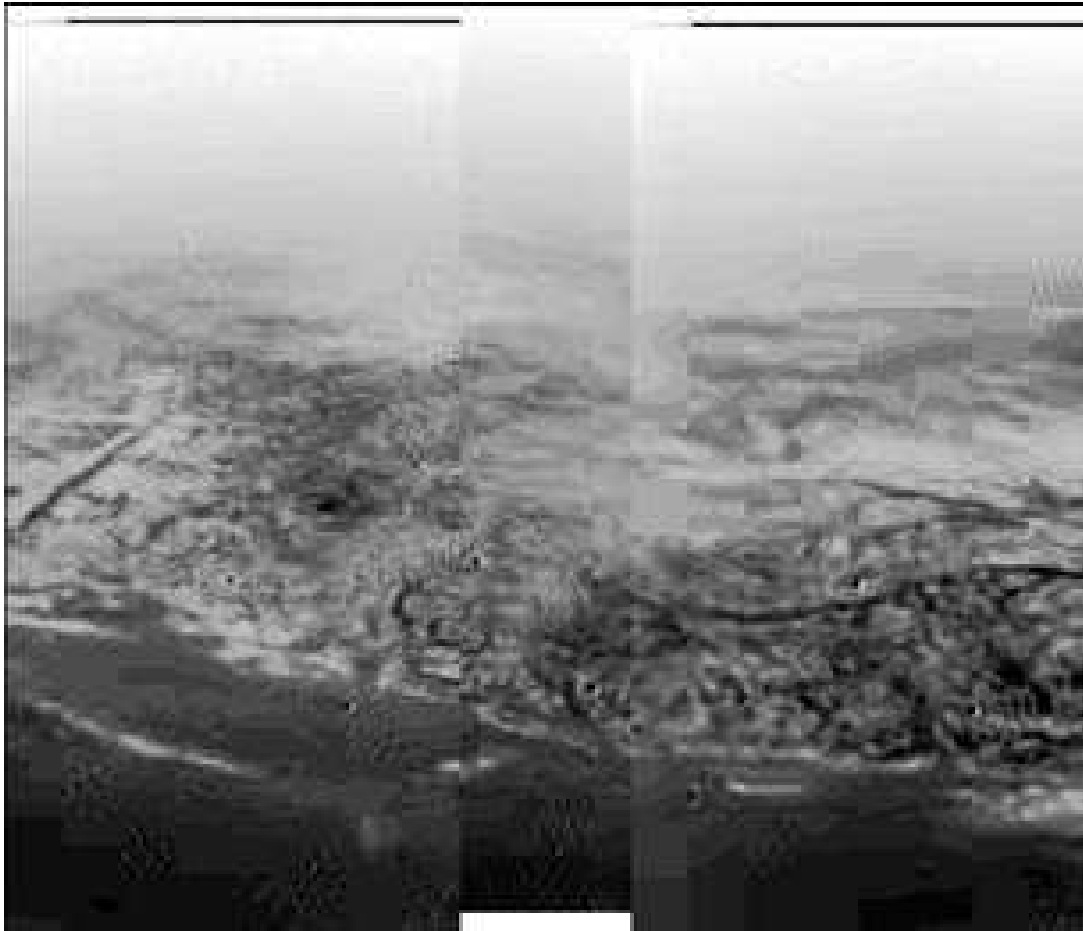


FIG. 10.13: Le 14 janvier 2005, Huygens apercevait *in situ* la surface de Titan. (PIA 07231)

viron 180 m plus haut que le fond du lac, avec des motifs érosifs profonds d'une centaine de mètres (Fig. 7 de Tomasko *et al.* (2005)). C'est la première preuve directe que la différence de couleur entre les zones sombres est imputable à la topographie. Les ruisseaux suggèrent la présence occasionnelle de méthane liquide (de la pluie ?) à la surface, alors que les crevasses cryovolcaniques pourraient provenir de la sappe causée par des sources souterraines. Les spectres DISR confirment la glace d'eau sale comme composant majeur de la surface, mais la nature de l'agent assombrissant des régions sombres n'est toujours pas connue : j'y reviendrai au Chapitre 11.

Huygens/SSP

Le *Surface Science Package* a relevé les caractéristiques physiques du sol de Titan, mais la plupart des résultats sont encore en cours d'exploitation (Zarneski, 2005; Hagermann *et al.*, 2005). L'une des mesures les plus attendues fut la courbe de décélération enregistrée par l'accéléromètre (ACC) lors de l'impact de la sonde sur la surface du satellite. Deux pics successifs se dessinent, signature d'une couche solide percutée, puis transpercée : l'expression consacrée



FIG. 10.14: Image réelle (à gauche, en couleurs reconstituées telle qu'un œil humain la verrait) et vue d'artiste (à droite, à partir des données DISR) du site d'atterrissage de Huygens. [<http://www.lpl.arizona.edu/~kholso/>]

lors de l'annonce des résultats préliminaires pour décrire la structure du sol fut "crème brûlée".

Des analyses supplémentaires sont encore en cours, pour mieux contraindre la nature de ce sol inconnu : le fond de cet éventuel lac asséché où Huygens a atterri est constitué de grains (de glace d'eau, probablement) de tailles différentes, peut-être organisés en couches, le tout baigné d'hydrocarbures liquides.

En effet Huygens a mesuré un dégazage de méthane peu après l'impact de la sonde : il y a bien une source de CH_4 cachée juste sous la surface...

Chapitre 11

Composition chimique de la surface

Sommaire

11.1 Albédo géométrique et albédo de surface	193
11.1.1 Les mesures d'albédo géométrique	194
11.1.2 Les candidats plausibles	195
11.1.3 L'albédo de surface ? trop modèle-dépendant	196
11.2 Spectroscopie différentielle	200
11.2.1 La méthode : quelques petits ajustements sont nécessaires	200
11.2.2 Résultats	204
11.2.3 Doutes et perspectives	205

La cartographie de la surface de Titan ne répond absolument pas à une question importante : de quoi est composée cette surface ? Les échos radar prévoient une surface liquide à cause de la détection de réflexions spéculaires (Campbell *et al.*, 2003), et pourtant les images Cassini/ISS, Cassini/VIMS ou Huygens/DISR montrent des paysages *a priori* secs, avec peut-être un lac ici (PIA06240) ou éventuellement une plume cryovolcanique là (PIA07877). La nature physique de la surface est encore inconnue : Huygens/SSP prévoit un amoncellement de graviers de différentes tailles, sous une surface plus compacte (Zarnecki, 2005), mais c'est la seule mesure de la texture de surface que nous ayons jusqu'à présent. La nature chimique de la surface est encore plus mystérieuse, et c'est ce que je vais développer ici.

11.1 Albédo géométrique et albédo de surface

La meilleure méthode *a priori* pour découvrir la nature chimique de la surface est d'en faire le spectre. Dans le cas de Titan, la surface ne peut être étudiée que dans les fenêtres du méthane (Section 3.1), et par l'inversion de l'albédo géométrique obtenu à ces longueurs d'onde par un modèle de transfert radiatif.

11.1.1 Les mesures d'albédo géométrique

Malgré le fait que nos méthodes de déconvolution ne préservent pas nécessairement le flux total des images (Section 5.4.1), il est possible d'en renormaliser la photométrie et d'en extraire les valeurs d'albédo géométrique. C'est ce qui est fait pour toutes nos images dès que possible (par exemple pour les cartes d'albédo géométrique de Coustenis *et al.* (2001)), et qui très souvent recoupe les résultats d'autres équipes. La Fig. 3.2 présentait la variation d'albédo géométrique (moyenné sur tout le disque) adoptée pour Titan, en fonction de la phase orbitale et de la longueur d'onde. On y voyait très bien la différence entre la face avant (LCM = 90°) et la face arrière (LCM = 270°). La similarité entre les courbes aux diverses longueurs d'onde est flagrante, et la variation sinusoïdale de l'albédo fut une preuve de l'hétérogénéité de la surface, et le glas de l'hypothèse d'océan global de méthane (Section 3.1.2). L'albédo géométrique de Titan est globalement faible, variant entre 0,20 et 0,25 en dessous de $1,28\mu\text{m}$, entre 0,13 et 0,17 à $1,6\mu\text{m}$, et entre 0,10 et 0,13 à $2,0\mu\text{m}$.

Les problèmes apparaissent dès les étapes d'interprétation des données, en particulier l'extraction de la composante de surface des images surfaciques (Section 10.1.2) et la comparaison des albédos géométriques d'une zone à l'autre sur une même image. Les sources d'erreur peuvent se décomposer en trois groupes : (a) l'incertitude sur l'efficacité de la soustraction de la composante atmosphérique, (b) la précision de la correction de l'effet centre-bord, et (c) la variabilité intrinsèque de l'albédo des régions considérées.

- (a) **Extraction de la contribution de surface** : puisque cette étape est hautement subjective, il est difficile d'en évaluer l'impact sur nos calculs. Dans le cas de NACO, nous avons acquis des images avec des filtres étroits exclusivement : ceci nous assure de sonder des couches d'altitude bien précises, et d'éliminer la composante atmosphérique de ces altitudes sans modifier la composante de surface. Cependant il est possible que toute la composante atmosphérique ne soit pas éliminée : en sur-appliquant cette soustraction jusqu'à modifier les motifs au centre du disque, j'ai trouvé que l'albédo géométrique était fiable à 1% près. Dans le cas de PUEO, la moindre résolution du télescope fait que la soustraction par filtres étroits est plus sensible (car le tore correspondant à la principale composante atmosphérique, sur le limbe de Titan, empiète déjà sur une large portion de la surface), et nous amène à une barre d'erreur de 5%. Le pire cas concerne les images PUEO à $1,28\mu\text{m}$, car les seules images atmosphériques que nous en ayons sont issues de filtres larges, qui peuvent facilement sur-corriger la composante atmosphérique, impliquant une incertitude de 15% !
- (b) **Correction de l'effet centre-bord** : cette étape dépend de la fiabilité du modèle, mais je ne peux pas objectivement critiquer ce paramètre. Je peux par contre mesurer l'erreur qui peut apparaître lors de l'application des filtres cylindriques calculés (Section 3.2.4). Leurs effets sont maximaux au niveau des limbes, par contre au centre du disque (dans la limite des 60° par rapport au *nadir*) la variation de flux pour les images

NACO et PUEO ne dépasse pas les 2%.

- (c) **Variations intrinsèques** : pour toutes les mesures d'albédo géométrique, il ne faut pas oublier de considérer des zones larges d'au moins un élément de résolution, qui couvrent donc plusieurs pixels du CCD (Fig. 5.2). La petitesse de l'élément de résolution sur NACO laisse une marge de 6% sur la variation de flux des pixels au sein de cet élément de résolution; inversement, avec une plus faible résolution, la variabilité sur PUEO peut atteindre 18%.
- **Au final** : on trouve donc des variations d'albédo géométrique de $\pm 10\%$ sur NACO à toutes les longueurs d'onde. Pour PUEO, les barres d'erreur valent $\pm 20\%$, sauf à $1,28\mu\text{m}$, où elles atteignent $\pm 30\%$.

11.1.2 Les candidats plausibles

Avant toute chose, élaborons une liste de candidats plausibles pour la surface de Titan, à partir de raisonnements simples. Comme décrit au Chapitre précédent, la surface est constellée de zones brillantes et sombres, de taille variable, à toutes les échelles. Une constatation reste toujours valable : ce qui est brillant le reste à toutes les longueurs d'onde. Nos images entre $0,94\mu\text{m}$ et $2,0\mu\text{m}$ l'attestent sur 5 fenêtres du méthane, d'autres études (VIMS par exemple, d'après Soderblom *et al.* (2005); Nelson *et al.* (2005)) le montrent également sur la gamme $0,8-5\mu\text{m}$. À part quelques variations locales, il n'y a pas d'exceptions sur nos images, aucun retournement d'albédo (aucune zone brillante ne devient subitement sombre à une longueur d'onde donnée, et l'inverse ne se produit pas non plus, à l'échelle de résolution que nous pouvons atteindre). Mais nous ne pouvons pas exclure des variations dans les limites de notre photométrie. Par exemple, si un endroit s'assombrit un peu, nous ne pourrions pas le savoir à cause de la déconvolution.

Tout d'abord, pourrait-on évoquer la topographie en lieu et place de la composition chimique pour expliquer l'aspect de la surface? Pourquoi les cartes sont-elles toutes aussi semblables quelque soit la longueur d'onde? Une telle constance pourrait s'expliquer par la présence de reliefs sur la surface. On peut même envisager (Coustenis, 1997) des montagnes pointant au-dessus de la brume ou des nuages, qui, bien qu'avec le même revêtement superficiel que le reste de la surface (sans même évoquer glaces ou neige), apparaîtraient plus brillantes sur nos cartes, car les photons seraient moins absorbés par l'atmosphère, ayant moins de chemin à parcourir pour parvenir jusqu'à elles. Malheureusement, se reposer sur l'altitude seule de la topographie ne donne aucun résultat probant, nécessitant des reliefs bien trop larges et hauts pour Titan : une montagne de 32 km de hauteur couvrant la moitié de la face avant ne satisfait pas seule la différence d'albédo. Même se contenter de cette hypothèse pour de toutes petites zones en limite de résolution spatiale requiert des montagnes hautes de 2-3 km. Ceci est bien loin des 100 m de variations altimétriques mesurés par Cassini, même si Cassini/RADAR (P.I. C. Elachi) n'a pu sonder que de très petites zones sur le disque, loin de Xanadu, et laisse encore le doute planer sur le reste du paysage titanien.

Revenons donc à des hypothèses chimiques pour expliquer ces tendances observées. Titan étant une petite planète tellurique, on peut supposer qu'il y a quelque part dans sa croûte solide des traces de silicates, et j'ai donc recherché des informations sur l'olivine et le pyroxène, qui m'ont amené à http://www.msss.com/small_bodies/near_new/Mineral_spectra.gif et à quelques valeurs numériques publiées dans la littérature, comme par exemple (Lucey *et al.*, 2002) ou (Hinrichs & Lucey, 2002). On y voit que les silicates montrent en particulier une forte absorption vers $1\mu\text{m}$.

La photochimie atmosphérique de Titan nous fournit également d'autres composants plausibles qui pourraient sédimenter depuis l'atmosphère : les tholins (P. Coll, communication privée) et les hydrocarbures. Ces derniers sont indissociables de la chimie atmosphérique, et les titanophiles recherchent encore le méthane liquide nécessaire à l'entretien de l'atmosphère de Titan. Je considérerai donc des hydrocarbures liquides, au spectre généralement sombre et plat (albédo inférieur à 0,05 Grundy *et al.* (2002) et B. Schmitt, communication privée), mais aussi des hydrocarbures solides, en particulier les glaces de méthane et d'éthane qui doivent pouvoir survivre aux conditions sur Titan, et dont le spectre est brillant à toutes nos longueurs d'onde (Schmitt *et al.*, 1998). Les tholins, quant à eux, ont un spectre plutôt plat, brillant dans le proche infrarouge, mais décroissant rapidement dans le visible (en dessous de $1,3\mu\text{m}$). Enfin, j'ai ajouté à cette liste la glace d'eau. Ce solide a été suggéré à plusieurs reprises (Coustenis *et al.*, 1995; Griffith *et al.*, 2003) comme constituant majeur de la surface, probablement sali par d'autres composés plus sombres (comme ceux que j'ai énumérés ci-dessus). Le spectre de la glace d'eau est brillant de 1 à $1,4\mu\text{m}$, avec une forte décroissance à $1,6$ puis $2,0\mu\text{m}$, où l'eau a de fortes bandes d'absorption.

Par curiosité, j'ai ajouté également d'autres glaces, comme les glaces de CO_2 ou NH_3 , même si leur existence n'a pas été prouvée, et leur présence sous forme gazeuse dans l'atmosphère est au mieux anecdotique.

11.1.3 L'albédo de surface ? trop modèle-dépendant

Alors qu'il y a un consensus sur l'albédo géométrique de Titan dans le proche infrarouge, il n'en est absolument pas de même pour l'albédo de surface. Deux écoles en particulier travaillent sur ce sujet (voir par exemple Coustenis *et al.* (2001) et Griffith *et al.* (2003)), avec des résultats pour le moins différents. Pour comparer ce qui est comparable, j'ai repris les valeurs d'albédo géométrique publiées dans Griffith *et al.* (2003), puis utilisé notre code de transfert radiatif pour remonter à l'albédo de surface de plusieurs façons. Ceci a donné naissance à la Fig. 11.1, qui permet de comparer à la fois le spectre de surface de Titan aux spectres de candidats énoncés ci-dessus, et également de comparer l'impact des paramètres d'entrée du modèle sur l'albédo de surface trouvé.

Outre les spectres de composants de surface plausible, la Fig. 11.1 présente plusieurs séries de courbes, obtenues par notre équipe ou prélevées ou recalculées à partir de la littérature. Je n'y ai ajouté que la mesure d'OASIS à

0,94 μm (novembre 2000), et pas toutes les mesures PUEO ou NACO entre 1,08 et 2,0 μm , par souci de simplicité. Ici les barres d'erreur reflètent trois paramètres : la variabilité d'albédo géométrique en entrée du programme, la sensibilité à la longueur d'onde (puisque les coefficients du méthane varient considérablement au sein même d'une fenêtre du méthane, et toutes les images ne sont pas acquises nécessairement avec des filtres de centre et de largeur identique ; cela se traduit par les barres d'erreur en gras) et à la distribution de brumes dans l'atmosphère de Titan (ici je parle de la définition du profil de densité de brumes, avec ou sans cut-off, voir Section 3.2 ; quand nous augmentons de 40% la densité de brumes¹ l'albédo de surface décroît - puisqu'il y a désormais plus d'éléments absorbants sur le trajet de la lumière - d'environ 30% pour $\lambda < 1 \mu\text{m}$, 20% pour 1,08 μm , et 10% au plus pour 1,28 $< \lambda < 2 \mu\text{m}$; les barres d'erreur relatives à cette définition du profil de brume sont indiquées en trait fin).

- o La mesure d'albédo de surface par OASIS, lors de la mission de novembre 2000 : à 939 nm, les zones sombres ont un albédo de $0,29 \pm 5\%$, et Xanadu, un albédo de $0,37 \pm 10\%$; la valeur moyennée sur le disque de l'albédo de surface (0,34) est indiquée ici par un petit losange doré
- a Les mesures de notre équipe avec FTS/CFHT (Coustenis et al., données non publiées du 19 août 1995 acquises sur l'hémisphère avant de Titan) : losanges pleins noirs
- b Les données publiées par Griffith *et al.* (2003) (que j'ai estimées à 0,26, 0,25, 0,14 et 0,13 à 1,08, 1,28, 1,58, et 2,0 μm respectivement) avec les barres d'erreur publiées conjointement : triangles noirs
- c L'albédo de surface obtenu par réanalyse de l'albédo géométrique de Griffith *et al.* (2003), avec notre modèle mais les coefficients du méthane publiés dans ce même article : croix violettes
- d L'albédo de surface obtenu par réanalyse de l'albédo géométrique de Griffith *et al.* (2003), avec notre modèle et nos coefficients du méthane (développés Section 3.2) : astérisques violettes ; on retrouve les conclusions de Coustenis *et al.* (1995) qui décrivaient un albédo de surface 25 à 50% plus brillant dans la gamme 1-2 μm que celui publié ici par Griffith *et al.* (2003).

Tout d'abord, la comparaison des séries (b) et (c) permet de visualiser l'impact du choix du profil de brumes (taille des aérosols, densité, niveau de cut-off, profil vertical, etc...) dans le calcul de l'albédo de surface : notre modèle renvoie des valeurs supérieures de 0,10 à celles publiées par Griffith *et al.* (2003), même si l'allure générale du spectre de surface est identique. Les coefficients du méthane sont les mêmes dans les deux cas : ceux publiés dans l'article de Griffith *et al.* (2003).

A profil de brume fixe mais coefficients du méthane variables (cas (c) et (d)), on peut témoigner de l'énorme importance de ces coefficients dans le modèle. Pour commencer, les barres d'erreur peuvent atteindre 70% (à 1,08 μm), et l'allure globale du spectre en est complètement chamboulée : autant les valeurs

¹ce qui est requis pour reproduire l'albédo géométrique au-delà de 3 μm (Coustenis, 2004)

à 0,83, 0,94, 1,6 et 2,0 μm restent compatibles (dans l'intervalle des barres d'erreur), autant les albédos de surface à 1,08 et 1,28 μm varient d'un facteur 2 et 3 respectivement !

Enfin, toutes nos valeurs (OASIS à 0,94 μm , et son albédo de surface moyen de 0,34 ; comme les résultats (a) du FTS/CFHT de 1995) sont compatibles (marginale à 1,28 μm) avec les valeurs recalculées de Griffith *et al.* (2003)

Albédo de surface moyen : méthode américaine

Selon la sélection de coefficients du méthane adoptée, les conclusions changent du tout au tout. Griffith *et al.* (2003) démontre (courbe (b)) que la glace d'eau pourrait suffire à expliquer les variations d'albédo de surface. Il faut pour cela la salir un peu pour assombrir de façon uniforme pour obtenir un spectre plat légèrement décroissant. Des hydrocarbures liquides peuvent faire l'affaire.

Albédo de surface moyen : méthode européenne

Notre modèle renvoie un spectre de surface bien plus contrasté : entre 0,8 et 1,3 μm , le spectre augmente rapidement, puis décroît aussi rapidement de 1,6 à 2,0 μm . La glace d'eau est encore un bon candidat, mais il faut la salir cette fois-ci avec des composants bien plus spécifiques, particulièrement sombres aux courtes longueurs d'onde. La courbe intrinsèque de la glace d'eau suffit à expliquer la tendance décroissante de notre spectre au-delà de 1,6 μm . Les tholins peuvent être une solution, mais Lellouch *et al.* (2003) propose en sus des bitumes ou des allènes solides, dont le spectre présente de fortes raies d'absorption très localisées à 5 μm .

Qu'en est-il de l'albédo de surface des régions brillantes ou sombres ?

Les résultats que je viens de présenter reposent tous sur des valeurs d'albédo géométrique moyens mesurés sur la totalité du disque de Titan, sur l'hémisphère avant dans notre cas. On peut constater que les hydrocarbures, bien que présents en grand nombre dans l'atmosphère, n'ont pas la part belle dans nos diverses conclusions : la décroissance entre 1 et 2 μm (forte -Coustenis *et al.* (1995); Hirtzig *et al.* (2005b)- ou faible -Griffith *et al.* (2003)-) du spectre de surface n'est pas compatible avec le spectre des glaces de méthane ou d'éthane, qui sont toutes deux brillantes dans les fenêtres du méthane. Mais l'absence de détection d'absorptions caractéristiques de ces composants n'exclut par pour autant leur présence sur le sol de Titan.

En particulier, une réponse n'est pas apportée par l'étude des spectres moyens : la différence entre les zones claires et sombres. Les zones brillantes le sont toujours, ce qui sous-entend une absence de raies d'absorption dans les domaines spectraux que nous étudions. Les glaces d'hydrocarbures peuvent justement répondre à ce critère. De plus, en utilisant le relief comme support (l'altitude par exemple), les conditions thermodynamiques sur Titan font que

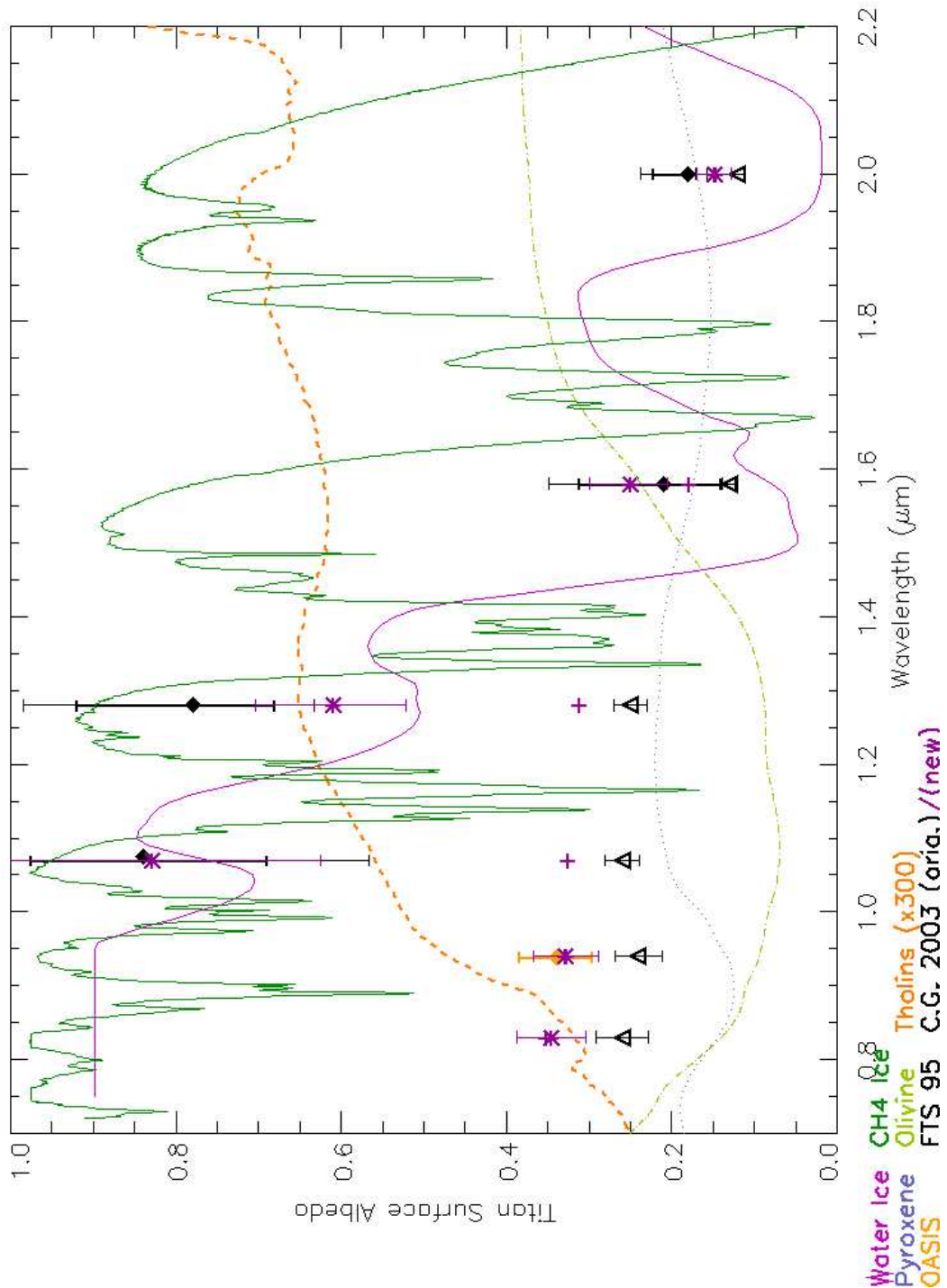


FIG. 11.1: Figure composite montrant les diverses courbes d'albédo de surface de l'hémisphère avant de Titan en fonction de la longueur d'onde, calculées par notre modèle de transfert radiatif. Y sont représentés :

(0) à $0,94\mu\text{m}$, albédo de surface issu des données OASIS de novembre 2000 (losange doré) ;

(a) losanges noirs : données FTS/CFHT de 1995 non publiées (Coustenis) ;

données extraites de Griffith et al. (2003), soit dans leur format original ((b) triangles noirs), soit recalculées avec notre modèle ((c) croix violettes : notre modèle et la sélection de coefficients du CH_4 publiés dans Griffith et al. (2003) ; (d) étoiles violettes : notre modèle et nos coefficients du méthane, similairement à (0,a)).

Des spectres de glaces de méthane ou d'eau (tronqués en dessous de $0,96\mu\text{m}$) pour des tailles de grains de $500\mu\text{m}$ sont ajoutés pour comparaison. Leur sont adjoints deux courbes de réflectance de silicates, l'olivine (courbe vert pâle discontinue point-trait) et le pyroxène (courbe bleue discontinue en points), de même que la réponse des tholins (courbe orange discontinue en traits). [D'après Hirtzig et al. (2005b)]

TAB. 11.1: *Contraste des motifs de surface. Les valeurs ici sont données brutes $\frac{B_{obs}}{D_{obs}}$ avec les barres d'erreur initiales imposées sur la mesure des flux, puis corrigées de la composante additive des aérosols $\frac{B_{surf}}{D_{surf}}$, ce qui n'influe que marginalement sur les barres d'erreur. La correction est nulle à $2,0\mu\text{m}$, par définition.*

Longueur d'onde (μm)	NACO		PUEO	
	$\frac{B_{obs}}{D_{obs}}$	$\frac{B_{surf}}{D_{surf}}$	$\frac{B_{obs}}{D_{obs}}$	$\frac{B_{surf}}{D_{surf}}$
1,08	$1,5 \pm 0,3$	$1,7 \pm 0,3$	$2,0 \pm 0,6$	$2,6 \pm 0,8$
1,28	$1,9 \pm 0,4$	$2,0 \pm 0,4$	$2,6 \pm 1,3$	$3,0 \pm 1,5$
1,6	$1,7 \pm 0,3$	$1,7 \pm 0,3$	$2,6 \pm 0,8$	$2,7 \pm 0,8$
2,0	$2,1 \pm 0,4$	$2,1 \pm 0,4$	$3,2 \pm 0,9$	$3,2 \pm 0,9$

le givre d'éthane pourrait survivre dans certaines conditions de non-équilibre, sur le sommet d'une montagne par exemple. On peut donc envisager de rehausser le spectre des zones brillantes par l'ajout d'une contribution de glaces d'hydrocarbures maintenues par la topographie du lieu.

Ceci n'expliquera pas les subtiles variations de "couleur" observées (Section 10.2), preuve s'il en est qu'un seul mélange de constituants ne pourra jamais expliquer la complexité de la surface.

Que conclure ?

Il n'y a pour l'instant pas de réponse définitive par la spectroscopie directe de l'albédo de surface de Titan. Les modèles sont trop variables, et renvoient des valeurs trop différentes pour trouver ne serait-ce que la composition moyenne de la surface. L'urgence est de trouver un consensus (observationnel ? théorique ? expérimental ?) sur la vraie valeur des coefficients du méthane, car c'est LE facteur limitant de toute interprétation. Le doute plane donc encore sur la composition chimique du sol de Titan, même si glaces d'eau et d'éthane sont pressenties pour y avoir un important rôle à jouer.

11.2 Spectroscopie différentielle

Avec l'échec de la mesure directe du spectre de surface de Titan, il faut trouver une autre méthode, qui pourrait limiter l'usage de modèles, tant qu'un consensus n'est pas obtenu sur leur définition. La spectroscopie différentielle pourrait-elle nous aider ?

11.2.1 La méthode : quelques petits ajustements sont nécessaires

Nous avons vu que les zones brillantes sur la surface de Titan le restaient à toutes les longueurs d'onde, avec quelques variations locales de "couleur". De même, les zones sombres le restent aussi. Pourtant, tout au cours du Chapitre

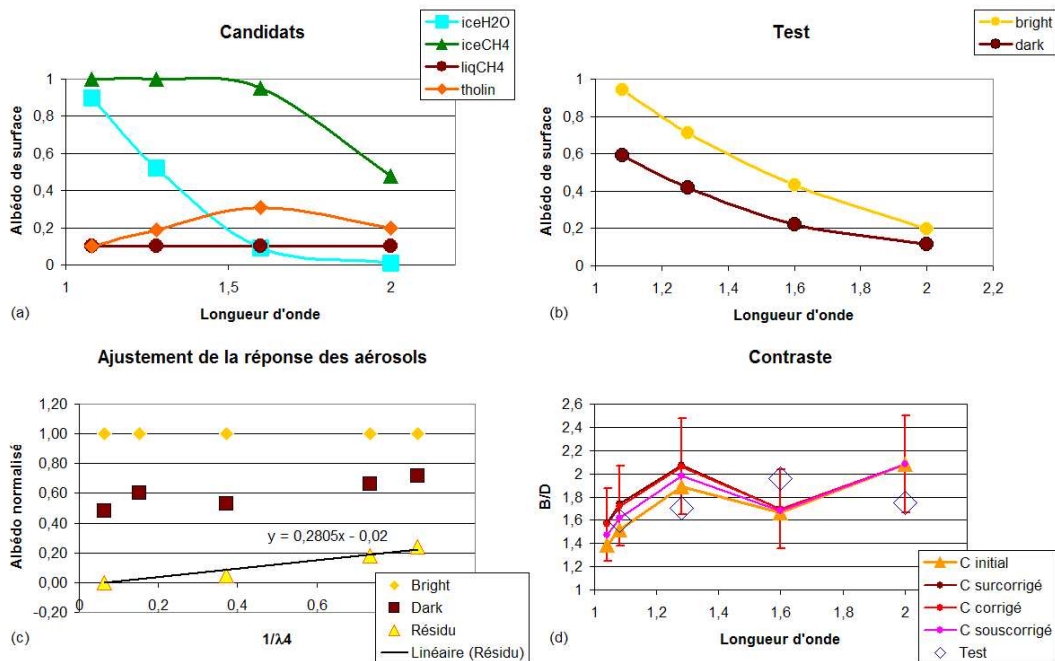


FIG. 11.2: Spectroscopie différentielle à partir des images NACO 2002-2005.

(a) Spectres grossiers de quatre candidats considérés : glace d'eau en bleu clair, glace d'hydrocarbure en vert, hydrocarbures liquides en brun, tholins en orange.

(b) Un des meilleurs ajustements réalisés prend en compte deux spectres fictifs de compositions suivantes : 60% de glace d'eau et 40% de glace d'hydrocarbures pour la zone brillante (B) en jaune ; 50% de glace d'eau, 25% d'hydrocarbures liquides, 15% de tholins et 10% de glaces d'hydrocarbures pour la zone sombre (D) en marron.

(c) Ajustement d'une courbe de puissance pour la réponse des aérosols : l'albédo de la zone brillante (en jaune) est normalisé à 1 dans toutes les fenêtres, ce qui impose une renormalisation du flux des zones sombres (en marron); en supposant une composante nulle pour les aérosols à $2,0\mu\text{m}$, le résidu (triangles orangés) comprend à la fois une information résiduelle de surface et une information sur les aérosols, qu'on assimile à une diffusion Rayleigh.

(d) Contraste en fonction de la longueur d'onde, mesuré, corrigé et ajusté : le contraste brut non corrigé des aérosols est dessiné en triangles jaunes; diverses corrections (correspondant à différentes lois possibles pour la réponse des aérosols) de ce contraste brut sont proposées en rose (correction minimaliste), en rouge (correction adoptée ici, avec les barres d'erreur totales) ou en brun (correction poussée); enfin les losanges bleus situent les valeurs de contraste obtenues pour le test présenté en (b), avec $\rho=0,56$.

10, j'ai souligné que le contraste entre ces zones n'était pas constant. C'est donc l'étude de ce contraste en fonction de la longueur d'onde qui va nous servir de base pour cette étude-ci. La méthode est simple : mesurer le flux (l'albédo géométrique par exemple) moyen des zones brillantes sur une région large d'un élément de résolution, et faire de même pour les zones sombres. Le "contraste" que je considère est le simple rapport d'intensité lumineuse entre les deux. Il est envisageable de différencier les zones entre elles, ou de différencier les hémisphères de traîne ou de front. Dans un premier temps, l'étude statistique prévaudra, et tous les contrastes mesurés serviront à bâtir les grandes lignes d'une étude plus précise qui suivra à l'avenir. A partir des spectres de candidats plausibles (11.1.2), il faudra trouver des combinaisons de composés chimiques à la fois pour les zones brillantes et pour les zones sombres, afin de reconstituer à la fois l'allure mais aussi les valeurs numériques de contraste trouvées en fonction de la longueur d'onde.

Hypothèse 1 : limitons les effets systématiques

Pour garder l'intégrité de cette courbe de contraste, j'ai limité au maximum l'utilisation de traitements ou de raffinements inutiles, qui ne pourraient qu'ajouter des barres d'erreur supplémentaires lors de leur application. Dans un rapport de spectres, tous les effets systématiques qui se traduisent par des coefficients multiplicatifs sont supprimés. Ce n'est évidemment pas le cas des facteurs additifs.

L'hypothèse principale repose sur la région du disque considérée : la portion incluse dans le cône des 60° par rapport au *nadir*. Je corrige les effets géométriques (effet centre-bord), à l'exclusion de tout autre effet. Les barres d'erreur sur les mesures de flux correspondent donc exactement à celles développées en 11.1.1 (extraction de la composante de surface, sous-corrrection de l'effet centre-bord, variations intrinsèques sur un même élément de résolution), valant 10% (NACO), 20% (PUEO en général) ou 30% (PUEO à $1,28\mu\text{m}$). En particulier, je n'utilise absolument pas le modèle de transfert radiatif, pour reposer le moins possible sur les coefficients du méthane. L'hypothèse que je formule donc est hautement subjective : sur cette portion du disque, l'atmosphère a toujours le même comportement. Cela signifie que je suppose une atmosphère uniforme, de même composition (chimique et aérosols), de même épaisseur sur toute cette portion de la surface.

Hypothèse 2 : modélisons simplement les aérosols

Tous les effets systématiques multiplicatifs sont simplifiés dans cette méthode. La composante absorbante des tholins est donc éliminée, par contre la diffusion par les aérosols est une composante additive. En notant B le flux des zones brillantes et D (pour *Dark*) le flux des zones sombres, on a donc :

$$\frac{B_{obs}}{D_{obs}} = \frac{B_{surf} + A}{D_{surf} + A}$$

où A est la composante additive due aux aérosols. Pour obtenir une vraie courbe de contraste (B_{surf}/D_{surf}) en fonction de la longueur d'onde, il faut éliminer cette composante A . Cette contribution est largement éliminée par l'utilisation de filtres atmosphériques pour éliminer les motifs visibles (voir Section 10.1.2), mais les aérosols très proches de la surface (et DISR a prouvé qu'il y en avait) sont insuffisamment corrigés. Pour ce faire, j'ai supposé une diffusion de type Rayleigh pour ces aérosols, une loi en λ^{-4} qui s'annulerait à $2,0 \mu\text{m}$ (puisque l'influence des aérosols diminue avec la longueur d'onde, et ne dépasse pas 10% à $2,0\mu\text{m}$, comme décrit Fig. 3.9).

Pour quantifier cette composante additive, j'ai normalisé toutes les mesures en albédo géométrique relatif, fixant l'albédo des zones les plus brillantes B_{obs} à 1. L'allure de la courbe des D_{obs} trahit alors la contribution des aérosols, que j'ai pu ajuster pour obtenir cette loi-ci :

$$A = 0,2805 \times \left(\frac{1}{\lambda^4} - \frac{1}{2,0^4} \right)$$

Où λ est en microns, et A est donnée en mesure d'albédo géométrique relatif (ceci sera justifié en Fig. 11.2c). Cette composante est donc soustraite de toutes les mesures pour obtenir enfin le rapport attendu $\frac{B_{surf}}{D_{surf}}$. Cette opération ajoute une barre d'erreur de $\pm 0,05$ sur les valeurs de contraste.

Détails supplémentaires

Deux critères sont pris en compte pour quantifier la validité d'un couple de mélanges : le premier est la ressemblance de la courbe de contraste résultante à celle mesurée, prise égale à la distance euclidienne entre les points de test et les points de mesure, soit

$$\rho = \sqrt{\sum_{\lambda=1,08;1,28;1,6;2,0} \left(\frac{B_{surf}(\lambda)}{D_{surf}(\lambda)} - \frac{B_{test}(\lambda)}{D_{test}(\lambda)} \right)^2}$$

Ce facteur ρ tend vers 0 quand les points de test se rapprochent des points de mesure nominaux. C'est donc un paramètre que l'on peut chercher à minimiser pour trouver l'ajustement idéal. La deuxième vérification, évidente mais importante, est de s'assurer que le mélange B_{test} est toujours plus brillant que le mélange D_{test} . En effet, on peut facilement imaginer des cas théoriques où ρ serait petit (inférieur à 1,0) alors que l'un des $\frac{B_{test}}{D_{test}}$ est inférieur à 1,0 (là où le contraste réel est initialement faible, typiquement à courte longueur d'onde). On s'assure donc de ce fait en vérifiant que l'écart maximal de la courbe mesurée aux points de test est inférieur aux barres d'erreur qui atteignent $\pm 0,4$ pour les images NACO². Ceci signifie que nous vérifions que le contraste testé est toujours supérieur à environ 1,4-1,6 (puisque le contraste mesuré l'est).

²On estime ici 10% d'erreur relative sur les flux, ajoutés aux $\pm 0,05$ d'erreur absolue sur la correction de la composante des aérosols, donc environ 20% d'erreur relative en tout sur le contraste, ce qui fait $\pm 0,4$ d'erreur absolue pour les valeurs de contraste obtenues, qui valent en moyenne 2,0.

11.2.2 Résultats

L'étude que je vais décrire ici repose uniquement sur l'étude des données NACO depuis 2002. L'étude préliminaire des images PUEO donne des courbes de contraste aux allures similaires, mais les valeurs numériques, bien que supérieures pour PUEO, sont toujours compatibles dans les barres d'erreur que nous avons. Il faudra obtenir d'autres données pour affiner ces mesures.

La mesure du contraste maximal sur les images est résumée en Table 11.1. Bien que ce ne soit pas évident sur les courbes de contraste brut, le contraste évolue en dents de scie, croissant de $1,08$ à $1,28\mu\text{m}$, puis décroissant vers $1,6\mu\text{m}$ légèrement pour y retrouver une valeur semblable à celle à $1,08\mu\text{m}$, enfin le contraste croît vers $2,0\mu\text{m}$, où il sera maximal. On peut constater que dans nos barres d'erreur, un contraste constant de $1,8-2,0$ est aussi possible. Avec PUEO, comme on l'avait repéré dans Coustenis *et al.* (2001), le contraste brut semble égal à $1,28$ et $1,6\mu\text{m}$, mais le brouillage par les aérosols est plus efficace à $1,28\mu\text{m}$, ce qui signifie que le contraste réel y est plus prononcé. Le problème principal de PUEO est l'utilisation des données à $1,28\mu\text{m}$, puisque la suppression de la composante atmosphérique se fait par l'utilisation de filtres larges, impliquant une grande barre d'erreur sur le flux obtenu. Pour le moment, je me contenterai donc d'étudier le contraste d'après les images NACO obtenues depuis 2002.

La Figure 11.2 reprend toutes les étapes de cette étude. Les candidats étudiés sont représentés en Fig. 11.2a, adaptés de plusieurs sources. Le spectre de la glace d'eau est inspiré des mesures en laboratoire de B. Schmitt sur de la glace d'eau dont les grains ont une taille de $500\mu\text{m}$. Les glaces d'hydrocarbures sont symbolisées ici par ce spectre simplifié de glace de méthane pour des grains de $500\mu\text{m}$. N'ayant pas de spectre d'hydrocarbures liquides à ma disposition, j'ai considéré un spectre plat d'albédo $0,1$, appelé abusivement "méthane liquide". Enfin, le spectre des tholins a été fourni par P. Coll, et réduit à sa plus simple expression en n'en prenant que quatre points de mesures.

L'ajustement de la réponse des aérosols est illustré en Fig. 11.2c, permettant de trouver le coefficient $0,2805$, qui factorise la diffusion Rayleigh supposée s'annuler à $2,0\mu\text{m}$. Cette représentation est très grossière, et devra peut-être être reprise à l'avenir.

La Fig. 11.2b donne l'albédo de surface des zones brillantes et sombres, dans le cas d'un test qui s'ajuste bien aux données, comme on peut le voir en Fig. 11.2d ($\rho = 0,56$; l'écart maximal entre les mesures de contraste corrigé et le contraste pour ce cas théorique est de $0,35$). La composition chimique des zones considérées est :

Région brillante (B) : 60% de glace d'eau et 40% de glace d'hydrocarbures

Région sombre (D) : 50% de glace d'eau, 25% d'hydrocarbures liquides, 15% de tholins et 10% de glaces d'hydrocarbures.

Enfin, la Fig. 11.2d présente les courbes de contraste, avant et après correction de la composante additive des aérosols. Les différentes courbes de contraste

corrigé correspondent à différents coefficients multiplicatifs que l'on peut obtenir à partir de l'ajustement décrit en Fig. 11.2c : 0,2805 est le coefficient optimal, mais on peut prendre des pentes plus prononcées (0,30 en brun) pour accentuer l'importance de la composante des aérosols dans le résidu ajusté, ou alors une pente plus faible (0,16 en rose) pour minimiser l'impact des aérosols. Ces variations sont minimales par rapport à la taille des barres d'erreur sur les contrastes, imposées par les incertitudes sur les valeurs de flux.

Plusieurs résultats de cette étude, bien que préliminaires, sont importants à souligner.

- * Tout d'abord, on peut visuellement se convaincre que le spectre des courbes Fig. 11.2b est plus proche des résultats d'albédo de surface de Coustenis *et al.* (1995, 2001); Hirtzig *et al.* (2005b) que de ceux de Griffith *et al.* (2003), avec un albédo de surface élevé aux courtes longueurs d'onde.
- * La lecture de la composition chimique des deux mélanges testés pour les zones brillantes et sombres montre que la glace d'eau est toujours un composé important dans les mélanges, ce qui tend à confirmer les dires de Griffith *et al.* (1991).
- * Les différences entre les zones brillantes et sombres sont explicables par un excès de glaces d'hydrocarbures (glaces ou flocons de méthane, ou d'éthane par exemple, que l'on pourrait trouver sur Titan, même si ce serait dans un état aussi peu stable que la glace d'eau sur Terre d'après les conditions de pression et température qu'on y trouve) dans les régions brillantes, et un excès d'hydrocarbures liquides dans les zones sombres (ou un élément dont le spectre est plat et sombre dans l'infrarouge sombre) : serait-ce encore un indice précisant l'existence d'éthane liquide sur Titan sous forme de pergélisol ? (puisque, rappelons-le, il n'y a aucune réflexion spéculaire sur nos images, donc aucune étendue de liquide à fleur ; il faut donc trouver une autre phase où piéger le méthane liquide).

11.2.3 Doutes et perspectives

Dans cette étude minimaliste (simplement quatre candidats sont considérés, dans quatre fenêtres), plusieurs difficultés apparaissent : on peut trouver un nombre important de paires de candidats qui répondent au critère $\rho < 1,0$, mais très peu s'approchent réellement de la courbe de contraste (l'un des meilleurs cas, présenté ici, n'a que $\rho = 0,56$) ; car j'ai pu constater qu'il était très difficile de reconstituer l'allure de la courbe de contraste : un ρ faible correspondra souvent à un bon accord sur trois points de mesures, mais une divergence complète sur le quatrième. Il faudra donc considérer d'autres candidats avec des spectres plus contrastés ou compliqués pour essayer de rendre le spectre de la surface moins linéaire.

Un autre aspect qui peut poser problème est l'allure exacte de cette courbe de contraste, car les barres d'erreur sont encore trop grandes : seule une analyse statistique sur plus de données pourra affiner cette courbe, et donc mieux

contraindre les mélanges de candidats possibles.

Enfin, il faudra peut-être revoir la description (et donc la correction) des aérosols. Mais dans ce cas, ne risque-t-on pas de revenir à un cas trop modèle-dépendant, ce qu'on cherchait à fuir initialement ?

Malgré ces quelques détails à peaufiner, la spectroscopie différentielle peut être étendue pour donner d'autres résultats. Tout d'abord, en utilisant les données OASIS (pour la fenêtre à $0,94\mu\text{m}$) voire les données VIMS (sur huit fenêtres entre $0,3$ et $5\mu\text{m}$), nous pourrions obtenir une courbe de contraste avec bien plus de points, en prenant en compte plus de quatre fenêtres.

L'ajout de candidats plausibles (différencier les tailles de grain pour les glaces, ajouter les glaces de CO_2 , NH_3 , différencier les tholins jaunes et noirs, rechercher des composants réels pour remplacer le spectre "hydrocarbures liquides" par un spectre réel, ajouter des silicates ou d'autres composés solides...) risque de poser problème d'un point de vue informatique, car le nombre de combinaisons possibles croît de façon exponentielle, ce qui n'est peut-être pas une approche raisonnable au vu des trop grandes barres d'erreur que nous avons sur les mesures : nous avons déjà un bon nombre de mélanges test qui fonctionnent "bien" (avec $\rho \sim 0,5$), et il est difficile de choisir.

La statistique peut améliorer les barres d'erreur en étudiant toutes nos images de surface, voire en en acquérant d'autres au cours de missions futures. Inversement, on peut envisager de commencer à différencier les zones brillantes et sombres entre elles, au lieu de prendre exclusivement en compte les valeurs de contraste maximales. Nous pouvons déjà nous douter qu'*a priori* la surface n'est pas bicolore, car nous avons vu sur nos cartes (en 10.2.1) des changements de couleur dans des régions précises, ce qui prouve que la courbe de contraste n'est pas forcément la même pour toutes les régions brillantes (comme Xanadu, par exemple).

Cassini/VIMS

Lors des survols de Titan par Cassini, les données accumulées au cours de ce bref passage au-dessus du satellite peuvent être utilisées sous un angle inhabituel : on peut reconstituer par stéréoscopie quelques indices d'altimétrie des zones étudiées. Une des études de ces données reposait sur la présomption que certains motifs quasi-circulaires étaient des cratères d'impact (Nelson *et al.*, 2005). C'est en réalité la première tentative d'associer enfin topographie et brillance de la surface, mais les résultats ne furent guère probants : les deux candidats étudiés sont probablement dus à des différences d'albédo plus qu'à de la topographie, il est donc présomptueux d'en conclure qu'il s'agit bel et bien de cratères d'impact.

L'analyse de la surface par spectroscopie différentielle est tout à fait abordable avec VIMS, qui couvre environ 7 fenêtres du méthane sur sa gamme infrarouge ($850\text{-}5100\text{nm}$), à $0,94$, $1,08$, $1,28$, $1,60$, $2,0$, 3 et $5\mu\text{m}$. La Figure 11.3 présente une de ces analyses préliminaires, sur les quatre fenêtres entre $1,6$ et $5\mu\text{m}$. Ces courbes sont exactement des courbes de contraste, compatibles (dans nos barres d'erreur) avec celles présentées Fig. 11.2. La forme décrois-

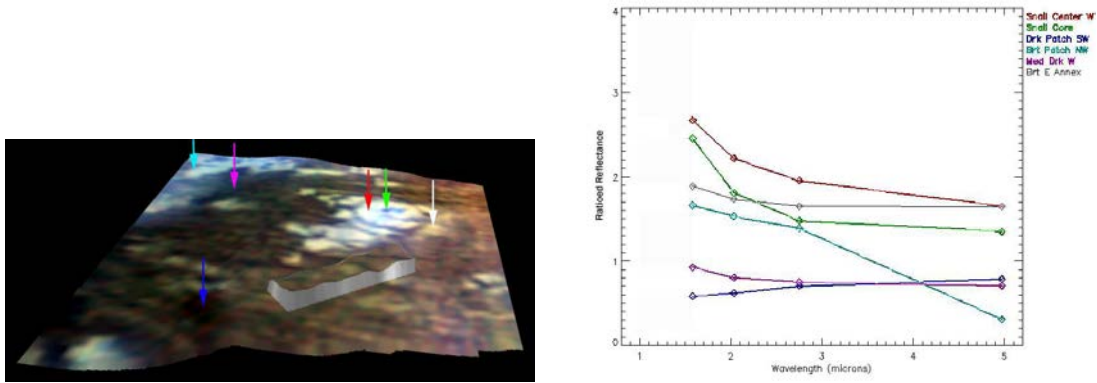


FIG. 11.3: La surface analysée par Cassini/VIMS :

(a) Vision stéréoscopique de la région d'un éventuel dôme (cryo) volcanique, en forme de colimaçon, située vers 10° N, 150° LCM; plusieurs régions d'albédos différents sont repérées par quelques flèches de couleur : classées par albédo croissant, ces zones sont codées en bleu foncé, rose, turquoise, blanc, vert puis rouge.

(b) Comparaison des spectres moyennés sur chaque fenêtre, par rapport à l'albédo moyen des deux zones les plus sombres, avec le code couleur défini sur la figure (a).. [D'après Soderblom et al. (2005)]

sante du contraste maximal (en rouge) a amené l'équipe VIMS à s'interroger sur la reconnaissance directe d'une signature de la glace d'eau, de l'ammoniac ou d'hydrates ammoniaqués. Seule une analyse plus poussée avec d'autres données pourra confirmer ou infirmer ces dires.

Huygens/DISR

L'étude spectroscopique de la surface par Huygens/DISR (Tomasko *et al.*, 2005) a permis d'obtenir un spectre de réflectivité de la surface, pour lequel le meilleur ajustement fournit une composition de surface dominée par la glace d'eau (grains de $750\mu\text{m}$), additionnée de tholins "jaunes" (Bernard *et al.*, 2005) et d'un composant supplémentaire sombre au spectre monotone bleu. Le seul bémol de cet ajustement est l'absence complète de bandes sur le spectre mesuré dans la gamme 800-1400nm, ce qui nécessite encore un composé inconnu avec une réponse spectrale bien spécifique capable d'y annuler les bandes d'absorption de l'eau.

La spectroscopie différentielle est en cours, mais on peut en décrire plusieurs aspects. La Figure 11.4 présente à la fois un panorama du site d'atterrissage de Huygens obtenu par les imageurs de DISR (HRI en particulier, *High Resolution Imager*), et une analyse spectrale depuis les mesures DLVS (*Downward Looking Visible Spectrometer*). Les zones brillantes sont en moyenne deux fois plus brillantes que les zones sombres, par contre à albédo moyen égal, les zones brillantes "émergées" semblent plus rouges que les zones sombres "humides" (Fig. 11.4b). Si on traduit ce graphe en valeur de contraste B_{surf}/D_{surf} (en supposant qu'à 21m d'altitude il n'y a plus d'aérosols susceptibles de différencier significativement B_{obs} et B_{surf} , et que le rapport des spectres est bien

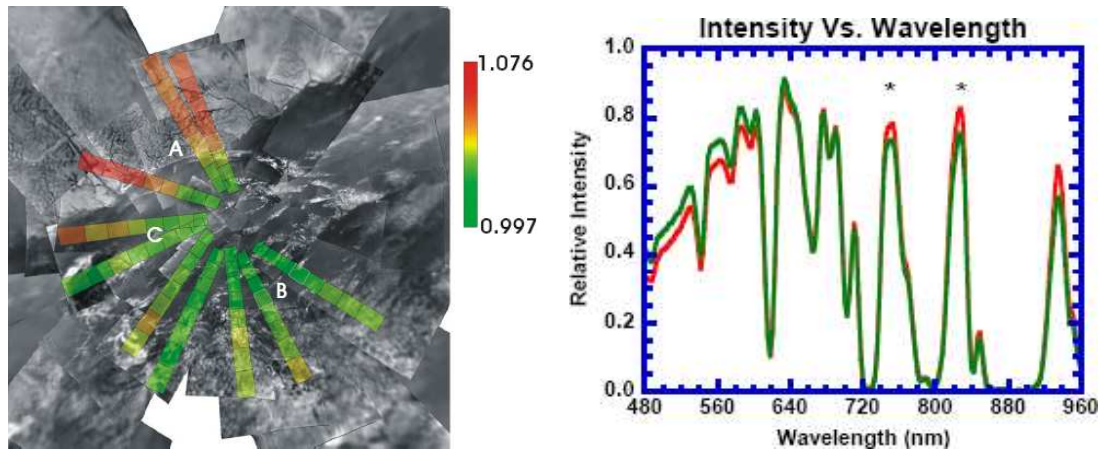


FIG. 11.4: La surface analysée par Huygens/DISR :

(a) Panorama (23×23 km) de la surface de Titan, avec les empreintes des spectres DLVS étudiés, colorisées selon le contraste entre les fenêtres à 827 nm et 751 nm mesuré, codé de rouge (élevé) à vert (faible). Les spectres considérés en (b) correspondent aux empreintes délimitées en blanc.

(b) Comparaison des spectres des rivières (zone A en rouge) et du lac (zone B en vert). Le spectre A est toujours environ 2 fois supérieur au spectre B, mais ces spectres ont été normalisés en intensité (intensité totale fixée à 1) pour accentuer la différence de pente d'un spectre à l'autre. Les astérisques précisent la position des fenêtres du méthane considérées pour le rapport 827 / 751 nm codé sur la figure (a). [D'après Tomasko et al. (2005)]

de 2,0 au niveau du recoupement des deux spectres), on trouve des valeurs approximatives de contraste de 1,6 à 480nm, 2,0 à 640nm et 2,3 à 940nm. Ces valeurs numériques sont compatibles avec les nôtres (Table 11.1, puisque j'ai choisi une référence à 640nm similaire à nos valeurs ; par contre la pente ici est strictement croissante, et cette pente peut être utilisée pour extrapoler nos courbes de contraste, et ajouter d'autres contraintes pour l'identification des composants de surface.

CONCLUSION ET PERSPECTIVES

Conclusion

Au cours de cette thèse, de nombreux aspects de l'analyse de Titan ont été abordés. Depuis l'acquisition et le traitement des images d'Optique Adaptative (Partie II), avec un passage obligé par l'étude qualitative de la déconvolution, jusqu'à l'interprétation des images via l'utilisation d'un modèle de transfert radiatif afin d'améliorer notre connaissance de ce satellite somme toute très mystérieux et particulièrement peu enclin à se dévoiler. Je vais essayer ici de résumer l'avancée scientifique à laquelle j'ai participé, tout en gardant un regard critique sur la concurrence de Cassini/Huygens.

Titan : qu'avons-nous appris ?

Nous avons fait bien du chemin depuis l'idée d'un océan global d'éthane liquide sur Titan. La surface est complètement hétérogène, parsemée de zones brillantes et sombres. Toutes les images d'Optique Adaptative le prouvent, et celles que j'ai présentées ici ne font pas exception. J'ai pu grâce à elles compléter la cartographie existante, fournissant à ma connaissance **la carte la plus complète à $1,3\mu\text{m}$** . La question de la composition chimique de cette surface est encore en suspens, mais quelques tests préliminaires de spectroscopie différentielle ont permis d'obtenir des indices supplémentaires : la glace d'eau est un composant important de cette surface, avec des excès locaux de glace de méthane et/ou d'éthane (non encore confirmés par Cassini), ou d'hydrocarbures liquides (dont l'existence a été confirmée par Huygens/GCMS qui a relevé un dégazage peu après l'impact de la sonde), qui caractérisent respectivement les régions claires et sombres.

Depuis l'annonce de sa découverte par Comas Solà au début du XX^{ème} siècle, l'atmosphère de Titan ne cesse de nous surprendre. **L'asymétrie Nord-Sud**, détectée par Voyager dans les années 80, caractéristique de la répartition asymétrique des aérosols dans l'atmosphère, s'est inversée au cours de ces dernières années. J'ai pu observer à partir des données acquises entre 1998 et 2005 le déroulement de cette inversion dans l'infrarouge (elle avait été détectée dans le visible par le HST (Lorenz *et al.*, 1999)), situant en 2002 la date effectivement de retournement de l'asymétrie Nord-Sud.

Des phénomènes plus subtils, en échelle de temps ou de taille, ont été détectés ou confirmés par ces données. Tout d'abord la **brume matinale stratosphérique** a été détectée pour la première fois sur les images PUEO/CFHT d'octobre 1998 (Coustenis *et al.*, 2001), mais confirmée avec certitude pendant la

mission NACO/VLT 2005 (Hirtzig *et al.*, 2005a). Toutes les mesures situent ce phénomène vers 80km d'altitude, où pourraient d'après les modèles se condenser les aérosols pendant la nuit. La difficulté de la détection réside dans l'absolue nécessité d'avoir un faible effet de phase sur le limbe Est de Titan. D'autres équipes semblent bien détecter ce phénomène, mais il reste encore à le modéliser complètement.

D'autre part, nous avons pu suivre le **système météorologique du Pôle Sud**, le décrivant comme une entité à part entière, bien différente des "nuages transitoires" détectés par d'autres équipes. Il est confiné en deçà du 70^{ème} parallèle Sud, et visible de 2001 à 2004; il a mystérieusement complètement disparu le 14 janvier 2005. Nous avons pu le situer dans la haute troposphère, mais nous ne comprenons pas encore comment des nuages pourraient s'y former. L'accumulation de données sera cruciale pour aider nos modélisateurs.

L'Optique Adaptative et Cassini/Huygens : rivalité ou complémentarité ?

La communauté scientifique dispose de trois grands moyens pour étudier Titan aujourd'hui : l'Optique Adaptative (avec le CFHT et le VLT que j'ai présentés ici, mais aussi le Keck, Gemini, Subaru, ACE, MMT, WHT, etc...), l'espace orbital terrestre (le HST, et bientôt son remplaçant le JWST) et *in-situ* avec Cassini/Huygens. Je vais comparer ici Cassini/Huygens en opposition aux autres moyens terrestres (au sol comme dans l'espace), car les critères que je vais décrire sont applicables à tous.

En quoi l'analyse depuis la Terre est-elle indispensable ? Tout d'abord, Cassini ne fonctionnera que 3 voire 4 ans au maximum, ce qui signifie que l'été Nord ne sera jamais observé, pas plus que la surface circumpolaire Nord masquée par la nuit hivernale. Les observateurs terrestres disposent donc d'une résolution temporelle à long terme ; la résolution temporelle à court terme est également limitée pour Cassini qui ne peut s'arrêter sur place au cours d'un survol. Deuxièmement, Cassini, en orbite autour de Saturne (et non de Titan), observe des phases solaires aléatoires, qu'il est impossible de choisir : nous n'avons donc aucune certitude d'obtenir jamais des images à phase solaire nulle ou inférieure à 1° pour étudier les effets diurnes. Troisièmement, les capacités de Cassini sont limitées, car d'une part ses instruments ne peuvent être améliorés, et d'autre part les impératifs de faible poids sont incompatibles avec l'envoi dans l'espace d'instrumentation puissante. Par exemple, le spectromètre VIMS/Cassini a une résolution spectrale de 7nm dans le visible et le proche infrarouge (44nm dans l'infrarouge jusqu'à 5µm), alors que OASIS a une résolution à 1µm de 4Å.

En quoi les images terrestres et Cassini sont-elles complémentaires ? On peut penser que Cassini est la meilleure plate-forme pour la cartographie de la surface de Titan, pourtant Cassini/ISS, même si les 44 survols permettront de couvrir la totalité de la surface éclairée, ne pourra cartographier les régions

circumpolaires plongées dans l'obscurité hivernale ; seules les observations terrestres permettront d'ici 15 ans de compléter ces cartes. L'utilisation des données Huygens peut aider à la normalisation de toutes les images terrestres à partir du point d'atterrissage sondé par Huygens. Enfin, Cassini/VIMS est le pendant à haute résolution spatiale de OASIS ou SINFONI : sa gamme spectrale est plus étendue, malgré une résolution spectrale moindre.

En quoi les données Cassini sont-elles irremplaçables ? La première réponse évidente est la résolution spatiale. Les grands télescopes actuels (VLT, Keck ou Gemini) nous permettent d'obtenir des images certes de grande qualité, pourtant ISS et VIMS nous ont envoyé des images de qualité similaire à T0, lors de la première approche de Titan. Depuis, les récoltes lors des survols successifs ont abouti à des cartographies cent fois plus précises que celles obtenues depuis la Terre : VIMS et ISS atteignent la résolution kilométrique, alors que le VLT ou le Keck ne résolvent que des détails de l'ordre de 200 km. Sans mentionner Huygens ni l'altimétrie radar. Il faudrait attendre OWL ou des télescopes encore plus larges pour espérer approcher une telle résolution spatiale... théoriquement, puisqu'il faudrait encore corriger le *seeing* pour réellement profiter d'une résolution inférieure au centième d'arcseconde. La cartographie de précision n'est plus à notre portée depuis le sol. Les données de Huygens ne sont absolument pas faisables depuis la Terre : profil *in situ* de l'atmosphère, images du sol HRI (*High Resolution Imager*) avec Huygens/DISR, possibilité d'études hydrographiques, accélérométrie de l'impact (qui trahit la texture du sol)...

En un seul mot, toutes les études terrestres sont encore valides, car elles offrent un point de vue différent et donc complémentaire aux données Cassini. La spectroscopie à haute résolution est l'apanage exclusif des télescopes terrestres, au contraire aucun instrument terrestre ne pourrait effectuer le travail de Huygens.

Perspectives

Malgré l'avancée technologique des télescopes au sol, les progrès de l'Optique Adaptative et l'arrivée même de Cassini en orbite Kronienne, Titan est toujours aussi mystérieux, en attendant l'analyse complète de la totalité des données de la mission. Le satellite ne se cache plus à nos yeux, pourtant nous ne le comprenons guère mieux.

Les questions sans réponse

La structure de l'atmosphère est encore mal comprise, par exemple Huygens/DISR a observé que la visibilité s'améliorait dans les 20 derniers kilomètres de la descente de la sonde. Ceci correspond très bien au niveau de césure des aérosols imposé arbitrairement aux modèles atmosphériques pour mieux restituer les mesures. Il faut désormais en comprendre l'origine physique, car les mesures DISR montrent que les aérosols sont toujours présents, même si optiquement minces jusqu'au sol, alors que les modèles préféreraient une disparition complète des aérosols en dessous de leur niveau de *cut-off*. Toutes les caractéristiques de la distribution des aérosols, en taille, en densité, en altitude comme en latitude, restent mal définies, mal contraintes, et mal expliquées. Les nuages sont autant de sujets d'interrogations encore en suspens, car leur composition chimique est toujours inconnue, de même que leur mécanisme de formation : nous manquons cruellement d'informations sur les temps caractéristiques de tous ces phénomènes atmosphériques que nous observons.

Après la frustration de Voyager pour la surface, la conception de Cassini était tout autre, se concentrant sur le proche infrarouge pour sonder les fenêtres d'absorption du méthane. Mais aujourd'hui encore, nous ignorons toujours de quoi cette surface est faite. Sans consensus acquis sur les valeurs des coefficients d'absorption du méthane, nous ne pouvons obtenir un spectre unique et précis de cette surface, via son albédo de surface. L'étude géologique de Titan se heurte également à l'incompréhension des données recueillies : traces hydrologiques ? motifs tectoniques ? stigmates cryovolcaniques ? faible cratérisation, haute érosion, ou manque de données ? Et surtout, la question primordiale reste encore et toujours sans réponse : où est l'éthane/le méthane liquide ? Nous n'avons repéré aucune réflexion spéculaire sur nos images, ce qui corrobore les images ne présentant *a priori* aucune étendue liquide visible.

Ce qu'il reste encore à faire

Le travail ne manque donc pas. Les survols successifs de Cassini permettront peut-être de trouver quelques éléments de réponse. La couverture à haute résolution spatiale de la quasi-totalité de la surface par Cassini/ISS améliorera notre perception de la surface : des paysages inhabituels attendent encore d'être détectés, présentant peut-être des cratères (seuls trois ont jusqu'à présent été repérés, voir par exemple PIA 07368) ou des traces tectoniques, des volcans (PIA07877 ou Sotin *et al.* (2005) décrivent en effet deux phénomènes différents qui pourraient s'apparenter à du cryovolcanisme), voire des étendues liquides (comme l'éventuel lac supposé au Pôle Sud, PIA 06240). Les balayages radar pourront également fournir des données altimétriques, mais sur un quart de la surface uniquement, que l'on pourra éventuellement extrapoler aux autres régions non étudiées.

L'analyse de la composition chimique de la surface peut se faire grâce à Cassini/VIMS, qui peut sonder simultanément huit fenêtres du méthane, entre 0,8 et $5\mu\text{m}$. En l'absence d'un consensus sur le modèle atmosphérique optimal à utiliser (pour remonter à l'albédo de surface, donc au spectre même de la surface), la méthode de spectroscopie différentielle que j'ai décrite au Chapitre 11 peut également s'appliquer aux données VIMS.

Cassini/VIMS et Cassini/ISS sont également deux outils puissants dont la résolution spatiale n'est pas égalable depuis la Terre : eux seuls pourront imager, suivre et analyser le système météorologique du Pôle Sud, puisqu'il n'est pas résolvable depuis le sol.

Depuis la Terre, nous devons continuer notre investigation, et plusieurs voies se présentent à nous.

Tout d'abord, il faut à tout prix continuer la spectroscopie de régions résolubles (spatialement) sur le disque de Titan, en utilisant la meilleure résolution spectrale possible. L'idéal serait de pouvoir détecter des signatures caractéristiques de glaces particulières à la surface du satellite (CO_2 et NH_3 ont par exemple des raies très fines qui coïncident quelquefois avec les fenêtres du méthane). Dans les bandes du méthane, la haute résolution spectrale nous permettra de mieux contraindre la structure verticale de l'atmosphère, grâce à la modélisation des raies fines du continuum du méthane. L'obtention du spectre du système météorologique au Pôle Sud de Titan nous permettrait également de mieux contraindre son altitude et ses caractéristiques (puisque lors de notre seule mission en spectroscopie avec NAOS/CONICA, le motif en question n'était pas visible, comme Cassini ou le Keck ont pu le remarquer).

L'imagerie et la spectro-imagerie ne doivent surtout pas être abandonnées, mais nous pouvons nous concentrer sur certains aspects en particulier. Tout d'abord, nous pouvons abandonner les filtres larges pour privilégier les filtres étroits (IB et NB) voire très étroits (SDI, ou encore mieux : FPI), qui sondent des altitudes bien particulières, dont les informations sont plus facilement inversées que dans le cas de filtres très larges. Par contre, l'ajout d'observations polarimétriques pourrait nous fournir un autre moyen d'étude des aérosols atmosphériques de Titan. Les missions d'imagerie pure pourraient donc nous

aider à approfondir certains sujets : (1) l'analyse à faible phase solaire mais à différents LCM dans le but d'affiner les circonstances d'apparition de la condensation nocturne des aérosols stratosphériques ; (2) le suivi chronologique de l'activité du motif au Pôle Sud, qui réclame de nombreuses données ; (3) la complétion des cartes de la surface, qu'il faudra peut-être laisser aux équipes du Keck, par exemple, qui disposent de bien plus de données que nous ; (4) l'ajout d'une dimension statistique à la spectroscopie différentielle. La spectroscopie différentielle peut être améliorée, de plus d'un point de vue : (a) essayer plus de candidats de glaces (ou d'autres solides : silicates, tholins jaunes et noirs, etc) ; (b) améliorer (éventuellement) la modélisation de la composante additive des aérosols ; (c) différencier les zones brillantes ou sombres entre elles au lieu de prendre des cas extrêmes ; (d) augmenter le nombre de fenêtres étudiées, comme le fait VIMS ; (e) comparer les contrastes entre les observations terrestres et les images Cassini voire Huygens pour essayer d'imaginer une normalisation des données ou au contraire une différence notable de comportement (et donc d'interprétation) en fonction de l'échelle (auquel cas on peut prouver que les zones sombres "moins sombres" ne sont que des effets de moyenne sous-tendant une densité plus importante de petites zones brillantes non résolues dans la zone étudiée) : l'idée ici est de chercher à savoir si les zones de Titan sont strictement bicolores ou s'il existe une gradation des teintes et donc des mélanges de composés chimiques.

La soumission de projets de missions conjointes SINFONI/VLT et OASIS/WHT est déjà envisagée, pour obtenir des données d'IFS en bande I et en bande K avec pour chaque session demandée des LCM permettant de couvrir la totalité de la surface : par exemple, demander une demi-nuit (puisque c'est le temps requis pour avoir des données exploitables) tous les 45° (soit toutes les 48h), c'est-à-dire 8 positions différentes, ce qui serait un bon compromis entre un nombre suffisant de données pour avoir de quoi travailler, et un nombre suffisamment restreint de demi-nuits pour que la demande de temps aie une chance raisonnable de passer.

Améliorations des modèles : le modèle actuel prend déjà en compte la micro-physique des aérosols (croissance des aérosols, condensation et coagulation), afin de calculer le profil de brume initial nécessaire à la reconstitution du parcours de la lumière dans les diverses couches supposées statiques de l'atmosphère de Titan. Les améliorations en cours reposent principalement sur l'utilisation d'une base de données qui définit une grille 2D de répartition des aérosols, en fonction de la latitude et de l'altitude. Cette base de données [www.lmd.jussieu.fr/titanDbase/] a été obtenue par le GCM de Rannou *et al.* (2004). A l'avenir, notre modèle 1D sera remplacé par ce GCM, seul moyen de reconstituer les effets dynamiques inhérents à l'atmosphère titaniennne, comme l'évolution des cellules de Hadley ou la propagation d'ondes barotropes...

Annexes

Annexe A

Logbooks observationnels

Sommaire

Ici se trouve la liste exhaustive des observations de Titan réalisées depuis 1998, données explicitement impliquées dans le cadre de cette thèse, par instrument et par ordre chronologique. Y sont adjointes quelques extraits donnant l'aspect des images déconvoluées de chaque série. Les observations ont été effectuées en personne depuis novembre 2003.

A-1 CFHT

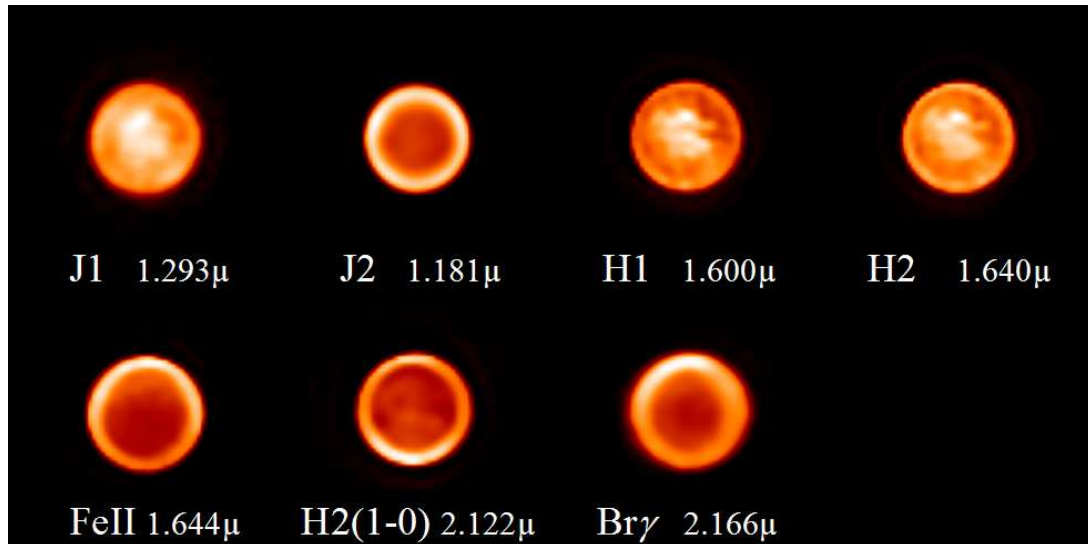


FIG. A.1: Mosaïque d'images typiques PUEO : sélection du 20 novembre 2002, classée par longueur d'onde croissante. Tous les filtres sont complémentaires, certains donnant des informations sur la surface, d'autres sur l'atmosphère. Plus de détails dans le texte.

TAB. A.1: Logbook PUEO 27 octobre 1998

Heure (TU)	Filtre	Pose	Seeing
07h14	H2-LBC_1.64	40s	0,44
07h34	H1-LBC_1.60	20s	0,36
08h17	J2-LBC_1.18	20s	0,25
08h30	J1-LBC_1.29	10s	0,31

Titan : coord

SEP 15°S, 93- 97°LCM

Phase +0,51°

FEP : HD 15 274, F5 à $M_V=9,19$ (Hog *et al.*, 1998)

HD 8 864, A5 à $M_V=9,06$ (Perryman *et al.*, 1997)

TAB. A.2: Logbook PUEO/OASIS 17 novembre 2000

Heure (TU)	Filtre	Pose	Seeing
09h35	NA	1 200s	0,96
09h59	NA	1 200s	0,9

Titan : 03h43m55,7s +17°23'46,9"

SEP 13°S, 123°LCM

Phase -0,34°

FEP : 2 Ori, A1Vn à $M_V=4,35$ (Hamuy *et al.*, 1994)

TAB. A.3: Logbook PUEO 7 mars 2001

Heure (TU)	Filtre	Pose	Seeing
07/03/2001			
05h41	J2-LBC_1.18	10,0s	0,8
06h05	J1-LBC_1.29	90,0s	0,8
06h15	Jcont-NBC_1.21	8,0s	0,8
07h21	H1-LBC_1.60	40,0s	0,53
07h41	Hcont-NBC_1.57	90,0s	0,7
08h02	Kcont-LBC_2.26	180,0s	1,18
Titan : coord			
SEP 23°S, 85- 87°LCM			
Phase +5,83°			
FEP : HD 22 686, A0 à $M_V=7,1$ (Perryman <i>et al.</i> , 1997)			
08/03/2001			
06h06	I-LBC_0.83	60,0s	1,06
06h23	Paschen γ -NBC_1.09	100,0s	1,14
06h36	HeI-NBC_1.08	100,0s	1
06h53	I-LBC_0.83	100,0s	1
07h11	H1-LBC_1.60	40,0s	1,07
07h30	Hcont-NBC_1.57	100,0s	1,08
07h52	FeII-NBC_1.64	180,0s	1,34
Titan : coord			
SEP 23°S, 108-110°LCM			
Phase +5,80°			
FEP : HD 22 686, A0 à $M_V=7,1$ (Perryman <i>et al.</i> , 1997)			

TAB. A.4: Logbook PUEO 5 décembre 2001

Heure (TU)	Filtre	Pose	Seeing
06h20	H1-LBC_1.60	10,0s	0,65
06h26	FeII-NBC_1.64	90,0s	0,75
07h07	Jcont-NBC_1.21	90,0s	0,75
07h24	J1-LBC_1.29	10,0s	0,5
07h30	J2-LBC_1.18	10,0s	0,55
08h36	HeI-NBC_1.08	60,0s	0,63
08h49	Paschen γ -NBC_1.09	60,0s	0,49
09h02	H1-LBC_1.60	10,0s	0,48
09h08	FeII-NBC_1.64	120,0s	0,42
10h19	K-LBC_2.20	20,0s	0,90
10h34	K'-LBC_2.12	20,0s	0,8
10h44	H2(1-0)-NBC_2.12	240,0s	0,9
12h26	H2(1-0)-NBC_2.12	240,0s	1
13h01	K'-LBC_2.12	20,0s	1
13h09	K-LBC_2.20	30,0s	1

Titan : coord

SEP 25°S, 112-119°LCM

Phase +0,28 - +0,30°

FEP : HD 74 441, K5 à $M_V=9,22$ (Hog *et al.*, 1998)

HD 29 512, F5 à $M_V=8,09$ (Perryman *et al.*, 1997)

TAB. A.5: Logbook PUEO 13-14 novembre 2002

Heure (TU)	Filtre	Pose	Seeing
13/11/2002			
12h34	Brackett γ -NBC_2.17	60,0s	0,66
13h20	H2(1-0)-NBC_2.12	60,0s	0,66
13h38	FeII-NBC_1.64	90,0s	0,65
14h23	H2-LBC_1.64	30,0s	0,78
14h35	H2-LBC_1.64	30,0s	0,76
15h04	J2-LBC_1.18	20,0s	0,75
15h16	J1-LBC_1.29	20,0s	1,03
15h29	H1-LBC_1.60	30,0s	0,77
15h41	FeII-NBC_1.64	90,0s	0,80
15h58	H2(1-0)-NBC_2.12	60,0s	0,77
Titan : coord			
SEP 26°S, 283-287°LCM			
Phase -3,78°			
FEP : HD 40 348, A0 à $M_V=9,06$ (Guetter <i>et al.</i> , 2003)			
14/11/2002			
11h46	J1-LBC_1.29	20,0s	0,55
12h18	J2-LBC_1.18	20,0s	0,40
12h31	H1-LBC_1.60	30,0s	0,36
12h46	H2-LBC_1.64	30,0s	0,34
13h02	FeII-NBC_1.64	90,0s	0,48
13h24	H2(1-0)-NBC_2.12	60,0s	0,47
13h38	Brackett γ -NBC_2.17	60,0s	0,56
14h39	J1-LBC_1.29	20,0s	0,77
14h46	J2-LBC_1.18	20,0s	0,68
14h53	H1-LBC_1.60	30,0s	0,85
15h04	H2-LBC_1.64	30,0s	0,78
15h13	FeII-NBC_1.64	90,0s	0,83
15h24	H2(1-0)-NBC_2.12	60,0s	0,87
15h31	Brackett γ -NBC_2.17	60,0s	0,89
Titan : coord			
SEP 26°S, 305-309°LCM			
Phase -3,69°			
FEP : HD 40 348, A0 à $M_V=9,06$ (Guetter <i>et al.</i> , 2003)			

TAB. A.6: Logbook PUEO 20-21 novembre 2002

Heure (TU)	Filtre	Pose	Seeing
20/11/2002			
12h02	J1-LBC_1.29	20,0s	0,97
12h12	J2-LBC_1.18	20,0s	0,89
12h22	H1-LBC_1.60	30,0s	0,66
12h34	H2-LBC_1.64	30,0s	0,71
12h48	FeII-NBC_1.64	90,0s	0,67
13h14	H2(1-0)-NBC_2.12	60,0s	0,75
13h33	Brackett γ -NBC_2.17	60,0s	0,82
14h35	J1-LBC_1.29	20,0s	1,02
14h42	J2-LBC_1.18	20,0s	0,87
14h50	H1-LBC_1.60	30,0s	0,94
15h01	H2-LBC_1.64	30,0s	1,04
15h11	FeII-NBC_1.64	90,0s	1,06
15h37	H2(1-0)-NBC_2.12	60,0s	0,96
15h56	Brackett γ -NBC_2.17	60,0s	0,89
Titan : coord			
SEP 26°S, 83- 85°LCM			
Phase -3,10°			
FEP : HD 40 348, A0 à M_V=9,06 (Guetter <i>et al.</i>, 2003)			
21/11/2002			
11h24	J1-LBC_1.29	20,0s	0,71
11h32	J2-LBC_1.18	20,0s	0,68
11h41	H1-LBC_1.60	30,0s	0,84
11h48	H2-LBC_1.64	30,0s	0,75
11h56	FeII-NBC_1.64	90,0s	0,76
12h08	H2(1-0)-NBC_2.12	60,0s	0,84
12h20	Brackett γ -NBC_2.17	60,0s	0,44
13h15	J1-LBC_1.29	20,0s	0,76
13h20	J2-LBC_1.18	20,0s	0,59
13h26	H1-LBC_1.60	30,0s	0,57
13h33	H2-LBC_1.64	30,0s	0,66
13h41	FeII-NBC_1.64	90,0s	0,64
14h03	H2(1-0)-NBC_2.12	120,0s	0,76
14h27	Brackett γ -NBC_2.17	120,0s	0,72
Titan : coord			
SEP 26°S, 103-107°LCM			
Phase -3,00°			
FEP : HD 40 348, A0 à M_V=9,06 (Guetter <i>et al.</i>, 2003)			

TAB. A.7: Logbook PUEO janvier 2004

Heure (TU)	Filtre	Pose	Seeing
07/01/2004			
12h56	FeII-NBC_1.64	120,0s	0,68
13h20	H2(1-0)-NBC_2.12	60,0s	0,72
13h36	H2-LBC_1.64	60,0s	0,80
13h54	H1-LBC_1.60	60,0s	1,13
14h05	Paschen β -NBC_1.28	200,0s	0,75
14h34	H2(1-0)-NBC_2.12	200,0s	0,74
14h59	J2-LBC_1.18	50,0s	0,73
Titan : coord			
SEP 25°S, 11- 13°LCM			
Phase +0,80°			
FEP : BD+0 1694, K7 à $M_V=9,75$ (Arnaud <i>et al.</i> , 1989)			
7 Cnc, K0 à $M_V=6,84$ (Dufлот <i>et al.</i> , 1995)			
08/01/2004			
10h40	H2(1-0)-NBC_2.12	150,0s	1,01
10h59	Brackett γ -NBC_2.17	150,0s	0,5
11h19	K-LBC_2.20	6,0s	0,6
11h23	K'-LBC_2.12	6,0s	0,5
11h29	H2(1-0)-NBC_2.12	150,0s	0,4
11h47	J1-LBC_1.29	50,0s	0,5
11h56	J2-LBC_1.18	40,0s	0,6
12h06	J	40,0s	0,6
12h15	Paschen β -NBC_1.28	150,0s	0,5
12h34	Jcont-NBC_1.21	100,0s	0,6
12h53	H2(1-0)-NBC_2.12	150,0s	0,6
Titan : coord			
SEP 25°S, 31- 34°LCM			
Phase +0,91°			
FEP : HD 47 358, G9III à $M_V=6,10$ (Wielen <i>et al.</i> , 2000)			

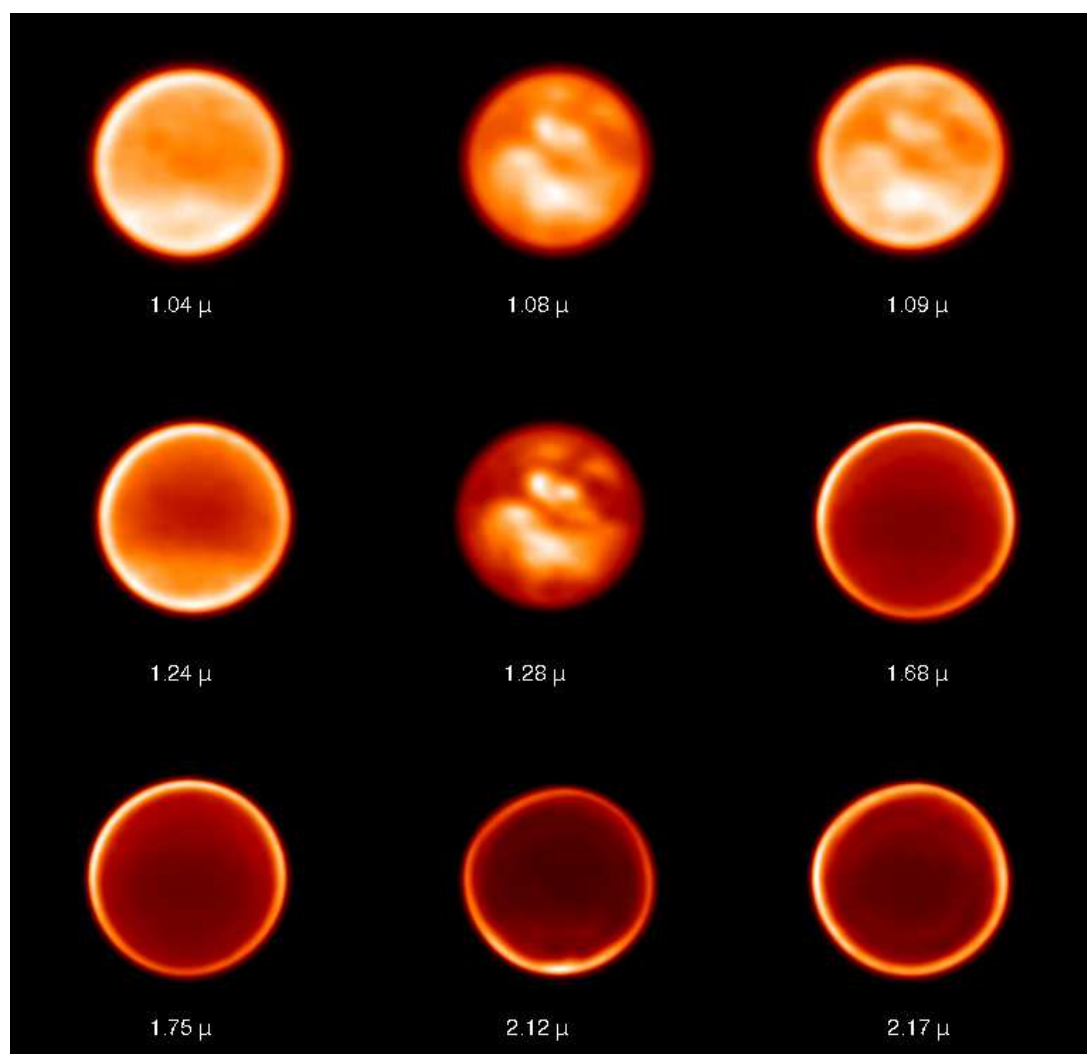


FIG. A.2: Mosaique d'images typiques NACO : sélection du 26 novembre 2002, classée par longueur d'onde croissante. Tous les filtres sont étroits, sondant précisément certaines altitudes sur Titan, de la surface jusqu'à la stratosphère. [D'après Gendron et al. (2004)]

A-2 VLT

A-2.1 NACO 2005

spectro : Hip058454

SDI et FPI : Hip036874 = HD60778

Seeing 15 : 0,6-1,2 Seeing 16 : 0,4-1,4

TAB. A.8: Logbook NACO 20 novembre 2002

Heure (TU)	Filtre	Pose	Seeing
20/11/2004			
06h20	NB_1.08	10,0s	1,871
06h25	NB_1.09	10,0s	2,029
07h20	NB_1.24	20,0s	1,75
07h30	NB_1.28	20,0s	1,729
07h52	NB_1.64	80,0s	2,329
07h59	NB_1.75	80,0s	2,33
09h05	NB_2.12	100,0s	2,784
09h23	NB_2.17	100,0s	2,437
Titan : coord			
SEP 26°S, 81- 82°LCM			
Phase -3,13°			
FEP : HD 40 329, G5 à M_V=8,18 (Oja, 1987)			
25/11/2004			
06h21	NB_1.08	10,0s	1,312
06h39	NB_1.09	10,0s	1,267
07h38	NB_1.24	20,0s	1,377
07h44	NB_1.28	20,0s	1,434
07h51	NB_2.12	100,0s	1,641
08h08	NB_2.17	100,0s	2,121
Titan : coord			
SEP 26°S, 189-191°LCM			
Phase -2,59°			
FEP : HD 40 329, G5 à M_V=8,18 (Oja, 1987)			
26/11/2004			
05h50	NB_1.08	10,0s	1,149
05h54	NB_1.09	10,0s	1,076
05h58	NB_1.04	10,0s	0,966
06h03	NB_1.28	20,0s	0,971
06h90	NB_1.24	20,0s	1,028
06h44	NB_1.75	100,0s	0,896
07h04	NB_1.64	100,0s	0,882
07h26	NB_2.17	100,0s	0,894
07h48	NB_2.12	100,0s	0,918
08h12	NB_1.28	20,0s	1,082
08h14	NB_1.24	20,0s	0,813
Titan : coord			
SEP 26°S, 211-214°LCM			
Phase -2,49°			
FEP : HD 40 329, G5 à M_V=8,18 (Oja, 1987)			

TAB. A.9: Logbook NACO 25 avril 2004

Heure (TU)	Filtre	Pose	Seeing
25/04/2004			
22h50	NB_2.12	100,0s	0,57
23h20	IB_2.00	60,0s	0,53
23h30	NB_1.28	20,0s	0,6
23h55	NB_2.17	60,0s	0,64
26/04/2004			
00h07	NB_2.12	60,0s	0,68
00h15	IB_2.15	60,0s	0,67
Titan : coord			
SEP 25°S, 344-346°LCM			
Phase -5,65°			
FEP : nom, à $M_V =$ ()			

TAB. A.10: Logbook NACO janvier 2005

Heure (TU)	Filtre	Pose	Seeing
15/01/2005			
05h22	SDI		
06h23	FPI		
Titan : coord			
SEP 22°S, 170-172°LCM			
Phase +0,12°			
FEP : HD 60 778, A1V à $M_V = 9,12$ (Perryman <i>et al.</i>, 1997)			
16/01/2005			
03h40	IB_2.00	60,0s	
	NB_2.12	100,0s	
	IB_2.15	60,0s	
	NB_2.17	60,0s	
	NB_2.18	20,0s	
	NB_2.12	100,0s	
05h32	SDI		
06h30	S27_3_SK	240,0s	0,60
07h00	S27_3_SK	240,0s	0,60
Titan : coord			
SEP 22°S, 192-194°LCM			
Phase +0,25°			
FEP : Hip058454, G0V à $M_V = 8,40$ (Perryman <i>et al.</i>, 1997)			
HD 60 778, A1V à $M_V = 9,12$ (Perryman <i>et al.</i>, 1997)			

A-3 WHT

TAB. A.11: Logbook NAOMI/OASIS janvier 2005

Heure (TU)	Filtre	Pose	Seeing
10/01/2005			
Titan : coord			
SEP 22°S, 56°LCM			
Phase -0,48°			
FEP : nom + coord ()			
20/01/2005			
Titan : coord			
SEP 22°S, 283°LCM			
Phase +0,73°			
FEP : nom + coord ()			
22/01/2005			
Titan : coord			
SEP 22°S, 328°LCM			
Phase +0,96°			
FEP : nom + coord ()			

Annexe B

IDOLA

Sommaire

Entamé en 1995 par Renaud Sirdey, le projet IDOLA est arrivé entre mes mains au printemps 2002, et j'ai depuis triplé la longueur du code sous-jacent, en améliorant l'esthétique ou l'efficacité des fonctions déjà présentes, ou en y intégrant d'autres programmes. Le nom IDOLA est un subtil jeu de mots entre IDL (*Interactive Data Language*, plate-forme de programmation graphique répandue à l'Observatoire), OA (Optique Adaptative ou *Adaptive Optics*), et le mot grec pour "image", *idola* (ιδολα).

L'interface IDOLA se présente sous forme de menus, d'une fenêtre graphique et d'une liste interactive de fichiers mémorisés (Fig. B.1). Chaque bouton du menu correspond à une étape importante du traitement d'images, comme je l'ai résumé au Chapitre 5. Je m'attarderai par contre sur quelques subtilités du traitement d'images, comme certains automatismes intégrés, ou des astuces mises à disposition.

B-1 Menu File

Le premier menu offre toutes les fonctions de gestion des fichiers (ouverture, fermeture, sauvegarde) et les paramètres de l'interface (jeux de couleurs, options graphiques). Ce menu permet également de charger des cubes de données¹ à peine démoulés du CCD, qui n'ont reçu aucun traitement, et de les mettre sous une forme plus transportable.

Le premier programme lancé va regrouper trois étapes automatiquement, à l'occasion de la refonte d'un cube de données en une seule image prête à l'emploi. La fusion prend en charge le recentrage de toutes les images les unes par rapport aux autres, l'application du champ plat² (*flatfield*), la soustraction

¹J'entends ici un cube reprenant toutes les poses successives à une longueur d'onde donnée d'un unique objet.

²carte de sensibilité du détecteur aux photons incidents

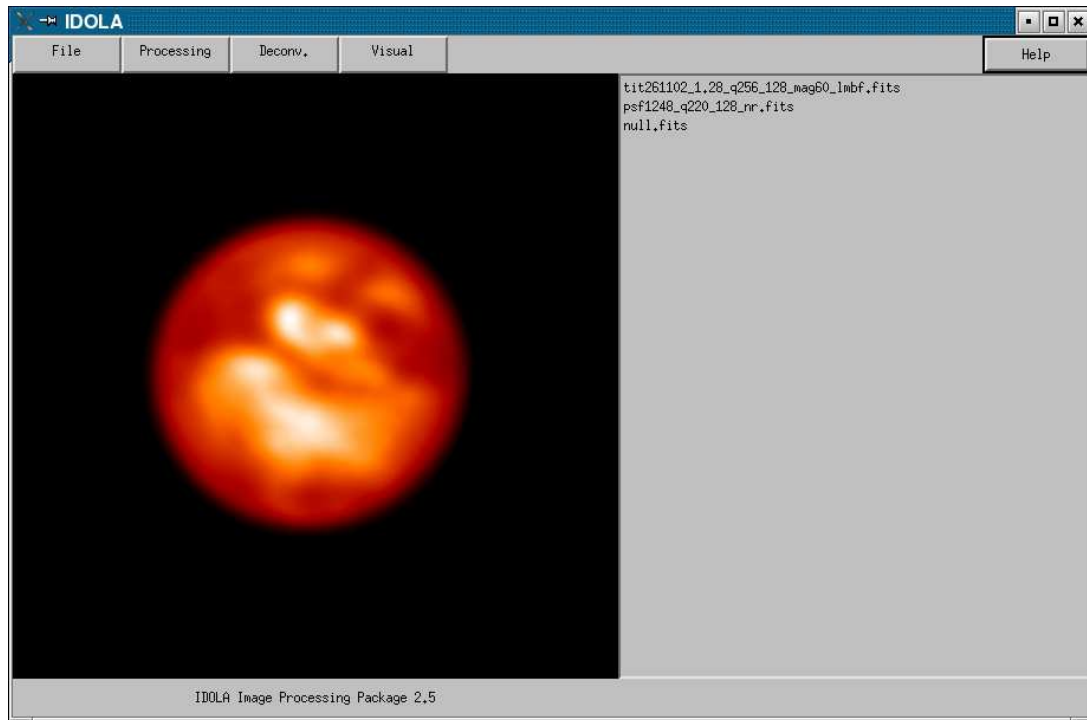


FIG. B.1: Apparence visuelle de l'interface de traitement d'image IDOLA. La fenêtre se divise en trois parties : une barre de menu qui propose diverses catégories de procédures pour la gestion, le traitement et la présentation des données. A gauche se trouve la fenêtre de dessin (où se trouve ici l'image finale NACO du 26 novembre 2002 prise à $1,28\mu\text{m}$) et à droite la liste des fichiers de données chargés en mémoire.

du fond de ciel³ et du courant d'obscurité⁴. Ce programme est particulièrement adapté pour les cubes de données acquis en *nodding* : le CCD est légèrement décalé entre chaque pose, pour que l'objet et le ciel ne recouvrent jamais exactement les mêmes parties du détecteur, ce qui permet de reconstituer avec précision une carte du fond de ciel en sélectionnant les pixels du CCD où l'objet n'apparaît pas.

B-2 Menu Processing

Le second menu propose les fonctions cosmétiques bien connues des observateurs : les mauvais pixels (pixels du CCD défectueux, rayons cosmiques, etc...) ou le bruit corrélé (les systèmes de trames et de moiré dus généralement à la lecture même du détecteur, voir Wampler (1992)). IDOLA propose pour les premiers trois méthodes différentes : une interface manuelle pour l'élimination au cas par cas des pixels jugés indésirables, et deux procédures automatiques, développées en 5.1.1 : une méthode automatique (1) par analyse en ondelettes, et une élimination automatique (2) des signaux de forte intensité hors du domaine de Shannon (méthode élaborée par E. Gendron).

B-3 Menu Deconv.

Une fois les images pré-traitées, il ne reste plus qu'à lancer les traitements plus subjectifs, souvent soumis à caution et remis en question en permanence : la déconvolution (voir Section 5.3) et le traitement des effets centre-bord (voir Section 5.4.2).

IDOLA propose une certaine sélection de méthodes de déconvolution (toutes développées plus loin) pour améliorer le contraste des images et faire ressortir des motifs autrement noyés dans le bruit et le flou du *seeing*, mais toutes ont un point commun : le pré-traitement "cosmétique" (menu Processing, ci-dessus) des images (objet comme FEP) doit être irréprochable ! La déconvolution est en effet très sensible au bruit, et tout regroupement suspect de pixels défectueux ou mal corrigés créera immanquablement des artefacts rédhibitoires, ce qui annule complètement l'intérêt de la déconvolution. Les méthodes implémentées dans l'interface sont décrites succinctement en 5.3.1.

Le second processus délicat est la compensation de l'effet centre-bord (cf Section 5.4.2). Deux paramètres sont à prendre en compte dans ce cas : la confiance que l'on porte au modèle de transfert radiatif qui doit reproduire l'aspect de l'atmosphère et la surface de Titan en tant qu'objets diffusants (cf Section 3.2.4) d'une part, et l'application du filtre résultant sur l'image, d'autre part. Le filtre doit être appliqué à une sphère mal définie, dont on doit trouver le centre et le rayon avec une bonne précision (cf 5.1.4), car au limbe le

³le *sky* reproduit le signal moyen du ciel, qui doit être bien distingué du signal de l'objet

⁴le *dark* mesure le courant résiduel parcourant le CCD alors qu'aucune photon ne vient le perturber

filtre aura des effets importants, ce qui peut fausser les résultats s'il n'est pas correctement appliqué au bon endroit.

B-4 Menu Visual

Une fois les images traitées, IDOLA propose plusieurs modules pour les comparer, les afficher ou les étudier : des outils de coupes pour prélever des profils selon des axes définis manuellement, des courbes d'isocontours, des outils de projection sphérique (cf 5.1.4), des filtres supplémentaires, des sauvegardes graphiques, etc... C'est aussi dans ce menu qu'on pourra définir la soustraction affine qui permet d'ajuster la suppression de la composante atmosphérique résiduelle sur certaines images de surface (cf Section 10.1.2).

Parmi les options de sauvegarde graphique, on peut choisir des captures d'écran simples, des mosaïques d'images et/ou de spectres, des impressions en fausses couleurs (trois images différentes affichées sur trois canaux RVB différents), le tout avec ou sans isocontours, légende ou annotations. Un filtre à ondelettes est aussi proposé pour ajuster à la main l'aspect des images : mais ceci est purement subjectif, et donc proposé en ultime recours. Le principe de ce filtre est de calculer les 5 premiers ordres des ondelettes à trou () issues de l'image initiale, puis de recomposer l'image par combinaison linéaire de ces ordres, combinaison ajustable et désormais dénuée de sens physique.

Annexe C

La mission Cassini-Huygens

Sommaire

A-1	CFHT	221
A-2	VLT	228
A-2.1	NACO 2005	228
A-3	WHT	231

Lancée en 1997, Cassini-Huygens est la première mission spatiale consacrée exclusivement à l'exploration de Saturne. Elle est menée par la NASA, qui a réalisé le module orbital Cassini, et l'Agence spatiale européenne fournisseur de la sonde Huygens. Dix-sept nations ont contribué à la construction de la sonde, qui sera probablement la dernière sonde aussi importante. Aujourd'hui, c'est la politique du petit, pas cher et rapide qui prédomine. La mission de cette super sonde, après une étude de l'espace interplanétaire pendant 6 ans, et un bref passage fructueux près de Jupiter en décembre 2000 (), est d'étudier, 4 années durant, Saturne, ses anneaux et ses satellites.

Le vaisseau spatial et son passager se sont insérés en orbite de Saturne le 1^{er} juillet 2004 après un périple de 7 ans et 3,5 milliards de km. L'orbiteur collectera pendant 4 ans des données essentielles sur la structure et l'environnement de Saturne. La sonde Huygens a plongé dans l'atmosphère de Titan le 14 janvier 2005 et s'est posée à sa surface. Les Européens sont ainsi les premiers à explorer *in situ* un astre aussi lointain. Les nombreuses données collectées à cette occasion permettront notamment d'améliorer nos connaissances sur les mécanismes chimiques ayant abouti à l'apparition de la vie sur Terre.

C-1 Cassini : un orbiteur dans le système Kronien

La sonde Cassini a été réalisée par le JPL en collaboration avec l'ESA (pour le module de relais de Huygens : le PSE ou *Probe Support Equipment*) et l'ASI (pour l'antenne de communication à haut gain). La sonde a été nommée d'après l'astronome Jean-Dominique Cassini, qui a étudié les anneaux de

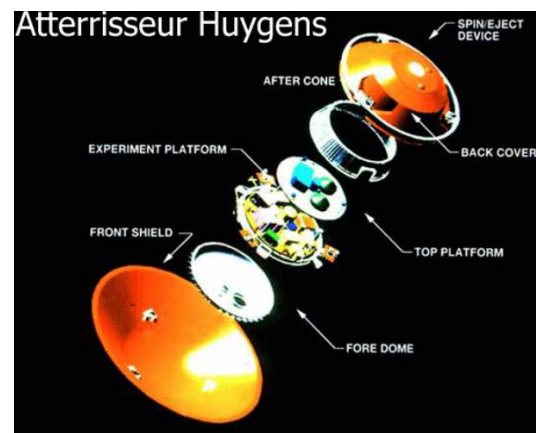
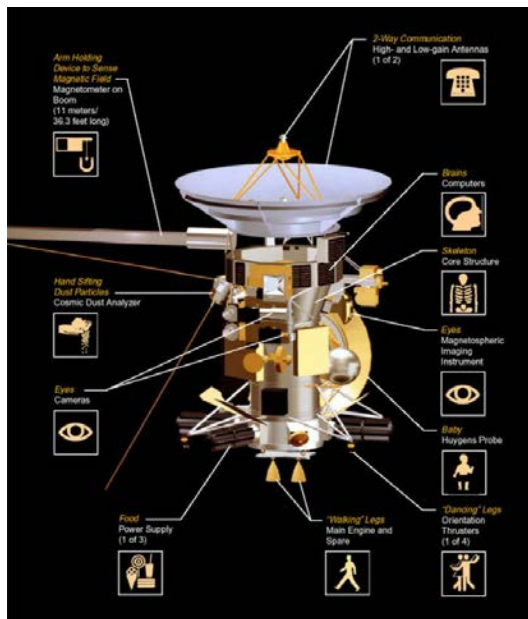


FIG. C.1: Gravures de Giovanni Domenico Cassini (à gauche) et de Christiaan Huygens (à droite), et schémas structurels des vaisseaux homonymes.

Saturne en détail et découvre certaines des principales lunes de la planète géante (Japet, Rhéa, Téthys et Dioné).

La sonde arrivée en juin 2004 aux abords de Saturne, y commence son programme de 4 années par la visite de Phoebé, la lune la plus distante de Saturne connue, le 11 juin 2004. L'insertion dans l'orbite saturnienne a eu lieu le 1er juillet 2004 par un ensemble de manœuvres l'amenant à traverser les anneaux de Saturne (entre les anneaux F et G) et à s'approcher à environ 18 000 km de Saturne (soit 0,3 fois le rayon de Saturne), ce qui ne se reproduira plus durant l'ensemble de la durée de la mission.

La mission elle-même comprend 74 orbites autour de la planète géante, incluant 44 survols de Titan, ainsi que de nombreux survols des autres lunes de Saturne.

Cassini transporte à son bord 12 instruments scientifiques :

- *Cassini Plasma Spectrometer* (CAPS) l'analyseur de plasma
- *Cosmic Dust Analyzer* (CDA) l'analyseur de poussières cosmiques
- *Composite Infrared Spectrometer* (CIRS) le spectromètre infrarouge
- *Ion and Neutral Mass Spectrometer* (INMS) le spectromètre de particules chargés et neutres
- *Imaging Science Subsystem* (ISS) le système de caméras
- *Dual Technique Magnetometer* (MAG) le magnétomètre
- *Magnetospheric Imaging Instrument* (MIMI) le visualisateur de la magnétosphère
- *Radio Detection and Ranging Instrument* (RADAR) l'émetteur-récepteur d'ondes radio
- *Radio and Plasma Wave Science instrument* (RPWS) le système de mesure du champ électrique et magnétique
- *Radio Science Subsystem* (RSS) le système radio
- *Ultraviolet Imaging Spectrograph* (UVIS) la caméra et le spectromètre dans le domaine ultraviolet
- *Visible and Infrared Mapping Spectrometer* (VIMS) la caméra et le spectromètre dans le domaine infra-rouge

Le 1er juillet 2004, Cassini-Huygens s'est correctement placée en orbite autour de la planète aux anneaux. A la fin de la troisième révolution autour de Saturne, le 25 décembre 2004, Cassini larguera la sonde européenne Huygens pour un voyage de 22 jours vers Titan. A la fin de la mission de Huygens, Cassini poursuivra son exploration du système de Saturne pour au moins 4 années. Il est prévu pas moins de 76 orbites autour de la planète et 52 survols de 7 des 31 lunes sont prévus. Titan et Encelade seront ainsi survolées plusieurs fois : Titan sera survolée 45 fois, de sorte que Cassini utilisera la force de gravité de la lune pour changer d'orbite, ce qui lui permettra d'économiser du carburant. Cela permettra à l'orbiter de rejoindre certains satellites de Saturne, d'explorer sa magnétosphère et d'obtenir des vues détaillées des latitudes les plus élevées de la planète géante.

Le programme prévoit 4 années de fonctionnement de la sonde et au moins 70 orbites autour de Saturne, qui durant ce temps s'éloignera progressivement de la Terre de 8,1 à 10,3 UA. Les temps de transmission s'allongeront en consé-

quence, passant de 68 minutes en 2004 à 84 minutes en 2008. Pour cela, deux antennes de liaison sont prévues, l'une à faible gain, l'autre à grand gain de 4 mètres de diamètre. Toutefois, les scientifiques prévoient de prolonger la mission de deux années supplémentaires, si l'orbiteur fonctionne normalement et si les réserves en carburant sont suffisantes.

C-1.1 ISS

ISS est un imageur ultraviolet-visible-infrarouge, dont les images les plus spectaculaires sont régulièrement exposées sur <http://www.ciclops.org>. Bien que conçu spécifiquement pour l'étude du monde Kronien, ISS a pu livrer d'étonnantes images de Jupiter en décembre 2000, quelquefois meilleures que Galileo dont c'était pourtant la mission.

ISS propose deux caméras : une caméra à grand champ (*Wide Angle Camera* ou WAC, avec une résolution angulaire de $60\text{mrad}/\text{pix}$) et une caméra plus précise, NAC (pour *Narrow Angle Camera*, dont la résolution atteint $6\text{mrad}/\text{pix}$). Chacune est équipée d'un CCD de 1024×1024 pixels, mais leurs gammes de fonctionnement sont légèrement différentes : la WAC sonde la gamme 380-1100nm alors que la NAC dispose de filtres lui permettant d'obtenir des images entre 200 et 1100nm.

Au cours des différentes orbites de Cassini autour de Saturne, ISS observera les nuages et la turbulence atmosphérique de la planète gazeuse, scrutant les profondeurs de son atmosphère à la fois en altitude, en latitude et en longitude. Les anneaux sont également au menu de l'instrument, de même que l'étude de la surface de tous les satellites à portée, voire la découverte de nouvelles petites lunes.

C-1.2 VIMS

VIMS, tout comme ISS, dispose de deux caméras : dans son cas, la première, au foyer Shafer, est sensible au visible principalement (gamme 350-1070nm), et la seconde, au foyer Cassegrain, sonde exclusivement l'infrarouge (850-5100nm). Ces deux CCD sont éclairés par des grismes qui disperseront le signal en 96 canaux différents, ce qui induit un échantillonnage de 7nm dans le visible, et de 44nm dans l'infrarouge.

Les buts de VIMS sont très variés : ses capacités spectroscopiques permettront de mieux cerner la composition chimique de la surface des 34 lunes de Saturne, des poussières des anneaux et des atmosphères de Saturne et Titan, par réflexion de la lumière solaire ou par émission. La structure et la température de ces objets en seront également déduites. En observant la lumière solaire et la lumière stellaire passer à travers les anneaux, on pourra également mieux décrire leur organisation.

Les capacités d'imagerie de VIMS, bien que limitées par rapport à celles d'ISS (car VIMS est techniquement un spectromètre), seront des atouts supplémentaires pour suivre les phénomènes météorologiques qui ponctuent l'at-

mosphère de Saturne, et qui apparaissent quelquefois sur Titan également : les nuages, bien évidemment, mais également les éclairs font partie de ses cibles.

Enfin, la conjonction des spectres et des cartes de VIMS vise à rechercher les zones d'accumulation des composés chimiques prébiotiques : leur détection, mais plus précisément leur localisation, afin de mieux comprendre ce qui précéda de peu l'apparition de la vie sur Terre.

C-1.3 RADAR

L'instrument RADAR est prévu pour mesurer l'altimétrie précise de la surface de Titan, mais il peut également détecter les ondes radio émises ou réfléchies par Saturne et ses satellites. Les ondes radio ne sont pas sensibles à la brume atmosphérique de Titan, complètement opaque dans le visible, mais les images seront tout à fait différentes de celles obtenues dans le domaine optique : les ondes radio donneront plutôt une information sur la granulométrie du matériau rencontré, une surface lisse réfléchissant mieux ces ondes qu'un matériau poreux ou granuleux.

Trois modes sont disponibles avec RADAR : un mode d'imagerie radio (*Synthetic Aperture Radar Imager*), fonctionnant à 13,78 GHz, qui cartographie la surface avec une résolution de 350 à 1700m ; l'altimétrie est mesurée avec une résolution horizontale de 24-27km, et une résolution verticale de 90-150m ; enfin le radiomètre peut détecter les émissions radio de la surface, et localiser leur provenance à 1-310km près.

C-2 Huygens : plongée dans un enfer froid

C'est lors du survol de Titan par Voyager 1 le 12 novembre 1980 et après la découverte d'acide cyanhydrique, que Daniel Gautier, astronome à Meudon, eut l'idée d'une étude de Titan. Cette découverte présupposait une chimie organique complexe au sein de son atmosphère. Parallèlement un astronome allemand, d'origine chinoise, Wing Hip, eut l'idée d'étudier la magnétosphère de Saturne. Ensemble ils répondirent à un appel d'idées lancé par l'ESA en 1982. Ce n'est qu'en 1988 que le projet fut accepté. C'est un projet européen.

Cassini sert donc au transport de Huygens, un module d'exploration de 318 kilogrammes destiné à pénétrer dans l'atmosphère de Titan, la plus grosse lune de Saturne et du système solaire, dont la composition comprend peut-être des hydrocarbures et autres molécules à l'origine de la vie. Le module, réalisé par l'ESA, a été baptisé d'après l'astronome Christiaan Huygens, qui a découvert le satellite en 1655.

Huygens est composé de deux modules, l'*Entry Assembly* (ENA) et le *Descent Module* (DM). Le premier assure le transport du second depuis la séparation de Cassini jusqu'à Titan, sert de protection thermique lors de l'insertion dans l'atmosphère de Titan, et ralentit la sonde par ses parachutes jusqu'à la libération du *Descent Module*. Celui-ci contient toute l'instrumentation

scientifique ainsi que ses propres parachutes pour la descente et les contrôles d'orientation de la sonde.

Huygens a été libéré par Cassini le 25 décembre 2004 pour un voyage de vingt-deux jours vers Titan. La sonde s'est posée, comme prévu, le 14 janvier 2005 à la surface de Titan et a transmis les premières photos. Ces premières photos révèlent une géologie active, comme sur Io faisant de Titan un satellite exceptionnel dans notre système solaire. Les six instruments à bord de Huygens permettront de connaître les détails de la composition chimique de l'atmosphère, puis de la surface elle-même. La sonde continuera d'émettre (à un débit d'environ 8 kbits/s) jusqu'à épuisement de ses batteries ou quand Cassini, qui sert de relais en direction de la Terre, sera hors de portée de réception. La durée attendue de la mission est de l'ordre de deux heures à deux heures et demie, à partir de l'insertion dans l'atmosphère de Titan. Huygens sera le premier objet réalisé par l'homme à se poser sur un corps céleste du système solaire extérieur (au-delà de la ceinture d'astéroïdes). L'instrumentation de Huygens située dans le *Descent Module* comprend les instruments suivants :

- *Huygens Atmospheric Structure Instrument* (HASI)
- *Doppler Wind Experiment* (DWE)
- *Descent Imager/Spectral Radiometer* (DISR)
- *Aerosol Collector and Pyrolyser* (ACP)
- *Gas Chromatograph and Mass Spectrometer* (GCMS)
- *Surface Science Package* (SSP)

Je parlerai plus particulièrement des mesures de trois de ces instruments, car ils sont les témoins directs des phénomènes que je vais décrire tout au long de ce manuscrit.

C-2.1 DISR

DISR est un subtil arrangement de spectromètres et d'imageurs de tous types, orientés dans des directions différentes.

Tout d'abord, deux spectromètres diamétralement opposés (l'un pointant le zénith, le second le *nadir*) mesurent les flux radiatifs ascendant et descendant, ce qui permet de quantifier l'équilibre (ou le déséquilibre) radiatif de l'atmosphère de Titan au fur et à mesure de la descente de la sonde. Leur échantillonnage spectral est de $6,3\text{nm}/\text{pix}$, sur toute la gamme 850-1700nm. Deux autres détecteurs infrarouge linéaires (auxquels furent adjoints deux photomètres violets à 350-480nm) sont ajoutés à l'ensemble, pointant également soit vers le *nadir*, soit vers le zénith, mesurant le flux infrarouge dans la gamme 480-960nm avec une résolution de $2,4\text{nm}/\text{pix}$. Le dernier instrument de cet ensemble spectroscopique est une lampe spectrale de 20W, qui fut allumée juste avant l'impact, pour mesurer le spectre en réflexion de la surface ainsi éclairée (car le flux solaire y est 100 fois moindre que sur Terre).

Une caméra est dédiée à l'étude du halo solaire, dont la forme et l'intensité sont autant d'indices trahissant la distribution en taille et en densité verticale

des aérosols. Pour cela, deux polarisateurs et deux longueurs d'onde sont disponibles à 500 et 935nm.

Enfin, trois imageurs infrarouge sont ensuite montés selon 3 axes différents. Leur angle de vision est le même (20°) mais la résolution spatiale sera logiquement moindre pour l'imageur pointant l'horizon que celui regardant le sol qui défile sous la sonde. Le premier pointe donc le *nadir* avec une haute résolution spatiale (*High Resolution Imager*, ou HRI), le second est pivoté de 45°, avec une résolution moindre (*Medium Resolution Imager*, ou MRI), enfin, le dernier (*side Looking Imager*, ou SLI) vise l'horizon et la ligne des nuages avec la plus basse résolution spatiale des trois. Ces trois imageurs ont acquis des images tout au long de la descente de Huygens, et, puisque la sonde tournait sur elle-même, toutes ces images ont pu être ré-assemblées en une grande mosaïque couvrant la zone d'atterrissage de la sonde (voir Partie IV).

C-2.2 HASI

Cet instrument regroupe une sélection de diverses sondes pour mesurer les propriétés physiques et électriques de l'atmosphère de Titan. Des accéléromètres (module ACC) ont enregistré les forces subies par Huygens au cours de sa descente selon 3 axes. L'accéléromètre fournit un profil de densité, dont sont extraits les profils de pression et de température pendant la phase d'entrée (entre 1500 et 160km d'altitude). Puisque le profil vertical de l'atmosphère profonde (inférieure à 160km) était déjà bien cerné, la mesure exacte de la densité locale de l'atmosphère permet de détecter d'éventuelles bourrasques de vents. Si la sonde avait atterri sur une surface liquide, l'ACC aurait pu mesurer le bercement de Huygens par les vagues. L'étude du profil de l'atmosphère est complétée pendant la phase de descente (après 160 km) par la mesure de la pression (par PPI, *Pressure Profile Instrument*) et de la température (par TEM). Enfin, l'expérience PWA (*Permittivity, Wave and Altimetry*) fut dédiée à l'analyse de la conductivité des populations d'ions et d'électrons atmosphériques, et la recherche d'ondes électromagnétiques signatures d'éventuels éclairs ou tout du moins d'une activité électromagnétique propre. Ce module était couplé à l'altimètre radar HRA (*Huygens Radar Altimeter*) qui analysait par échos radar la distance au sol, voire la nature physique de la surface.

Les derniers composants étaient un microphone, pour enregistrer les sons de la descente (en particulier rechercher le tonnerre), et un altimètre radar pour vérifier l'altitude de la sonde en temps réel. La surface n'est pas négligée non plus, car les propriétés physiques (température, pression) et électriques (conductivité, permittivité) du matériau superficiel ont été également mesurées. Les valeurs numériques correspondantes sont $93,65 \pm 0,25^\circ\text{K}$ pour la température, 1467 ± 1 hPa pour la pression, et environ 2 pour la permittivité du sol. Si les deux premiers sont en excellent accord avec les conclusions Voyager, la dernière mesure est incompatible avec la réponse de la glace d'eau pure, de l'ammoniac pur ou du méthane liquide pur. Comme l'ont également montré les autres instruments Huygens, HASI n'a pas non plus trouvé la moindre trace de liquide sur la surface de Titan.

C-2.3 SSP

Le SSP mesurera les paramètres physiques de la surface de Titan au point d'impact. Il a été conçu pour opérer sur un océan liquide et caractériser ce liquide, mais il fonctionne également sur surfaces solides. THP (*Thermal Properties*) mesurera la conductivité thermique et la température de cette surface ; PER (*Fluid Permittivity*) relèvera la conductance de cette surface ; DEN (*Fluid Density*) vérifie le principe d'Archimède pour en déduire la densité de la surface (ce qui fonctionne mieux dans un liquide que sur un sol solide) ; enfin REF (*Refractometer*) se concentre sur l'indice de réfraction du sol.

Un système acoustique (API, *Acoustic Properties*) mesurera la vitesse du son ; ce système, premièrement, détectera des pluies éventuelles pendant les 30 derniers kilomètres de la descente et donnera des informations sur la topographie voire la rugosité de cette surface et l'altitude en complément du radar altimétrique, pour le dernier kilomètre. En cas de pose sur un liquide, l'épaisseur sera sondée jusqu'à 1 000 m, et la vitesse de propagation du son y sera mesurée. Deuxièmement, des mesures atmosphériques détermineront la vitesse des sons dans l'atmosphère à partir de 50 km d'altitude et envoyant des impulsions d'ultra-sons.

Enfin, un accéléromètre (ACC) monté sur une lance à la proue du module mesurera la décélération de la sonde lors de l'impact, permettant de remonter à la consistance et à la solidité de la surface ; y est adjoint un senseur d'obliquité qui recensera les mouvements de balancier de la sonde au cours de la descente, et l'attitude finale de Huygens après l'impact.

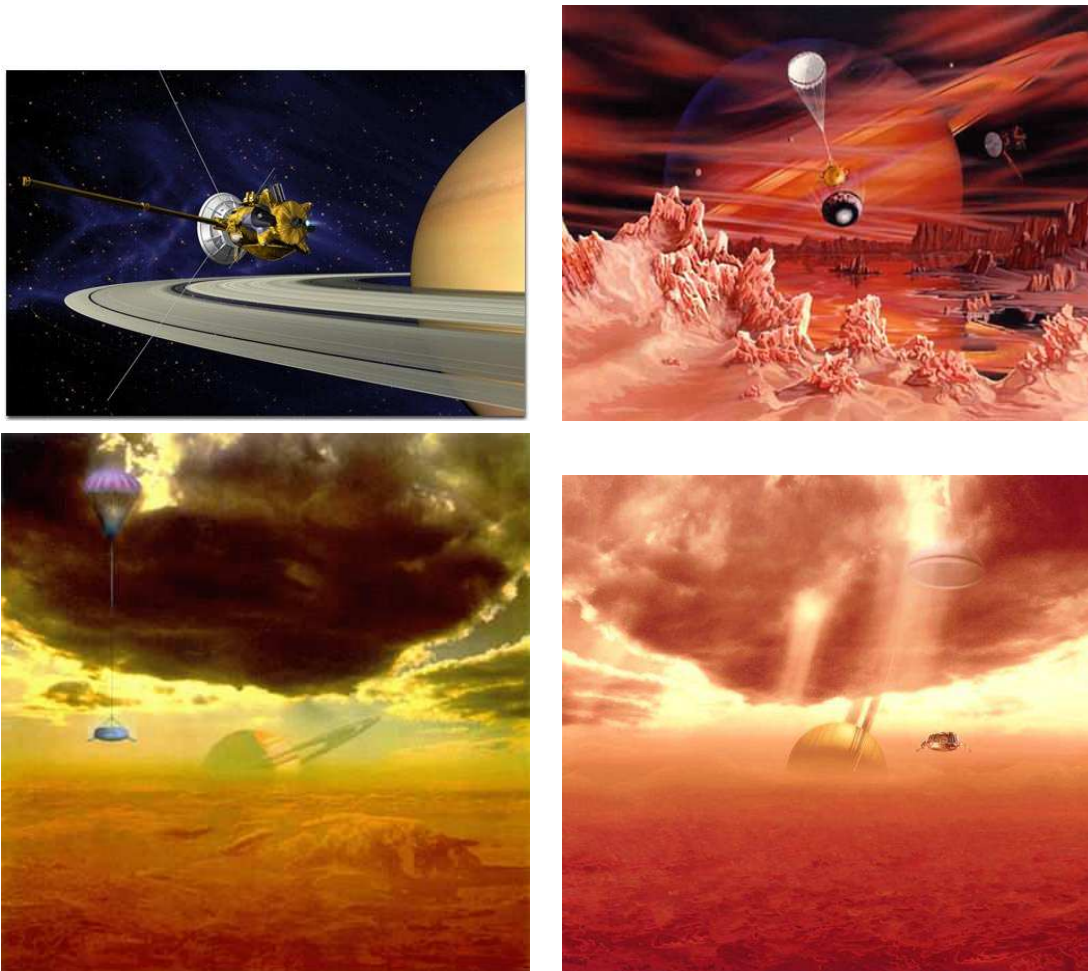


FIG. C.2: Vues d'artistes de la mission Cassini-Huygens. (a) la sonde Cassini orbitant en vue des anneaux de Saturne ; la sonde Huygens est encore à son bord, il s'agit du dôme sur la face inférieure du vaisseau. (b), (c) et (d) : diverses vues de l'atterrissage de la sonde Huygens, sur des surfaces contrastée, rocheuse, ou indéterminée...

Annexe D

VLT/NACO adaptive optics imaging of Titan

Reproduction d'un article publié en 2004 par Astronomy & Astrophysics

A&A

volume 417

pages L21-L24

DOI : 10.1051/0004-6361 :20040027

A&A 417, L21–L24 (2004)
 DOI: 10.1051/0004-6361:20040027
 © ESO 2004

**Astronomy
&
Astrophysics**

Letter to the Editor

VLT/NACO adaptive optics imaging of Titan[★]

E. Gendron¹, A. Coustenis¹, P. Drossart¹, M. Combes¹, M. Hirtzig¹, F. Lacombe¹, D. Rouan¹,
 C. Collin¹, S. Pau¹, A-M. Lagrange², D. Mouillet², P. Rabou², T. Fusco³, and G. Zins⁴

¹ Observatoire de Paris, LESIA, UMR 8109 du CNRS, 5 place Jules Janssen, 92195 Meudon Cedex, France

² Laboratoire d'Astrophysique, Observatoire de Grenoble, BP 53, 38041 Grenoble, France

³ ONERA – DOTA, 92322 Châtillon, France

⁴ ESO, Karl-Schwarzschild -Str. 2, 85748 Garching bei München, Germany

Received 18 March 2003 / Accepted 17 January 2004

Abstract. The advent of the NAOS/CONICA adaptive optics system at the ESO Very Large Telescope recently gave us the opportunity to map the surface of Titan and to search for atmospheric variations at high spatial resolution and contrast. We report here the first results from a series of observations of Titan performed with this instrument in a number of near-infrared narrow-band filters, covering various altitude regions and three different longitudes (out of the 16 days of Titan's orbit). We have achieved unequaled contrast on images showing complex topography on Titan's trailing hemisphere and have found robust evidence for the north-south asymmetry inversion. The presence of other interesting atmospheric features at Titan's South Pole is described.

Key words. instrumentation: adaptive optics – planets and satellites: individual: Titan – infrared: solar system

1. Introduction

Despite its close exploration by the Voyager missions, many aspects of the atmosphere and surface of Titan remain currently unknown. Thus, the existence of seasonal or diurnal phenomena, the tropospheric content in condensates (clouds), the surface composition and topography are still under debate, although we have obtained many clues in the past decade, through spectroscopy and radar observations, but also by disk-resolved imaging. Besides the data obtained by the HST (Smith et al. 1996), Earth-based observations have been most valuable especially since the advent of the adaptive optics and related techniques which permit in the near-IR the sounding of the deeper atmosphere and surface of the satellite. For Titan the first results were obtained with the ESO ADONIS adaptive optics system in the mid-90s (Combes et al. 1997). Recently, a large set of new data was obtained from the CFHT, Keck and Gemini adaptive optics systems (Gibbard et al. 1999; Coustenis et al. 2001; Roe et al. 2002; Brown et al. 2002) and from the HST again (Meier et al. 2000) showing Titan's surface with the bright equatorial region (observed near 100 LCM on the leading side) and also darker areas in other parts of the disk. The trailing hemisphere has been under-observed until now and its more subtle structure obviously required higher-contrasted observations. Current surface models suggest all possible combinations between ices, liquid hydrocarbons, organics and rocks (e.g. Coustenis et al. 2001).

Send offprint requests to: E. Gendron,
 e-mail: Eric.Gendron@obspm.fr

[★] Based on observations collected at the European Southern Observatory, Chile (ESO Proposal 70.C-0588).

The situation in the lower atmosphere of Titan is also unclear. Evidence for tropospheric clouds has been found in spectra (Griffith et al. 2003) and references therein and in images of Titan (Roe et al. 2002; Brown et al. 2002), while other models and observations indicate that Titan's troposphere must be supersaturated in methane. Further up, in the stratosphere, adaptive optics images showed until recently the haze-sensitive north-south asymmetry with a brighter South Pole. This asymmetry was recently found to have reversed. Another bright atmospheric feature, noticed for the first time on Titan's morning limb, was interpreted as a diurnal effect (Coustenis et al. 2001).

Titan is the main target of the NASA/ESA Cassini/Huygens mission, which will investigate the satellite in situ. In the meantime, ground-based data are vital to optimize the return of the mission. Hence, the advent of the new adaptive optics system NACO in combination with the Very Large Telescope of ESO in Chile offers a unique opportunity to study the resolved Titan disk with high sensitivity and increased spatial resolution.

2. Data acquisition

Adaptive optics compensates for the image degradation due to atmospheric turbulence, thanks to active optical elements driven in real-time by a servo-loop.

2.1. The VLT adaptive optics system NACO

NACO (Rousset et al. 2002) is the state-of-the-art adaptive optics system of the ESO Very Large Telescope, the four european 8-m telescopes located at Mount Paranal, Chile. NACO equips the Nasmyth-B focus of the fourth telescope unit (Yepun).

L22

E. Gendron et al.: VLT/NACO adaptive optics imaging of Titan

NACO recently saw its first light on November 25th 2001 (Lagrange et al. 2002), and is now offered to the astronomical community.

NACO is the association of two instruments: the adaptive optics system NAOS, and the spectro-imager CONICA. The main technical features of NAOS are a piezo-stack deformable mirror with 185 actuators and a separate tip-tilt mirror, two selectable Shack-Hartmann wavefront sensors operating either in the optical (450–950 nm) or in the near-IR (800–2500 nm) range, both featuring up to 14×14 subapertures. NAOS has a field selector allowing to pick the reference source up to $55''$ away, to track moving targets, to compensate for flexures (pointing model) and differential atmospheric dispersion. NAOS has 5 selectable dichroic beamsplitters, and delivers a corrected image to the spectro-imager CONICA in the spectral range $1\text{--}5 \mu\text{m}$.

CONICA is equipped with a 1024×1024 pixel ALADDIN2 InSb detector, operated at 27 K, and sensitive in the $0.9\text{--}5 \mu\text{m}$ domain. The read-out noise is $40 e^-$ rms/pixel in double correlated sampling read-out mode, and can be as low as $10 e^-$ rms/pixel in Fowler sampling mode (mainly used in long integration times for spectroscopy). CONICA has 5 magnification optics, providing adequate Nyquist samplings across the $1\text{--}5 \mu\text{m}$ domain ($0.01325''$, $0.027''$ and $0.054''$). It is equipped with broadband, intermediate band ($R \approx 35$) and standard narrow-band filters (HeI, P_γ , FeII, H_2 , Br_γ , all with $R \approx 90$). Due to the large telescope diameter, NACO gives access to small scales in imaging (e.g. $0.033''$ at $1.28 \mu\text{m}$).

2.2. Titan observations

Titan was the first extended planetary object to be observed scientifically by NACO. Images of Titan were obtained using 9 narrow-band filters which sampled wavelengths with large variations in methane opacity. This permitted sounding of different altitudes ranging from the stratosphere to the surface (see Table 1).

For each filter, the observations were performed by averaging several images (see Table 1) taken at random locations all over the array for a better averaging of the flat-field response. Integration times have been chosen so that individual images are photon noise limited on Titan's disk. The signal level was checked to be well inside the range of the linear response of the detector.

Titan was observed during NACO guaranteed time on 2002 November 20th, 25th and 26th, between 6.00 UT and 9.00 UT, crossing the meridian around 6.30 UT. While Titan can be observed close to zenith at Mauna Kea (Saturn has a $\delta \approx 22^\circ$), it culminates at Paranal at best at 46° from zenith, not optimal for adaptive optics.

The best seeing conditions were obtained on the night of the 26th, with a stable seeing of $0.9''$ and a long correlation time ($\tau_0 \approx 15$ ms). This allowed us to attain the diffraction limit down to $1.24 \mu\text{m}$ ($0.032''$ resolution, as shown by the full width at half maximum of the point spread function of the calibration star). On the other nights the atmospheric conditions were rather poor and highly variable. The median seeing

Table 1. Titan^a observational log.

Filter ^b (μm)	Lowest altitude region probed ^c	Number of images \times int. time (s)
1.04	tropopause	4×20
1.08	surface + lower tropo	22×20
1.09	surface + lower tropo	20×20
1.24	upper troposphere	23×40
1.28	surface	21×40
1.64	low strato + tropo	7×200
1.75	stratosphere	7×200
2.12	troposphere	13×200
2.17	lowest strato + tropo	7×200

^a The Titan observations were taken at SEP longitudes 76 to 79° for Nov. 20, 2002, 189.5 to 191° for the 25, and 211 to 214° for the 26. Star (or PSF) observations were acquired before and after the Titan observations in each filter.

^b Central wavelength of the narrow-band filter (for details see <http://www.eso.org/instruments/naco/>).

^c The filters can probe altitudes down to the region indicated. They range roughly as follows with increasing lowest altitude probed: 1.28 (P_β), 1.08 (HeI), 1.09 (P_γ), 2.12 (H_2 (1–0)), 1.24 , 1.04 , 2.17 (Br_γ), 1.64 (FeII), $1.75 \mu\text{m}$.

values were $1.1''$ and $1.5''$ respectively for the 20th and 25th (with peaks up to $2.8''$), both nights with a fast phase evolution ($\tau_0 = 3$ ms). This led to the diffraction limit down to only $1.75 \mu\text{m}$ ($0.05''$ FWHM) on the 20th, and down to $2.17 \mu\text{m}$ ($0.06''$ FWHM) on the 25th.

During these 3 nights Titan was used as the reference source for the visible wave-front sensor, running at a frame rate of 240 Hz. The configuration of the wavefront sensor, and particularly the large pixel scale of $0.58''$, was chosen to limit the increase of wave-front sensing noise due to the spatial extension of Titan. The loss in signal-to-noise on the wave-front sensor was equivalent to an increase of 0.5 mag. NACO performance is limited by noise for sources fainter than $m_R = 11$, and reaches its limiting magnitude around $m_R = 17$. Despite its spatial extension, for Titan the performance is limited only by the system speed and the mirror undermodeling error.

The same dichroic plate was kept to split light between wave-front sensing and imaging channels, for all the spectral filters used. All the images on CONICA are taken with the same pixel scale of $0.01325''/\text{pixel}$.

Star observations were interweaved with the Titan observations in order to calibrate for the PSF used for deconvolution. Titan has a $m_V = 8.05$ and we chose the star HD 40329 as a reference ($m_V = 8.17$, SP = G5, located less than 3° away). The slight excess in star magnitude accounts for the increase of wavefront sensing noise due to the spatial extension ($0.87''$) of Titan.

3. Data processing

3.1. Image reduction

Accurate flat-fields were acquired on the twilight sky. Special care was devoted to the flat-field correction, as our previous experience showed that this effect may rapidly become a limiting factor when using deconvolution. By computing the ratio between flat-fields obtained from different data sets, we could estimate that our flat-field rms error is as low as 0.005. In addition, this number decreases as the square root of the number of averaged images taken at independent locations on the array (see Table 1).

The raw data were subtracted from the sky images, then divided by the flat-field response and corrected for dead pixels. Images were then recentered with sub-pixel accuracy using a cross-correlation method in a window of $3.4''$ wide (256 pixels). Finally, a visual selection was used for eliminating the few bad quality images – if any.

Taking into account the camera read-out noise, the photon noise, and the flat-field compensation, we estimate the signal-to-noise ratio of the reduced images to range from 80 to 350 per pixel, depending on the wavelength.

3.2. Deconvolution and limb effects

The high signal-to-noise ratio of the images and the PSF calibrations allowed us to use and compare efficiently various deconvolution methods. We have tried several deconvolution methods but present here the results from the Magain (Magain et al., 1998) and Bratsolis (Bratsolis & Sigelle 2001) codes, that were found efficient in the case of Titan. Thus, Fig. 2 shows images from our best observing night, all enhanced by use of the Magain method. The Bratsolis method is used for Fig. 3.

Following deconvolution, we modeled the center-to-limb effects to balance the contrast in the surface images (1.08 and $1.28 \mu\text{m}$). The model takes into account fractal-shaped aerosols (Rannou et al. 1999) and various wavelength-dependent methane absorption coefficients and opacity. This correction was not applied to the atmospheric images so as not to hazard limb studies.

4. Results

Our new multi-wavelength Titan observations provided information at different atmospheric levels and on the surface (Table 1). A strong phase effect of 2.5° observed on the Western limb (left) of all of our images (Fig. 2), prohibited the detection of any morning features.

4.1. The atmospheric features

In our images taken at wavelengths containing atmospheric contribution, we find indication of the north-south asymmetry on Titan harboring its usual aspect (the southern “smile”) at $2.12 \mu\text{m}$, while the reversed situation is observed with filters probing higher altitudes, such as 1.64 , 1.75 and $2.17 \mu\text{m}$. An intermediate situation is observed for wavelengths near $1 \mu\text{m}$, with both the bright southern and northern components present.

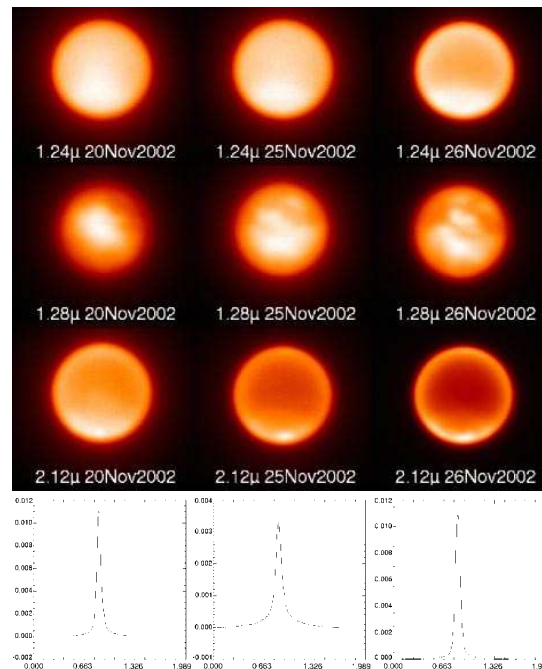


Fig. 1. Reduced images from the 3 nights, with variable seeing: it ranged from 0.8 (26th) to $2.8''$ (20th). In all Titan images North is up and East-map is to the right. The PSF shown here correspond to the $1.28 \mu\text{m}$ filter.

A highly-contrasted (150% with respect to the limb) bright feature is observed at the South Pole and shown in our images taken at 1.24 and $2.12 \mu\text{m}$ on all dates; it is even clearly visible on our raw images (Fig. 1). This feature is not observed at the close-by 2.17 -micron image, thus allowing us to discriminate in altitude and infer that the causing phenomenon is located somewhere in the atmosphere, at altitudes lower than 100 km . This feature is observed to vary in location on our images from one side of the south polar axis to the other within the week of our observations (Fig. 3). Thus, it lies at its furthest east on the 25th, while at its furthest west on the 20th. On the 26th, it seems to be centered upon the South Pole. We think of it as one large bright feature possibly related to a vortex near the Southern pole, for which further investigation is required. Other similar but less bright spots are seen on the south limb in particular in our 1.24 and $2.12 \mu\text{m}$ images on each side of this main feature.

4.2. The surface of Titan

During the night of November 20, at GEE, Titan’s leading hemisphere shows the well-known bright feature at 1.08 , 1.09 and $1.28 \mu\text{m}$. The feature extends from $+5^\circ$ lat and 110° long to -45° lat and 50° long, and has a triangular drop-like shape with the narrower edge towards the south-east (Figs. 1 and 3). For the two other nights (November 25 and 26), closer to GWE, our NACO images show 4 bright areas: a double-peaked equatorial one with contrasts of 60–90% with respect to the

L24

E. Gendron et al.: VLT/NACO adaptive optics imaging of Titan

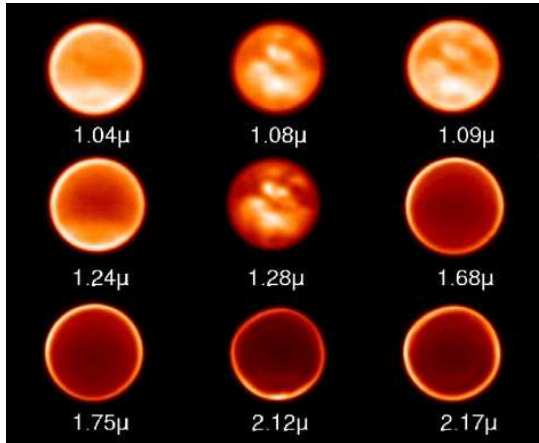


Fig. 2. Deconvolved images of Titan (using the Magain method) with limb correction for surface images (i.e. 1.08 and 1.28 μm) taken on November 26, 2002. The seeing is $\sim 0.9''$.

darkest zones in the image; another double-peaked one extending over 30° longitude in the south, with a contrast of about 80%; and finally two weaker northern areas of 40% contrast. These structures were hinted at in Keck speckle and adaptive optics images (Gibbard et al. 1999; Roe et al. 2002; Brown et al. 2002), but were observed by NACO at high contrasts.

For a comprehensive review on the possible surface components see Coustenis et al. (1995), Coustenis et al. (2001), Roe et al. (2002) and references therein.

5. Discussion and perspectives

Independent mapping of atmospheric phenomena and surface at a high spatial accuracy, achieved with NACO, successfully complements other large telescope observations of Titan in imaging, and HST. We have yet to model and interpret the physical and geophysical phenomena observed and to produce a full cartography of the surface.

We have not yet explored all the capabilities of NACO in the study of Titan. In particular, we plan to image Titan for the first time within the *L* and *M* bands in order to gain access to the 3 and 5 μm methane windows. We also plan to achieve long-slit imaging from 1 to 2.4 μm with $R \approx 1500$ and use the polarimetric mode.

The observations of NACO prepare the Cassini/VIMS (Visual and Infrared Mapping Spectrometer) observations (Brown et al. 2004), by determining the expected contrasts on surface and cloud features.

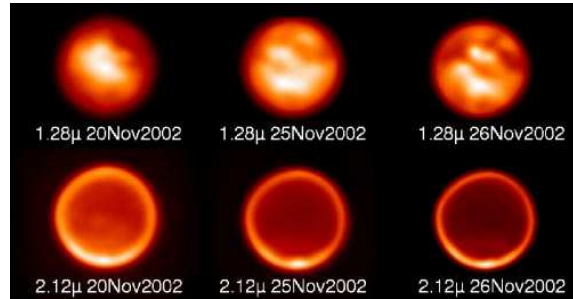


Fig. 3. Deconvolved (Bratsolis method) images of Titan and the evolution of its aspect as a function of time. The rotation of Titan's surface features is visible on the 1.28 μm images. The atmosphere (observed in the images at 2.12 μm) shows a bright southern limb, the phase effect on the western limb (to the left) and a highly-contrasted bright feature moving with time at the South Pole.

Acknowledgements. We thank P. Rannou for providing modeling of the center-to-limb effects. We are grateful to Emmanuel Bratsolis for use of his deconvolution algorithm.

References

- Bratsolis, E., & Sigelle, M. 2001, *A&A*, 375, 1120
- Brown, M. E., Bouchez, A. H., & Griffith, C. A. 2002, *Nature*, 420, 795
- Brown, R. H., Baines, K. H., Belluci, G., et al. 2004, *Space Sci. Rev.*, Cassini Issue (ed. C. T. Russell), accepted
- Combes, M., Vapillon, L., Gendron, E., et al. 1997, *Icarus*, 129, 482
- Coustenis, A., Lellouch, E., Maillard, J. P., & McKay, C. P. 1995, *Icarus*, 118, 87
- Coustenis, A., Gendron, E., Lai, O., et al. 2001, *Icarus*, 154, 501
- Gibbard, S. E., Macintosh, B., Gavel, E., et al. 1999, *Icarus*, 139, 189
- Griffith, C. A., Owen, T. C., Geballe, T. R., et al. 2003, *Science*, 300, 628
- Lagrange, A. M., Brandner, W., Chauvin, G., et al. 2002, *Proc. SPIE*, 4841
- Magain, P., Courbin, F., & Sohy, S. 1998, *ApJ*, 494, 472
- Meier, R., Smith, B. A., & Owen, T. C. 2000, *Icarus*, 145, 462
- Rannou, P., McKay, C. P., Botet, R., & Cabane, M. 1999, *Planet. Space Sci.*, 47, 385
- Roe, H. G., de Pater, I., Macintosh, B. A., & McKay, C. P. 2002, *ApJ*, 581, 1399
- Rousset, G., Lacombe, F., Puget, P., et al. 2002, *Proc. SPIE*, 4839, 140
- Smith, P. H., Lemmon, M. T., Lorenz, R. D., et al. 1996, *Icarus*, 119, 336

Annexe E

Near-infrared study of Titan's resolved disk in spectro-imaging with CFHT/OASIS

Reproduction d'un article publié en 2005 par Planetary & Space Science
Planet. Space Sci.
volume 53
pages 535-556



ELSEVIER

Available online at www.sciencedirect.com

SCIENCE @ DIRECT®

Planetary and Space Science 53 (2005) 535–556

**Planetary
and
Space Science**

www.elsevier.com/locate/pss

Near-infrared study of Titan's resolved disk in spectro-imaging with CFHT/OASIS

M. Hirtzig^{a,*}, A. Coustenis^a, O. Lai^{a,b}, E. Emsellem^c, A. Pecontal-Rousset^c,
P. Rannou^d, A. Negrão^{a,d}, B. Schmitt^e

^aLESIA, Observatoire de Meudon, 5 place Janssen, 92195 Meudon, France

^bCFHT, Hawaii, USA

^cCRAL, Observatoire de Lyon, 69561 Saint-Genis-Laval Cedex, France

^dService d'Aéronomie/UVSQ BP3 91371 Verrières le Buisson, France

^eLaboratoire de Planétologie, Grenoble, France

Received 7 November 2003; received in revised form 3 June 2004; accepted 12 August 2004

Available online 5 March 2005

Abstract

We present observations of Titan taken on November 17, 2000, with the near-infrared spectro-imaging system OASIS, mounted downstream of the CFHT/PUEO adaptive optics system. We have spatially resolved Titan's disk at Greatest Eastern Elongation. Our spectra cover the 0.86–1.02 μm range with a spectral resolution of 1800. By studying Titan at these wavelengths, we have recovered several pieces of information on the vertical and latitudinal structure of the atmosphere and surface of the satellite. The observing conditions were sufficiently good (AO-corrected seeing of 0.34") so as to allow us to separate the disk into 7 independent elements. From the flux contained in the 0.890 μm methane band, we find that at higher altitudes on Titan, the North–South asymmetry is undergoing changes with respect to previous years when the South was much brighter than the North. This asymmetry still prevails in the troposphere, but at higher levels the well-known “Titan smile”—previously reported—disappears. We believe that we even have evidence for a reversal. The year 2000 may then represent the beginning of a seasonal change in Titan's haze distribution in the near-infrared, something which has been confirmed since but was not visible in the previous years. By comparing regions on Titan's disk with similar surface and stratospheric characteristics, we find an differences in the latitudinal distribution of the aerosol content in the intermediate altitude levels. Reflectivity measurements derived in the 0.94 μm window (and hence pertaining to the surface conditions) show that the equatorial regions of the leading side are brighter than the surrounding areas, due to the presence of the large bright zone observed since 1994. Given our spatial resolution, we find this region to be 6% brighter than northern latitudes, 7% brighter than the South pole and in total we have a contrast of 9% between the darker and the brighter areas distinguishable on our images. The 0.94 μm methane window yields a geometric albedo of about 0.26 for the bright center of Titan's disk. This region is affected by a strong H₂O telluric absorption and therefore we could not derive any precise information on the surface composition from the original spectrum. We have, however, been able to correct for the telluric lines by using a stellar spectrum taken just before our Titan observations. We were then able to apply our radiative transfer code and after modeling surface albedo values of about 0.37 and 0.29 for the brightest and darkest areas respectively were found. We investigate possible surface components, compatible with our data, such as water ice, hydrocarbon liquid, tholin deposits or silicates.

© 2005 Elsevier Ltd. All rights reserved.

Keywords: Titan; Satellites; Near-infrared; Adaptive optics; Imaging; CFHT; PUEO; OASIS; Spectrographs

1. Introduction

Titan, Saturn's largest satellite, has been observed relentlessly and with various instrumentation since the first hydrocarbon signatures were detected by Kuiper in

*Corresponding author.

E-mail address: mathieu.hirtzig@obspm.fr (M. Hirtzig).

1944, indicating a promising environment in which—since then and essentially thanks to the Voyager missions—organic chemistry was shown to occur in a N_2 -dominated thick atmosphere. The near-infrared observations in the past decade were performed either in spectroscopy (e.g. Lemmon et al., 1995; Coustenis et al., 1995; Griffith et al., 2003; Geballe et al., 2003) or in imaging and photometry with increasing resolutions. The size of the reflectors keeps increasing: 3.6 m for the CFHT (Coustenis et al., 2001), 8.1 m for Gemini (Roe et al., 2002a), 8.2 m for the VLT (Gendron et al., 2004) or 10 m for the Keck (Roe et al., 2002b; Brown et al., 2002; Griffith et al., 1998, 2000), hence displaying an always improved spatial resolution (0.11, 0.05, 0.05 and 0.04 arcsec at 1.65 μm , respectively). On the other hand, the filters used become narrower and narrower, decreasing from 0.16 μm (e.g. filter H1-1 at 1.60 μm for KIR on CFHT/PUEO) to 15 Å (e.g. filter NB_2.12 for CONICA on VLT/NAOS). This ensures a better spectral resolution, allowing one to probe more specific altitudes in Titan's atmosphere. Apart from Earth-based studies, HST and ISO (Coustenis et al., 2000; Negrão et al., 2003) observed Titan, yet the HST does have produced the first disk-resolved Titan observations from space, first with WFPC2 in broad-band filters up to 1.1 μm (Caldwell et al., 1992; Smith et al., 1996), and then—among others—with NICMOS up to 2.5 μm (Meier et al., 2000).

We studied Titan with OASIS, a spectro-imager mounted on the 3.6-m Canada–France–Hawaii Telescope (Mauna Kea, Hawaii). The use of Integral Field Spectrometer (IFS) systems is of undeniable interest in Galactic and extragalactic studies (e.g. see Emsellem and Bland-Hawthorn, 2003, and references therein). When it comes to planetary objects, the usefulness of such a method might not be obvious to the layman. The fusion of an instrument with both decent spatial and spectral resolutions can return either a series of images as if acquired with very narrow-band filters, or a spectral analysis of different areas on the object.

We present here one of the few attempts made to use integral field spectrographs on Titan. Titan was observed previously either with spectro-imaging systems, albeit in the K band (Brown et al., 2002; Chanover et al., 2003; Bouchez, 2003), or in pure imaging at similar wavelengths in November 2000 (Lorenz et al., 2001; Gibbard et al., 2001; Bouchez et al., submitted). Bouchez (2003), for instance, presents the first spatially resolved NIR spectra of Titan's atmosphere and surface taken with the JPL adaptive optics (AO) system and the PHARO camera/spectrograph at the Hale 5-m telescope, in 1999 (26 March), 2000 (20 July) and 2001 (20 December), with a similar resolution to ours but solely in the 1.9–2.3 μm range. Their method was based on the successive acquisition of either images or spectra, the former being used afterwards for the spatial positioning

of the latter. In the same work, Bouchez also shows images taken on 7 nights between November 7 and December 17, at 890, 940, 950, 960 and 1000 nm with the Advanced Electro-Optical System (AEOS), at the 3.63-m telescope in Maui, Hawaii. This data set is comparable to ours in epoch, but does not show any spectra. Also comparable to our observations in spectral range were the studies of Titan by Lorenz et al. (2001) at 889, 953 and 1042 nm on November 16 and 23, with HST/WFPC2. We have also found in the HST archives (<http://archive.stsci.edu/hst/index.html>) that STIS data were acquired on the 26th November 2000 (run ID 7717), but to our knowledge, these data were not published. These consist of one solely imaging series with MIRVIS (data set O4YM02WRQ), plus two series of long-slit spectrographs (data sets O4YMB2010 and O4YMB2020) in the 0.5–1 μm range.

Prior to 2000, the Mount Wilson 2.54-m Hooker telescope was used during 8 consecutive nights from October 28 to November 4 1999, with an acousto-optic filter tunable on the 830–960 nm range, used in particular at 890 and 940 nm (Chanover et al., 2003). No spectra were in fact acquired, but the narrow-band filter (40 cm^{-1}) allowed this team to obtain images through an almost continuous wavelength range. Finally, Brown et al. (2002) used the NIRSPEC spectrograph at the Keck observatory on the 3rd, 10th and 11th of December 2001 to recover both images and spectra of Titan from 1.96 to 2.99 μm . These two last references will be of use to us when we compare our results with preceding and following observations.

On the 17th of November 2000, our team used the spectro-imager OASIS, which was in conjunction with the CFHT facility AO infrared detector PUEO (Rigaut et al., 1998). The purpose was to recover information on Titan's surface and atmosphere as a function of wavelength and location on the disk.

2. Titan observations

2.1. OASIS

OASIS (“Adaptive Optics Spectro-Imaging System”) is an imaging spectrograph that uses a micro-lens array to sample the field of view. OASIS is the direct descendent of TIGER (Bacon et al., 1995), and the parent of SAURON (Bacon et al., 2001). These instruments were designed and built by the CRAL team in Lyon (France). In contrast to TIGER and SAURON, OASIS was a common-user instrument at the CFHT, and has therefore been maintained by the CFHT staff. It also makes use of an AO system, namely PUEO at the CFHT. The principle of OASIS is described briefly below.

Downstream of the AO system, the focal plane—with the field of view—is enlarged to fit on the most crucial part of the instrument: a set of about 1100 micro-lenses cast together in fused silica. This array performs the spatial sampling of the object. Each microlens produces a new focal point, reducing the image to a set of micropupils. The last stage of the spectrograph corresponds to the classical dispersion of each of these points by a grism-based spectrograph, thus producing a set of spectra on the CCD. For more details, see Bacon et al. (2000), or the OASIS website http://www.cfht.hawaii.edu/Instruments/Spectroscopy/OASIS/Present/present_tiger.html

OASIS was completed in 1997, and saw its first light at the CFHT on August 10th the same year. In May 2002, it returned to Lyon before reaching the William Herschel Telescope in Spring 2003. There, the first commissioning run for this visitor instrument took place in July 2003.

The resolving power of OASIS can reach about 3350. The field of view changes according to the used sampling: the largest field of view is $15 \times 12 \text{ arcsec}^2$, sampled every 0.41 arcsec; a spatial sampling of 0.04 arcsec yields a field of view of $1.6 \times 2 \text{ arcsec}^2$. To recover the spatial and spectral information from the $4k \times 2k$ detector, a number of calibration data sets are needed which are fed to a dedicated software developed at the CRAL employed to gather and process these data. This step is discussed below.

2.2. Observational data

In November 2000, we used OASIS in an exploratory run on Titan during two consecutive nights (16th and 17th), as summarized in Table 1. The chosen spectral range runs from 0.8 to $1.0 \mu\text{m}$ and our spectral resolving power is around 1800. Titan was at southern summer solstice, but 2 years shy of it at that time. Titan data sets

Table 1
Titan observational log

Date (November 2000)	UT	# images \times int. time (s)	Target	Alpha (h)	Delta ($^\circ$)
16	04:20	7×1.0	Bias	21:50	19:57
16	05:05	3×2.0	Micropupils	22:30	19:58
16	05:30	9×80.0	Continuum	23:20	19:58
16	06:23	1×60.0	ArNeHg	23:44	19:58
17	09:34	1×1200.0	Titan	03:43	17:23
17	10:00	1×1200.0	Titan	03:44	17:23
17	10:25	1×60.0	ArNeHg	03:43	17:23
17	12:56	1×313.8	HD 19445	03:08	26:20
17	13:07	1×60.0	ArNeHg	03:08	23:20
17	14:07	1×6.0	Continuum	03:08	26:20
17	14:11	1×60.0	ArNeHg	07:36	19:59
17	14:25	1×120.0	HR 1544	04:50	08:54
17	14:34	1×60.0	ArNeHg	04:50	08:54
17	16:29	1×180.0	FlatSky	09:32	19:49

were taken exclusively on the 17th, and they consist of two datacubes of 1200 s of integration time each. On this date, Titan was at its Greatest Eastern Elongation (GEE) with respect to Saturn. In this configuration, the leading hemisphere was visible from the Earth. The corresponding Sub-Earth Point (SEP) longitude and latitude were 123.6°W and 23.4°S .

We chose to observe Titan with the best sampling available, namely 0.04 arcsec for a field of view of $1.5 \times 2 \text{ arcsec}^2$. Titan itself provided the reference source for these observations. The seeing during our observations (i.e. November the 17th) was unfortunately mediocre, with an average value of 0.9 arcsec. Because the AO system was trying to correct for the atmospheric turbulence below $1 \mu\text{m}$, the theoretical image quality was 0.22 arcsec. In fact, the resulting quality is 0.34 arcsec, as explained in 5. This means that although we have about 380 pixels on our disk (22 in Titan's 0.88-arcsec diameter), there are only 7 independent resolution elements (each containing 7.5 pixels).

Two spectrophotometric standard stars, HD 19445 and HR 1544, were also observed. The former proved to be a variable star, and thus not adequate for our purpose. The latter is a A1Vn type star of magnitudes $M_V = 4.353$ and $M_B = 4.372$ in the Orion constellation (2 Ori), also known as HD 30739 (Hamuy et al., 1992, 1994). Unfortunately, the Titan observations were made at very low airmass (1.004), whereas our stellar spectra were taken at a secant of 1.414. Hence, the correction for telluric lines is not obvious (this is discussed in 4.4.2). Calibration exposures, e.g. arc lamps, were also obtained during these two nights. It is compulsory for the calibration process to acquire one spectral lamp exposure (“ArNeHg” here) for every science exposure.

3. Data reduction

3.1. Data processing

The processing of the $4k \times 2k$ CCD which includes nearly 1120 spectra requires a dedicated and efficient software: this is illustrated in Fig. 1 which shows the appearance of one raw OASIS exposure of Titan. The complexity of the processing motivated the development of the code XOasis at the CRAL (Lyon). Here, we briefly mention the main steps of the data reduction, with a brief note on the usefulness of the involved calibration set.

The XOasis data reduction software is based on a detailed optical model of the instrument, and thus simulates the signal expected on the CCD. This model is applied on the obtained exposures to extract the relevant information. The first step therefore consists in building a reference mask table, which represents the position (x, y on the CCD) and characteristics (cross-dispersion

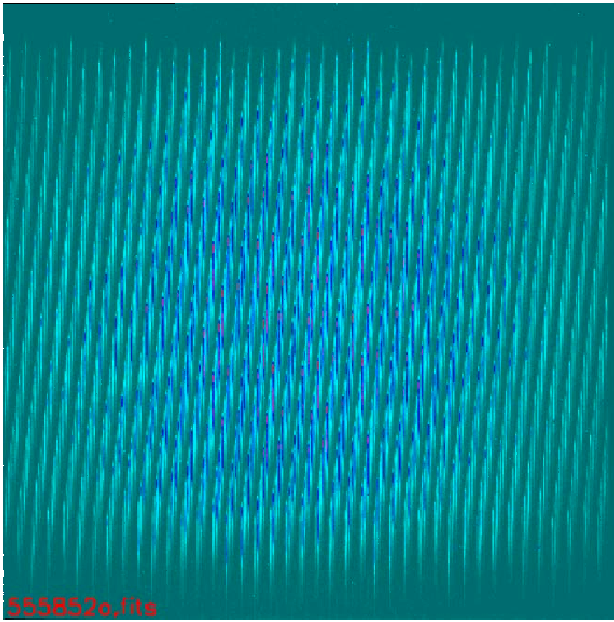


Fig. 1. Raw image of the CCD of OASIS in false colors (here the image of Titan at 09:34 UT). Each tiny slash corresponds to one spectrum related to one micropupil.

profile) of the expected signal. This is achieved by first using an image of the micro-pupils, i.e. an exposure of a continuum lamp with the grism removed from the light path. The wavelength dependence is derived via the use of arc lamp reference exposures, and its associated compiled list of emission lines (Argon, Neon and Hg). The whole process includes an optimization of a number of free (but constrained) parameters, such as an overall offset on the CCD, the position angle of the beam steerer and the distortions induced by the optics. This critical step should lead to deviations between the modeled and observed spectra with an RMS smaller than 0.2 pixel. In the case of our Titan observations, we only disposed of a single arc lamp data set taken after the target data sets. Hence, we obtained a fit with a RMS residual of 0.3 pixel, significantly higher than the expected value, but only marginally affecting the final wavelength calibration (limiting the accuracy to 0.15 pixel).

The built mask is then used to extract the datacubes (a set of 1120 spectra) from each individual exposure (after proper bias and dark corrections). The extraction mask provides a relatively good wavelength pre-calibration of the data. We, however, use the extracted arc lamp spectra to provide a more accurate wavelength scale. The resulting spectral domain is 8655–10,200 Å. All data are flat-fielded via an extracted continuum datacube, which provides the spectral flat-fielding, the corresponding spatial flat-fielding being derived from a twilight sky exposure. Cosmic ray impacts are detected

using morphological criteria, both spatial and spectral, and removed.

Considering our small field of view, the seeing of our Titan observations and the relative faintness of the expected sky spectra, we did not perform any sky subtraction. The flux calibration was done using reference exposures of the flux standard HR1544, hence providing datacubes in units of 10^{-16} erg/s/cm²/Å/arcsec². This process alone does not correct for the telluric lines present on Titan's spectrum, since there is no real division with the measured star spectrum (this problem will be treated separately in Section 4.4.2).

Considering the bounds of the filter used, we decided to safely limit the wavelength range to 867.5–988.0 nm. The two Titan datacubes were then oriented in a classical way (North up and East-map right) and resampled (spatially) on a common grid before merging. We detect fringes with amplitudes of about 3% on the reconstructed images derived from the resulting merged datacubes. The origin of such fringes is not fully understood, although they are directly linked to the spatial flat-fielding step which only affects the overall normalization of individual spectra. This resembles a Moire effect, and there was no proper way to correct for it. In the following, and given the limited resolution of our observations, we will only consider spatial elements of about 0.4 arcsec, a scale at which these fringes can be ignored. We are therefore confident that the present results were not affected in any significant way.

Finally note that the observational conditions and the small field of view compromise a straightforward application of deconvolution algorithms on our merged datacubes, as will be shown in Section 5.

3.2. Noise

In Fig. 2, two of the resulting fully-processed images are displayed. On this spectrum the wing of the 0.83 μm window, the 0.889 μm band, the 0.94 μm window and finally the wing of the 1.013 μm band can be seen. The image labeled "Noise" returns the value computed by XOasis of the theoretical noise variance of the signal, given the read out noise and the photon flux, plus the influence of all the processing itself; this result might not be accurate for the variance because it does not really reproduce the exact noise statistics. In any case, this noise underlines fairly well the fringes problem we detected. The value of the Signal/Noise Ratio (SNR) computed by XOasis varies with the pixel considered, with extreme values around 2 (edge of the image) and 38 (center of Titan's disk); however, since we only consider Titan's disk in our study, the SNR can be considered to run from about 10 to 38, with an average value of 30 for the areas we select hereafter. All images are individually scaled to enhance the details, so their equal brightness

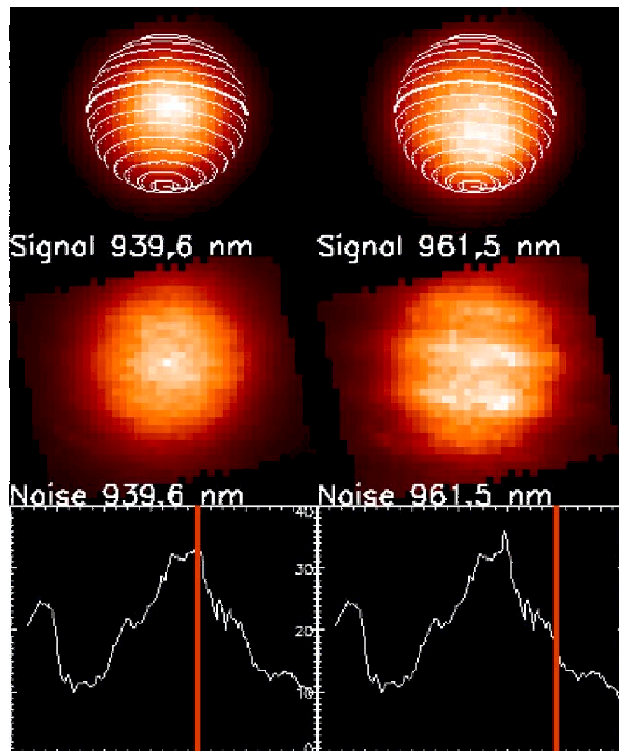


Fig. 2. Fully processed images of Titan. The right-column panel corresponds to $0.94\mu\text{m}$, the left one, to $0.96\mu\text{m}$. The color range decreases, from brightest to dimmest as: white, yellow, orange, red, brown and black. From top to bottom can be seen: (a) images of Titan (labeled “Signal”), overplotted with a projection of the coordinates system of the planet (with the meridians and parallels drawn every 10° ; the 0 meridian and the equator have solid face line styles); (b) the “Noise” computed by XOasis; (c) the spectrum from the central pixel of Titan’s disk (flux—arbitrary units vs. wavelength in nm with a spectral resolution of 1800) is plotted twice. The reddish cursor indicates which wavelength is probed for each column, but its thickness is not related at all with the spectral width of the section—about 4.6\AA .

does not mean that they are of the same intensity. On the one hand, the section chosen on the left column of Fig. 2 shows the appearance of Titan in the core of the $0.94\mu\text{m}$ window. The second section (961.5 nm , on the right column) shows one of the most spectacular fringes system. Note that, as can be seen on the former image, the fringes system is not present at all wavelengths.

3.3. Final products

After the processing steps, we finally recovered two datacubes of Titan. By comparing them and by assessing the similarities we find in the features present in the two different data sets, we obtain an estimate of the level of confidence we can have in their reality. In Fig. 3, the two averaged images of Titan’s disk are showing the same features at any detectable level (including in the hints of fringes).

We have verified that the trends in both datacubes are the same (with a small discrepancy in the flux level), and the same features are visible in both derived spectra. From the two data sets, we have created a merged cube (Fig. 5) by averaging them after re-centering them by cross-correlation. We concentrate hereafter only on the spectra extracted from this merged datacube. The total SNR, averaged over 300 pixels, is at least 500 for our merged image (the SNR for each spectrum evaluated by XOasis is roughly 30). This image corresponds to a Titan disk with about 7 independent resolution elements (as explained in 2.2), each one affording an SNR of about 100, providing us with a comfortable confidence level in the features we will discuss in Section 3.4.

We could not perform the calculation of Titan’s geometric albedo, because the absolute photometry was not achieved, mainly because of the interference of the H_2O telluric lines (see Section 4.4.2 for details). Nevertheless, we processed the datacube to obtain values proportional to an albedo, which could then be normalized to commonly accepted values. First, we computed the theoretical solar flux reflected by Titan. This allowed us to create a pseudo-I/F spectrum for each of Titan’s disk pixel, that we will abusively call “I/F” from now on. This pseudo-I/F is proportional (by an undetermined factor) to the real I/F value. The second step is the recovery of a pseudo-“ $I/F \cos \theta$ ”, to compare regions with different incidence angles (“ μ ”) by correcting, as well as possible, for the center-to-limb effects, and by simulating a zero phase angle (“ μ_0 ”). We assumed that the center-to-limb effects followed a Minnaert law, with coefficients fitted to our data for each wavelength available to us. Finally, the resulting

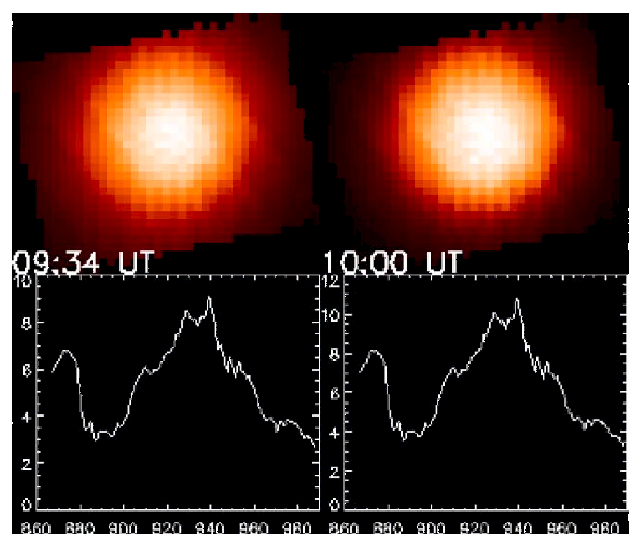
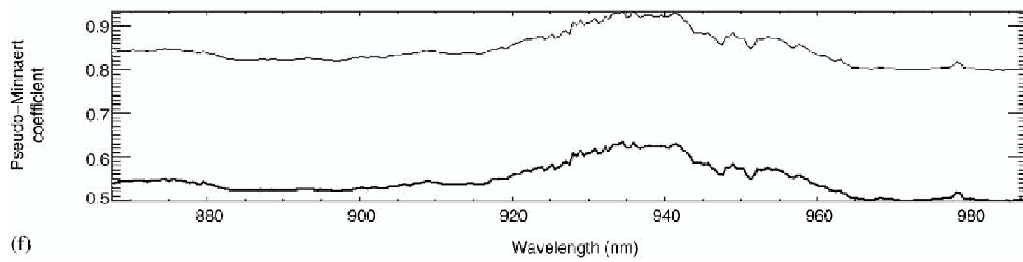
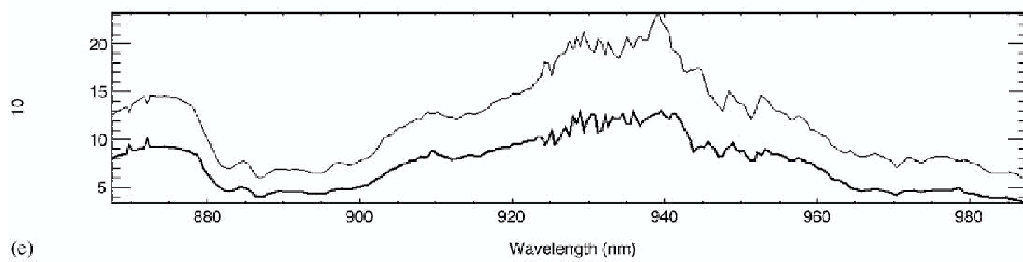
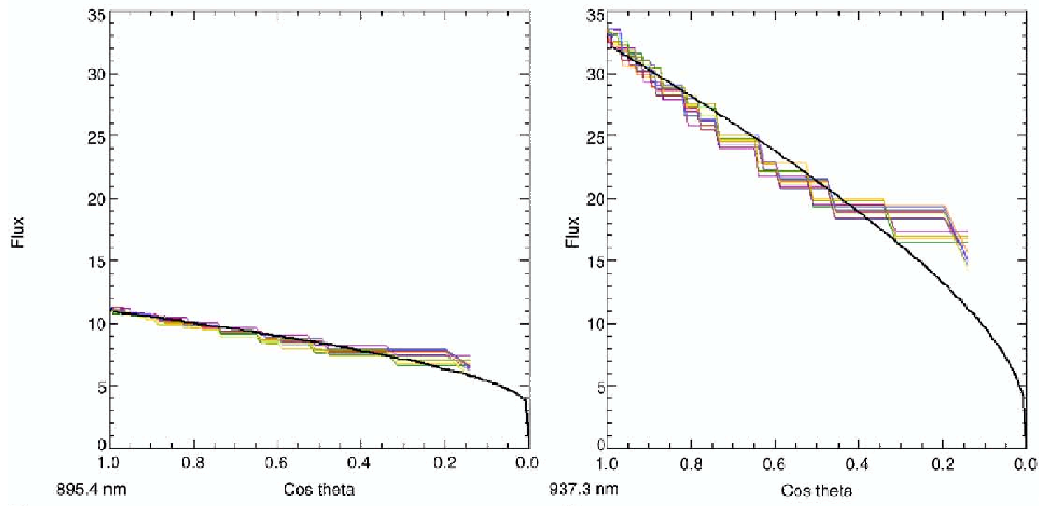
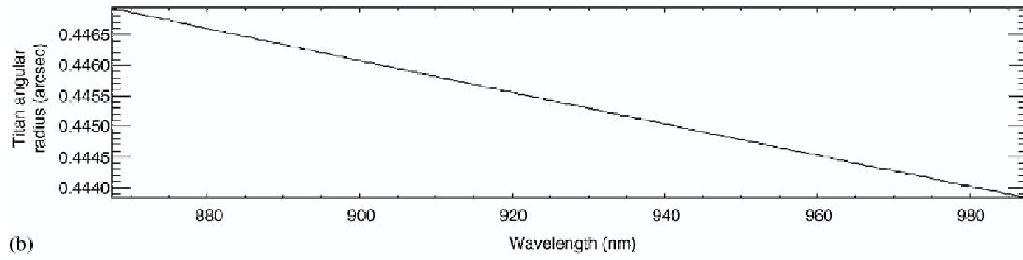
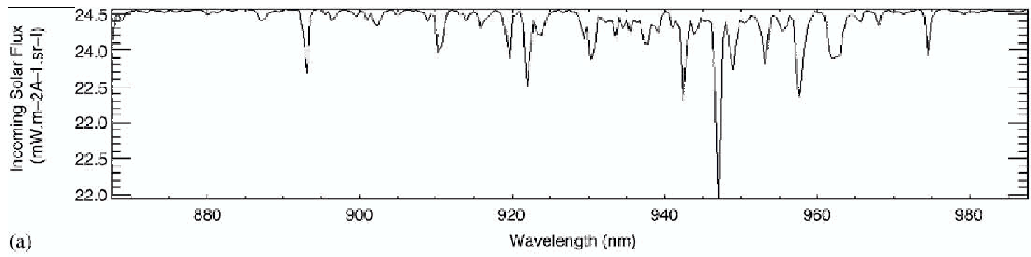


Fig. 3. The two datacubes of Titan acquired on 2000 November 17th. On the top panel are plotted the wavelength-averaged disks of Titan. The bottom panel shows the average spectrum for each datacube in flux (arbitrary units) vs. wavelength (nm).

A

540

M. Hirtzig et al. / Planetary and Space Science 53 (2005) 535–556



pseudo-albedo will be normalized to observed albedo values and analyzed. All this is summarized in Fig. 4 and detailed hereafter.

3.3.1. Calculating Titan's reflectivity

The theoretical reflected flux computation needed several parameters to be determined. The critical parameters were actually the size of Titan and the value of the incoming solar flux received by Titan. The former was derived from Toon et al. (1992), where Titan's radius is given by

$$R = 2965.1 - 226.28 \times \lambda + 35.03 \times \lambda^2.$$

Given the distance from Earth to Titan, i.e. 8.128 AU on November 2000 17th, the angular radius of Titan was easily computed. The incoming solar flux was deduced from the atlas of Delbouille et al. (1981) (updated on the website <http://mesola.obspm.fr/solar.spect.php>), and adapted for the Titan–Sun distance of 9.1116UA at the time of the observations. Both parameters are displayed on the two upper panels of Fig. 4. We then divide Titan's flux by the resulting solar spectrum to obtain pseudo-I/F spectra for each point on Titan's disk. The solar lines existing in the 850–900 nm range have little to no effect on the Titan's spectrum (the strongest line here around 892 nm has a maximum impact of 0.6% on the flux). Our solar spectrum corrects fairly well for the solar contribution, so that we find no cause of concern about a possible alias from this source into the retrieval of vertical structure from this region. Even the strongest solar lines around 946 nm do not account for more than 1.5% of the intensity.

3.3.2. Minnaert fit

The theoretical behavior of a reflective object as a function of the emergent angle of radiation may follow a Minnaert law (Minnaert, 1961) described as

$$I = I_0 \times \mu^k \times \mu_0^{k-1},$$

where I_0 is the brightness at the center of the object's disk, μ_0 is the cosine of the incident angle of radiation, and μ is the cosine of the emergent angle of radiation. Since Titan's surface and Titan's atmosphere follow two distinctive Minnaert laws with specific coefficients, we had to take into account a sum of two Minnaert laws. For our purpose, we simplified this two-term equation into (hereon called “pseudo-Minnaert law”):

$$I = I_0 \times \mu^{(2k_0-1)} + I_1 \times \mu^{(2k_1-1)}.$$

This simplification can be justified by the relative similarity of the Sub-Solar Point (SSP) and the SEP; indeed, the position of the SSP with respect to the current point of computation gives μ_0 at that point, and the SEP similarly leads to μ . For our observations the SEP coordinates were (13.39°S, 123.36° LCM), and the SSP ones, (23.58°S, 123.96° LCM). The small difference in LCM coordinates will lead to a phase effect on the morning limb, with a small intensity, because the phase angle is very small, around 0.3°.

We fit both the k_0 , k_1 , I_0 and I_1 coefficients to our data. We know that at GEE, Titan shows a highly-contrasted bright equatorial feature, and we did not want it to interfere with the determination of I_0 and I_1 . We measured first the variation of Titan's intensity as the current point runs along one radius, for each wavelength in OASIS' range. This was done for 36 different radii, separated from each other by 10°. We purposely fitted only one set of parameters for one given wavelength, because our main goal was only to correct, to the best of our capabilities, for the center-to-limb effect. Since the SSP and SEP are close to each other, we supposed we were near zero solar phase. The zero observation angle is then simulated in the pseudo-Minnaert correction. Other authors (Chanover et al., 2003, for instance) tried to fit different Minnaert coefficients for different radii (more precisely, for different latitudes), taking henceforth into account any latitude-linked variability of Titan's atmosphere. We wanted on the contrary to enhance this variability, as will be shown in Section 4.3. This is the reason why we considered the most “average” profile of Titan as a whole to obtain the Minnaert fit. This fit is used to create a mask, supposing a cylindrical symmetry, thus assuring that relative behaviors of areas at similar μ will still be valuable.

The middle panel in Fig. 4 shows two fits of this pseudo-Minnaert law with our data. The difference between the two lies mainly in the difference of methane absorption, implying a global different intensity, as will be explained in Section 3.4. One can notice that both fits are loosely following the measured curves when μ is below 0.2. The main cause for this is simple: Titan's atmosphere is too complex to be reproduced by a mere Minnaert law (retro- and multiple diffusions by the aerosols, for instance). This led us to show all the images of Titan's disk herein without this effect corrected, because amongst the cons of this model is the divergence of I/F on the limbs, even though less marked than for a

Fig. 4. Parameters and results for the pseudo-Minnaert law coefficients fit. From top to bottom are shown as a function of wavelength: (a) the incoming solar flux on Titan, interpolated from Delbouille et al., 1981; (b) Titan's angular radius as seen from the Earth, deduced from Toon et al., 1992; (c) and (d) two fits of the pseudo-Minnaert law for two wavelengths chosen either in a methane band (left) or in a methane window (right), where the colored curves correspond to the measurements of Titan's intensity along various radii on Titan's disk, while the thick line gives the best fit found; (e) the values found for I_0 (thick) and I_1 (thin), theoretical intensities at the center of Titan's disk; (f) the pseudo-Minnaert coefficients k_0 (thick) and k_1 (thin).

Lambertian model. Please note that the accuracy of the fit when μ reaches 1 depends on the wavelength: in the methane band, the fitted $I_0 + I_1$ is fairly close to the value measured on the disk; on the other hand, the presence of a bright surface element prevents $I_0 + I_1$ from being equal to the measured intensity value in the methane window, hence a loosened fit around $\mu = 1$.

Finally, as is reported in Fig. 4, one set of coefficients k_0, k_1, I_0, I_1 was found for each wavelength available. $I_0 + I_1$ reproduces the general behavior of Titan's spectrum fairly well, as could be expected. (Some discrepancies can be nevertheless found in the methane window, as underlined earlier.) The Minnaert coefficient k curves also resemble that of Titan's albedo, because the more diffusion there is, the smaller the Minnaert coefficient.

3.3.3. Geometric albedo normalization

Following this step, the datacube returns I/F spectra with the center-to-limb effect attenuated (i.e. a pseudo-I/F $\cos \theta$). Indeed, the correction is fairly efficient for μ values above 0.2 (i.e. for incidence angles narrower than 75°), but it is over-corrected near the limbs (divergence of I/F); hereon, we will consider only regions on Titan's disk with μ values greater than 0.4. We then adjusted the disk-averaged spectrum to fit the geometric albedo to an averaged value of 0.08 in the $0.89\ \mu\text{m}$ methane band ("dark region" where the atmosphere is expected to be uniform). This value was chosen to be compatible with the results of other authors: 0.07 in Karkoschka (1994), 0.08 in Coustenis et al. (1996, unpublished data) and 0.07 in Griffith et al. (2003). This disk-averaged spectrum yields a geometric albedo value of 0.25 at the center of the methane window. This is the value that we will use in our comparisons with other ground-based data which do not resolve Titan's disk.

3.3.4. Errors on the geometric albedo

The calculation of this geometric albedo induces some systematic errors. First, the division by the solar spectrum and its adjustment beforehand can vary by about 1%. The critical step that creates the largest error is the application of the Minnaert mask. As can be seen in Fig. 4, the fit is efficient around $\mu = 1$ (about 5% accuracy), but less precise at $\mu = 0.6$ (10% error) and inadequate near $\mu = 0.2$ (nearly 25% error). Thus, for the regions that we will study (μ above 0.4), absolute values will have 6 to 11% error bars.

On the other hand, systematic errors do not influence relative comparisons. Thus only the SNR-related error stains the comparison of regions with equal μ .

An other factor appears that will need circumspection later on: the geometry is corrected in the resulting datacube, but areas near the limb still correspond to regions of high airmass on Titan. This will bear high importance when computing the altitude probed by

large areas, as in Section 4.3.1, or when retrieving surface albedos in Section 4.4.2.

3.4. Description of Titan's spectrum

We begin by identifying the features that can be seen on all the I/F Titan spectra. In Fig. 5 the spectrum of Titan as a disk-average is compared with other observations and/or models from other authors. We used as references the observations or models by Karkoschka (1994, 1998), O'Brien (2002) or P. Coll (private communication). Karkoschka (1994) shows an observation of Titan's albedo taken in 1993 at the 1.52 m ESO telescope at La Silla, Chile, and a computed list of methane absorption coefficients (extracted from the correlation between the spectra of both the four giant planets and Titan) with a spectral resolution similar to ours (about 2000). The methane absorption coefficients from O'Brien have a higher resolution reaching 9000.

In Fig. 5 we have plotted both our own observations (Titan and the stellar spectrum) as well as a number of relevant data (similar Titan observations or methane absorption coefficients in this region, as well as a tholin spectrum). The general window/band trends are complicated by hundreds of methane absorption features

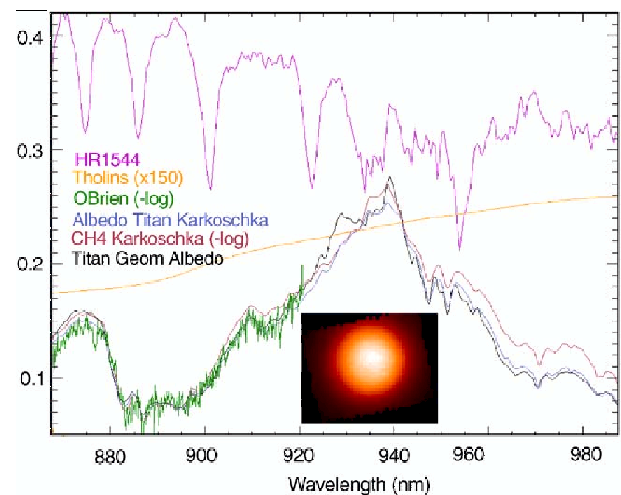


Fig. 5. Comparison of Titan's calibrated albedo (vs. wavelength) with known references: Titan's albedo (black) as extracted from the disk-averaged spectrum (adjusted in the $0.89\ \mu\text{m}$ band, see text); Titan's albedo from Karkoschka (1994), adjusted to fit our data in the 889 nm methane band (blue); minus the logarithm of the Karkoschka methane coefficients, manually adjusted to fit the global shape and extreme values of our curve (red); CH_4 coefficients by O'Brien (green) adjusted to our observations to insist on the features observed; tholin reflectivity index (gold) from P. Coll data (private communication), multiplied by 150 so that its trends are clearly visible; the spectrum of the reference star HR1544 (pink) shown here in wavelength vs. flux (in arbitrary units) to attest the presence of telluric absorption features, particularly around 935 nm; and the image of the 939.6 nm section from the merged datacube drawn below the methane window.

Table 2
Absorption features on Titan's spectra

Center (nm)	Absorption	Cause	$k_{\text{CH}_4^a}$	Alt 0°	Alt 30°	Alt 60°	Alt limb ^b
865	Strong	CH ₄ ^c	4.38	37.1	39.9	49.7	68.3
875.4	None	NA	16.6	18.1	26.9	46.3	
883.3	Strong	CH ₄ ^a	27.56	69.7	73.3	88.1	109.5
887.0	Strong	CH ₄ ^a	39.7	79.0	83.1	98.8	119.5
890.3	Weak	CH ₄ ^a	24.7	66.5	70.6	84.5	106.4
894.5	Medium	CH ₄ ^a	27.85	69.8	73.4	88.2	109.5
899.1	Medium	CH ₄ ^a	15.078	57.1	60.4	71.9	93.8
912.6	Weak	CH ₄ ^a	1.038	16.4	17.8	26.3	45.2
915.9	Weak	CH ₄ ^a	0.813	13.7	15.5	23.0	42.0
925.2	Weak	CH ₄ ^d	0.18	0.0	0.0	6.6	24.2
929.8	Weak	H ₂ O tell.	0.082	0.0	0.0	0.0	17.3
931.2	Weak	H ₂ O tell.	0.058	0.0	0.0	0.0	15.3
933	Very strong	H ₂ O tell. ^a					
934.0	Weak	H ₂ O tell.	0.03	0.0	0.0	0.0	10.2
935.9	Weak	H ₂ O tell.	0.02	0.0	0.0	0.0	9.2
937.3	Weak	H ₂ O tell.	0.017	0.0	0.0	0.0	9.1
943.3	Weak	CH ₄ ^a	0.066	0.0	0.0	0.0	15.8
947.5	Strong	CH ₄ ^a	0.285	2.5	4.4	9.9	27.6
949.8	Weak	Tell.	0.194	0.0	0.0	6.9	24.2
951.7	Medium	CH ₄ ^a	0.369	5.4	6.9	13.3	30.7
954.5	Weak	Tell.	0.25	0.7	2.8	8.7	26.4
956.8	Weak	CH ₄ ^a	0.4	6.1	7.5	14.2	31.7
963.8	Weak	CH ₄ ^a	1.98	24.4	26.5	35.5	53.0
966.6	Medium	CH ₄ ^a	3.048	30.6	33.3	42.5	59.1
970.8	Strong	CH ₄ ^e	5.684	40.8	43.4	52.5	69.6
974.0	Medium	CH ₄ ^a	3.86	34.6	36.7	45.9	62.8
983.3	Medium	CH ₄ ^a	8.16	46.3	48.9	58.1	76.6

^aKarkoschka (1994).

^bAltitudes are given for incidence angles with respect to the NADIR.

^cFink and Larson (1979) only guessed here.

^dKarkoschka (1998).

^eLemmon et al. (1993).

(see for instance Fink and Larson (1979), Lemmon et al. (1993), Coustenis et al. (1995) or in particular Karkoschka (1994) and Karkoschka (1998)), as recalled in Table 2. Most of these features can be found in the reference curves plotted in Fig. 5.

The other features on this spectrum are due to telluric absorptions. Indeed, between 925 and 940 nm, the methane spectrum is relatively bland and has no particular features. However, as shown in Fig. 3, the Titan spectrum exhibits a strong absorption feature in this wavelength region, which can then not be attributed to methane. This feature (about 20 nm wide) could lead us to underestimate Titan's albedo by at most 13% with respect to the maximum flux recorded at 939.6 nm and exhibits a structure with 5 weaker features within. It is caused by the terrestrial water absorption, which we have not corrected so far, and which has also been previously observed in spectra of the giant planets and Titan (e.g. Karkoschka, 1994). The position of the depressions in Titan's spectrum and the telluric water absorptions are consistent with each other, but their shapes do not match exactly. The reason is that the two

spectra were taken at different airmasses (the airmass of Titan's datacube was 1.004 while the airmass for the star datacube was 1.414). All of these caveats (telluric absorption and airmass) have been taken into account and corrected as explained in Section 4.4.2.

3.5. Disk-resolved spectra

We define on Titan's leading side five areas that we expect to be independent. Given our resolution of 0.34 arcsec, we could afford to distinguish about 7 resolution elements on Titan's disk. In order to avoid all corruption from neighboring areas, and also to avoid corruption by the sky and the residual flux variation on the limbs, we have selected 5 regions only, as shown in Fig. 6. The central area (C) is large (6 × 6 pixels) and bright. The SNR on the extracted spectrum is expected to be about ~ 250. The four other areas are a little narrower (4 × 6 pixels), centered on each of the four sides of Titan's disk (N, S, E and W), with an SNR of roughly 200. Given the shape of the PSF (as estimated in 5), we could compute that the worst corruption occurred

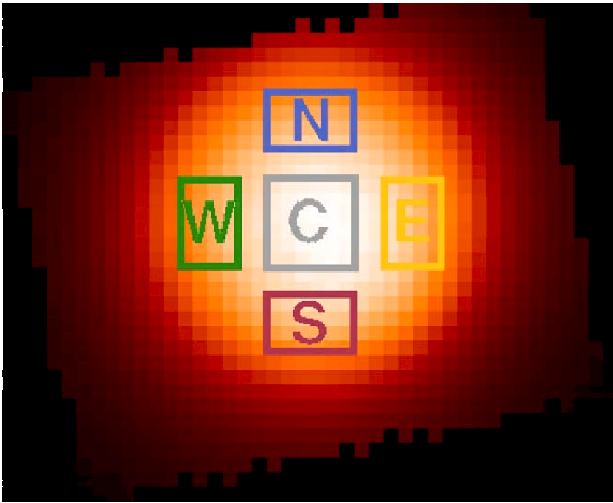


Fig. 6. Areas chosen on Titan's disk for spatial analysis. The disk shown is the wavelength-averaged image from the merged datacube. Each area selected will return one averaged spectrum shown in Fig. 7.

for the C area, which could harvest at most 9% of the light from the four surrounding regions. This leads to error bars of 15–20% regarding absolute values, but relative comparisons do not suffer from this “sharing of light” since it is a reciprocal one, neither do they suffer from the Minnaert uncertainties if the regions analyzed have similar μ . The SNR value leads to a 0.5% error on all values, that we will hereon neglect when computing all other error bars.

All the spectra are adjusted to the subsolar point (by setting all values of μ equal) prior to the averaging, as explained in Section 3.3. Note that the surface material composing the bright equatorial region can also be found in the surrounding areas, and—since it is the brightest component—a similar spectral appearance can be detected in all spectra. This is not due to the “sharing of light”, because this could only affect 9% of the intensity, not enough to explain all the major features. These features are indeed explained by the methane spectrum mainly, plus probably a similar chemical composition of the surface.

Finally, the regions we delimited run in longitude from 190 to 160 LCM (W), from 140 to 100 LCM (N, C and S) and from 80 to 50 LCM (E). In latitude, they cover the ranges 10–30°N (N), 5–40°S (E, C and W) and 60–80°S (S). Since the correction of the center-to-limb effect is not perfect, these areas are chosen with incidence angles with respect to the center of the Titan's disk within 50°; more in detail, the E and N areas lie within 15–45°, S and W within 12–35°, and C is below 8°.

It is important to keep in mind that the notation used here (in particular C, N and S) does not correspond to the center and limbs of Titan as if it were seen center-on.

Titan was indeed tilted by about 23° at the time of observation. This particular geometry caused only latitudes southwards of 60°N to be visible. Hence, we observe the South Pole as a whole and the Bright Equatorial Region, which is centered near 10°S, appears close to the center of our image.

4. Analysis

4.1. Radiative transfer model

The information derived from our Titan spectra was obtained by using the microphysical and radiative transfer model of Rannou et al. (2003). This is an updated version of the one described in McKay et al. (1989, 2001). The main difference concerns the treatment of the haze particles as fractals instead of spheres (Rannou et al., 1995). Fractal particles are able to explain simultaneously data from Pioneer 11 and Voyager photopolarimetry (Tomasko and Smith, 1982; West et al., 1983) as well as high phase angle observations from Voyager (Rages et al., 1983), as described in West and Smith (1991) and Cabane et al. (1992). Our model (with the haze and other parameters as described in Section 4.1) allows us to fit the observed spectrum of Titan in the UV (Courtin et al., 1991), in the visible (0.35–1 μm) (Neff et al., 1984), and near-infrared up to 2 μm (Coustenis et al., 1995). This analysis is fully described in the article by Rannou et al. (2003). Furthermore, although not described in this paper, we are able to fit the observed geometric albedo reported in the 0.3–1 μm region in Karkoschka (1994).

The calculations were performed using the CH₄ absorption coefficients from various sources. We used Karkoschka (1994) for the first two windows at 0.83 and 0.94 μm . The 1.08 and 1.28 μm windows were described with our re-evaluation of the CH₄ coefficients from a recent study updating—but still similar to—the findings published in Coustenis et al. (1995). As explained in this latter paper two experimental data sets (by K. Strong and L. Giver) were combined in an analysis by R. Moreno in order to extrapolate between longer pathlengths associated with room temperatures and short pathlengths combined with low temperatures to approximate Titan's case (see Coustenis et al., 1995 and references therein for more details). Finally the two last windows use data from the Hilico et al. (1994) database.

The main parameters which define the aerosol distribution are the haze production rate, the haze production pressure, the aerosol charging rate and the eddy diffusion coefficient. The radiative transfer calculations also require the aerosol imaginary index, the ground reflectivity, the methane absorption coefficients and the profile of methane. The parameters chosen for our model are summarized in Table 3.

Table 3
Radiative transfer model parameters

Parameter	Value
Haze production rate	$8 \times 10^{-14} \text{ kg m}^{-2} \text{ s}^{-1}$
Haze production region	400 km (1.5 Pa)
Charging rate	$20 \text{ e}^{-} \mu^{-1}$
Tholin scaling ^a	2.3
Cloud opacity	0
Surface albedo	0.29–0.37 at 939 nm (from a Geom. alb. of 0.25 ± 0.01)
Haze cut-off	around 95 km; extinction inversion between 95 and 40 km
Methane profile	$X_{\text{CH}_4} = 8\%$ ground $X_{\text{CH}_4} = 1.5\%$ in the cold trap $X_{\text{CH}_4} = 1.5\%$ in stratosphere Saturation = 100% in the troposphere
Methane absorption coefficient	$0.016 \text{ (km am)}^{-1}$ (Karkoschka, 1994) at 939 nm

^aFactor by which the Khare et al. (1984) results for the haze absorption coefficients must be scaled.

Concerning the estimations of the altitudes corresponding to the different wavelengths observed, note that, in an atmosphere with no multiple scattering, the level at $\tau = 1$ gives the altitude probed. However, in a multiple scattering atmosphere it is necessary to take into account the scattered photons which continue downward and thus are not lost from the downward flux. The effective optical depth (τ_{eff}),

$$\tau_{\text{eff}} = \int_0^{\tau} \sqrt{(1-\omega) \times (1-\omega g)} dt$$

(where ω is the single scattering albedo and g the asymmetry parameter for the mean atmosphere (that is haze and gas)), given by Pollack and McKay (1985), accounts for this phenomenon and is thus a more appropriate parameter to calculate the altitudes probed by the filters, given in Table 2. ω and g depend on altitude because aerosols grow during the settling, and, mainly, because methane mixing ratio varies with altitude.

4.2. General observed variations

By comparing the albedo-calibrated adjusted I/F spectra between them (Fig. 7), we note several *relative* trends depending on the wavelength considered. Note that all the curves seem to show the same global shape and the same absorption features, with very few exceptions essentially found in the depth of the features. This could mean (but is not the only possibility) that for an homogeneous atmosphere, the surface composition on the leading side is based essentially on the same constituents with only regional variations.

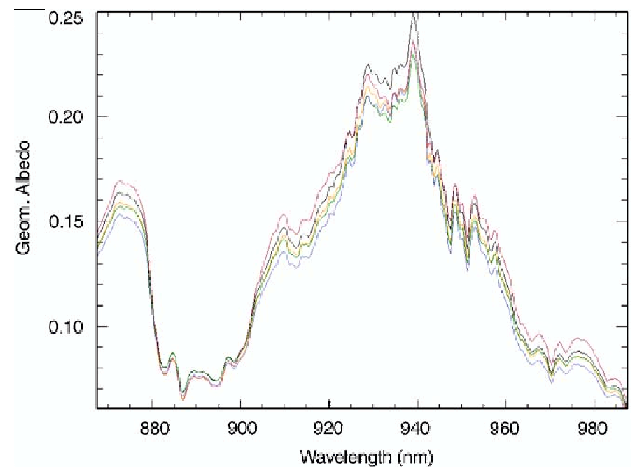


Fig. 7. Spectra from Titan, extracted from the merged database. Quantities plotted are geometric albedo vs. wavelength (nm). Each color corresponds to one area on Titan's disk, as delimited in Fig. 6. Center (C) is black, North (N) is blue, South (S) is red, West (W) is green and East (E) is yellow. See text for explanations.

- From 867.5 to 881 nm (right wing of the $0.83 \mu\text{m}$ window), the curves at fixed longitudes are ordered as follows: the S curve is the highest, next comes the C curve, 3% below S; finally the N curve is 10% dimmer than S. As for the spectral response around 910 nm (see hereafter), we are seeing the bright South Pole at tropospheric altitudes. On the other hand, E is 1% above W. This can be explained by a 0.3° phase effect expected on the W limb.
- The 881–902 nm interval corresponds to the darkest region contained in the OASIS range, where we probe the highest altitude levels accessible to us (above 110 km). C and W are the brightest curves, by at least 5% more than the others. N is 2% brighter than S, and W is then 5% above E. Since the W/E asymmetry is not the same throughout the spectrum, and in particular it is more pronounced here, we believe that another atmospheric phenomenon may be overlapping with the phase effect. We are thinking of the “morning fog” diurnal effect, created by the condensation of aerosols in the stratosphere during nighttime, as reported in Coustenis et al. (2001). This phenomenon was also observed by the HST (E. Young, private communication). The excess in brightness of C in a spectral region where the surface signal is unreachable can be explained by an incomplete correction of the center-to-limb effect. On the other hand, small additional brightness observed in the north (8% with respect to the South) is interpreted as an indication of the fact that deep in the methane band (at higher atmospheric levels between 70 and 80 km), the South signal is dimmer than at lower altitudes. This is consistent with the HST observations by Lorenz et al. (2001), when Titan's disk was uniformly

bright at 889 nm. These authors observed Titan with WFPC2 and STIS on the 16th and 23rd of November 2000, and reported that Titan's smile had disappeared at 889 nm, while it was still visible at 953 nm.

- From 902 to 920 nm, we are probing the troposphere around 20 km (a little lower than in the wing of the 830 nm window). The South here appears brighter than all other latitudes (by 4% with respect to C, and 13% with respect to N) at 920 nm. We are seeing the Titan's "smile", although perhaps not as bright as previously reported from HST and AO images taken in 1994–1996 (35–50% in Combes et al. (1997); 18–43% in Lorenz et al. (1999); 17–33% in Coustenis et al. (2001)). On the other hand, E is again brighter (by 1%) than W.
- The core of the 0.94 μm window shows several changes. N begins to increase at 920 nm, and the gap between N and S diminishes. At 924 nm, the center begins to glow brighter than the limb, until 945 nm. This is due to the bright equatorial region on the surface that we can now probe. The maximum peak of intensity (at 940 nm) finds N and S, respectively, 5% and 6% dimmer than C (N is brighter than S because it contains a small contribution by the bright equatorial region; remember that this is not really the North pole but higher latitudes). E is still 3% brighter than W.
- The longest wavelength range covered by OASIS (943–988 nm) shows a return to the order of the curves as was around 870 nm. C remains brighter till 945 nm, and meanwhile N keeps decreasing. At 951 nm, S is 3% brighter than C and 12% brighter than N: the contrast between C and S is thinner than at 910 nm. The excess in brightness of S at the end of the range is even larger than at 870 nm, for it reaches now 10–16% with respect to N.

4.3. Atmospheric variations

Following the general description given in the previous paragraph, we focus here on the information that can be retrieved from our data on Titan's atmosphere, by studying the spectral behavior of the different areas on the disk as a function of wavelength and concentrating on the ranges of the methane absorption.

We chose to study five wavelengths within the methane bands (Fig. 8), probing different altitudes (as shown in Table 2) in Titan's atmosphere. The third panel in Fig. 8 presents the corrected geometric albedo for each of the five areas studied in the last section; these graphs are helpful to determine clearly the real features on Titan's disk, since the images shown here are not corrected for the center-to-limb effect. The trends described here hold for wavelength intervals extending plus or minus 10 nm on either side of the chosen

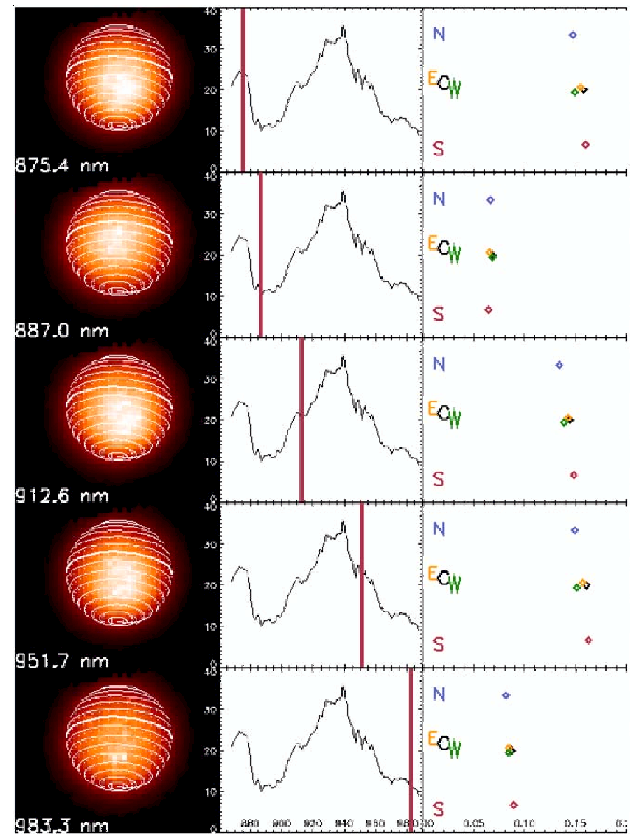


Fig. 8. Composite image of Titan's atmosphere at five different wavelengths (875.4, 887.0, 910.3, 951.7 and 981.0 nm). The contrast is enhanced by a square law, and a coordinate system is added to each image. The spectra shown here are flux (arbitrary units) vs. wavelength (nm), taken from the central pixel on Titan's disk, with a reddish cursor indicating the current wavelength probed. The left column displays an arbitrary latitude indicator vs. the corrected albedo, for each of the five regions determined in Fig. 6. See text for explanations.

wavelengths. Thus, at 875.4 nm (wing of the 830 nm window) and at 912.6 nm Titan is brightest at the disk center and at southern latitudes in the troposphere (above about 20 km). Always in the troposphere as probed at 951.7 nm (in the wing of the 940 nm window), but at altitudes lower than in the other two wings (975.4 and 910.3 nm), we find a similar appearance but with a somewhat fainter contrast. Higher in altitude, looking at 983.3 nm (at levels above the tropopause), less contrast is observed, and the excess in brightness is found more to the south. Finally, at 887.0 nm (in the "dark region" of the methane band), the stratosphere (probed above 80 km) appears bright just South of the equator.

We can attribute some of these trends to well-known physical processes in Titan's atmosphere, and some to new phenomena. The two parts of the spectrum pertaining to high atmospheric absorptions (near 887 or 983 nm) reflect the North–South atmospheric asymmetry of Titan (also known as the "Southern smile"). It is due to an heterogeneous distribution of the haze in the

atmosphere (Sromovsky et al., 1981). Prior to 2000, the Southern hemisphere always appeared brighter in the IR, probably because it was richer in aerosols (IR back-scatterers), due to a seasonal phenomenon. This is what we detect at 983 nm. However Titan's disk seems uniform at 887 nm (note that the North limb even seems brighter than the South one). This is a result similar to the one reported by Lorenz et al. (2001) from HST WFPC2 observations: the N/S asymmetry (NSA) is reversing, as a seasonal phenomenon, beginning first with the highest layers of the stratosphere, then continuing with deeper and deeper layers, as it is now confirmed (e.g. Gendron et al., 2004; Bouchez et al., submitted).

Deeper in the atmosphere (around 20 km of altitude, at 875.4 or 912.6 nm, i.e. in the wings of methane bands), the NSA is visible, with the regular “smile”. Another phenomenon appears: the E/W asymmetry (EWA). It was more obvious in Fig. 5, but it can still be discerned in Fig. 8: it causes the excess in brightness to shift a little Eastward. This effect can be attributed to the phase effect that enhances one limb with respect to the other. Here, the phase effect is weak (the phase angle was about 0.3°) and it should appear on Titan's morning limb, i.e. the Western limb, as indeed seems to be the case on our images.

At 951.7 nm, where the lowest layers of the troposphere all the way down to the surface are probed, the influence of the bright equatorial region cannot be neglected: the surface brightness is combined with the smile (NSA) and the phase effect (EWA). That is the reason why the excess in brightness seems located less to the South at 951.7 than at 912.6 nm.

Hence the lowest and intermediate altitudes still exhibit the bright southern pole (6–16%), and the highest altitudes have lost it, and may even show a reversal. This may be a hint for the N/S asymmetry inversion occurring at highest altitudes first, then propagating at lower and lower levels.

4.4. Titan's albedo

The appearance of Titan's surface as can be probed in the core of the methane window (at 939.6 nm here) is

shown in Fig. 9. To enhance the contribution from Titan's surface, we subtracted the atmospheric contribution from our section. This was done with the 910 nm image taken in the methane wings and relevant to the atmospheric signature without any significant contribution from the surface. (We confirmed this with Fig. 7 by selecting a wavelength where the surface contribution C is still below the limb S curve.) The result is shown in Fig. 9. The obvious feature is the bright center of Titan's disk. This is the large bright equatorial region (well known from HST and AO near-IR images).

4.4.1. Albedo variations from bright vs. dark areas

We want to investigate the albedo variations observed in Titan's disk at GEE. We have therefore distinguished 3 separate areas (3×3 pixels, i.e. about 1 resolution element, with an SNR of about 170 for B and 130 for D1 and D2): the center of the bright equatorial region B, and two other areas centered on dark zones of Titan's disk (D1, D2), as shown in Fig. 10. The incidence angles for these regions with respect to the center of Titan's disk lay within $20\text{--}50^\circ$, whereas the B area is always at lower angles than 3° . The estimated uncertainty on these three regions due to the noise level only is about 1%. The additional error due to our center-to-limb correction amounts to 5% in the center of the disk, and approximately 10% for the other two regions. So that when we compare B and D1 or D2, we need to take into account error bars of 5% and 10%, whereas when we compare the similar incidence angle areas (D1 and D2), the relative uncertainties are limited to about 1%.

Fig. 11 shows the spectra of B, D1 and D2: we measured maximum geometric H_2O -corrected albedo values of 0.26 (area B), 0.24 (D1) and 0.24 (D2) at 939 nm. The albedo values for the “dark” areas are similar to the one obtained for the W zone, confirming that it is one of the darkest regions we can distinguish on our image. The “bright” region B returns an even higher albedo than C, which can be explained by the larger size of the C region. Furthermore, the B region exhibits a higher signal than any other region considered on Titan's disk and at all wavelengths, also because of the remaining disk center-to-limb effect.

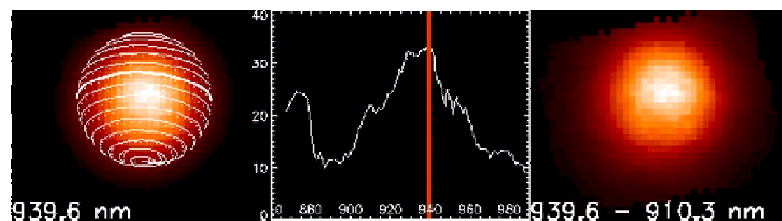


Fig. 9. Image of Titan's surface in the center of the methane window (at 939.6 nm). Contrast (on the left image only) is enhanced by a square law. The spectrum shown here is in flux (arbitrary units) vs. wavelength (nm), taken from the central pixel on Titan's disk, with a reddish cursor indicating the current wavelength probed in the center panel. The third panel returns the image in the methane window after the subtraction of an atmospheric image (here 910 nm).

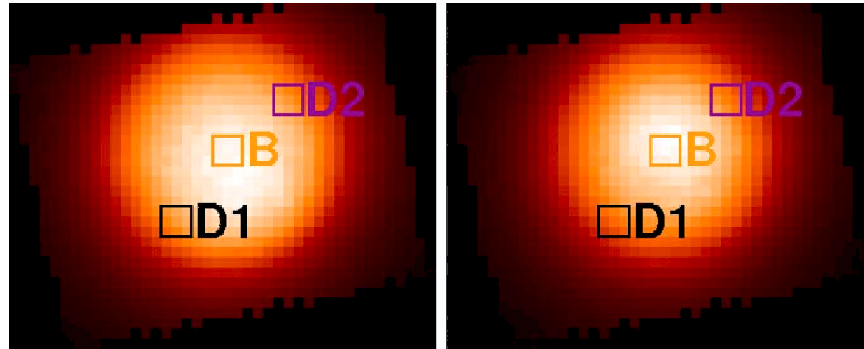


Fig. 10. Bright and dark areas chosen on Titan's disk corresponding to (a) left panel: an image at 910.3 nm, diagnostic of the atmospheric contribution; (b) right panel: an image at 939.6 nm, with Titan's surface.

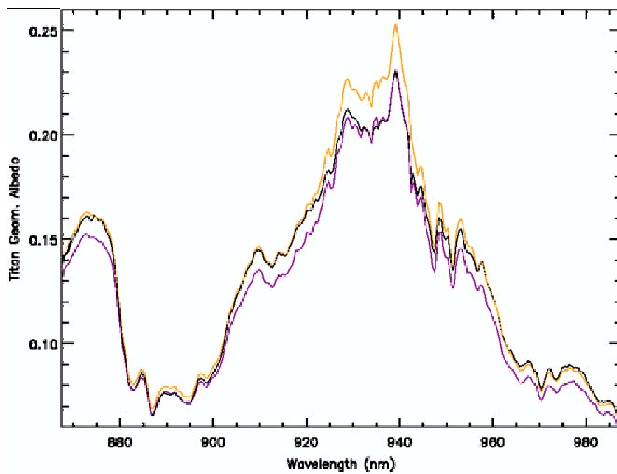


Fig. 11. Titan's geometric albedo spectra extracted from the merged datacube. The gold spectrum displays the response of the bright equatorial region (B), whereas the black and purple curves show the spectra from dark regions D1 and D2, respectively. The two darker areas are taken closer to the limb than B, which is then everywhere brighter than D1 and D2 because of remanent center-to-limb effects. Note that the dark areas exhibit similar albedos in the center of the window and the core of the 889 nm methane band, thus revealing close surface and upper atmospheric contents. On the other hand, differences in the wings may be indicative of variations in the tropospheric aerosol budget.

In examining the spectra recovered from B, D1 and D2, as seen in Fig. 11, we find that in the center of the window (925–945 nm), the bright area B is 9–10% brighter than D2 and D1, whereas the two latter regions show identical albedos (within uncertainties). In the center of the methane band (880–900 nm), the two dark regions' spectra also match perfectly. On the other hand, in the wings of the methane bands (905–925 and 945–985 nm), D1 and D2 show significant differences, up to 15% in geometric albedo.

This may mean that in the upper part of the atmosphere (above 70 km), these two dark regions are alike, with similar atmospheric contents, as they are also

compatible in the surface composition (similar characteristics around 925–945 nm). On the contrary, the differences in the methane wings indicate that their atmospheres in the intermediate altitude regions (from the surface up to the lower stratosphere) are different. This may be due to a decrease of atmospheric scattering at these altitudes of D2 with respect to D1, indicative perhaps of variations in the vertical profiles of the aerosols. We do not lend any faith in the similarities between B and D1 in the wings of the methane bands, because, as mentioned previously, the B spectrum shows an overall additional brightness which may not have a physical basis.

4.4.2. Titan's albedo in the 0.94 μm methane window

Because of the interfering water absorption, we cannot secure that the highest flux observed at 939 nm really corresponds to the maximum of the methane window. Nevertheless, we find in the literature indications as to its center (from studies where the telluric lines were better removed). Fink and Larson (1979) situate it at 934 nm, Karkoschka (1994), between 938 and 939 nm in Karkoschka (1994, 1998), around 934 nm in Coustenis et al. (1996, unpublished data), 937 nm in Lemmon et al. (1993). Hence, according to the different authors, the center is located somewhere between 934 and 940 nm.

We have corrected to the best of our abilities the telluric H_2O absorption by eliminating the associated feature from our Titan spectrum, using the star spectrum. In order to do so, we have taken the stellar flux shown in Fig. 5 between 920 and 950 nm, corrected it for the difference in airmass with our Titan data, and divided the latter with the former. After this correction, we find the maximum geometric albedo value to be at 939 nm, similar to Karkoschka (1994).

Absolute error bars now take into account, in addition to the SNR (0.5%), the solar spectrum adjustment (1%) and Minnaert uncertainties (5–10%), the error on the H_2O correction (about 10%). The

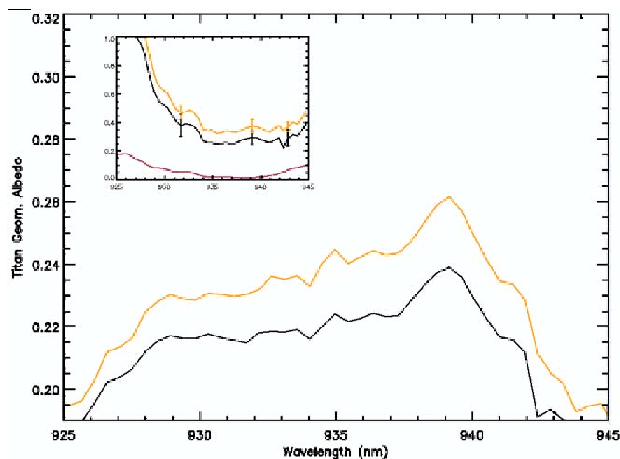


Fig. 12. Titan's albedos in the $0.94\mu\text{m}$ window, from 920 to 950 nm, representative of the surface contribution. The main graph shows Titan's geometric albedos for the brightest and darkest regions on Titan (namely B and D1, as in Fig. 11). The inset shows the surface albedos computed with our radiative transfer code for these two regions, as well as the methane spectrum as determined by Karkoschka (1994) (in kmam^{-1}) in red. See text for more details.

airmass variations on each region can be neglected because they are both small in size and within 50° from the center of the disk (hence with a small variation of μ within the area). Absolute values of the geometric albedo (before computation of the surface albedo) may thus vary by 11 (B)–14% (D1 or D2).

After the adjustment of our I/F spectra so that the disk-averaged spectrum in the 889 nm methane band fits to an average value of 0.08, we confirm the maximum geometric albedo values of 0.26 and 0.24 on Titan's disk for the brightest—B—and the darkest—D1—(Fig. 12) at 939 nm. From the GEE geometric albedo values reported recently, we find our results to be compatible with disk-averaged values by Lemmon et al. (1995), Karkoschka (1998), Griffith et al. (2003) and other CFHT data of ours (Coustenis et al., unpublished data), where they reach about 0.27, 0.28, 0.25 and 0.27, respectively.

4.5. Titan's surface

We have used our radiative transfer model to calculate surface albedos matching the geometric albedos of the brightest and darkest areas (respectively B and D1) found in our data for the methane window (925–945 nm range). These are also shown in Fig. 12 (inset). In the 937–941 nm range the surface albedo values range from 0.25 to 0.29 and from 0.34 to 0.37 for the dark and bright regions, respectively. The higher values correspond to the very center of the methane window. The albedo increases in the wings, because of the shape of the CH_4 absorption spectrum also shown

for comparison. The additional features in the center of the window are due to the shortcomings of our H_2O correction. Thus we do not seem to detect features other than those induced by CH_4 or H_2O .

The error bars shown on the surface albedo spectrum reflect the 11–14% uncertainties estimated on the geometric albedo values of B and D1 (due to noise and processing of our data). This translates into about 13–17% error on the surface albedo. The errors do not incorporate the uncertainties on the model parameters (e.g. cut-off level or CH_4 absorption coefficients). Here the errors from the model parameters would be systematic and thus irrelevant for relative comparisons. As a matter of fact, error bars due to each and every parameter of the model would lead to tremendous error bars. As can be seen in Coustenis et al. (1995), error bars inclusive of the CH_4 coefficients uncertainties alone are four times larger than the processing- and noise-related error bars. Thus, taking into account only the relative error bars, our brightest region exhibits a surface albedo 27% higher than the darkest one, but this contrast can reach 75% or be nil within uncertainties.

From recent modeling of disk-averaged Titan albedos, the only published values of surface albedo at $0.94\mu\text{m}$ are those of Lemmon et al. (1995), who find 0.4 (no error bar is quoted for this value, but an error bar of 80% is given at $2\mu\text{m}$ only from calibration uncertainties), and of Griffith et al. (2003), who find about 0.25 (± 0.04). The latter error bar is due to particle size, methane optical depth, variations in the haze density and noise.

Our nominal surface albedo values for the dark and the bright regions cannot be directly compared with the disk-averaged data of Lemmon et al. (1995) and Griffith et al. (2003) (finding values of 0.4 and 0.25, respectively). From our disk-averaged spectrum corresponding to GEE, we find the surface albedo at $0.94\mu\text{m}$ to be 0.34 and this is a value we can compare with disk-averaged measurements. The latter seems closer to the Lemmon et al. estimate, but given the large error bars on the surface albedo calculation (here we would have to take into account also the systematic errors), we cannot infer any real information as to differences between the reports. In brief, we find our value to be consistent with both studies. In the future, we hope to be able to compare OASIS data at GEE with ones taken at GWE (we have a time allocation for early 2005).

5. Deconvolution processes

Because our observations suffer from severe caveats (such as the small field of view), performing deconvolution is not straightforward. We have tried different approaches as explained hereafter and we expose the problems and cite the reliable part of our results.

For deconvolution purposes, the shape of the Point Spread Function is compulsory. We could not use the datacubes taken with reference stars, because these did not correspond to similar observing conditions. For instance, the HR 1544 datacube was acquired at a different airmass (1.414 to be compared with 1.004, airmass for the Titan cubes), and the object itself did not suit at all as a PSF candidate, mainly because it is a 4th magnitude star, while it is customary to choose a star as bright or almost as the object studied: Titan should then be associated with an 8th magnitude star for PSF needs.

We therefore had to recompute a theoretical shape for the PSF, from a reference selected within our own collection of KIR/PUEO images. We chose a J (1.29 μm filter) image of Titan, taken with a seeing around 0.4 arcsec and a LCM similar to the one of OASIS. From this image, considered to be close to what PUEO/OASIS could have achieved in better conditions, we reconstructed a PSF which, convolving the reference J image, should return a result close to the 0.9 arcsec-seeing OASIS image.

The analytic formula of the best PSF found is as follows:

$$PSF(r) = e^{-r^2/2 \times S_1^2} + I_{21} \times e^{-r^2/2 \times S_2^2},$$

where S_1 corresponds to a core of 0.07981 arcsec FWHM, S_2 to a halo of 0.34792 arcsec FWHM and the ratio of the two components, I_{21} , equals 0.123369.

As can be seen in Fig. 2, the OASIS field of view is limited and tilted. Gaps exist around the image since we chose an alpha/delta representation. We filled the missing data using an average profile of Titan for each wavelength. This average profile was applied with a cylindrical symmetry, to reconstruct a spherical shape for Titan without creating significant artifacts. Nevertheless, this filling method would certainly smooth out many real features. In fact, after several tests, the size of the field proved more critical than the choice of one method or other for refilling the cube.

Once normalized, the PSF was used to deconvolve each refilled slice of Titan's cube separately with a regularized Richardson–Lucy method. The method itself is described in full detail in Bratsolis and Sigelle (2001). This method does not apply a specific number of iterative steps, but it stops when the resulting image does not change from one step to another by more than 0.01%. We decided not to apply further processing to the deconvolved datacube, mainly because the number of iterations is neither known nor fixed for any given wavelength. Thus we cannot infer that the spectra are truly reconstructed. The results are shown in Figs. 13 and 14.

Fig. 13 shows the new face of all the previous slices used for the images enclosed herein. Along them lies a cross-section of the theoretical PSF, drawn with the same X scale as the images. No further highlighting (in

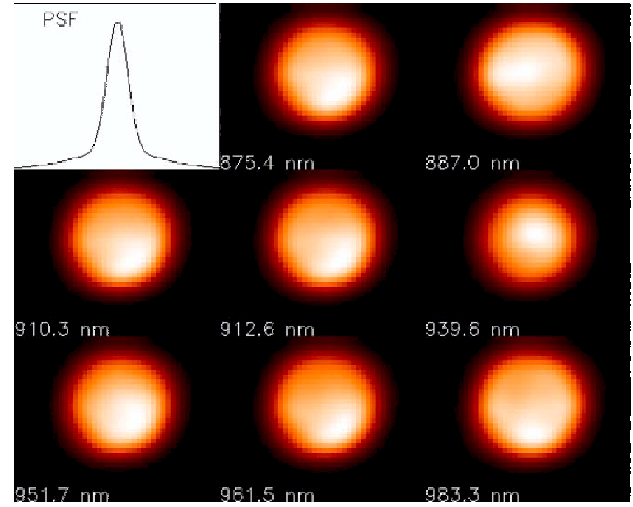


Fig. 13. Slices of titan deconvolved datacube, along with the reconstructed PSF used for the regularized Lucy–Richardson deconvolution. The images chosen here correspond to all the images selected and shown.

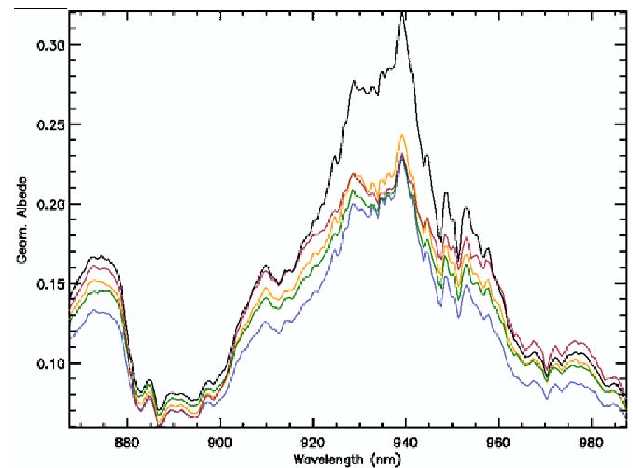


Fig. 14. Spectra from Titan, extracted from the deconvolved datacube. Similarly to Fig. 7, quantities plotted are geometric albedo vs. wavelength (nm). Again, each color correspond to one area on Titan's disk, as delimited in Fig. 6.

contrast for instance) was achieved on these deconvolved images, but already the features discussed in Section 4.2 are visible. For instance, the very shape of Titan's disk on the 887.0 and 939.6 nm images underlines the limb-brightening of Titan visible in the CH_4 absorption band, giving a nearly-flat appearance at 887.0 nm. On the other hand, Titan's bright south pole is showing on all atmosphere-probing images (875.4, 910.3, 912.6, 951.7, 961.5 and 983.3 nm). Finally, Titan's surface appears in the center of the disk at 939.6 nm.

Fig. 14 deals with the new appearance of the five spectra corresponding to the areas defined in Fig. 6. This

figure should be compared with Fig. 7. Even though all asymmetries still prevail (as seen in Fig. 13 and described in Section 4.2), we cannot infer further information from these new curves.

The main drawback of the deconvolution is the smallness of the field of view. We believe that the C curve is the closest to the reality, and we will use it as a reference to explain the absolute behavior of the others. The two couples of curves S/N and E/W show similar changes (with respect to the situation in Fig. 7), because they are amputated in a similar way by the deconvolution. S and N curves are the most under-estimated because they are closest to the edge of the field of view (8 pixels separation), and we cannot retrieve all the information contained within these areas. This is particularly obvious for the N curve that lies distinctly below the others. E and W curves are less corrupted than S or N, but still more than C, because they are still 13 pixels away from the edge. The study of relative variations is nonetheless still viable for curves that were corrupted the same way. This only confirms what we described in Section 4.2.

Because the relative comparisons cannot be done anymore but for a few pairs of curves, we will hereon take into account only the numerical values found for the non-deconvolved datacube that was created in Section 3.3. Even though the corrections for the latter are not perfect, we can use its results more confidently than the former's.

6. Conclusion and discussion

On November 17th 2000 we obtained images and spectra of Titan at GEE with OASIS (combined with CFHT/PUEO), which allowed us to recover spatial and spectral information on Saturn's biggest satellite, with resolutions of 0.34 arcsec and 1800, respectively. We have resolved Titan's disk into 7 resolution elements, among which we have considered the brightest and the darkest areas observed on Titan's leading side. We report on the surface and atmospheric content of some of the resolved areas.

6.1. Atmospheric results

The main result on Titan's atmosphere is that we can detect the disappearance of the North–South Asymmetry (a.k.a. Titan's *smile*) at high altitudes (above 80 km). There was indication of this reversal since 1997 in the visible from HST images (Lorenz et al., 1999, 2001), where the “smile” seemed to have disappeared at 889 nm though it was still visible at 953 nm. In the infrared, however, Titan observations by Chanover et al. (2003) and Bouchez (2003) did not show this phenomenon in their images of 1999–2000. In our

data, we do detect the regular NSA (with the South brighter) around 953 nm, but furthermore, taking advantage of the altitude information contained in our data, we find that the Northern limb was several percents (2% in Fig. 7) brighter than the South in November 2000. This is indicative of the seasonal reversal of the NSA that is occurring faster in the highest atmospheric layers (above 100 km here). Our results set constraints on the current seasonal/photochemical/dynamical models which will interpret this phenomenon, incorporating it in the physical processes describing Titan's atmosphere.

As noted in Section 1, a North–South Asymmetry (NSA) of the Titan albedo was observed in the visible at the time of the Voyager encounters when the season on Titan was just after vernal equinox with the southern hemisphere brighter by about 20% than the northern (Smith et al., 1981, 1982; Letourneur and Coustenis, 1993). These albedo changes were interpreted as seasonal variations (Sromovsky et al., 1981; Lockwood et al., 1986) related to the haze properties. With the advent of the Hubble Space Telescope (HST) and AO techniques, it became possible to resolve Titan's disk in the near-infrared. Caldwell et al. (1992) reported on HST observations of 1990 and in particular on the reversal of the NSA in the blue (440 nm) and yellow (550 nm) wavelengths, i.e. the northern hemisphere was found to be about 10% brighter than the southern. Further HST observations were analyzed in terms of NSA (Lorenz et al., 1997, 1999, 2001).

It seems from these reports that the NSA is a function of wavelength: it is strongest at blue wavelengths (with a peak around 450 nm) and weaker at UV. It reverses at red and NIR wavelengths (longward of 700 nm and at 889 nm in particular). This can be explained by the increasing albedo of the haze particles with wavelength (McKay et al., 1989; Griffith et al., 1991). This is particularly true for the methane absorption bands longward of 600 nm, where the atmosphere is very dark (Lorenz et al., 1997). The NSA variations also depend on wavelength: It shows a maximum during the equinox periods, and reverses in the following years. It seems that the reversal settles in over a 5-year period, which is faster than the 7 year period between equinox and solstice on Titan. Sromovsky et al., 1981 find a phase lag for the NSA of about 90° relative to the solar. Also, the NSA changes in the blue lags behind the changes in at shorter (UV) and longer wavelengths (≥ 600 nm) by about 1 or 2 years. For the UV, this can be explained by an earlier change in the haze structure at higher altitudes, sounded at these wavelengths. The same is true for the methane absorption bands at 619 and 889 nm. However, no good explanation is available for the lag at red continuum wavelengths, which sound deeper atmospheric levels. In HST images obtained in 2000, as in our OASIS and other AO data the NSA

seems to have once again reversed back to the situation during the Voyager encounter.

Several mechanisms were proposed to explain the NSA (see Roos-Serote, 2004 for a review), but a combination of compositional variations (Coustenis and Bézard, 1995; Bézard et al., 1995) and of dynamical effects seem to be the most plausible answer (Flasar et al., 1981). Indeed, a difference in particle sizes, or the effect of a deep cloud layer do not seem adequate in explaining observations (Sromovsky et al., 1981; Rages and Pollack, 1980; Lorenz et al., 1997; Sromovsky and Fry, 1989). This also seems to be the case for a change of the optical properties due to condensation of materials onto the haze particles as proposed by Courtin (1992). Similarly not entirely convincing seem to be the tests by Hutzell et al. (1993) and Lorenz et al. (1997) of the hypothesis of a change in the number density of the haze particles as the origin of the NSA.

During the Cassini/Huygens mission the NSA is expected to be stable. It may start to change again somewhere during the extended mission, beyond 2008 (according to models).

6.2. Surface results

Titan's surface could not be resolved completely because we did not achieve optimal observing conditions, nevertheless we do confirm the complexity of Titan's ground with the presence of a bright equatorial feature—which many other observations have also reported—on Titan's leading side, as well as darker areas. We find that the bright feature is about 13% brighter than the darkest regions we could resolve on the leading hemisphere.

We have used a radiative transfer code (with a fractal characterization of Titan's aerosols from Rannou et al. (2003)) to perform surface albedo calculations and we find them to range at 939 nm from 0.29 to 0.37 within 5–10% uncertainties, depending on the brightness of the region considered and the wavelength analyzed.

6.2.1. Our results as part of Titan's 0.8–2 μm surface albedo

In all Titan-oriented studies one of the major current problems reported (see for instance Coustenis et al., 2001; Griffith et al., 2003) is to achieve a consensus on the surface albedo values to be found on Titan. Two schools are generally at work on this problem with different results: one of them finds high surface albedos and the other much lower ones. This is an important problem and this is why we have tried to tie our result with other published findings for the rest of Titan's spectrum. In order to perform a legitimate comparison with existing surface albedo derivations, we had to do a re-analysis of the other original geometric albedo measurements using our own model for the sake of

coherence among the results. In other words, if we're going to compare a surface albedo value found at 0.94 μm by use of a certain model (described in Section 4) from a source geometric albedo observation, we also need to apply the same model to the geometric albedos reported elsewhere and compare what is comparable: model-independent values. Since the surface albedo values inferred depend on the model parameters and the methane absorption coefficients, we have performed a re-analysis of other data sets.

In Fig. 15, we show two series of measurements, one obtained by ourselves and one by Griffith et al. (2003). Associated to these observations, in this figure besides our 0.94 μm OASIS disk-averaged result are shown 4 series of calculations (a) our team's measurements of Titan's albedo with FTS/CFHT (Coustenis et al., 19 August 1995 unpublished data related to Titan's leading hemisphere). On this data we have placed error bars due to the uncertainty of the wavelength position from which the surface albedo is retrieved¹ (bold error bars) and the additional impact of the haze profile² (thin error bars), (b) the published surface albedo values by Griffith et al. (2003) (estimated to be 0.26, 0.25, 0.14 and 0.13 at 1.08, 1.28, 1.58, and 2.0 μm , respectively) with the error bars reported therein, (c) the recalculated albedos using our model and the coefficients published in Griffith et al. (2003), (d) the recalculated ones using our model and our own updated methane absorption coefficients³ as explained in Section 4.1. The error bars shown here are estimated from the original Griffith et al. (2003) error bars to which we have added the uncertainty on the CH₄ window center location.

Our OASIS value at 0.94 μm , with a disk-averaged surface albedo of 0.34, is now more compatible with the recomputed Griffith et al. (2003) values (now equal to 0.33). The series computed with our model and the Griffith coefficients are slightly higher than the published ones, but follow the same curve. To be more specific, the comparison of the (b) and (c) data carries some information as to the influence of the model

¹Because the CH₄ coefficients vary significantly within the windows and sometimes particularly so in the center, and also because the window maximum can be differently located from one data set to another, we consider Titan's albedo as an averaged value over the windows' peaks so that we can compare more efficiently between different data sets.

²We refer here to the uncertainties on the modeling parameters such as the changes in the haze profile and the cutoff within our own model: indeed, when we multiply the haze profile by 40% (which we need to fit the longer-wavelength regions (Coustenis et al., 2005)), we find the surface albedo to decrease (due to the presence of additional opacity in the atmosphere) by 30% for $\lambda < 1 \mu\text{m}$, 20% for 1.08 μm , and 10% or less for $1.28 < \lambda < 2 \mu\text{m}$.

³These coefficients were also used in Coustenis et al. (1995) who found surface albedos 25–50% higher in the 1–2 μm range than Griffith et al. (2003). The CH₄ absorption coefficients used are the same from Karkoschka (1994) for wavelengths lower than 1 μm .

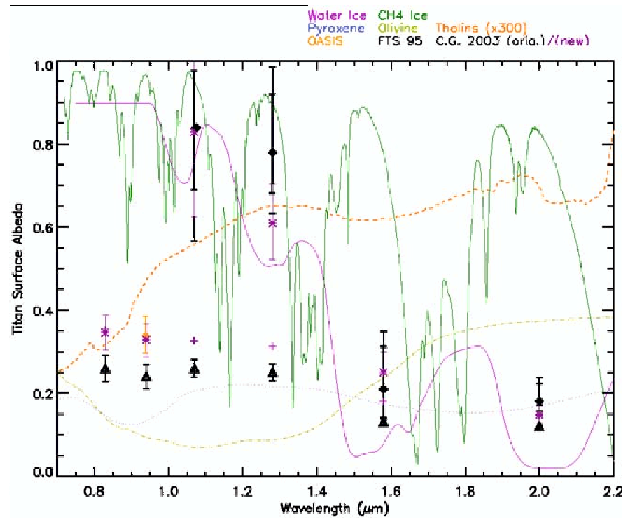


Fig. 15. Figure composed of surface albedo values for the leading side of Titan that we have calculated with our radiative transfer code from geometric albedo values as follows: at $0.94\mu\text{m}$, disk-averaged value with error bars from this work (golden diamond); (a) black diamonds: unpublished data by Coustenis (FTS/CFHT 1995), with error bars due to albedo variability within the peak of the CH_4 window (bold error bars) combined with the sensitivity to the haze characterization (thin error bars); values from Griffith et al. (2003), either in their original form ((b) black triangle) or re-computed with our model ((c) purple plus sign: our model with CH_4 coefficients by Griffith et al. (2003); (d) purple asterisk: our model with our coefficients and error bars similarly to (a)). Methane and water ice spectra (truncated below $0.96\mu\text{m}$) are shown with grain sizes of $500\mu\text{m}$. Two reflectance curves for silicates are also shown, for olivine (light green dash-dotted line) and pyroxene (blue dotted line), along with the tholin response (orange dashed line).

parameters (the main difference being the choice of the haze characterization: size, density, cut-off level, vertical profile, and so on), because the methane coefficients were in both cases those in (Griffith et al., 2003). We find from the differences in the two models 20% (near $2\mu\text{m}$) to 30% variations (near $1\mu\text{m}$), which confirms that the haze is the main uncertainty factor here, since it is more sensitive at shorter wavelengths. The Griffith recomputed values (c) and (d) are compatible within uncertainties for 0.83 , 0.94 , and also for the 1.6 and $2.0\mu\text{m}$ windows, where the methane coefficients used in the two studies are similar/identical. On the other hand, we find the 1.08 and $1.28\mu\text{m}$ recalculated albedos (d) to be 2 and 3 times higher, respectively, than the Griffith et al. (2003) (c) ones. This discrepancy is mainly due to the use of different CH_4 coefficients by the two teams at these wavelengths and illustrates the strong influence of the CH_4 coefficients. In this case the error bars are obviously enormous, reaching a 70% error bar (at $1.08\mu\text{m}$) with respect to the highest values. If we pay credit to our methane absorption coefficients, the results from the re-analysis of Griffith et al. (2003) values as found in (d) are compatible with our surface values from

OASIS and CFHT measurements (a) at all windows with a possibly marginal agreement at $1.28\mu\text{m}$.

The spectrum of Titan's surface albedo is a powerful means of studying the chemical composition of Titan's surface. A more extensive study of the general shape of the Titan spectrum and its surface component will be discussed in a forthcoming paper in which we will include all of our ground-based spectroscopic data. In this work, we are limited by our observational constraints to the $0.94\mu\text{m}$ value recovered from OASIS and compared to other data taken in the near-IR windows.

In order to analyze the surface spectrum that we find, and in particular our strong $0.94\mu\text{m}$ decrease in albedo, we gathered some general information (shown in Fig. 15) on possible surface constituents such as ices (water and methane from B. Schmitt, personal communication), tholins (P. Coll, personal communication) and silicates (more specifically olivine and pyroxene). For the latter, we used a graph found at http://www.msss.com/small_bodies/near_new/Mineral_spectra.gif and some values found in the literature, for instance Lucey et al. (2002) or Hinrichs and Lucey (2002).

Depending on the CH_4 coefficients we choose to consider, the shape of the surface spectrum between 0.8 and $1.3\mu\text{m}$ changes. The options are: a relatively flat response of the surface, or a high surface albedo in 1 – $1.3\mu\text{m}$, preceded by an sharp increase from $0.8\mu\text{m}$. In both cases a decrease after $1.3\mu\text{m}$ occurs.

If we believe the former option, the results may be explained with just water ice as the major component on Titan's surface (Griffith et al., 2003). If we believe the second option, water ice and one or several additional constituents are required (as first noted in Coustenis et al. (1995)).

To identify clearly what lies on Titan's surface, the $0.94\mu\text{m}$ window is the only NIR wavelength where the surface can be probed and where these candidates exhibit different behaviors. Indeed, ices (H_2O , CH_4 , CO_2 , and so on) are brighter at short wavelengths than Titan's tholins or silicates. This spectral region is then the critical one from which the various mixtures can be distinguished. Thus, if the surface albedo in this window is similar to the one at 1.08 – $1.3\mu\text{m}$, a water ice-dominant mixture would be a better candidate; on the other hand, if the albedo there is significantly decreasing, some other absorbing constituent is required.

Our (a) computed values of the surface albedo (of about 0.34 , 0.84 , 0.78 , 0.21 and 0.18 at 0.94 , 1.08 , 1.28 , 1.58 and $2.0\mu\text{m}$, respectively), can be explained by water absorption features for the decrease towards longer wavelengths (where the tholin material is gray). On the other hand, we have a significant decrease of the albedo toward shorter wavelengths (contrary to other observations (Griffith et al., 2003), we find that at wavelengths shorter than $1\mu\text{m}$ the spectrum is not gray (or flat and bright) and that it

does not resemble Ganymede's spectrum). This is not consistent with clean water ice, one (or several) dark non-neutral component(s) is(are) required. We find that the shape of the surface albedo curve in the 0.8–2 μm range is compatible with mixtures of water ice and/or other chemical components such as tholins or silicates for instance.

Indeed, the tholin spectrum, exhibits a strong decrease in reflectance at wavelengths shorter than 1 μm and is quite dark in the visible range. Hence the combination of those two components (water ice and tholin) on the surface of Titan is compatible with our data. The combination of water ice and tholin material reaches a maximum bright contribution near 1.2 μm (Fig. 15). For $\lambda < 1 \mu\text{m}$, the tholin reflectance decrease in the UV causes the Titan albedo to drop. Same for $\lambda > 1.5 \mu\text{m}$ but now it is the water ice absorption bands that cause the decrease. Hence, if Titan's surface is covered with a mixture of water ice and tholin/organic material, it would show a very bright region in the J band and lower brightness in surrounding spectral regions. A “bell-shape” surface spectrum would then be expected. We believe that this is what the Titan measurements show after modeling and when our coefficients are used.

Methane ice, being brighter than water ice at all wavelengths, is not a good candidate for disk-averaged albedos. At wavelengths around 0.94 μm , we usually find quite high recombination orders of the fundamental vibration modes (higher than 4) for ices, and these correspond therefore to extremely weak bands which are usually only visible if the constituent (the ice) is practically pure on the surface (or perhaps less abundant but with big grains). These constituents also have much more intense bands at higher wavelengths. Given that the alkanes absorb typically at the same frequencies as CH_4 —and hence not within the methane windows. We have checked our own data (Grundy et al., 2002) and there are no absorption features by CH_4 to be found in the 0.66–1 μm region corresponding to our 0.94 μm band. Nevertheless the lack of a detection of CH_4 features from a set of disk-averaged albedo measurements cannot rule out the CH_4 ice as a surface component candidate.

The pyroxene curve shows a local minimum around 900 nm, and this may be compatible with the albedo decrease at 0.94 μm . Other possibilities for surface components are given in Lellouch et al. (2003), who fit their data with mixtures of water ice and bitumen (such as solid alkenes) in proportions where the darker component is significantly present.

As a conclusion, we find from our calculations that the form of the Titan surface albedo spectrum in the 0.8–3 μm range is indeed compatible with water ice absorptions as previously pointed out (Coustenis et al., 1995; Griffith et al., 2003), in particular because of the

low values found at 1.6 and 2 μm , but the main inference of our own data here is that the 0.94 μm surface albedo is 60% lower than the 1.08 μm value, and 57% smaller than the 1.28 μm one. This decrease in albedo indicates a possible additional absorption at 0.94 μm not due to water ice or methane ice as said before. Note that the Griffith et al. (2003) recalculated value at 0.83 μm is still 60% lower than the one at 1.08 μm , adding further strength to our result, which indicates a decrease at wavelengths shorter than 1 μm .

Our 0.94 μm OASIS value is still not a definite answer to the issue of the nature of Titan's surface, mainly because of the uncertainties due to the values of the parameters chosen for the radiative transfer model. The main message we seek to transmit here is, however, that the modeling issues are important and that such parameters as methane absorption coefficients should be carefully determined (this is a plea for both experimental measurements and theoretical calculations) and a consensus reached before Cassini data are analyzed. However, in addition to other observations in the near-infrared, our 0.94 μm result completes the shape of Titan's surface spectrum at an important wavelength and may help get a clearer picture of what lies on the satellite's ground in the near future, while waiting for a definite answer during the Cassini/Huygens mission.

Acknowledgements

We want to thank P. Coll for providing us with recent tholin reflectivity index lists. We also thank the CRAL team in Lyon for their support and advice. We appreciate insights and fruitful discussions on the technical issues involved here also by E. Gendron and M. Combes. We are also grateful to E. Bratsolis who gave us full use of his deconvolution method. We acknowledge the comments of referee C. Griffith and a second anonymous referee who allowed us to significantly improve this article.

References

- Bacon, R., Adam, G., Baranne, A., et al., 1995. 3D spectrography at high spatial resolution. I. Concept and realization of the integral field spectrograph TIGER. *Astron. Astrophys. Suppl.* 113, 347–357.
- Bacon, R., Emsellem, E., Copin, Y., Monnet, G., 2000. Supermassive black hole searches with 3-D spectroscopy. In: van Breugel, W., Bland-Hawthorn, J. (Eds.), *ASP Conference Series, Imaging the Universe in Three Dimensions*, vol. 195, Astron. Soc. Pac., San Francisco, p. 173.
- Bacon, R., Copin, Y., Monnet, G., et al., 2001. The SAURON project—I. The panoramic integral-field spectrograph. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 326, 23–35.

- Bézar, B., Coustenis, A., McKay, C.P., 1995. Titan's stratospheric temperature asymmetry: a radiative origin? *Icarus* 113, 267–276.
- Bouchez, A.H., 2003. Ph.D. Thesis.
- Bouchez, A.H., Brown, M.E., Neyman, C.R., et al., submitted. Ground-based visible adaptive optics observations of Titan's atmosphere and surface. *Icarus*, submitted for publication.
- Bratsolis, M., Sigelle, M., 2001. A spatial regularization method preserving local photometry for Richardson–Lucy restoration. *Astron. Astrophys.* 375, 1120–1128.
- Brown, M.E., Bouchez, A.H., Griffith, C.A., 2002. Direct detection of variable tropospheric clouds near Titan's south pole. *Nature* 420, 7995–7997.
- Cabane, M., Chassefiere, E., Israel, G., 1992. Formation and growth of photochemical aerosols in Titan's atmosphere. *Icarus* 96, 176–189.
- Caldwell, J., Cunningham, C.C., Anthony, D., et al., 1992. Titan: evidence for seasonal change—a comparison of Hubble Space Telescope and Voyager images. *Icarus* 97, 1–9.
- Chanover, N.J., Anderson, C.M., McKay, C.P., et al., 2003. Probing Titan's lower atmosphere with acousto-optic tuning. *Icarus* 163 (1), 150–163.
- Combes, M., Vapillon, L., Gendron, E., et al., 1997. Spatially resolved images of Titan by means of adaptive optics. *Icarus* 129 (2), 482–497.
- Courtin, R., 1992. Titan's UV albedo: observation and modeling. *ESA-SP* 338, 59–67.
- Courtin, R., Wagener, R., McKay, C.P., et al., 1991. UV spectroscopy of Titan's atmosphere, planetary organic chemistry and prebiological synthesis II. Interpretation of new IUE observations in the 220–335 nm Range. *Icarus* 90, 43–56.
- Coustenis, A., Bézar, B., 1995. Titan's atmosphere from Voyager infrared observations. IV. Latitudinal variations of temperature and composition. *Icarus* 115, 126–140.
- Coustenis, A., Lellouch, E., Maillard, J.P., McKay, C.P., 1995. Titan's surface: composition and variability from the near-infrared albedo. *Icarus* 118, 87–104.
- Coustenis, A., Salama, A., Lellouch, E., et al., 2000. ISO spectroscopy of Titan. In: Salama, A., Kessler, M.F., Leech, K., Schulz, B. (Eds.), "ISO Beyond the Peaks" Proceedings, *ESA-SP* 456.
- Coustenis, A., Gendron, A., Lai, O., et al., 2001. Images of Titan at 1.3 and 1.6 μm with adaptive optics at the CFHT. *Icarus* 154, 501.
- Coustenis, A., Negrão, A., Salama, A., et al., 2005. Titan's 3-micron spectral region from ISO high-resolution spectroscopy. *Icarus*, submitted for publication..
- Delbouille, L., Roland, G., Brault, J.W., Testerman, L., 1981. Photometric atlas of the solar spectrum from 1,850 to 10,000 cm^{-1} .
- Emsellem, E., Bland-Hawthorn, J., 2003. Galaxies: the third dimension—conference summary. *ASP Conference Series*, vol. 282, p. 539.
- Fink, U., Larson, H.P., 1979. The infrared spectra of Uranus, Neptune and Titan from 0.8 to 2.5 microns. *Astrophys. J.* 233, 1021–1040.
- Flasar, F.M., Samuelson, R.E., Conrath, B.J., 1981. Titan's atmosphere: temperature and dynamics. *Nature* 292, 693–698.
- Geballe, T.R., Kim, S.J., Noll, K.S., Griffith, C.A., 2003. High-resolution 3 micron spectroscopy of molecules in the mesosphere and troposphere of Titan. *Astrophys. J.* 583, L39–L42.
- Gendron, E., Coustenis, A., Drossart, P., et al., 2004. VLT/NACO adaptive optics imaging of Titan. *Astron. Astrophys.* 417, L21–L24.
- Gibbard, S.G., Macintosh, B.A., Max, C.E., et al., 2001. 2-micron adaptive optics images of Titan from the W.M. Keck Telescope. 199th AAS Meeting, #63.07, *Bull. Am. Astron. Soc.* 33, 1403.
- Griffith, C.A., Owen, T., Wagener, R., 1991. Titan's surface and troposphere, investigated with ground-based, near-infrared observations. *Icarus* 93, 362–378.
- Griffith, C.A., Owen, T., Miller, G.A., Geballe, T., 1998. Transient clouds in Titan's lower atmosphere. *Nature* 395, 575–578.
- Griffith, C.A., Hall, J.L., Geballe, T.R., 2000. Detection of daily clouds on Titan. *Science* 290, 509.
- Griffith, C.A., Owen, T., Geballe, T.R., et al., 2003. Evidence for the exposure of water ice on Titan's surface. *Science* 300, 628–630.
- Grundy, W., Schmitt, B., Quirico, E., 2002. The temperature-dependent spectrum of methane ice I between 0.7 and 5 μm and opportunities for near-infrared remote thermometry. *Icarus* 155, 486–496.
- Hamuy, M., Suntzeff, N.B., Gigoux, P., et al., 1992. Southern spectrophotometric standards. *Astronomical Society of the Pacific, Publications* (ISSN 0004-6280), vol. 104, no. 677, pp. 533–552.
- Hamuy, M., Suntzeff, N.B., Heathcote, S.R., et al., 1994. Southern spectrophotometric standards, 2. *Astronomical Society of the Pacific, Publications* (ISSN 0004-6280), vol. 106, no. 700, pp. 566–589.
- Hilico, J.C., Champion, J.P., Toumi, S., et al., 1994. New analysis of the pentad system of methane and prediction of the (pentad-pentad) spectrum. *J. Mol. Spectrosc.* 168, 455–476.
- Hinrichs, J., Lucey, P.G., 2002. Temperature-dependant near-infrared spectral properties of minerals, meteorites, and lunar soil. *Icarus* 155, 169–180.
- Hutzell, W.T., McKay, C.P., Toon, W.B., 1993. Effects of time-varying haze production on Titan's geometric albedo. *Icarus* 105, 162–174.
- Karkoschka, E., 1994. Spectrophotometry of the Jovian planets and Titan at 300- to 1000-nm wavelength: the methane spectrum. *Icarus* 111, 174–192.
- Karkoschka, E., 1998. Methane, ammonia, and temperature measurements of the Jovian planets and Titan from CCD-spectrophotometry. *Icarus* 133, 134–146.
- Khare, B.N., Sagan, C., Arakawa, E.T., et al., 1984. Optical constants of organic tholins produced in a simulated Titanian atmosphere—from soft X-ray to microwave frequencies. *Icarus* 60, 127–137.
- Lellouch, E., Coustenis, A., Sebag, B., et al., 2003. Titan's 5- μm window: observations with the very large telescope. *Icarus* 162, 125–142.
- Lemmon, M.T., Karkoschka, E., Tomasko, M., 1993. Titan's rotation: surface feature observed. *Icarus* 103, 329–332.
- Lemmon, M.T., Karkoschka, E., Tomasko, M., 1995. Titan's rotational light-curve. *Icarus* 113 (1), 27–38.
- Letourneur, B., Coustenis, A., 1993. Titan's atmosphere from Voyager 2 infrared spectra. *Planet. Space Sci.* 41, 593–602.
- Lockwood, G.W., Lutz, B.L., Thompson, D.T., Bus, E.A., 1986. The albedo of Titan. *Astrophys. J.* 303, 511–520.
- Lorenz, R.D., Smith, P.H., Lemmon, M.T., Karkoschka, E., 1997. Titan's North–South Asymmetry from HST and Voyager imaging: comparison with models and ground-based photometry. *Icarus* 127, 173–189.
- Lorenz, R.D., Lemmon, M.T., Smith, P.H., Lockwood, G.W., 1999. Seasonal change on Titan observed with the Hubble Space Telescope WFPC-2. *Icarus* 142, 391–401.
- Lorenz, R.D., Young, E.F., Lemmon, M.T., 2001. Titan's smile and collar: HST observations of seasonal change 1994–2000. *Geophys. Res. Lett.* 28 (23), 4453–4456.
- Lucey, P.G., Hinrichs, J., Kelly, M., et al., 2002. Detection of temperature-dependant spectral variation on the asteroid eros and new evidence for the presence of an olivine-rich silicate assemblage. *Icarus* 155, 181–188.
- McKay, C.P., Pollack, J.B., Courtin, R., 1989. The thermal structure of Titan's atmosphere. *Icarus* 80, 23–53.
- McKay, C.P., Coustenis, A., Samuelson, R.E., et al., 2001. Physical properties of the organic aerosols and clouds on Titan. *Plan. Space Sci.* 49, 79–99.

- Meier, R., Smith, B.A., Owen, T.C., Terrile, R.J., 2000. The surface of Titan from NICMOS observations with the Hubble Space Telescope. *Icarus* 145, 462–473.
- Minnaert, M., 1961. Photometry of the Moon. In: Kuiper, G.P., Middlehurst, B.M. (Eds.), *Planets and Satellites*. University of Chicago Press, Chicago.
- Neff, J.S., Humm, D.C., Bergstralh, J.T., et al., 1984. Absolute spectrophotometry of Titan, Uranus and Neptune 3500–10,500 Å. *Icarus* 60, 221–235.
- Negrão, A., Coustenis, A., Lellouch, E., et al., 2003. Titan's 3 micron window with ISO. *Bull. Am. Astron. Soc.*
- O'Brien, J.J., 2002. AAS DPS Meeting #34, #39.04. Methane absorption coefficients in the 750–940 nm region derived from intracavity laser absorption spectral measurements. *Bull. Am. Astron. Soc.* 34, 910.
- Pollack, J.B., McKay, C.P., 1985. The impact of polar stratospheric clouds on the heating rates of the winter polar stratosphere. *J. Atmos. Sci.* 42, 245–262.
- Rages, K., Pollack, J.B., 1980. Titan aerosols: optical properties and vertical distribution. *Icarus* 41, 119–130.
- Rages, K., Pollack, J.B., Smith, P.H., 1983. Size estimates of Titan's aerosols based on Voyager high-phase-angle images. *J. Geophys. Res.* 88, 8721–8728.
- Rannou, P., Cabane, M., Chassefiere, E., Botet, R., McKay, C.P., 1995. Titan's geometric albedo: role of the fractal structure of the aerosols. *Icarus* 118, 355–372.
- Rannou, P., McKay, C.P., Lorenz, R.D., 2003. A model of Titan's haze of fractal aerosols constrained by multiple observations. *Plan. Space Sci.* 51, 963–976.
- Rigaut, F., Salmon, D., Arsenaault, R., et al., 1998. Performance of the Canada–France–Hawaii telescope adaptive optics bonnette. The Publications of the Astronomical Society of the Pacific, vol. 110, no. 744, pp. 152–164.
- Roe, H.G., de Pater, L., Macintosh, B.A., McKay, C.P., 2002a. Titan's clouds from Gemini and Keck adaptive optics imaging. *Astrophys. J.* 581 (2), 1399–1406.
- Roe, H.G., dePater, I., Macintosh, B.A., et al., 2002b. Titan's atmosphere in late Southern spring observed with adaptive optics on the W. M. Keck II 10-meter telescope. *Icarus* 157 (1), 254–258.
- Smith, B.A., Soderblom, L.A., Beebe, R., et al., 1981. Encounter with Saturn: Voyager 1 imaging results. *Science* 212, 163–182.
- Smith, B.A., Soderblom, L.A., Batson, R., et al., 1982. A new look at the Saturn system: the Voyager 2 images. *Science* 215, 504–537.
- Smith, P.H., Lemmon, M.T., Lorenz, R.D., et al., 1996. Titan's surface, revealed by HST imaging. *Icarus* 119, 336–349.
- Sromovsky, L.A., Fry, P.M., 1989. The phase variation of Titan's brightness contrast: implied constraints on properties of haze particles. *Bull. Am. Astron. Soc.* 21, 959.
- Sromovsky, L.A., Suomi, V.E., Pollack, J.B., et al., 1981. Implications of Titan's North–South brightness asymmetry. *Nature* 292, 698–702.
- Tomasko, M.G., Smith, P.H., 1982. Photometry and polarimetry of Titan—pioneer 11 observations and their implications for aerosol properties. *Icarus* 51, 65–95.
- Toon, O.B., McKay, C.P., Griffith, C.A., Turco, R.P., 1992. A physical model of Titan's aerosols. *Icarus* 95, 24–53.
- West, R.A., Smith, P.H., 1991. Evidence for aggregate particles in the atmospheres of Titan and Jupiter. *Icarus* 90, 330–333.
- West, R.A., Hart, H., Simmons, K.E., et al., 1983. Voyager 2 photopolarimeter observations of Titan. *J. Geophys. Res.* 88, 8699–8708.

Annexe F

Monitoring atmospheric phenomena on Titan

Reproduction d'un article soumis en juin 2005 à *Astronomy & Astrophysics*

Monitoring atmospheric phenomena on Titan

M. Hirtzig¹, A. Coustenis¹, E. Gendron¹, P. Drossart¹, A. Negrão^{1,3}, M. Combes¹, O. Lai^{1,2}, P. Rannou³ and S. Lebonnois⁴

¹ LESIA, Observatoire de Paris-Meudon, 92195 Meudon Cedex, France
e-mail: mathieu.hirtzig@obspm.fr

² CFHT, Hawaii
e-mail: lai@cfht.hawaii.edu

³ Service d'Aéronomie/IPSL, Univ. Versailles St-Quentin, France

⁴ L.M.D., Jussieu, 75252 Paris Cx 05, France

Received ;date; / accepted ;date;

Abstract. We have explored Titan's atmosphere, currently scrutinized in situ by the Cassini-Huygens mission, in adaptive optics imaging (with VLT/NACO and CFHT/PUEO) for the past 8 years (1998-2005). It displays at the present era variations or new apparitions of atmospheric phenomena, such as seasonal and diurnal effects, or some very interesting features in the Southern polar region. The North-South Asymmetry (NSA) is shown to have changed since 2000 in the near-IR and to be currently organized in a brighter northern than southern pole. We study here this evolution. From our data, we also have significant statistical evidence for diurnal effects in Titan's stratosphere, with a brighter (by as much as 19%) morning limb appearing in our images in many cases, when the phase effect is on the evening side. The southern bright revolving feature cannot be attributed to the surface. It is a meteorological phenomenon, revolving around the Southern pole (confined in its motion within the 80°S parallel) and located somewhere in the upper troposphere (20-40 km of altitude). Its behavior and possible nature are discussed here.

Key words. Planets and satellites: individual: Titan – Instrumentation: adaptive optics – infrared : solar system

1. Introduction

We observed Titan with five different adaptive optics systems from 1994 to 2005, monitoring surface and atmospheric features (Combes et al., 1997; Coustenis et al., 2001; Gendron et al., 2004; Hirtzig et al., 2005; Coustenis et al., 2005a). In the past 8 years we have performed imaging with NAOS/CONICA (NACO) at the Very Large Telescope (Yepun, 8-m, Chili) and with PUEO at the Canada France Hawaii Telescope (3.6-m, Hawaii) in order to characterize the surface and the atmosphere of the satellite. Our findings in terms of the surface properties are described in Coustenis et al. (2005a). In this paper we focus on the information that we have gathered by investigating chronologically the atmospheric features seen in our images. Our observations as a whole are summarized in Table 1.

Titan's near-infrared spectrum contains a number of strong methane bands probing the upper atmosphere and in between them are located specific regions where the methane absorption is low enough to allow retrieval of data containing contribution from the lower atmosphere and surface. These locations can be found at 1.08, 1.09, 1.28, 1.6, 2.0, 2.75 and 4.9 micron. The filters we have used to probe Titan's atmosphere and surface at different altitudes are described in detail in the CFHT and VLT web sites and also listed in Table 2 of Coustenis et al. (2005a). These authors have studied Titan with surface filters (the ones including contribution from the surface and centered in the methane windows at 1.08, 1.09, 1.28, 1.6 and 2.0 micron) showing bright and dark features on both hemispheres. The atmospheric filters probe different altitude levels and are centered in the methane bands (at 1.04, 1.24, 1.64, 1.75, 2.12 and 2.17 micron - see Table 2 with altitude range and description of filter widths). Some filters contain both surface and atmosphere contributions (NB_1.04, NB_1.08, NB_1.28, H1, PaBeta, J1, Hcont, IB_2.00), but note that in this work we consider mainly the ones probing the atmosphere.

Send offprint requests to: M. Hirtzig

Table 1. Titan adaptive optics observations from 1998 to 2005 with CFHT/PUEO and VLT/NACO.

Date (UT)	Inst.	Filters	Solar phase angle	SEP LCM	Seeing
26 Oct 1998	PUEO	J1, J2, H1, H2	+0.51°	93-97°	0.3-0.5
07 Mar 2001	PUEO	J2, J1, Jcont, H1, Hcont, Kcont	+5.83°	85-87°	0.8-1.0
08 Mar 2001	PUEO	I, PaGam, HeI, H1, Hcont, FeII	+5.80°	108-110°	1.0-1.2
04 Dec 2001	PUEO	H1, FeII, Jcont, J1, J2, HeI, PaGam, K, K', H2(1-0)	+0.29°	112-119°	0.5-0.8
13 Nov 2002	PUEO	BrGam, H2(1-0), FeII, H2, J2, J1, H1	-3.78°	283-287°	0.6-0.8
14 Nov 2002	PUEO	J1, J2, H1, H2, FeII, BrGam, H2(1-0)	-3.68°	305-309°	0.3-0.8
20 Nov 2002	NACO	NB_1.08, NB_1.24, NB_1.28, NB_1.64, NB_1.75, NB_2.12, NB_2.17	-3.13°	81-82°	1.7-2.3
20 Nov 2002	PUEO	J1, J2, H1, H2, FeII, BrGam, H2(1-0)	-3.11°	83-85°	0.7-1.0
21 Nov 2002	PUEO	J1, J2, H1, H2, FeII, BrGam, H2(1-0)	-3.00°	103-107°	0.5-0.8
25 Nov 2002	NACO	NB_1.08, NB_1.09, NB_1.24, NB_1.28, NB_2.12, NB_2.17	-2.60°	189-191°	1.3-1.6
26 Nov 2002	NACO	NB_1.08, NB_1.24, NB_1.28, NB_1.64, NB_1.75, NB_2.12, NB_2.17	-2.49°	211-214°	0.9-1.0
07 Jan 2004	PUEO	FeII, H2(1-0), H2, H1, PaBeta, J2	+0.80°	11-13°	0.7-1.0
08 Jan 2004	PUEO	H2(1-0), BrGam, K, K', J1, J2, J, PaBeta, Jcont	+0.91°	31-34°	0.4-0.6
25 Apr 2004	NACO	IB_2.00, NB_2.12, IB_2.15, NB_2.17	+5.65°	344-346°	0.5-0.6
16 Jan 2005	NACO	NB_1.28, IB_2.00, NB_2.12, IB_2.15, NB_2.17	+0.24°	192-194°	0.4-0.7

1.1. Observations

Table 2 lists our observations of the Titan atmosphere. We added up our images taken on the same day in a given filter to recover the best signal-to-noise ration (SNR) possible. The NACO dates correspond to Titan angular radii of 0.44 for 2002 and 2005, and 0.37 for 2004 respectively. The PUEO data correspond to apparent radii of 0.37, 0.43 and 0.44 for 2001, 2002 and 2004 respectively. This explains the variations in Titan's apparent size in the figures herein, as for instance Fig. 1, even though Titan is observed with the same instrument.

Described on the logbook (Table 1) are some of the observational restrictions we had to face during our campaigns. For instance, NACO images suffered occasionally from poor seeing conditions. Indeed the seeing was around 2 arcsec in 2002, with optimal conditions (around 1 arcsec) on the last night. In 2004, the seeing was improved, but the wind was too strong to allow us to acquire more than a few images, albeit with good seeing of about 0.6 arcsec. Finally, the 2005 NACO images did benefit from good (0.4-0.6 arcsec) seeing. In comparison, all PUEO images prior to 2004 were taken with a good and stable seeing conditions, on the order of 0.6 arcsec during all of our observational runs, sometimes even reaching 0.4 (on the 14th Nov 2002).

An example is our January 2004 data, when we faced a serious problem with PUEO/KIR, as the telescope seemed to drift under its own weight. This drift caused our images to be somehow blurred and it was a challenge to compensate for this effect with the right PSF in view of an efficient processing of our data. Therefore, we trust the features in our 2004 PUEO images only when they appear in all the images independently of the deconvolution method applied and filter used.

1.2. Data processing

The processing applied to the data here is similar to the one described in Combes et al. (1997), Coustenis et al. (2001) and Coustenis et al. (2005a), namely flatfielding and bad pixel correction, followed by deconvolution using standard photometric stars as PSF references. This treatment returned diffraction-limited images in most cases when we used the Magain deconvolution. However, sometimes we had to choose lower-resolution deconvolution methods (as for instance the Bratsolis and Sigelle (2001) version of the Richardson-Lucy (RL) method) for cases of extremely poor seeing (as is the case for our Mar 2001 and Jan 2004 PUEO images, in particular). We took great care to use only one method for a given series of observations, so as to ensure that comparisons within one night are still valid and suffer mainly from systematic errors (which are not a problem when we discuss *relative* measurements). Exceptions are the 1998 and January 04 PUEO series which we deconvolved with the Bratsolis and Sigelle RL method (see section 3.1 of Coustenis et al. (2005a) for more details on the deconvolution processes).

Note that we chose for this study not to correct for center-to-limb effects, contrary to Coustenis et al. (2005a). Since we here focus only on the study of Titan's limb (or a one-resolution-element-thick ring on Titan's limb), the center-to-limb effects are indeed more significant than in the study of the center of Titan's disk (Coustenis et al. (2005a)) The correction is far more sensitive to the application of a cylindrical filter (definition of the disk's radius and center) near the limb than in the center. If a cylindrical mask is shifted by even only one pixel from the real position of Titan's disk center, then the flux variation on the limb can easily reach 40%. The same occurs if the cylindrical mask radius is one pixel larger or smaller than Titan's real radius. *All this would lead to additional errors, and since we will only consider relative comparisons hereafter, we did not correct for center-to-limb effects, studying only a one-resolution-element-thick group of pixels on the disk limb (from about 70 to 90° from the nadir).*

Thus in our case, we consider only deconvolved images, without any correction for center-to-limb effects. *All the intensity values presented herein correspond to an averaged value of the 2×2 (near 1 micron) or 3×3 (near 2 micron) CCD pixels that*

Table 2. N/S ratio characterizing the North-South Asymmetry from 1998 to 2005. We also show the altitudes probed at the limb by the different filters used.

Filter	Wavelength (μm)	Alt limb		N/S ratio				
		mini(km)	maxi(km)	1998	2001	2002	2004	2005
NB_1.04	1,040 \pm 0,007	36	47	-	-	1.019 \pm 0.005	-	-
NB_1.09	1,094 \pm 0,0075	46	58	-	-	0.987 \pm 0.004	-	-
PaGamma	1,094 \pm 0,005	50	58	-	0.872 \pm 0.015	-	-	-
J2	1,181 \pm 0,064	81	205	0.883 \pm 0.089	0.964 \pm 0.016	1.162 \pm 0.021	1.132 \pm 0.045	-
Jcont	1,207 \pm 0,007	70	88	-	0.877 \pm 0.018	-	1.043 \pm 0.048	-
NB_1.24	1,237 \pm 0,0075	46	60	-	-	0.974 \pm 0.011	-	-
NB_1.28	1,282 \pm 0,007	16	17	-	-	-	-	-
PaBeta	1,282 \pm 0,007	16	17	-	-	-	-	-
J1	1,293 \pm 0,070	12	104	-	-	-	-	-
Hcont	1,570 \pm 0,010	8	9	-	-	-	-	-
H1	1,600 \pm 0,080	8	125	-	-	1.027 \pm 0.021	0.864 \pm 0.042	-
NB_1.64	1,644 \pm 0,009	45	322	-	-	1.549 \pm 0.015	-	-
H2	1,640 \pm 0,050	21	322	0.812 \pm 0.094	-	1.102 \pm 0.009	0.927 \pm 0.049	-
FeII	1,644 \pm 0,007	45	280	-	1.326 \pm 0.048	1.600 \pm 0.032	1.545 \pm 0.084	-
NB_1.75	1,748 \pm 0,013	47	318	-	-	1.091 \pm 0.012	-	-
IB_2.00	2,000 \pm 0,030	9	201	-	-	-	1.111 \pm 0.036	1.328 \pm 0.012
NB_2.12	2,120 \pm 0,010	17	20	-	-	0.623 \pm 0.008	1.068 \pm 0.034	1.216 \pm 0.023
H2 (1-0)	2,122 \pm 0,010	17	24	-	0.683 \pm 0.028	0.665 \pm 0.038	1.021 \pm 0.055	-
IB_2.15	2,150 \pm 0,030	19	214	-	-	-	1.160 \pm 0.013	1.350 \pm 0.012
BrGamma	2,166 \pm 0,010	40	311	-	-	1.333 \pm 0.034	1.453 \pm 0.122	-
NB_2.17	2,166 \pm 0,010	40	311	-	-	1.091 \pm 0.012	1.357 \pm 0.036	1.653 \pm 0.027

represent the actual size of one resolution element as recorded on the detector. The position of the limbs is defined by the location of the center of Titan's disk and the extent of its radius. The latter is computed from the *Institut de Mécanique Céleste et de Calcul des Ephémérides* (www.imcce.fr/imcce.php) tables which return the angular size of the satellite on any given date, divided by the angular size of the detector (0.0348 and 0.01325 arcsec/pix for PUEO and NACO respectively). The center of Titan's disk is found with a 0.4 CCD-pixel precision as follows: First we assume that Titan's bulk is similar to a 3D bell-curve, for this we suppress all the variable features to recover a smoothed uniform Titan's disk; we consider that all these features are found in the 20% upper luminosity range, and we then consider this threshold as an upper limit for the definition of Titan's bulk. Once Titan's features are erased, we fit the remnant of the shape with a 3D bell curve, given three adaptable parameters: height, FWHM and center of the Gaussian shape. The FWHM returns the diameter of the object, and the center coordinates correspond to Titan's one. The error bar on this fit is taken into account for positioning issues, but it is too high to ensure a safe center-to-limb correction, as explained earlier.

1.3. Radiative transfer model

In order to be efficient any study of atmospheric images requires a complete radiative transfer model to compute altitude information for each filter used. Here we use the microphysical and radiative transfer code of Rannou et al. (2003), which is an updated version of the one described in McKay et al. (1989). This model assumes that aerosols in Titan's atmosphere are fractal-shaped (Rannou et al. (1995)). The haze profile and all the parameters for this model are fully described in Rannou et al. (2003), where the sensitivity of the model to the different parameters can also be found. However in Coustenis et al. (2005a) and the work herein we used the updated parameter values proposed by Negrão et al. (2004) and Coustenis et al. (2005b). These updated parameters were derived in a work based on ISO (for Infrared Space Observatory) and ground-based near-infrared measurements (from 1 to 5 micron). The alterations, compared with Rannou et al. (2003), consist in an overall increase of 40% in the haze density vertical profile, as calculated by the microphysical part of the model. Furthermore, although the altitude of the haze cut-off applied in this model remains the same as the one used in Rannou et al. (2003), the shape of the haze vertical profile below the cut-off is slightly different. A new methane abundance near the surface of 3% - instead of the 8% which was assumed prior to the recent Cassini measurements -, consistent with recent DISR observations (Tomasko et al. (2005)), was used in these calculations. The CH_4 mixing ratio remains constant from the surface up to the saturation level, then follows the saturation value until the tropopause above which it stays constant. The methane absorption coefficients used in this model are taken from a re-analysis of K. Strong and L. Giver data by R. Moreno as explained in Coustenis et al. (1995) and references therein for the 1.08 and 1.28 micron windows, and from the Hilico et al. (1994) updated database at and beyond 1.6 micron. For an update on this model and recent results, see Coustenis et al. (2005b).

Titan has a dense and extended atmosphere, the viewing geometry is hence a parameter to be taken into account in our modeling. Although the model we use is indeed a plane parallel model, we implemented a geometrical correction which allows to calculate the emission angle as a function of altitude. This correction is important since the difference between the emission angle at high altitudes and lower altitudes is more noticeable near the limb and this difference is important in the radiative transfer calculation. The corrected plane parallel model was then compared with a 3D spherical Monte-Carlo model produced by Trung et al. (2004) and shown to provide a good approximation.

This model computes three altitude calculations per filter depending on the phase angle considered (here we study only the limb, 80° away from the nadir). The projection of a resolution element on the limb is more or less important, depending on the Earth-Titan distance. As an average: PUEO : limb = 55-90 deg ; NACO : limb = 70-90 deg (Titan's disc is smaller when viewed with PUEO and the projection angle diverges rapidly on the limb). The nominal altitude (used only in Section 4) corresponds to the average $\tau_{eff} = 1$ level over the bandwidth of the filter (τ_{eff} being defined as the effective opacity which takes into account the forward scattered photons and whose mathematical definition is:

$$\tau_{eff} = \tau \times \sqrt{(1-w) \times (1-w \times g)}$$

where τ is the opacity, w the single scattering albedo and g the asymmetry factor (Rannou et al. (2003), Pollack and McKay (1985)). This altitude gives the lowest level probed by the penetrating photons, the opacity parameter taking into account forward- and backscattering by the atmospheric particles. Because of the significant variation of the methane absorption coefficients within a methane window, these particles may behave slightly differently depending on the wavelength: thus we need to consider the minimum and maximum $\tau_{eff} = 1$ layers over the FWHM of a filter, as given in Table 2, which give a good thickness estimate of the layer probed. Note that a narrow-band filter will not necessarily probe a very specific layer if it covers a region where methane coefficients vary quickly (see Coustenis et al. 2005b where the methane coefficients are shown and one can see how for instance the NB_2.17 and NB_1.24 NACO filters - though with similar FWHM -, probe respectively the 40-300 and 46-50km ranges; this is because the former spans a larger altitude range because it overlays large methane coefficient variations).

2. Evolution of the North-South asymmetry on Titan

Several features are to be found on the limb of Titan. Some of the earlier images probing the atmosphere (see Table 2) show the well-known for the past 10 years bright South Pole of Titan. However, since 2001 we observe in some of these filters (at 1.64, 1.75, 2.17 micron) an inversion of the North-South Asymmetry with a currently bright north pole. Some evidence for a NSA inversion in the visible has been previously provided, as described in Lorenz et al. (1999). This is an expected return to the Voyager situation, predicted by seasonal models (Sromovsky et al. 1981, Hutzell et al. 1993), where the South limb was bright in the visible, but dark in the infrared, anti-mirroring the Northern limb situation. This situation had reversed in the 90's, showing the famous "Titan's smile" on the adaptive optics and HST images (see for instance Saint-Pé et al. (1993) and Caldwell et al. (1992) respectively). In some cases, as at 1.04, 1.09 and 1.24 micron, we find currently components of both tendencies to be present.

In Figs. 1 and 2, we illustrate the NSA evolution as a function of altitude probed by different filters. We quantify the North-South contrast by computing the ratio of the N intensity over the S one, as reported in Table 2. *We consider a one-resolution-element-thick line following Titan's rotation axis, and we define the Southernmost and Northernmost resolution elements as representative for the Southern and Northern limbs. We take into account the viewing geometry (as detailed Table 1) to ensure that the profiles drawn on Fig. 2 truly intersect the South Pole and center of Titan's disk. Error bars rise mainly from the variation of the intensity on the limb from one resolution element to another.* For this study, we only considered "uniform" and feature-free limbs to avoid deconvolution artifacts (we did not try to correct for the remaining ringing effect, because a mere center-to-limb effect compensation might perhaps introduce dubious results). In particular, the case of the 2.12 micron filter is used only as a confirmation and not as a detection of NSA variations: as we will describe in subsection 4.2, the Southern limb on the 2.12 micron images is not uniform and continuous, showing many features that cannot be reasonably or efficiently eliminated in order to compute a true average intensity for the Southern limb.

In Figs. 1 and 2, we find that there is a definite evolution with time: the Titan "smile" has faded in most of the images and the north pole appears brighter than the southern one in more and more filters as time goes by. Our study indicates that this evolution is a function of the altitude levels probed and that the NSA reverses and this reversal propagates to lower altitudes with time. In other words, starting out at higher levels in the atmosphere, a bright northern pole replaces the southern one, as with time the reversal affects lower altitudes.

- **Variations as a function of time :** Figs. 1 and 2a show clearly that a given filter showing the NSA witnesses its reversal with larger and larger SNRs as time goes by; for instance, the PUEO J2 filter shows such a trend from 1998 until 2005 (within error bars, the NSA seems not to evolve much between 2002 and 2004¹. In 2002, the famous "Titan smile" is but a memory ; in 2004, all images even show a bright northern limb.

¹ In 2004, we suffered from mechanical problems, rendering the analysis PUEO 2004 data difficult; furthermore, all 2.12 micron images could not be used in this study (as explained previously), diminishing the number of data points to be drawn. Along with legibility, these are all the more reasons for us to show only the J band data in Fig 2b.

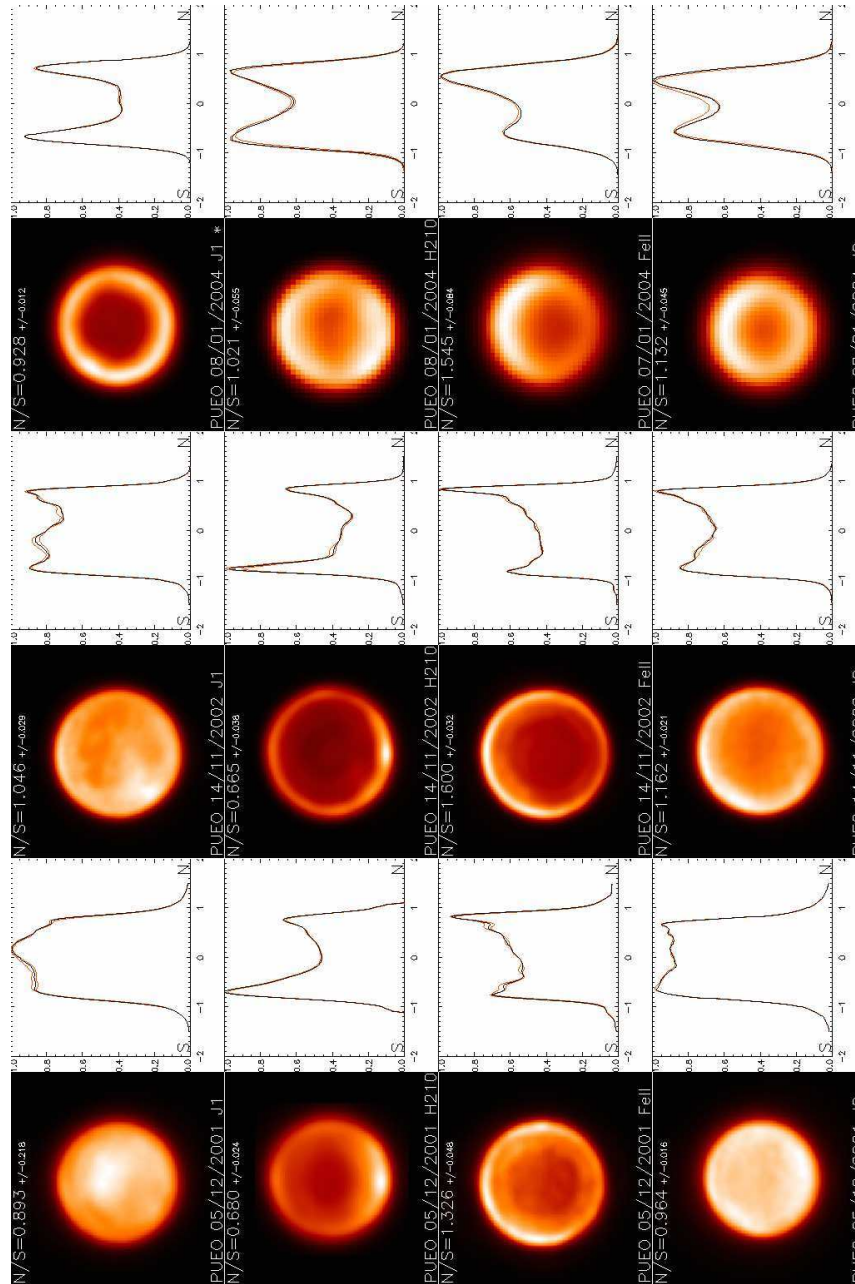


Fig. 1. Characteristic PUEO images showing the evolution of the North-South Asymmetry (NSA) on Titan as a function of altitude in the atmosphere (different levels are probed in the atmospheric filters) and time. Altitude increases vertically, with the highest layers probed at the bottom and a surface filter (J1) at the top of the figure; time increases from Dec 2001 (left panel) to Jan 2004 (right panel). On each image, North is up, and West-map is to the left. The profiles drawn correspond to normalized intensity (1 being the brightest resolution element of the whole image) from one limb to another. Error bars, shown in orange lines, correspond to variations from one resolution element to another. These profiles provide the North-South contrast with good precision, as indicated in the upper left corner of each sub-image.

- **Variations as a function of altitude :** Figs. 1 and 2b also confirm that the NSA evolves differently depending on the altitude probed. For instance, in 2001, the PaGamma filter (at 1.094 micron, probing the troposphere) showed a bright South pole ($N/S=0.87$), which appeared negligibly dim above the tropopause (Jcont - 1.207 micron : $N/S=0.88$) and fading in the upper stratosphere (J2 - 1.181 micron : $N/S=0.96$). Three years later, the NSA has reversed, and is more pronounced at higher altitudes (J2: $N/S=1.16$) than deeper in the troposphere (NB.1.04 : $N/S=1.019$). The same applies for all the filters covering the same methane window (H2(1-0) - 2.12 micron - and BrGamma - 2.17 micron - in the K band, for instance). This underlines

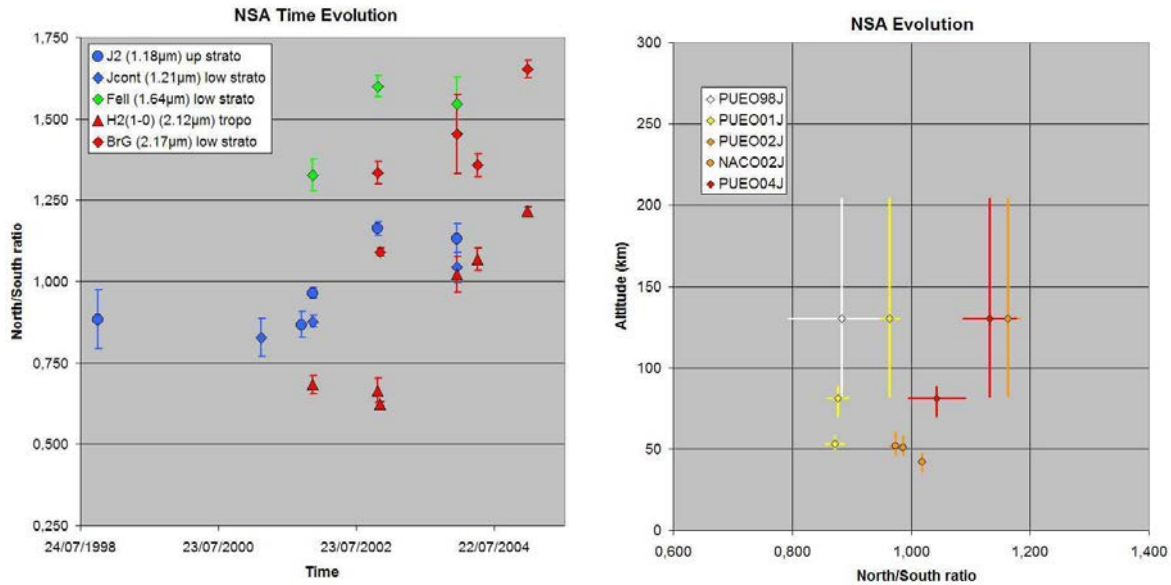


Fig. 2. Figure showing the evolution of the NSA over the past 7 years (1998-2005). Left panel: Time evolution of the NSA with characteristic filters (1.18, 1.21, 1.64, 2.12 and 2.17 micron). Color corresponds to wavelength (blue=J band, green=H band, red=K band), and symbol to altitude (triangles for the troposphere, diamonds for the tropopause, circle for the stratosphere). We show here both NACO and PUEO data when the corresponding filters are equivalent (e.g. H2(1-0) and NB.2.12) Right panel : NSA evolution as a function of time and altitude, drawn only for J band filters for legibility ; the color code indicates the year of observation (white=1998, yellow=2001, orange=2002, red=2004) while the symbol reflects the instrument used (diamond=PUEO, circle=NACO).

the slow motion and high inertia of the whole atmosphere: deeper layers respond more slowly to the change of solar insolation, as predicted by the models.

- **Variations as a function of wavelength:** the N/S ratios also appear to vary as a function of wavelength. In 2002, the NSA is definitely reversing (2.12 micron measurements are not counter-examples), yet in Table 2 the N/S values are more contrasted at longer wavelengths than at 1 micron. In the J band, the N/S contrast varies by about ± 0.2 (translating into variations in intensity of about $\pm 20\%$), while it can reach 40 to 60% in the K and H bands. We are currently modeling Titan's atmosphere to decipher if these variations are due to a sensitivity to a particular size of aerosols and/or haze drops, or merely to the actual altitude probed by the filters, revealing a more precise variation of the NSA as a function of altitude (see point above).

3. Phase and diurnal effects on Titan

Our images taken in the atmospheric filters contain a number of bright features. Some of them are due to normal solar phase effects, as can be seen on the Western limb of Titan (to the left) in 2002 images (Fig. 1). The brightness here is due to the 2.5 degree phase effect on this date. The numerical values of the solar phase angle are given in Tables 1 and 3: if it is positive, then the solar phase effect is expected to appear on the Eastern limb (this evening limb is on the right of all our North-up oriented images). When we find in such conditions a brighter morning (i.e. West, on the left) limb, we interpret this as a "dawn" effect (the description first made of this diurnal stratospheric phenomenon is to be found in Coustenis et al., 2001).

Table 3 summarizes all the measurements of the E/W contrast in atmosphere-probing images. *Similarly to the N/S contrasts, we consider here profiles of the intensity of the resolution elements chosen along the parallel where the E/W contrast is the more pronounced (usually the equator, except for the NACO 2005 images where the effect is more pronounced along the 30° N parallel).* Error bars originate in the flux variations within three consecutive resolution elements on each limb, similarly to what was described for the N/S ratios. Unexpected E/W values (i.e. when the brightness is not on the limb where it should appear given the sign of the solar phase angle) are shown in bold face style. On the other hand, insecure values are given in italic (i.e. if 1.0 is a solution, implying the impossibility to distinguish which side is the brightest).

When the phase angle is large (e.g. Mar 2001 (+5.8°), Nov 2002 (about -3°) and Apr 2004 (+5.6°)), then the phase effect is obvious, with a 10-15% contrast between the Eastern and Western limbs, the brightness always on the expected side (respectively E, W and E).

In October 1998, December 2001, January 2004 and January 2005, the phase angle of our observations is small and in some filters we do not readily detect the phase effect on the evening side; many of the contrast values are close to 1 within a 10% uncertainty. Narrow band filters show that within error bars, the E and W limb fluxes are similar (many "insecure results" in Dec

Table 3. E/W ratio characterizing the solar phase effect, at various altitudes. Only relevant data are given here (surface images are not used). Some results are given in bold face (unexpected values indicative of a morning haze enhancement) or in italic (insecure values because error bars can change the interpretation) : see text for details.

Filter	Alt limb mini-maxi (km)	E/W ratio						
		Oct 98 (+0.5°)	Mar 01 (+5.8°)	Dec 01 (+0.3°)	Nov 02 (-3°)	Jan 04 (+0.8°)	Apr 04 (+5.6°)	Jan 05 (+0.2°)
NB_1.04	36- 47	-	-	-	0.907±0.011	-	-	-
PaGamma	50- 58	-	-	<i>1.032±0.036</i>	-	-	-	-
J2	81-205	0.897±0.050	1.131±0.054	0.976±0.023	0.878±0.046	<i>1.008±0.084</i>	-	-
Jcont	70- 88	-	1.049±0.023	<i>0.982±0.035</i>	-	1.101±0.044	-	-
NB_1.24	46- 60	-	-	-	0.854±0.006	-	-	-
NB_1.64	45-322	-	-	-	0.839±0.093	-	-	-
H2	21-322	<i>0.970±0.082</i>	-	-	0.880±0.033	<i>1.000±0.349</i>	-	-
FeII	45-280	-	-	0.906±0.084	0.851±0.058	<i>1.066±0.146</i>	-	-
NB_1.75	47-318	-	-	-	0.876±0.009	-	-	-
NB_2.12	17- 20	-	-	-	0.920±0.013	-	1.328±0.060	0.964±0.023
H2 (1-0)	17- 24	-	-	<i>1.066±0.134</i>	0.868±0.061	0.923±0.067	-	-
IB_2.15	19-214	-	-	-	-	-	1.093±0.061	0.940±0.044
BrGamma	40-311	-	-	-	0.932±0.050	<i>1.033±0.140</i>	-	-
NB_2.17	40-311	-	-	-	0.876±0.009	-	1.329±0.111	0.815±0.037

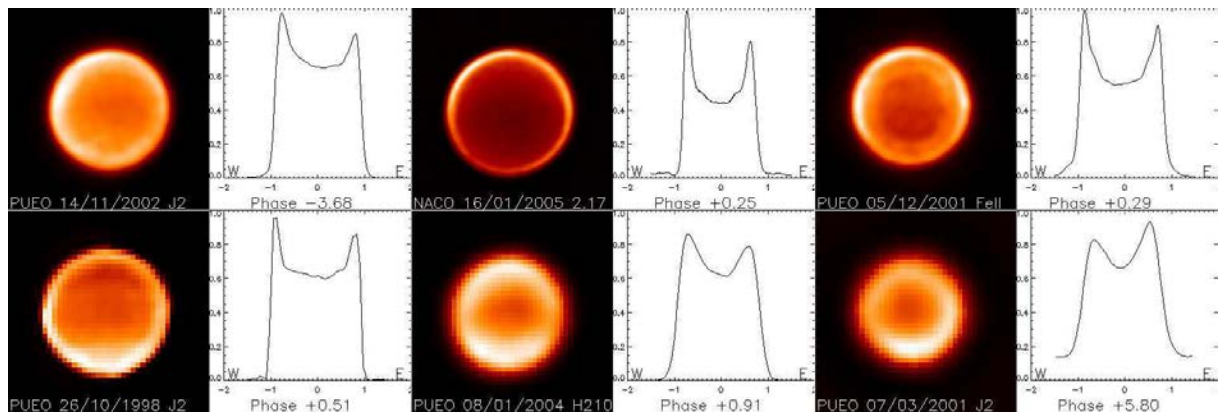


Fig. 3. Characteristic AO images showing the evolution of the East-West Asymmetry on Titan as a function of solar phase angle, regardless of the actual date of observation (reported on the bottom of each image, along with the instrument used and the solar phase angle value). From upper left to bottom right, the solar phase angle increases, showing the reversal of the phase effect from the morning (west, left) to the evening (east, right) side. The profiles drawn correspond to normalized intensity (1 being the brightest pixel of the image) from one limb to another, along one parallel, the one where the effect is maximum returning the nominal value reported in Table 3. At large phase angle values, the brightest limb corresponds to the one lit by the sunlight: western at negative phase angles (upper left), eastern at positive angles (bottom right). Yet at low phase angles (the four intermediate cases : upper center, upper right, bottom left and bottom center), the western limb (morning side) is always brighter than the eastern one (evening side), characteristic of a morning haze enhancement phenomenon related to a nocturnal condensation of stratospheric aerosols. See text and Coustenis et al. (2001) for details.

01 and Jan 04 are in italic, underlining that the error bars are large enough to allow for a “phase-effect” solution). Yet in several cases (J2 and H2 in Oct 1998, J2 and FeII in Dec 2001, H2(1-0) in Jan 2004 and all NACO images in Jan 2005) error bars cannot account for the unusual aspect of the disk : the phase effect would have appeared faintly on the Eastern limb (to the right) but the Western limb is about 3-19% brighter. We have calculated these numbers from the profiles drawn in Fig. 3, which correspond to normalized intensity (1 being the brightest pixel of the image) calculated from one limb to another, along one parallel, the one where the effect is maximum returning the nominal value reported in Table 3. With low positive values of the solar phase angle (+0.2 to +0.5°), the detection of such a brightness on the morning side could be attributed to a haze enhancement showing up in Titan’s stratosphere at dawn (the 1998 PUEO data also allowed for such an interpretation in Coustenis et al. (2001)).

We therefore find significant statistical evidence (with 7 firm detections and 8 tentative ones over the total of 16 images), on dates where it is possible (Oct 1998, Mar 2001, Jan 2004 and Jan 2005, of a bright morning stratospheric limb which would tend to corroborate findings by Coustenis et al. (2001) based on only the 1998 PUEO images. Given the altitudes probed at the limb in these cases (see table 3) this could be due to an enhancement of condensates during the Titan night (8 Earth days, though the super-rotation of Titan’s atmosphere would lead to shorter nights for stratospheric clouds), manifesting itself in a morning

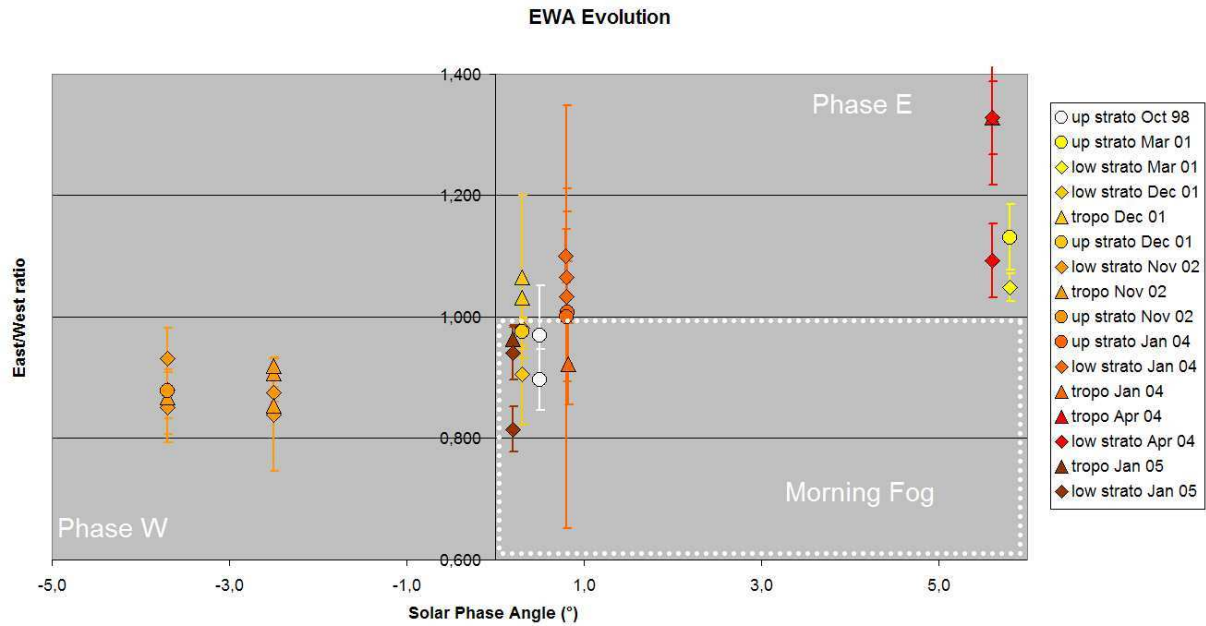


Fig. 4. Evolution of the EWA as a function of solar phase angle. Symbolism is similar to that used in Fig. 2: color indicates the year of the observation (white=1998, yellow=2001, orange=2002, red=2004, brown=2005), and the symbol the altitude probed (triangles for the troposphere, diamonds for the tropopause, circles for the stratosphere). A datum in the bottom left corner of this plot corresponds to the regular phase effect detection expected for a West-lit diffusing object (phase effect on the morning limb), while in the upper right corner it corresponds to the regular phase effect on the East (evening) limb with a positive solar phase angle. A homogeneous diffusing atmosphere would display a linear curve reaching 1.0 at 0 phase angle, but this is not Titan's case. Seven occurrences show a bright Western limb at low positive solar phase angle (the smaller the phase, the greater the stratospheric morning haze enhancement, reaching 19% at most), in particular in Oct 98, Dec 01 and Jan 05. Our diurnal effect firm detections are in the lower right quadrant.

haze enhancement phenomenon at stratospheric altitudes. Indeed, most of the images showing this phenomenon are probing the stratosphere mainly (between 40 and 311 km, we can detect effects larger than 10%, see Table 3). Exceptions are the 2.12 micron filters, which probe mainly the troposphere: in this particular case we cannot infer whether the detection corresponds to a faint nightly condensation occurring at these altitudes, or if it is a contribution of the larger phenomena in the stratosphere detected by the 2.12 micron photons when they cross these layers before reaching the $\tau_{eff} = 1$ level.

Such detections were also recently reported by other teams from independent observations with the Keck adaptive optics data (Brown et al., 2005; de Pater et al., 2005), in particular because all these investigators were following the Huygens probe descent in January 2005, when the observing conditions were particularly favorable for the detection of such an effect. Indeed, we find that the fainter the solar phase effect, the easier the detection of the “dawn effect”: in January 2004 (phase $+0.8^\circ$), we have a firm 8% effect measurement, but all other images are insecure, furthermore one image (Jcont) does show a regular phase effect. In December 2001 and October 1998 (phases $+0.3$ and $+0.5^\circ$ respectively), we detect a 10% effect at most, with 3 detections and 4 uncertain solutions (but no regular phase effect). Finally, in January 2005 (phase $+0.2^\circ$), a 18% morning effect is detected at stratospheric levels, on all 3 images.

We therefore feel confident that this diurnal phenomenon is real and should in the near future bring new insights on Titan's atmospheric physics on a day-to-day basis after being modeled.

4. A southern bright revolving feature

In addition to the features discussed in the previous sections, we have observed other discrete bright areas near Titan's south pole (sometimes atop a fine bright southern pole limb) in filters indicating that we are looking at the atmosphere *at the limb* (such as at 1.04, 1.24 and 2.12 micron). This feature was first discernible in speckle images of Titan published by Gibbard et al. (1999). It has extensively been observed since 2001 in different filters (Fig. 5) and by different teams. It is particularly visible in 2.12 micron images, where the Southern limb appears after deconvolution as a group of three features: the SPF is bracketed by two elongated features, on the East and West sides, which we refer to hereon EPF and WPF respectively. Note the absence (or very rare presence) of bright features in the North, apart from the bright Northern limb certainly due to the NSA (the North Pole cannot be seen in most of our data, except in 1998).

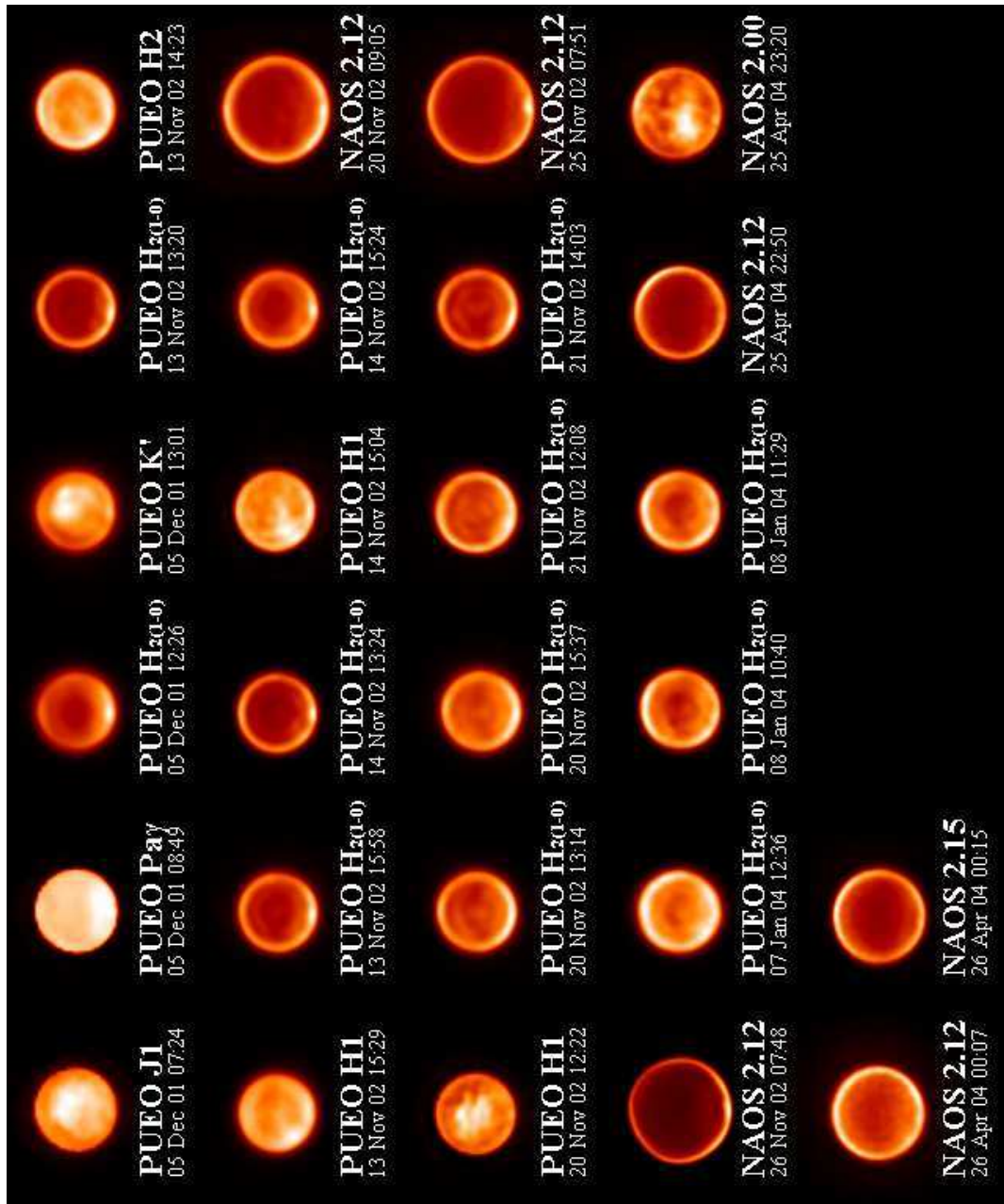


Fig. 5. Images in which we see the SPF, sorted in chronological order. In 2002 we observed this feature several times during the night of 20 Nov with both PUEO and NACO, and repeated this scheme as often as possible in 2004 runs. The feature is brighter in 2001 than in more recent years, in all probability because it was then enhanced by the additional brightness of the then southern limb of Titan.

4.1. Description of the Southern Polar Feature

In this section we focus on the Southern Polar Feature (SPF) evolving around and very near Titan's south pole in the 2.12 micron images. *This feature has been previously reported in observations from the Palomar, Keck and Gemini taken :*

- around 2 micron : with a broad-band filter (also K' 0.3 micron wide), on July 27-August 1, and 7-14 October 1998 (Gibbard et al., 1999, 2003);
- around 2.5 micron : with a broad-band filter (K', 1 micron wide), on December 10 and 11, 2001 (Brown et al., 2002, 2005);
- around 2-2.25 micron with narrow-band filters (H2(1-0), NB2108) on 9, 18, 20 and 21 December 2001 (Roe et al., 2002).
- around 2 micron (also K', but 0.3 micron wide) in December 2001, September, November and December 2002 and January 2003 (Bouchez et al., 2003, 2005);

Table 4. Observations of the southern polar feature (SPF). Contrast values return the ratio of the SPF flux over the nadir flux supposed to be independent of the surface contribution (Non-applicable (NA) indications correspond to surface-probing filters).

Instrument	Date/time (UT)	Filter	Coordinates of S	Contrast
PUEO	05 Dec 2001/07:24	J1	79±9 S, 157±122 W	NA
PUEO	05 Dec 2001/08:49	PaGamma	84±12 S, 160±150 W	1.14167
PUEO	05 Dec 2001/12:26	H2(1-0)	82±6 S, 156±70 W	2.22147
PUEO	05 Dec 2001/13:01	K'	81±8 S, 225±69 W	NA
PUEO	13 Nov 2002/13:20	H2(1-0)	81±9 S, 337±135 W	2.42249
PUEO	13 Nov 2002/14:23	H2	87±13 S, 308±90 W	2.12562
PUEO	13 Nov 2002/15:29	H1	84±13 S, 54±50 W	NA
PUEO	13 Nov 2002/15:58	H2(1-0)	83±7 S, 315±135 W	
PUEO	14 Nov 2002/13:24	H2(1-0)	88±9 S, 243±116 W	2.47067
PUEO	14 Nov 2002/15:04	H1	86±12 S, 282±77 W	NA
PUEO	14 Nov 2002/15:24	H2(1-0)	86±10 S, 282±102 W	2.16502
NACO	20 Nov 2002/09:05	2.12	80±4 S, 260±27W	2.25139
PUEO	20 Nov 2002/12:22	H1	71±13 S, 249±45 W	NA
PUEO	20 Nov 2002/13:14	H2(1-0)	83±9 S, 237±123 W	1.65806
PUEO	20 Nov 2002/15:37	H2(1-0)	81±8 S, 228±80 W	1.63766
PUEO	21 Nov 2002/12:08	H2(1-0)	70±9 S, 209±27 W	1.68432
PUEO	21 Nov 2002/14:03	H2(1-0)	72±11 S, 223±30 W	1.99448
NACO	25 Nov 2002/07:51	2.12	84±4 S, 312±42 W	2.66154
NACO	26 Nov 2002/07:48	2.12	84±5 S, 327±39 W	5.23417
PUEO	07 Jan 2004/12:36	H2(1-0)	84±6 S, 112±110 W	1.44520
PUEO	08 Jan 2004/10:40	H2(1-0)	80±10 S, 185±56 W	1.81066
PUEO	08 Jan 2004/11:29	H2(1-0)	85±14 S, 209±151 W	1.76903
PUEO	08 Jan 2004/12:53	H2(1-0)	NA	
NACO	25 Apr 2004/22:50	2.12	85±9 S, 185±46 W	2.20384
NACO	25 Apr 2004/23:20	2.00	88±4 S, 78±79 W	NA
NACO	26 Apr 2004/00:07	2.12	82±7 S, 150±30 W	1.86792
NACO	26 Apr 2004/00:15	2.15	81±7 S, 140±36 W	2.31099
NACO	16 Jan 2005/03:58	2.12	81±6 S, 355±90 W	3.13592

It was interpreted by these authors as one of many transient methane clouds observed and located in the lower troposphere (5-20 km). For our part, we had observed this phenomenon also since 2001 and drawn attention to it (Coustenis et al. (2002), Coustenis et al. (2003), Gendron et al. (2004)), marking its probable presence not in the lower, but more likely in the upper troposphere or in the stratosphere, thus noting its peculiar nature.

All of our SPF detections are summarized in Table 4 and Fig. 5. The phenomenon has been recently confirmed by Cassini observations at T0 and TA on 3 July and 26 October 2004, at much higher resolution (Porco et al., 2005). These authors confirm now the presence of this cloud in the upper troposphere. A brief study was presented by Schaller et al. (2004), Schaller et al. (2005) regarding the luminosity variation of the South Polar Feature (SPF) within one year with a low-resolution telescope. Obviously the ground-based monitoring will be a valuable complement to the Cassini observations in order to constrain its nature and evolution.

We present here some inferences from our own survey of the SPF. Our images show this feature clearly in certain filters (Table 4 shows the position of the SPF photocenter and its physical extent ; the contrast value is given with respect to the center of Titan's disk, when we can assume that the surface contribution is negligible, because we cannot compare the SPF luminosity with any limb, for too many features lie there that could bias the result : the NSA, the phase effects, the dawn haze enhancement, and so on). The size of this feature seems to vary as a function of its position with respect to the observer's. In any case, this feature does not seem to grow or flatten as a function of time within our resolution. Only its brightness seems to change, but we can correlate this more often than not with the appearance of the NSA: the brighter the Southern limb, the brighter the SPF within it. *Its average size corresponds to 2×1 elements of resolution for PUEO observations (pixel angular dimension is 0.0348 arcsec in this case) and to 3×1.5 for NAOS (pixel size is 0.01326 arcsec). This leads to an angular size of about 0.09x0.05 arcsec (±0.01) (according to Shannon's principle, the size of one resolution element must be twice the nominal angular size of the detector's pixels) This pertains to a projected surface reaching 700×3,000 km, i.e. 4-5% of cloud cover (with respect only to the sunlit half of the satellite that we can see at a time).*

We hereafter study the nature of this phenomenon observed in Titan's atmospheric images in view of the recent announcements of the detection of "clouds" over Titan's south pole.

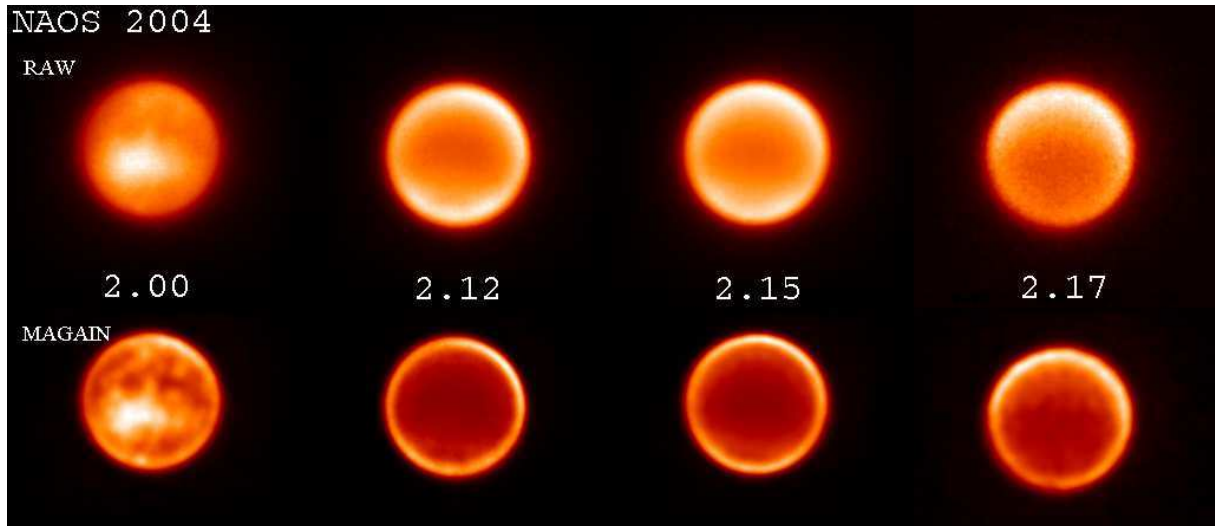


Fig. 6. Examples of detection and non-detection of the SPF in K band. The upper part displays the "raw" images before deconvolution, while the Magain-deconvolved ones lay on the bottom part. From left to right, images correspond to 2.00, 2.12, 2.15 and 2.17 micron 2004 NACO filters. When the SPF is present, it is bright on both (raw and deconvolved) images, but the two EPF and WPF companions only detach well from the SPF on the deconvolved image.

4.1.1. Speed of the SPF

We acquired several 2.12 micron images within the same night for nearly all our 2002 and 2004 runs. With such series of data, we can compute speed values during the same night, or over one week at most. *The velocity computation relies on the monitoring of the SPF position (given Table 4 and plotted Fig 7) : we assume the position of the SPF to be the one of its brightest pixel. We then consider the surrounding pixels at most 10% darker than the "photocenter" to be the actual extent of the SPF : this returns the error bars on the position as detailed Table 4.* From these observations we find the SPF to often appear motionless within our error bars. From one night to another, we detect a displacement from which we compute an average 3 ± 2 m/s velocity. This value is compatible with all wind speed values reported from observations of the upper troposphere of Titan (0.5 ± 3 m/s by VIMS -Momary et al. (2004) and 34 ± 13 m/s at most by ISS -Porco et al. (2005)) and models of raw winds in the troposphere (Hourdin et al. (1995, Tokano et al. (2001), Rannou et al. (2004)). From this velocity computation we infer that the SPF lies more probably in the upper troposphere if we suppose that it is only faintly driven by the average winds, allowing it to move more slowly than the usual winds (but in the same direction anyway).

Our computations show in some cases an apparent speed which can reach about 120 m/s (167_{-96}^{+230} m/s from the positions measured on the 13 Nov 2002 H2 and H1 images; a similar case occurs in the measurements on the 25 Apr 2004 IB.2.00 and NB.2.12 images returning a 122_{-49}^{+81} m/s velocity as shown Fig. 8). Such high speed motions would correspond to upper stratosphere winds (stratospheric winds reach at least 75 m/s at 200 km -Luz et al. (2005)-, up to 210 m/s -Kostiuk et al. (2001)-). A joint operation between the JPL, the JIVE/VLBI and Cassini-Huygens/DWE teams measured prograde wind speeds of about 120 m/s at 120 km -<http://www.esa.int/SPECIALS/Cassini-Huygens/SEMA8SXEM4E.0.html>. We cannot explain why the trajectory of the SPF would be so erratic. A more plausible explanation can be found if one considers that the computation of the speed assumes that the bright features seen on the images correspond to the same physical object; were this not the case, an answer to this dilemma could be given by Earth meteorologists, and is explicitly confirmed by VIMS (Brown R et al. (2005)) and ISS (Porco et al. (2005)) observations at TO and TA : the feature looks like a large ring of thin clouds or haze, deforming, with little bright clouds trapped within it, appearing and disappearing randomly, recently disintegrating, something we cannot resolve with Earth-based AO systems. *Thus, our high speed computations are only an indication of such deforming of the SPF, thus the velocity we find is 3 ± 2 m/s.*

4.1.2. Altitude of the SPF

The detection of the SPF mainly occurs at 2.12 micron in our images (at 2.108 micron in Bouchez (2003) Palomar observations). We have some hints that it is decipherable in other broadband filters (J1, K', H2 or H1 in particular), but such filters cover large spans of altitude within Titan's atmosphere, giving little indication as to the exact position of the SPF. Since 2002, we have been using additional narrow-band filters in order to better restrain the SPF altitude. We had noticed that even though the SPF was bright and obvious at 2.12 micron, it was nowhere to be seen on 2.17 micron images.

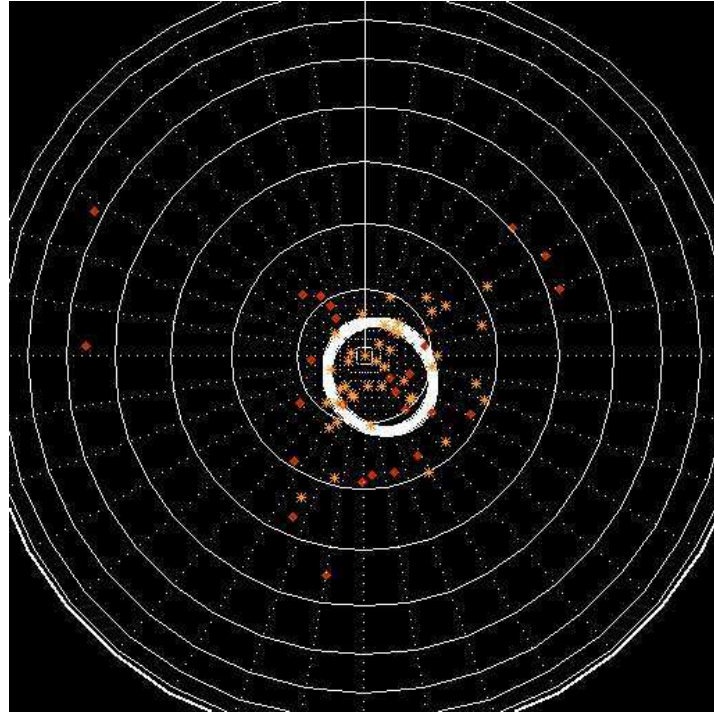


Fig. 7. Projections of the photocenter of the SPF on a spherical polar projection of Titan's Southern hemisphere (LCM=0° meridian is up). Yellow stars correspond to our detections, as detailed in Table 4. Red diamonds, extracted from Bouchez (2003), Bouchez & Brown (2005a) 1997-2003 data, are drawn for comparison only. The white ellipse corresponds to the region of maximum detection, overlapping half of the footprints shown here: 70% of them lay below the 80th parallel.

We will consider here for instance 2004 NACO data (some of which were published in Gendron et al. (2004)), presented in Fig. 6. In the 2.00 micron image, for instance, we note the presence of the SPF nearly atop the South Pole (lat=85 south $\pm 3^\circ$, long=110 W $\pm 20^\circ$). The surface contribution in this filter is predominant, but on the limb, we can probe down to the low troposphere (9 km). The SPF is particularly visible in 2.12 micron images, where it is bracketed by the EPF and WPF features. At 2.15 micron, the three features are still visible, but the SPF is fading, and the WPF seems to be the brightest one. Finally, the central southern feature (SPF) and the two adjacent ones (EPF and WPF) have disappeared in images taken at 2.17 micron (Gendron et al., 2004).

According to our altitude estimates, the 2.17 micron filter probes levels in the highest atmospheric regions. EPF, WPF and SPF are not visible above 80 km. We probe deeper with 1.15, where EPF and WPF appear (with WPF slightly brighter than EPF due to the phase effect), then deeper down SPF appears. Further down only SPF remains, very intense (EPF and WPF are still there, detectable, but less contrasted with respect to SPF). We conclude that EPF, WPF and SPF are atmospheric phenomena (since they do not appear in images of Titan's surface alone), located at different atmospheric levels (we assume here the change in luminosity is due to both altitude and phase effects and not solely to spectral features).

For statistical purposes, we now consider all of our observations as a whole. We note that:

- At 2.00 and 2.12 micron (IB.2.00, H2(1-0) and NB.2.12), the SPF is clearly visible, along with its two EPF and WPF companions. The narrower filters probe down to 17-20 km (nominal value: 18 km), implying that the SPF is certainly above this altitude.
- On the NB.1.04, PaGamma (1.09 micron) and IB.2.15 filters, the SPF is not always clearly visible, fading into the background along with both the EPF and WPF features. Depending on the observation, the SPF might be above 20 (IB.2.15, nominal: 50 km), 36 (NB.1.04, nominal :42 km) or 50 km (PaGamma, nominal :53 km).
- At 2.17 micron (NB.2.17, BrGamma) the SPF is not visible anymore, and EPF and WPF merge into the southern limb. This implies that in the 40-311 km range probed by these filters there is no hint of the SPF. The preferential altitude probed here is about 83 km.

As a conclusion, from the extreme values of the altitudes probed by these different filters, the SPF must be located in all probability above 17 km and below 40 km (in which case it may well be a tropospheric condensation cloud, although its high altitude is a problem that modelers are still struggling to solve). Recent Cassini/ISS evaluations also locate this cloud in the upper troposphere

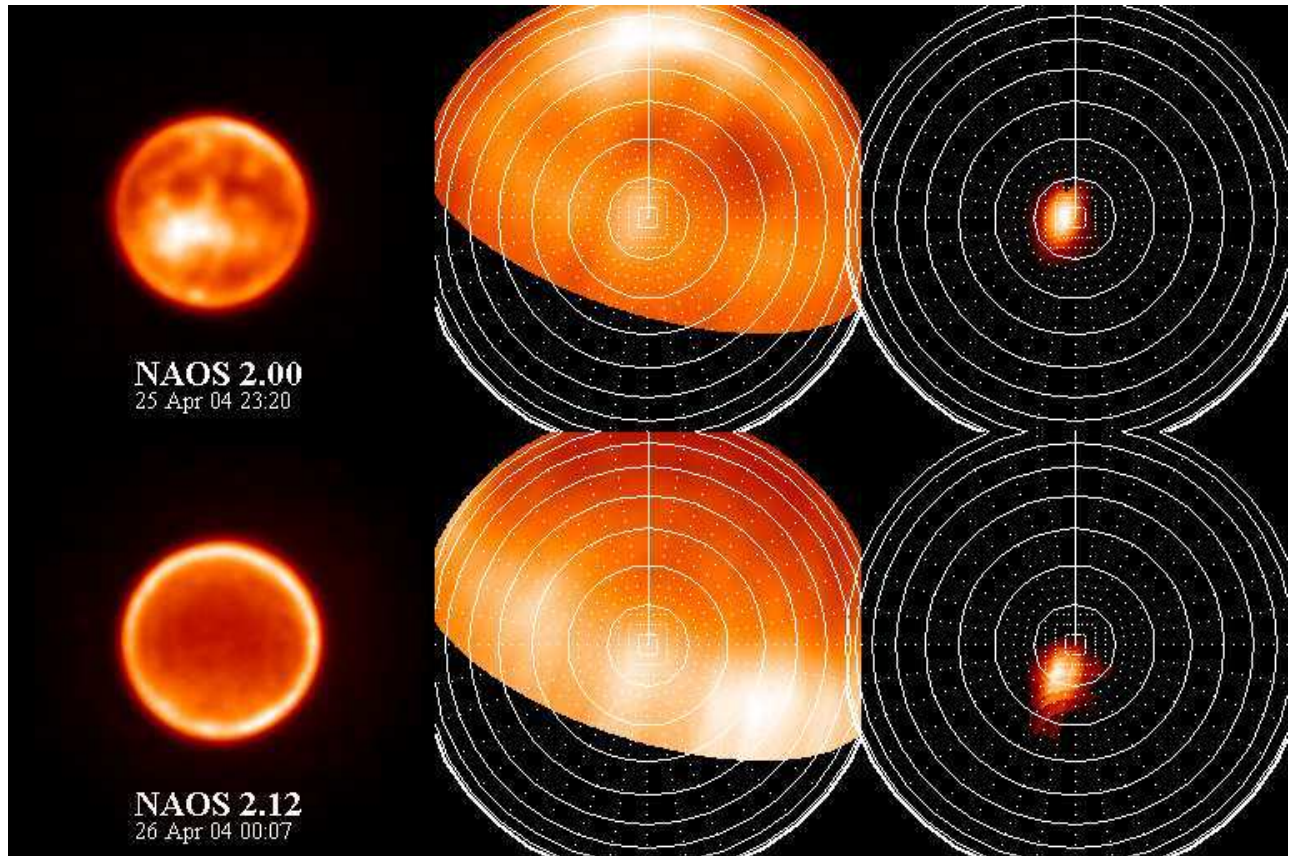


Fig. 8. Example of a speed computation returning unusually high values. The upper panel correspond from left to right to the processing of a 2004 NACO 2.0 micron image : the deconvolved image (left) is projected on a spherical coordinate system centered on the South Pole (center), from which the footprint of the SPF is extracted (right). The bottom line returns the same steps for the 2004 NACO 2.12 micron image acquired 47 minutes after the former. The comparison of the two footprints on the right panel returns a speed value of 122_{-49}^{+81} m/s.

(Porco et al., 2005). In January 2005, we acquired new data resolving the K band with a Fabry-Pérot experiment at the VLT (FPI mode of NACO), reaching a 2 nm wavelength resolution, which will help us further constrain this altitude computation.

Similarly, we conclude that the EPF and WPF lie above the altitude of the SPF (for instance, in 2004, the WPF was brighter at 2.15 micron than at 2.12 micron, the latter probing deeper layers of the atmosphere), more probably above the tropopause. As we will explain hereafter (Section 4.2), the EPF and WPF might be stratospheric haze looming above the South Pole.

4.2. The case of the EPF and WPF companions

On all images, the S feature is paired with two unmoving companions on each side on the limb. They are neither moving nor changing in shape, yet one is always longer than the other, more precisely the one on the sun-lit side is usually longer (for instance, on the 2002 2.12 micron image in Fig. 1, the solar phase effect is on the western limb, and the W companion is spanning further on the limb). We believe the gap between the bright SPF and these two companions to be a deconvolution artifact, because it is less than one resolution-element wide (and the Shannon principle requires it to be at least twice as large to be physically valid).

Many atmospheric models (Rannou et al. (2002), Rannou et al. (2004) for instance) foresee two stratospheric hoods of haze swept away from the Equator by the atmosphere dynamics. We believe that the two companions are but a deformed appearance of such a hood: there is evidence for a strange serpentine feature at latitudes below the 60th parallel, also described as an “equatorial cirrus” (Roe et al. (2002a)) that might represent the upper limit of this hood. We can therefore suppose that this hood is brighter on the solar-enlightened limb, and is uniformly encompassing the South Pole southward from the 60th parallel. Within this hood lies the SPF. After deconvolution, the hood is completely deformed: the ringing effect only enhances the portion of the hood overlapping the disk’s limb, and there is only a little indication of its north extent, near the southern third of the disk. Furthermore, a gap is created by the deconvolution around the SPF, darkening artificially the limb and creating this “two companions” appearance. This led us to omit all the 2.12 images for the NSA evolution quantification, because there are too many features and artifacts mixing with each other to ensure a correct reading of the intensity of the Southern limb.

5. Conclusions and discussion

We have studied Titan's atmosphere with adaptive optics in the past 5 years and we report on results pertaining to atmospheric seasonal, diurnal and meteorological phenomena.

1. Titan's North-South asymmetry has reversed from the situation where in 1992 HST found the South Pole to be brighter than the Northern (Caldwell et al., 1992) in the near-infrared. This reversal is noted since 2001 in the data presented here (but was found to exist earlier from other studies in the visible). Our data show that this NSA reversal occurs first at higher altitudes (the ones more sensitive to insulation) and then propagates to lower levels. By 2004, the NSA is completely inverted at all wavelengths between 1 and 2 micron.
2. The diurnal effects ("morning fog" or more precisely "morning haze enhancement") first described in Coustenis et al. (2001) are confirmed in our observations (in particular in 2005 VLT data). Phase effects appear on the limb closer to the Sub-Solar Point, as expected, with the corresponding limb up to 15% brighter than the opposite one in case of large (3°) solar phase angle. Other images, at low solar phase angles, with a faint phase effect on the evening side, allow us to detect a stronger diurnal effect on the morning terminator. (donner des indications sur les pourcentages et altitudes) We have made a statistically convincing case for the presence of such a phenomenon on Titan.
3. There is a large bright feature revolving around the south pole of Titan (mainly within the 80° parallel). Our data indicate that it is located between 17 and 83 km of altitude, more probably (if it is a condensation cloud) in the upper troposphere. We find from the footprints of our observations that the trajectory associated with the movement of this feature is erratic (most velocities indicate 3 m/s, but in some cases this speed is significantly higher), which is compatible with a fast deformation of the feature more than a real movement.

5.1. The NSA

The North-South Asymmetry (NSA) of Titan has been recorded since the Voyager encounters in the late 70's. At that time, Titan's season was just after vernal equinox, with the southern hemisphere brighter by about 20% than the northern in the visible (Smith et al., 1981; Smith et al., 1982; Letourneur and Coustenis 1993). This tendency reversed in 1990 in the blue (440 nm) and yellow (550 nm) wavelengths, with the northern hemisphere about 10% brighter than the southern (HST measurements by Caldwell et al., 1992). Indication of a further reversal since 1997, in the visible again, from HST images was found (Lorenz et al. (1999), Lorenz et al. (2001)), with the "smile" disappearing at 889 nm, although still visible at 953 nm and beyond.

These albedo changes are interpreted as seasonal variations (Sromovsky et al., 1981; Lockwood et al., 1986) related to the haze properties (such as the albedo increase of the haze particles with wavelength (McKay et al., 1989, Griffith et al., 1991)). As regards the temporal variations, it seems that the reversal settles in over a 5-year period, which is faster than the seven-year period between equinox and solstice on Titan. Sromovsky et al. (1981) find a phase lag for the NSA of about 90 degrees relative to the solar.

Several mechanisms were proposed to explain the NSA (see Roos-Serote 2004 for a review), but a combination of compositional variations (Coustenis and Bézard, 1995; Bézard et al., 1995) and of dynamical effects seem to be the most plausible answer (Flasar et al., 1981).

Prior measurements indicated that during the Cassini/Huygens mission the NSA would be stable. From our data, and because we have altitude-discriminating information in our narrow-band filters, a more complicated pattern appears. We have followed the evolution of the NSA in the past decade, and more efficiently so in the past 5 years. We find it to be more pronounced at some wavelengths probing the higher atmosphere and to be slowly appearing in the lower levels and down to the troposphere at the current era.

Such information is crucial to the understanding of the atmosphere dynamics, and can be used to constrain current seasonal/photochemical/dynamical models, since it quantifies the spatial and temporal propagation of the NSA.

5.2. The diurnal effects

Our images show a significant number of cases where a bright morning limb in the stratosphere is seen when the phase effect is expected on the evening side. These cases were observed principally in filters probing atmospheric levels between 20 and 300 km (mainly the stratosphere, Table 3).

Microphysical models of Titan's haze (e.g. Rannou et al., 2003) predict the condensation of methane byproducts (such as ethane and acetylene as the most abundant ones) somewhere between 70 and 90 km of altitude (Coustenis et al., 2001). Thus, the observed morning/evening asymmetry that we find in our data since 1998 could be explained by a diurnal condensation cycle of the condensable species. Since on Titan one night lasts about 8 terrestrial days, even considering stratospheric winds of 100 m/s (Kostiuk et al. (2001), Luz et al. (2005)), there is time enough for the condensation to occur during the low temperatures prevailing on the night side. This then manifests itself by a brighter cold morning limb with respect to the darker warmer evening side.

The General Circulation Model developed for the atmosphere of Titan at the Institute Pierre-Simon Laplace (Hourdin et al. 1995, 2004; Rannou et al. 2002, 2004) can return a cloud production from temperature variations reaching 0.1 to 0.2°K, and we are investigating the temperature variation we can expect on Titan between the day and night hemispheres.

5.3. Investigating the nature of the SPF

The SPF has been currently observed many times from the ground and space, including by Cassini (Porco et al. (2005), Brown M et al. (2005)). Its very motion is incompatible with a surface-connected feature, even though it might be some orographic cloud or another surface-related phenomenon, possibly cryovolcanism-induced plumes (Tobie et al. 2005).

One might think of comparing the SPF to a polar aurora, like the ones seen on Earth, or even on Jupiter (Waite et al. (2000)) and Saturn (Clarke et al. (2005)). *We do not agree with this idea. The aurora is by definition the locus of the interaction between solar wind particles trapped in the magnetosphere and the ionosphere particles. Yet Titan has no detectable magnetic field, and Titan's crossing the field lines from Saturn's magnetosheath would lead to very peculiar magnetospheric phenomena.* First, the interaction would vary with respect to Titan's orbit, with a period similar to the one of the satellite's revolution. Moreover, the penetration of Titan into Saturn's magnetosheath would deform the field lines like a shell, compressing them in particular above Titan's trailing hemisphere (Neubauer et al. (1984), Blanc et al. (2002)). Such a configuration would lead to aurora-like phenomena uniformly distributed over Titan's disk, which is not at all what we see. The small size of our sample might induce observational errors, but this seems unlikely, since Cassini (e.g. ISS and VIMS) clearly detected the SPF above the South Pole, as expected. The motion of these clouds resolved by ISS resembles cumulus convection (Porco et al. (2005)) induced by the solar insulation on the summer pole. In any case, magnetosphere-driven particles might be involved in the apparition of the tracer we detect, as we will describe hereafter.

An important point of our investigation is to determine the nature of the SPF we detect. The SPF could be but a tracer trapped into a larger atmospheric phenomenon. This could explain why the SPF deforms so quickly from time to time: the first tracer disappears while another one is created at another place, still within the larger atmospheric system. We then have to describe both the tracer and the trap. The tracer itself is a very bright feature, probably a methane/ethane cloud (driven by convection Roe et al. (2005)) or a thunderstorm, characterized by a short lifespan (about 2-3 days up to one week, if we believe that the largest speeds or widest motions detected correspond in fact to changes of the very appearance of the whole system). Its brightness (about 100 to 300% brighter than the surrounding areas) is either due to a high local concentration of reflective or retro-diffusing particles (aerosols ? dust ? methane/ethane snowflakes ?) or/and a large physical size of the tracer (CASSINI/ISS detected the SPF and reported it as 100-km sized clouds around the South Pole, Porco et al., 2005). We can only guess its origin: if the "supersaturation of methane" hypothesis is confirmed, then the creation of a cloud requires a large amount of CCN (cloud condensation nuclei) to account for the large lifespan of the cloud ; the creation of such CCN may involve cryovolcanism (Lorenz 1996, 2002) ejecting dust particles into the lower troposphere, solar wind excitation of upper atmosphere particles (both hypothesis still need further explanation as to the transportation of the CCN into the troposphere.), or aerosols brought from the upper stratosphere down into the troposphere by descending motions (as suggested by models: Hourdin et al. (2004), Rannou et al. (2004)).

The large phenomenon entrapping the SPF seems circular, as seen by Cassini, weakly centered on the South pole. The GCM model (Hourdin et al., 1995 and updates) may give insights on how such a feature may be produced in the summer pole troposphere. While the dominant circulation pattern seen in the model is a large stratospheric Hadley cell with ascending motions in the summer hemisphere and subsiding motions above the winter pole, a small stratospheric Hadley cell persists above the summer pole (see e.g. Fig.10 of Hourdin et al., 2004). This cell may explain why enhancement of ethylene has been observed late in southern spring season (Roe et al., 2004). It keeps high aerosols concentrations in this region, and induces downward motions of trace compounds such as ethane, acetylene and hydrogen cyanide, explaining why condensation is obtained in the GCM over the summer pole, above the tropopause (Hourdin et al., 2004). *These high aerosol particles densities provide condensation nuclei, wetted by nitriles and other trace species, on which methane condensation may occur if transport mechanisms are able to bring high abundances of methane from the surface into this region. A new version of the GCM currently under development couples clouds microphysics with the dynamics and hazes, and first results show that indeed, circulation in the troposphere transport methane-rich air masses from the summer mid-latitude surface into the summer polar troposphere, producing clouds that share many similarities with the observed SPF (Rannou et al. 2005) and with the Cassini images.*

This hypothesis is still under investigation, yet another explanation has been invoked : that this phenomenon is a cloud produced from the evaporation of methane ice at the South Pole (Lorenz (1996), Lorenz (2002), Roe et al. (2005)).

It may require more long-term observations and follow-up of this occurrence before we fully comprehend its nature.

Acknowledgements. We thank Amélie Gasson for her precious help as an intern in our team, whose participation and enthusiasm came in handy to scan through all our data to recover the best information possible. We are also very grateful to D. Luz, for his advice and comments.

Some of the data presented here are based on observations collected at the European Southern Observatory, Chile (ESO proposals 70.C-0588, 73.C-0221 and 74.E-0747 for guarantee time with NACO).

A. Negrão is supported by the FCT PhD scholarship SFRH/BD/8006/2002.

References

- Bézar, B., Coustenis, A. & McKay, C. P., 1995. Titan's stratospheric temperature asymmetry: a radiative origin?, *Icarus* 113, 267-276.
- Blanc, M., Bolton, S., Bradley, J. *et al.*, 2002. Magnetospheric and Plasma Science with Cassini-Huygens. *Space Sci. Rev.*, 104, 253-346.
- Bouchez, A. H., Brown, M. E., Neyman, C. R. *et al.*, submitted. Ground-based visible adaptive optics observations of Titan's atmosphere and surface. *Icarus*, submitted.
- Bouchez, A. H., 2003. Ph. D. Thesis
- Bouchez, A. H. & Brown, M. E., 2005. Statistics of Titan's South polar tropospheric clouds. *ApJ*, 618, 53-56.
- Bratsolis, M. & Sigelle, M., 2001. A spatial regularization method preserving local photometry for Richardson-Lucy restoration. *A&A* 375, 1120-1128.
- Brown, M. E., Bouchez, A. H. & Griffith, C. A., 2002. Direct detection of variable tropospheric clouds near Titan's south pole. *Nature* 420, 6917, 7995-797.
- Brown, M. E. 2005. The seasonal hydrological cycle on Titan. *In* Proceedings of the Conference "Titan after the Huygens and First Cassini Encounters", Crete, Greece, 30 May - 3 June 2005 : www.lpl.arizona.edu/titanconference/index.html
- Brown, R. H., Baines, K. H., Bellucci, G. *et al.*, 2005. Cassini VIMS at Saturn: The First 6 Months. 36th Annual Lunar and Planetary Science Conference, March 14-18, 2005, in League City, Texas, #1166.
- Brown, M. 2005. The seasonal hydrological cycle on Titan. Titan after the Huygens and First Cassini Encounters Conference, Crete, Greece, 30 May - 3 June 2005.
- Caldwell, J., Cunningham, C. C., Anthony, D. *et al.*, 1992. Titan: Evidence for seasonal change - A comparison of Hubble Space Telescope and Voyager images. *Icarus* 97, 1-9.
- Chanover, N. J., Anderson, C. M., McKay, C. P. *et al.*, 2003. Probing Titan's lower atmosphere with acousto-optic tuning. *Icarus*, 163, 1, 150-163.
- Clarke, J. T., Gérard, J.-C., Grodent, D. *et al.*, 2005. Morphological differences between Saturn's ultraviolet aurorae and those of Earth and Jupiter. *Nature*, 433, 717-719.
- Combes, M., Vapillon, L., Gendron, E. *et al.*, 1997. Spatially resolved images of Titan by means of adaptive optics. *Icarus* 129, 2, 482-497.
- Conan, J. M., Fusco, T., Mugnier, L. *et al.*, 1998a. Deconvolution of adaptive optics images with imprecise knowledge of the point spread function: Results on astronomical objects. *In* *Astronomy with Adaptive Optics: Present Results and Future Programs, ESO/OSA Workshop, Sept. 1998, Sonthofen, Germany*.
- Coustenis, A., Lellouch, E., Maillard, J. P. & McKay, C. P., 1995. Titan's surface: composition and variability from the near-infrared albedo. *Icarus* 118, 87-104.
- Coustenis, A., & Bézar, B., 1995. Titan's atmosphere from Voyager infrared observations. IV. Latitudinal variations of temperature and composition, *Icarus* 115, 126-140.
- Coustenis, A., Gendron, E., Lai, O. *et al.*, 2001. Images of Titan at 1.3 and 1.6 μm with adaptive optics at the CFHT. *Icarus*, 154, 501.
- Coustenis, A., Hirtzig, M., Lai, O. *et al.*, 2002. New Adaptive Optics images of Titan with CFHT/PUEO: Atmospheric and Surface features. 34th DPS Meeting, #22.11; BAAS 34, 881.
- Coustenis, A., Hirtzig, M., Lai, O., Combes, M., Gendron, E., Fusco, Th., Mugnier, L., Rannou, P., Veran, J.-P., Bratsolis, E., 2003. New adaptive optics images of Titan with the CFHT/PUEO: disk-resolved description of atmospheric and surface features. 28th General Assembly of the European Geophysical Society, Nice, 7-11 April.
- Coustenis, A., Negrão, A., Schulz, B. *et al.*, 2004. First glimpses of Titan in the 2.75 micron window. *In* preparation.
- Coustenis, A., Hirtzig, M., Gendron, E. *et al.*, 2005a. Maps of Titan's surface from 1 to 2.5 μm . Submitted.
- Coustenis, A., Negrão, A., Salama, A. *et al.*, 2005b. Titan's 3-micron spectral region from ISO high-resolution spectroscopy. Submitted.
- de Pater, I., Adamkovics, M., Gibbard, S. *et al.*, 2005. Keck observations of Titan during probe entry and during the days following touch-down. EUROPLANET N3 activity Kick-off meeting, Graz, 8 March, and http://euoplanet.oaew.ac.at/N3_Meeting_09032005.html
- Flasar, F. M., Samuelson, R. E., & Conrath, B. J., 1981. Titan's atmosphere: temperature and dynamics, *Nature* 292, 693-698.
- Gendron, E., Coustenis, A., Drossart, P. *et al.*, 2003. VLT/NACO adaptive optics imaging of Titan. *Astron. & Astroph.*, in press.
- Gibbard, S. G., Macintosh, B. A., Max, C. E. *et al.*, 2001. 2-micron adaptive optics images of Titan from the W.M. Keck Telescope. 199th AAS Meeting, #63.07. BAAS 33, 1403.
- Griffith, C. A., Owen, T. & Wagener, R., 1991. Titan's surface and troposphere, investigated with ground-based, near-infrared observations. *Icarus*, 93, 362-378.
- Griffith, C. A., Owen, T., Miller, G. A. & Geballe, T., 1998. Transient clouds in Titan's lower atmosphere, *Nature* 395, 575-578.
- Griffith, C. A., Hall, J. L., & Geballe, T. R., 2000. Detection of daily clouds on Titan. *Science* 290, 509.
- Griffith, C. A., Owen, T., Geballe, T. R. *et al.*, 2003. Evidence for the exposure of water ice on Titan's surface. *Science* 300, 5619, 628-630.
- Hilico, J. C., Champion, J. P., Toumi, S. *et al.*, 1994. New analysis of the pentad system of methane and prediction of the (pentad-pentad) spectrum. *J. Mol. Spectrosc.* 168, 455-476.
- Hirtzig, M., Coustenis, A., Gendron, E. *et al.* 2004. Titan With Adaptive Optics: Atmospheric Changes And Surface Maps, 2000-2004. 36th Annual DPS Meeting, Louisville, Kentucky (USA), 7-12 Novembre, B.A.A.S. 36, p. 1120.
- Hourdin, F., Talagrand, O., Sadourny, R. *et al.*, 1995. Numerical simulation of the general circulation of the atmosphere of Titan. *Icarus* 117, 358-374.
- Hourdin, F., Lebonnois, S., Luz, D. & Rannou P., 2004. Titan's stratosphere: what the composition tells us about winds", *J. Geophys. Res.*, submitted.
- Hutzel, W. T., McKay, C. P., & Toon, W. B.: 1993. Effects of time-varying haze production on Titan's geometric albedo, *Icarus* 105, 162-174.
- Kostiuk, T., Fast, K. E., Livengood, T. A. *et al.*, 2001. Direct measurement of winds of Titan. *Geophysical Research Letters* 28, 2361-2364.
- Lemmon, M. T., Karkoschka, E. & Tomasko, M., 1993. Titan's rotation: surface feature observed. *Icarus* 103, 329-332.
- Lemmon, M. T., Karkoschka, E. & Tomasko, M., 1995. Titan's rotational light-curve. *Icarus* 113, 1, 27-38.

- Letourneur, B., & Coustenis, A., 1993. Titan's atmosphere from Voyager 2 infrared spectra, *Planet. Space Sci.* 41, 593-602.
- Lockwood, G. W., Lutz, B. L., Thompson, D. T., & Bus, E. A., 1986. The albedo of Titan, *Astrophys. J.* 303, 511-520.
- Lorenz, R. D., 1996. Pillow lava on Titan: expectations and constraints on cryovolcanic processes. *Planet. Space Sci.*, 44, 1021-1028.
- Lorenz, R. D., Smith, P. H., Lemmon, M. T., & Karkoschka, E., 1997. Titan's North-South Asymmetry from HST and Voyager imaging: comparison with models and ground-based photometry, *Icarus* 127, 173-189.
- Lorenz, R. D., Lemmon, M. T., Smith, P. H. & Lockwood, G. W., 1999. Seasonal change on Titan observed with the Hubble Space Telescope WFPC-2. *Icarus* 142, 391-401.
- Lorenz, R. D., E. F. Young & Lemmon, M. T., 2001. Titan's smile and collar: HST observations of seasonal change 1994-2000. *Geo. Res. Letters* 28, 23, 4453-4456.
- Lorenz, R. D., 2002. Thermodynamics of Geysers: Application to Titan. *Icarus*, 156, 176-183.
- Luz, D., Civeit, T., Courtin, R. *et al.*, 2005. Characterization of the Zonal Wind Flow in the Stratosphere of Titan with UVES. In prep.
- McKay, C. P., Pollack, J. B. & Courtin, R., 1989. The thermal structure of Titan's atmosphere. *Icarus* 80, 23-53.
- Meier, R., Smith, B. A., Owen, T. C. & Terrile, R. J., 2000. The surface of Titan from NICMOS observations with the Hubble Space Telescope. *Icarus* 145, 462-473.
- Momary, T. W., Baines, K. H., Buratti, B. J. *et al.*, 2004. Not So Titanic Winds: Cassini/VIMS Observations of Cloud Features in the Southern Hemisphere of Titan. 36th DPS meeting, #06.10.
- Negrão, A., Coustenis, A., Lellouch, E. *et al.*, 2003. Titan's 3 micron window with ISO. BAAS.
- Negrão, A., Coustenis, A., Lellouch, E., Schulz, B., Salama, A., Rannou, P., Drossart, P., Maillard, J.-P., 2004. Exploring Titan near-infrared windows. COSPAR (C3.2) Meeting, Paris, France, 19-24 July.
- Neubauer, F. M., Gurnett, D. A., Scudder, J. D. & Hartle, R. E., 1984. Titan's magnetospheric interaction. In "Saturn", edited by T. Gehrels & M. S. Matthews, Univ. Arizona Press, 760-787.
- Pollack, J. B. & McKay, C. P., 1985. The impact of polar stratospheric clouds on the heating rates of the winter polar stratosphere. *J. Atmos. Sci.* 42, 245-262.
- Porco, C. C., Baker, E., Barbara, J. *et al.*, 2005. Imaging of Titan from the Cassini spacecraft. *Nature*, 434, 159.
- Rages, K., & Pollack, J. B., 1980. Titan aerosols: optical properties and vertical distribution. *Icarus* 41, 119-130.
- Rages, K., Pollack, J. B. & Smith, P. H., 1983. Size estimates of Titan's aerosols based on Voyager high-phase-angle images. *Journal of Geophysical Research* 88, 8721-8728.
- Rannou, P., Cabane, M., Chassefiere, E. *et al.*, 1995. Titan's geometric albedo: Role of the fractal structure of the aerosols. *Icarus* 118, 355-372.
- Rannou, P., Hourdin, F., & McKay, C. P., 2002. A wind origin for Titan's haze structure. *Nature* 418, 853-856.
- Rannou, P., McKay, C. P. & Lorenz, R. D., 2003. A model of Titan's haze of fractal aerosols constrained by multiple observations. *Planet. Space Sci.* 51, 963-976.
- Rannou, P., Hourdin, F., McKay, C. P. & Luz, D., 2004. A coupled dynamics-microphysics model of Titan's atmosphere. *Icarus* 170, 443-462.
- Rannou P., Montmessin F., Hourdin F., Lebonnois S. 2005. Haze rainout and clouds on Titan, *Geophys. Res. Abstracts*, 7, 04185.
- Rigaut, F., Salmon, D., Arsenault, R. *et al.*, 1998. Performance of the Canada-France-Hawaii Telescope adaptive optics bonnette. *The Publications of the Astronomical Society of the Pacific* 110, 744, 152-164.
- Ringrose, T. J., Towner, M. C. & Zarnecki, J. C. Convective vortices on Mars: a reanalysis of Viking Lander 2 meteorological data, sols 1-60. *Icarus* 163, 78-87.
- Roe, H. G., de Pater, I., Macintosh, B. A. & McKay, C. P., 2002a. Titan's clouds from Gemini and Keck adaptive optics imaging. *ApJ* 581, 2, 1399-1406.
- Roe, H. G., de Pater, I., Macintosh, B. A. *et al.*, 2003b. Titan's atmosphere in late Southern spring observed with adaptive optics on the W. M. Keck II 10-meter telescope. *Icarus* 157, 1, 254-258.
- Roe, H. G., de Pater, I. & McKay, C. P., 2004. Seasonal variation of Titan's stratospheric ethylene (C₂H₄) observed, *Icarus* 169, 440-461.
- Roe, H. G., Bouchez, A. H., Trujillo, C. A. *et al.*, 2005. Discovery of temperate latitude clouds on Titan. *ApJ*, 618, 49-52.
- Saint-Pé, O., Combes, M., Rigaut, F. *et al.*, 1993. Demonstration of adaptive optics for resolved imagery of solar system objects - Preliminary results on Pallas and Titan. *Icarus* 105, 263.
- Schaller, E. L., Brown, M. E., Bouchez, A. H., *et al.* (2004). Continuous Monitoring of Titan for Large Cloud Outbursts. 36th DPS meeting, #6.09. BAAS 36, 1076.
- Schaller, E. L., Brown, M. E., Bouchez, A. H. & Trujillo, C. A., 2005. Cloud activity on Titan during the Cassini mission. 36th Annual Lunar and Planetary Science Conference, March 14-18, 2005 in League City, Texas, #1989.
- Smith, B. A., Soderblom, L. A., Beebe, R., *et al.*, 1981. Encounter with Saturn: Voyager 1 imaging results, *Science* 212, 163-182.
- Smith, B. A., Soderblom, L. A., Batson, R., *et al.*, 1982. A new look at the Saturn system: the Voyager 2 images. *Science* 215, 504-537.
- Smith, P. H., Lemmon, M. T., Lorenz, R. D. *et al.*, 1996. Titan's surface, revealed by HST imaging. *Icarus* 119, 336-349.
- Sromovsky, L. A., Suomi, V. E., Pollack, J. B. *et al.*, 1981. Implications of Titan's North-South brightness asymmetry. *Nature* 292, 698-702.
- Sromovsky, L. A., & Fry, P. M., 1989. The phase variation of Titan's brightness contrast: implied constraints on properties of haze particles, *Bull. Am. Astron. Soc.* 21, 959.
- Tobie, G., Grasset, O., Lunine, J. I. *et al.*, 2005. Titan's internal structure inferred from a coupled thermal-orbital model. *Icarus* 175, 496-502.
- Tokano, T., Neubauer, F. M., Laube, M. & McKay, C. P. Three-Dimensional Modeling of the Tropospheric Methane Cycle on Titan. *Icarus* 153, 130-147.
- Tomasko, M. G. & Smith, P. H., 1982. Photometry and polarimetry of Titan - Pioneer 11 observations and their implications for aerosol properties. *Icarus* 51, 65-95.
- Tomasko, M. G., Archinal, B., Becker, T., et al. 2005. Results from the DISR Instrument on the Huygens probe of Titan. *Nature*, in press.
- Toon, O. B., McKay, C. P., Griffith, C. A. & Turco, R. P., 1992. A physical model of Titan's aerosols. *Icarus* 95, 24-53.
- Tomasko, M., Archinal, B., Becker, T. *et al.* Results from the Descent Imager/Spectral Radiometer (DISR) instrument on the Huygens probe of Titan, 2005. Submitted for publication to *Nature*.

18

Hirtzig et al., 2005: Monitoring atmospheric phenomena on Titan

- Trung, T.-T. and Rannou, P., 2004. Comparing 3D spherical Monte-Carlo and 2-stream parallel plane simulation of far-field backscattering image of Titan. Notes du Pô : le de Planétologie de l'Institut Pierre-Simon Laplace, 2, ISSN 1768-0042.
- Waite, J. H., Grodent, D., Jr., Mauk, B. M. *et al.* , 2000. Multispectral Observations of Jupiter's Aurora. *Advances in Space Research*, Volume 26, Issue 10, p. 1453-1475.
- West, R. A., Hart, H., Simmons, K. E. *et al.* , 1983. Voyager 2 photopolarimeter observations of Titan. *Journal of Geophysical Research* 88, 8699-8708.
- West, R. A. & Smith, P. H., 1991. Evidence for aggregate particles in the atmospheres of Titan and Jupiter. *Icarus*, 90, 330-333.
- Young, E. F., Rannou, P., McKay, C. P. *et al.* , 2002. A three dimensional map of Titan's troposphere haze distribution based on Hubble Space telescope imaging. *The Astron. J.* 123, 3473-3486.
- Convective vortices on Mars, Ringrose et al, 2003

Annexe G

Maps of Titan's surface from 1 to 2.5 μm

Reproduction d'un article publié en 2005 par Icarus volume 107
page 89-105 DOI : 10.1016/j.icarus.2005.03.012



ELSEVIER

Available online at www.sciencedirect.com



Icarus 000 (000) 000-000

ICARUS

www.elsevier.com/locate/icarus

Maps of Titan's surface from 1 to 2.5 μm

Athena Coustenis^{a,*}, Mathieu Hirtzig^a, Eric Gendron^a, Pierre Drossart^a, Olivier Lai^{a,b},
Michel Combes^a, Alberto Negrão^a

^a *Laboratoire d'Etudes Spatiales et d'Instrumentation en Astrophysique (LESIA), Observatoire de Paris, Section de Meudon, 5, place Jules Janssen, 92195 Meudon Cedex, France*

^b *CFHT Corporation, 65-1238 Mamalahoa Hwy, Kamuela, Hawaii 96743, USA*

Received 16 September 2004; revised 10 December 2004

Abstract

We have acquired resolved images of Titan with the adaptive optics systems PUEO/KIR at the CFHT (Hawaii) and NAOS/CONICA at the VLT (Chile). We report here images and maps (when data at several orbital phases are available) of Titan's surface from observations taken during the last 4 years (2001–2004) in all the methane windows between 1 and 2.5 μm (namely, at 1.08, 1.28, 1.6, and 2 μm). We present the only complete maps of Titan currently available at 1.3 μm , a spectral window where Titan appears particularly bright in spectroscopy, with a resolution of about 200 km at best on the ground. Our surface maps show the bright and dark regions sharing Titan's landscape with as much detail as possible from the ground and with high contrast in most cases. From the information gathered by comparing the maps at different wavelengths we derive constraints on the ground's composition. Our results could complete/optimize the return of the Cassini–Huygens mission.

© 2005 Published by Elsevier Inc.

Keywords: Titan; Satellites of Saturn; Surfaces; Satellites; Infrared observations; Image processing

1. Introduction

Spectroscopy and imaging of Titan from the ground and from Earth-orbiting observatories have proven very useful in the past two decades. Indeed, it was thanks to such measurements that we have complemented the data returned by the Voyager missions, which flew by the satellite in the early 80's. In particular, the lower atmosphere and surface of Titan were first revealed to us through HST imaging (Smith et al., 1996) and by ground-based imaging with an adaptive optics system at the 3.6-m ESO-telescope (Combes et al., 1997). Later on new HST imaging (Meier et al., 2000), Infrared Space Observatory (ISO) spectroscopy (Coustenis et al., ?, ?; Negrão et al., 2004), and ground-based spectroscopic measurements (e.g., Lemmon et al., ?; Coustenis

et al., 1995; Griffith et al., ?, 2003) added new information. More recently, larger ground-based telescopes combined with adaptive optics systems allowed us to resolve Titan's disk and to recover information at different locations (Combes et al., 1997; Coustenis et al., 2001; Brown et al., 2002, Roe et al., 2002, 2004; Hirtzig et al., ?), with higher precision.

With the arrival of the Cassini–Huygens mission in 2004, one might ask if such measurements can still be profitable to the community. We believe so because (a) however powerful and efficient, no mission can boast not to have use for complementing information from the ground (or from space for that matter: post-Cassini missions are already being discussed) and (b) the Huygens probe will yield the surface's composition at one single area. The latter argument pleads for the necessity of acquiring ground-based measurements simultaneously with the orbiter's observations (ISS, VIMS, Radar and so on) but also points to the usefulness of ground-based observations in general and maps of Titan in particular

* Corresponding author. Fax: +33 1 45077469.

E-mail address: athena.coustenis@obspm.fr (A. Coustenis).

so that the Cassini–Huygens recordings may be extrapolated to the whole disk surface. In particular, ground-based observations can provide measurements at solar phase angles not attained by Cassini (e.g., small phase angles); complementary observations for regions that are unlit (all flybys include global images and spectra before and after the close encounters; regions that are unlit can be observed within a few days on the ground); data during times the spacecraft is observing other objects to look for time-variable phenomena (cloud formation and decay); and measurements at wavelengths that are not included in spacecraft instrumentation.

We present here Titan images taken during the past four years and the inferred maps of Titan’s surface trusting that this information will be of value to the future understanding of the veiled satellite.

2. Observations

This team has observed Titan with three different adaptive optics systems and five instruments from 1994 to 2004. The COME ON+ and ADONIS systems at the ESO/3.6-m telescope in Chile were used from 1994 to 2000 and the first results were published in Combes et al. (1997). Another such AO system is PUEO at the CFHT (Hawaii), which we used from 1997 until this year (January 2004) in order to image Titan at different orbital phases and using various filters. The first results with PUEO were published in Coustenis et al. (2001). In 2000, the integral field spectrograph OASIS was located at the CFHT and combined with the adaptive optics PUEO provided us with GEE (for Greatest Eastern Elongation, meaning looking at Titan’s leading side) spectro-imaging data of Titan in November 2000 (Hirtzig et al., ?). The last instrument used by our team is the NAOS/CONICA AO system at the ESO Very Large Telescope (Yepun, Unit 1, 8 m) in Chile, which we applied to Titan in 2002 and again this year (April 2004). A first analysis of the 2002 data and the description of this instrument were included in Gendron et al. (2004).

Here we focus on the PUEO and NACO data obtained mainly in the last four years (Table 1).

2.1. PUEO/KIR and NAOS/CONICA

PUEO combined with the KIR camera has a bandpass from 0.7 to 2.5 μm and a pixel size of 0.0348". NACO (for NAOS combined with CONICA) operates in a 0.9–5- μm bandpass with a nominal resolution of 0.01325" per pixel. The telescope/instrument characteristics yield diffraction limits of 0.09, 0.11, and 0.15 arcsec for PUEO at 1.28, 1.64, and 2.00 μm , respectively. For NACO and for the same wavelengths, the values are: 0.039, 0.050, and 0.065", respectively, allowing NACO Titan measurements to afford two times higher spatial resolution (as expected from the larger telescope diameter). The best resolution thus achieved

on the ground features is of about 200 km for NACO at 1.3 μm and 450 km for PUEO at the same wavelength. The resolving power of the two instruments allows us to distinguish 10 and 20 independent elements (at best) in the diameter of Titan’s disk for PUEO and NACO, respectively.

For more details on the instrumental configurations and the associated filters see the CFHT and VLT/Paranal Web sites.

2.2. Observational conditions

The data we analyze here refer to observations with geometries as listed in Table 2. The NACO dates correspond to Titan angular radii of 0.44" for 2002 and 0.37" for 2004. The PUEO data correspond to apparent radii of 0.37, 0.43, and 0.44" for 2001, 2002, and 2004, respectively. This explains the variations in Titan’s size apparent on the figures herein (as on Fig. 1 for instance) even if Titan is observed with the same instrument.

As listed in the logbook (Table 1) NACO images suffered occasionally from poor seeing conditions. Indeed the seeing was around 2 arcsec in 2002, with the optimal conditions (around or better than 1" for all wavelengths) on the last night. In 2004, the seeing was better, but the wind was too strong to allow us to acquire many images. Nevertheless, the few we managed to harvest afford a good seeing of around 0.6 arcsec. In comparison, PUEO images did benefit from a good and stable seeing, around 0.6" during all our observational runs, even

Some of the raw images that we have obtained illustrating the different observing conditions can be seen in Fig. 1. These images have been treated for cosmetic effects (such as bad pixels, correlated noise and flatfield).

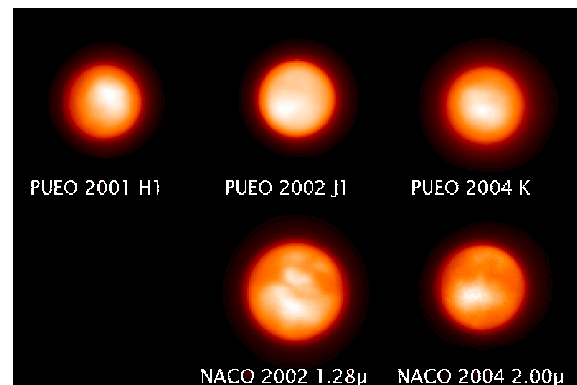


Figure 1. Coustenis et al.: Views of Titan*

Fig. 1. An assortment of raw images of Titan taken with PUEO and NACO at the wavelengths indicated and containing surface contribution. The upper level shows our chronologically-listed PUEO images with, from left to right: H1 filter (4 December 2001, LCM = 115°), J1 filter (14 November 2002, LCM = 305°), K filter (7 January 2004, LCM = 32°). The associated wavelength and dates for NAOS/CONICA images on the lower level are respectively (26 November 2002, LCM = 212°) and (25 April 2004, LCM = 345°).

ARTICLE IN PRESS

S0019-1035(05)00111-9/FLA AID:7625 Vol. () ()
YICAR:m5 v 1.36 Prn:15/04/2005; 8:58

yicar7625

[DTD5] P.3 (1-17)
by:ELE p. 3

Maps of Titan's surface

3

Table 1							57
Titan observations 2001–2004							58
Date	Pose time (s)	TU	Filters	Seeing	Solar phase angle	59	
			PUEO			60	
07/03/2001	10.0	05h41	J2	0.8	+5.839	61	
	90.0	06h05	J1	0.8	+5.838	62	
	8.0	06h15	Jcont	0.8	+5.838	63	
	40.0	07h21	H1	0.53	+5.836	64	
	90.0	07h41	Hcont	0.7	+5.836	65	
	180.0	08h02	Kcont	1.18	+5.835	66	
08/03/2001	60.0	06h06	I	1.06	+5.804	67	
	100.0	06h23	PaGamma	1.14	+5.804	68	
	100.0	06h36	HeI	1	+5.803	69	
	100.0	06h53	I	1	+5.803	70	
	40.0	07h11	H1	1.07	+5.803	71	
	100.0	07h30	Hcont	1.08	+5.802	72	
	180.0	07h52	FeII	1.34	+5.802	73	
04/12/2001	10.0	06h20	H1	0.65	+0.281	74	
	90.0	06h26	FeII	0.75	+0.281	75	
	90.0	07h07	Jcont	0.75	+0.283	76	
	10.0	07h24	J1	0.5	+0.285	77	
	10.0	07h30	J2	0.55	+0.285	78	
	60.0	08h36	HeI	0.63	+0.289	79	
	60.0	08h49	PaGamma	0.49	+0.289	80	
	10.0	09h02	H1	0.48	+0.290	81	
	120.0	09h08	FeII	0.42	+0.291	82	
	20.0	10h19	K	0.900	+0.295	83	
	20.0	10h34	K'	0.8	+0.296	84	
	240.0	10h44	H2(1-0)	0.9	+0.296	85	
	240.0	12h26	H2(1-0)	1	+0.303	86	
	20.0	13h01	K'	1	+0.305	87	
	30.0	13h09	K	1	+0.305	88	
13/11/2002	60.0	12h34	BrGamma	0.66''	-3.787	89	
	60.0	13h20	H2(1-0)	0.66''	-3.784	90	
	90.0	13h38	FeII	0.65''	-3.783	91	
	30.0	14h23	H2-1	0.78''	-3.780	92	
	30.0	14h35	H2-1	0.76''	-3.780	93	
	20.0	15h04	J2-1	0.75''	-3.778	94	
	20.0	15h16	J1-1	1.03''	-3.777	95	
	30.0	15h29	H1-1	0.77''	-3.776	96	
	90.0	15h41	FeII	0.80''	-3.775	97	
	60.0	15h58	H2(1-0)	0.77''	-3.774	98	
14/11/2002	20.0	11h46	J1-1	0.55''	-3.696	99	
	20.0	12h18	J2-1	0.40''	-3.694	100	
	30.0	12h31	H1-1	0.36''	-3.693	101	
	30.0	12h46	H2-1	0.34''	-3.692	102	
	90.0	13h02	FeII	0.48''	-3.691	103	
	60.0	13h24	H2(1-0)	0.47''	-3.690	104	
	60.0	13h38	BrGamma	0.56''	-3.689	105	
	20.0	14h39	J1-1	0.77''	-3.685	106	
	20.0	14h46	J2-1	0.68''	-3.684	107	
	30.0	14h53	H1-1	0.85''	-3.684	108	
	30.0	15h04	H2-1	0.78''	-3.683	109	
	90.0	15h13	FeII	0.83''	-3.683	110	
	60.0	15h24	H2(1-0)	0.87''	-3.682	111	
	60.0	15h31	BrGamma	0.89''	-3.681	112	
20/11/2002	20.0	12h02	J1-1	0.97''	-3.112	113	
	20.0	12h12	J2-1	0.89''	-3.112	114	
	30.0	12h22	H1-1	0.66''	-3.111	115	
	30.0	12h34	H2-1	0.71''	-3.110	116	
	90.0	12h48	FeII	0.67''	-3.109	117	
	60.0	13h14	H2(1-0)	0.75''	-3.107	118	

(continued on next page)

ARTICLE IN PRESS

S0019-1035(05)00111-9/FLA AID:7625 Vol. () ()
YICAR:m5 v 1.36 Prn:15/04/2005; 8:58

yicar7625

[DTD5] P.4 (1-17)
by:ELE p. 4

4

A. Coustenis et al. / Icarus () () ()

Date	Pose time (s)	TU	Filters	Seeing	Solar phase angle
	60.0	13h33	BrGamma	0.82''	-3.106
	20.0	14h35	J1-1	1.02''	-3.101
	20.0	14h42	J2-1	0.87''	-3.101
	30.0	14h50	H1-1	0.94''	-3.100
	30.0	15h01	H2-1	1.04''	-3.100
	90.0	15h11	FeII	1.06''	-3.099
	60.0	15h37	H2(1-0)	0.96''	-3.097
	60.0	15h56	BrGamma	0.89''	-3.096
21/11/2002	20.0	11h24	J1-1	0.71''	-3.012
	20.0	11h32	J2-1	0.68''	-3.012
	30.0	11h41	H1-1	0.84''	-3.011
	30.0	11h48	H2-1	0.75''	-3.011
	90.0	11h56	FeII	0.76''	-3.010
	60.0	12h08	H2(1-0)	0.84''	-3.009
	60.0	12h20	BrGamma	0.44''	-3.008
	20.0	13h15	J1-1	0.76''	-3.004
	20.0	13h20	J2-1	0.59''	-3.004
	30.0	13h26	H1-1	0.57''	-3.004
	30.0	13h33	H2-1	0.66''	-3.003
	90.0	13h41	FeII	0.64''	-3.003
	120.0	14h03	H2(1-0)	0.76''	-3.001
	120.0	14h27	BrGamma	0.72''	-2.999
07/01/2004	120.0	12h56	FeII	0.68''	+0.797
	60.0	13h20	H2(1-0)	0.72''	+0.799
	60.0	13h36	H2	0.80''	+0.800
	60.0	13h54	H1	1.13''	+0.801
	200.0	14h05	PaBeta	0.75''	+0.802
	200.0	14h34	H2(1-0)	0.74''	+0.805
	50.0	14h59	J2	0.73''	+0.807
08/01/2004	150.0	10h40	H2(1-0)	1.01''	+0.902
	150.0	10h59	BrGamma	0.5''?	+0.904
	6.0	11h19	K	0.6''?	+0.906
	6.0	11h23	K'	0.5''?	+0.906
	150.0	11h29	H2(1-0)	0.4''?	+0.906
	50.0	11h47	J1	0.5''?	+0.908
	40.0	11h56	J2	0.6''?	+0.909
	40.0	12h06	J	0.6''?	+0.909
	150.0	12h15	PaBeta	0.5''?	+0.910
	100.0	12h34	Jcont	0.6''?	+0.912
	150.0	12h53	H2(1-0)	0.6''?	+0.913
			NACO		
20/11/2002	10.0	06h20	NB_1.08	1.871	-3.136
	10.0	06h25	NB_1.09	2.029	-3.136
	20.0	07h20	NB_1.24	1.75	-3.132
	20.0	07h30	NB_1.28	1.729	-3.131
	80.0	07h52	NB_1.64	2.329	-3.130
	80.0	07h59	NB_1.75	2.33	-3.129
	100.0	09h05	NB_2.12	2.784	-3.125
	100.0	09h23	NB_2.17	2.437	-3.123
25/11/2002	10.0	06h21	NB_1.08	1.312	-2.606
	10.0	06h39	NB_1.09	1.267	-2.605
	20.0	07h38	NB_1.24	1.377	-2.600
	20.0	07h44	NB_1.28	1.434	-2.600
	100.0	07h51	NB_2.12	1.641	-2.599
	100.0	08h08	NB_2.17	2.121	-2.598
26/11/2002	10.0	05h50	NB_1.08	1.149	-2.497
	10.0	05h54	NB_1.09	1.076	-2.497
	10.0	05h58	NB_1.04	0.966	-2.497
	20.0	06h03	NB_1.28	0.971	-2.496

(continued on next page)

56

112

Table 1 (continued)

Date	Pose time (s)	TU	Filters	Seeing	Solar phase angle
	20.0	06h90	NB_1.24	1.028	-2.496
	100.0	06h44	NB_1.75	0.896	-2.493
	100.0	07h04	NB_1.64	0.882	-2.492
	100.0	07h26	NB_2.17	0.894	-2.490
	100.0	07h48	NB_2.12	0.918	-2.488
	20.0	08h12	NB_1.28	1.082	-2.486
	20.0	08h14	NB_1.24	0.813	-2.486
25/04/2004	100.0	22h50	NB_2.12	0.57	-5.656
	60.0	23h20	IB_2.00	0.53	-5.655
	20.0	23h30	NB_1.28	0.6	-5.655
	60.0	23h55	NB_2.17	0.64	-5.654
	60.0	00h07	NB_2.12	0.68	-5.654
	60.0	00h15	IB_2.15	0.67	-5.654

Table 2
Coordinates of Titan observations 2001–2004

Date	SEP longitude	SEP latitude	NP	Angular radius
07/03/2001	85° → 87°	-23.38°	358.10	0.377157
08/03/2001	108° → 110°	-23.41°	358.09	0.376636
04/12/2001	112° → 119°	-25.59°	356.25	0.439396
13/11/2002	283° → 287°	-26.03°	354.61	0.431365
14/11/2002	305° → 309°	-26.03°	354.61	0.431739
20/11/2002	81° → 85°	-26.07°	354.64	0.434806
21/11/2002	103° → 107°	-26.09°	354.64	0.435347
25/11/2002	189° → 191°	-26.12°	354.67	0.437106
26/11/2002	211° → 214°	-26.41°	354.68	0.437407
06/01/2004	11° → 13°	-25.25°	353.83	0.440338
07/01/2004	31° → 34°	-25.27°	353.83	0.440299
25/04/2004	344° → 346°	-25.66°	353.86	0.374961

3. Filters and processing

Our images cover several locations on Titan's disk and are taken mainly with narrow-band filters, although some additional wide-band filters were also used (see Table 3) in wavelengths ranging from 0.8 to 2.5 μm . Our data thus cover methane window locations (at 1.08, 1.28, 1.6, and 2 μm) as well as near-by spectral regions sounding mainly atmospheric levels at different altitudes. Depending on which part of the image one considers (center or limb, for instance), the altitudes probed reach the surface or are limited to some atmospheric level (as indicated in Table 3). We have used the "atmospheric" images to subtract the atmospheric contribution from the "window" images, where we expect the surface contribution to be larger but nevertheless "affected" by the atmospheric interference (mainly in the limbs). Prior to this subtraction, we use PSF observations to perform deconvolution. We then apply a model to account for haze center-to-limb effects and in most cases we sum up our images in a given filter to enhance the signal-to-noise ratio. Only then do we perform subtractions to extract information on the surface.

All of these processes are described in detail hereafter.

3.1. Point spread function and deconvolution

For each Titan observation we have also acquired PSF measurements by observing several stars. For NAOS 2002: HIC28308 (HD 40329, G5 star of V magnitude 8.18 (Oja, 1987)); for NAOS 2004: CD452690; for PUEO 2002: HD40348 (9.06 V magnitude, A0 type star (Guetter et al., 2003)); and for PUEO 2004: BD+0 1694 (aka HD 292693, 9.75 V magnitude K7 type star (Arnaud et al., 1989)), 7 Cnc (aka HD 66347, 6.841 V magnitude K0 type star (Duflet et al., 1995)), HD47358 (6.098 V magnitude G9III type star (Wielen et al., 2000)). Most of these stars are photometric standards.

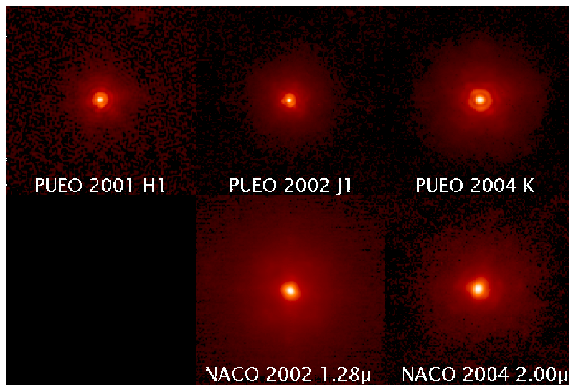
Some of the PSFs we have acquired are shown in Fig. 2. With similar seeing values, the PUEO PSFs illustrate that the Airy ring is more extended at longer wavelengths (since proportional to λ/D). With a better seeing (as is the case for PUEO J1 PSF), the PSF figure is smaller and the resolution improved.

All these reference stars give a good representation of the real PSF during the acquisition of the Titan images, mainly since they were acquired in Titan's close surroundings with similar seeing, airmass, wavelength and telescope

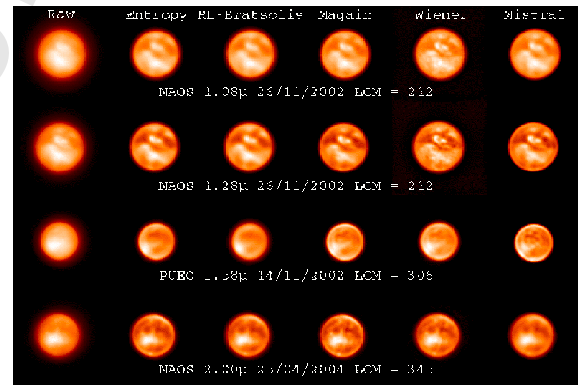
1 Table 3

2 Filters used for Titan observations

3 Name	4 λ (μm) ^a	Altitude levels probed in the image			
		Center		Limb	
		5 Minimum (km)	6 Maximum (km)	7 Minimum (km)	8 Maximum (km)
9 NB_1.04	1.040 ± 0.007	0	13	36	47
10 NB_1.08	1.083 ± 0.0075	0	8	16	43
11 HeI	1.083 ± 0.004	0	9	21	43
12 NB_1.09	1.094 ± 0.0075	11	25	46	58
13 PaGamma	1.094 ± 0.005	17	25	50	58
14 J2	1.181 ± 0.064	48	160	81	205
15 Jcont	1.207 ± 0.007	39	53	70	88
16 NB_1.24	1.237 ± 0.0075	15	29	46	60
17 NB_1.28	1.282 ± 0.007	0	0	16	17
18 PaBeta	1.282 ± 0.007	0	0	16	17
19 J1	1.293 ± 0.070	0	62	12	104
20 Hcont	1.570 ± 0.010	0	0	8	9
21 H1	1.600 ± 0.080	0	102	8	125
22 NB_1.64	1.644 ± 0.009	28	303	45	322
23 H2	1.640 ± 0.050	4	303	21	322
24 FeII	1.644 ± 0.007	28	260	45	280
25 NB_1.75	1.748 ± 0.013	33	300	47	318
26 IB_2.00	2.000 ± 0.030	0	150	9	201
27 K'	2.120 ± 0.170	0	240	9	261
28 NB_2.12	2.120 ± 0.010	0	0	17	20
29 H2 (1-0)	2.122 ± 0.010	0	0	17	24
30 IB_2.15	2.150 ± 0.030	0	193	19	214
31 BrGamma	2.166 ± 0.010	25	292	40	311
32 NB_2.17	2.166 ± 0.010	25	292	40	311
33 K	2.200 ± 0.168	0	320	18	340
34 Kcont	2.260 ± 0.030	44	310	62	328

35 ^a The error bars in the second column are the FWHM.

36 Fig. 2. Coustenis et al. Vage of Titan

37 Fig. 2. The PSFs corresponding to the images of Titan shown in Fig. 1. Note
38 the Airy rings, well visible in the upper panel PSFs and lower right.39 configuration. This is critical for optimizing the deconvolu-
40 tion. The deconvolution itself was performed with vari-
41 ous methods: E. Bratsolis, Magain, regularized or regular
42 Lucy–Richardson for instance, and in addition tests with
43 Wiener and entropy maximization were performed (see des-
44 criptions of the methods and intercomparisons in Combes
45 et al. (1997), Coustenis et al. (2001), and Hirtzig et al. (?),
46 and references therein)

39 Fig. 3. Coustenis et al. Vage of Titan

40 Fig. 3. Examples of different deconvolution methods applied to 4 Titan im-
41 ages. All methods give generally the same result when the original image is
42 of good quality. In the following figures we adopt the Magain deconvolution
43 method (see text).44 Fig. 3 shows examples of different deconvolution meth-
45 ods applied to images taken at different window wave-
46 lengths.47 Having tried this plethora of methods and recovered
48 mostly the same results allows us to (a) have confidence in
49 the features found in the resulting images and (b) need show

1 results from only one method hereafter. Admittedly, the fact
2 that all methods return the same results does not necessarily
3 mean that these results are true. Some might be deconvolu-
4 tion artifacts, such as a ringing effect on the disk's limb. We
5 can ascertain that these features are not artifacts because we
6 chose on purpose deconvolution methods based on different
7 algorithms: for example, the Wiener method is more like a
8 simple noise filter than an iterative reconstruction method.

9 Although it is true that the ringing effects are limited with
10 this method, we opt hereafter to show our results with the
11 Magain method. This choice is due to multiple factors. Mag-
12 ain returns both a good contrast (unlike the entropy one) and
13 low noise. This may also seem to be the case with the Wiener
14 method (Fig. 3), but the impression is due to the particular-
15 ity of the stars chosen as reference for the PSF computation:
16 the 6-magnitude stars are brighter than Titan, and as such
17 are better resolved by the AO system. They will then be
18 more sharply contrasted than the real PSF acquired during
19 the Titan acquisition. This would lead to over-estimate the
20 noise with the Wiener method (the noise is usually more
21 smoothed out by other deconvolution methods), and all the
22 small features present in column 5 of Fig. 3 (and not with
23 other methods) are in fact such examples of over-estimated
24 noise. To be more specific, the Magain method is the only
25 one that returns diffraction-limited images regardless of the
26 seeing. The AO system allows us to reach about 3–4 times
27 the diffraction limit on raw images. Depending on the see-
28 ing conditions, most deconvolution methods can enhance the
29 resolution to 1–2 times the diffraction limit, but only the Ma-
30 gain one will always reach the diffraction limit. This is the
31 most important reason why we chose this latter method for
32 our whole study.

3.2. Atmospheric haze and center-to-limb effects

36 Following deconvolution, we treat the surface images for
37 center-to-limb effects. For this, we use the microphysical
38 and radiative transfer code of Rannou et al. (?), which is
39 an updated version of the one described in McKay et al. (?).
40 This model assumes that aerosols in Titan's atmosphere are
41 fractal-shaped (Rannou et al., ?). The haze profile and all the
42 parameters for this model are fully described in Rannou et al.
43 (?). In the calculations performed in this work we used the
44 parameter values proposed by Negrão et al. (2004), which is
45 an update based on ISO near-infrared measurements (from
46 2.5 to 5 μm). The alterations, comparing with Rannou et al.
47 (?), consist in an overall increase of the haze vertical profile,
48 calculated by the microphysical part of the model, by 40%.
49 Also, although the altitude of the haze cut-off needed re-
50 mains the same as the one used in Rannou et al. (?), the shape
51 of the haze vertical profile below the cut-off is slightly differ-
52 ent. A new methane abundance near the surface of 2 instead
53 of 8%, consistent with recent CIRS observations (Bézard
54 et al., 2004), was used in these calculations. The methane
55 absorption coefficients used in this model are taken from a
56 re-analysis of K. Strong and L. Giver data by R. Moreno as

57 explained in Coustenis et al. (1995) and references therein
58 for the 1.08- and 1.28- μm windows, and from the Hilico et al.
59 (?) database at and beyond 1.6 μm .

60 We apply this model to evaluate the effect of the haze
61 overlying Titan's surface and correct for it. The model re-
62 turns the normalized intensity from the center of the image
63 and we apply this to our images (see (Combes et al., 1997)
64 for details). We then hopefully correct for any limb bright-
65 ening or darkening in our images prior to subtraction.

66 Our model admittedly treats Titan's haze as homogene-
67 ously distributed over the disk, but our atmospheric images
68 (shown on our Web site http://www.lesia.obspm.fr/planeto/Titan/Titan_sol_ao/Index.html, and see also Gendron et al.,
69 2004) clearly show that any strong haze latitudinal varia-
70 tions in the later years are confined in Titan's northern or
71 southern limbs and should not affect latitudes between 60° S
72 and 40° N with which we are concerned here. Indeed, im-
73 ages taken in methane bands (as for instance at 2.12 μm)
74 show atmospheric features located near Titan's south pole
75 which could be clouds or other meteorological phenomena
76 (Gendron et al., 2004). A large bright such feature is located
77 very near the pole, showing in some cases two "compan-
78 ions" at mid-latitudes (around 40° S), but these features (as
79 far as our own data are concerned) are always located on
80 the limb and we have no evidence of variable atmospheric
81 features anywhere else on Titan's disk. So that within our
82 model's limitations we do provide an efficient correction of
83 the overlying haze effects such as we know them and we do
84 not anticipate a problem with "clouds" causing errors in our
85 atmospheric subtraction technique described in the previous
86 section and leading to the extraction of the surface contribu-
87 tion for each orbital phase and wavelength.

3.3. Subtraction of the atmospheric component

92 In order to recover information as to the altitude probed
93 by each filter we used, we apply the microphysical and ra-
94 diative transfer code described in the previous subsection.

95 The estimation of the altitude probed by one given filter
96 is based on the computation of the altitude where the effec-
97 tive opacity (τ_{eff}) reaches 1. In an atmosphere with multiple
98 scattering, the regular τ does not take into account photons
99 that would be scattered downwards, and is thus less physi-
100 cally meaningful. Nevertheless this singular value does not
101 convey a satisfactory meaning because it is possible that for
102 some wavelength within the filter bandwidth we effectively
103 reach the surface. Thus, besides the averaged value, for each
104 filter, of altitude probed, we also present in Table 3 the low-
105 est altitude level probed in the limit of the FWHM of the
106 filter and which basically indicates whether the surface can
107 be observed or not through this filter and for two cases: the
108 center and the edge of the image.

109 As shown in Table 3, our narrow-band filters probe dif-
110 ferent atmospheric levels all the way down to the surface.
111 These filters are centered at: 1.08, 1.09, 1.28, 1.57, and
112 2.0 μm . From images taken in the nearby continuum (that

is from spectral regions near these particular frequencies in the wings of the methane bands) we constrain the atmospheric contribution included in the “surface” filters. We then subtract the two images (according to the method described in detail in Combes et al. (1997) and also used in Coustenis et al. (2001)) to infer information on the surface contribution. The aim is to isolate this ground information as well as possible, but this is never completely achieved since the content of Titan’s atmosphere is not the same in two different images. Nevertheless, this method has given good results up to now (previous such surface images of Titan have showed features confirmed by other investigations and in particular by the HST from space) and so we also use it here.

Thus, we associate our images in the following combinations:

1. HeI–PaGamma.
2. J1–J2.
3. J1–Jcont.
4. NB_1.28–NB_1.24.
5. H1–H2.
6. H1–Hcont.
7. H1–FeII.
8. K’–H2(1-0).

We can either use a narrow-band filter (cases 1, 3, 4, 6, 7, 8) or a broad-band one (cases 2 and 5) for the atmospheric contribution. The former choice allows us to eliminate a specific contribution corresponding to a definite range of altitudes, but this may not completely eliminate every atmospheric feature. On the other hand, the latter case eliminates most of the atmosphere, but large filters may contain some surface contribution even if centered in the methane band wings, thus limiting the subtraction we can apply, for fear of modifying the appearance of the surface features that are to remain. This process is even more delicate in the case of PUEO, where we deal mainly with large-band filters. This is hence a delicate operation, but in any case, the resulting images are expected to contain mainly light scattered from Titan’s surface, at least in the central part of the image.

4. Titan’s surface in the methane windows

Because the Magain method of deconvolution effectively preserves the total flux, it is possible to apply photometry to our images and retrieve the geometric albedo of Titan at each wavelength. We have already done so in previous PUEO measurements (see geometric albedo maps in Coustenis et al., 2001) and checked the validity of our data processing in this work against ground-based spectroscopic retrievals where all observing teams agree. However, when image subtraction is applied to remove the atmospheric contribution and infer the surface albedos, discrepancies arise which have not been smoothed out until now, as will be discussed more

in detail hereafter. Furthermore, different models applied to ground-based spectroscopic measurements to infer surface albedos have produced a large variety of results up to now so that we cannot validate our findings in this way. Hence, we restrain our results in presenting normalized albedo values as we did in Coustenis et al. (2001).

Besides showing independent images at various wavelengths with contribution from the surface, we have also combined our datasets where possible and extracted more or less complete Titan maps at 1.3, 1.6, and 2.0 μm from PUEO and 1.3 μm from NACO.

4.1. Images of the surface of Titan at 1.08, 1.28, and 2.0 μm with NACO

Our resulting Titan surface images with the best spatial resolution (from NACO) are shown in Figs. 4–6 with a spherical projection simulating the Titan geometry at the time of the observations. Also shown are albedo isocontours normalized at the highest intensity point.

From the images of Titan shown in Figs. 4–6 we find that Titan changes appearance with orbital phase. When we observe the leading hemisphere, we find that the images around 80–100° LCM are overall quite bright, dominated by a broad central feature (Xanadu) and surrounding darker areas (mainly to the east just above the equator (60° LCM, 5° N) and to the south-west (130° LCM, 70° S), with normalized albedos of 0.4 and 0.5, respectively). The bright equatorial feature regularly observed on all Titan GEE images is shown here at 1.08 and 1.28 μm at 79° LCM (Fig. 4) with brightest peaks located at (80° LCM, 35° S) and (90° LCM, 15° S). We find them to be 2.5 and 2 times brighter than the two darker regions respectively at 1.28 μm , while the contrast is lesser (2.0 and 1.8 for the NE and NW regions, respectively) at 1.08 μm .

As we move towards west-map (LCM higher than 200°, see Coustenis et al. (2001) for detailed references to nomenclature) on Titan, probing the trailing side, Figs. 5–6 show that the receding hemisphere of the satellite (at locations around 212° and 345° LCM) also exhibits several bright features with relatively high contrast with respect to surrounding areas. This complex topology changes our perception of Titan’s trailing side as being just a uniformly “dark” place (as this has been demonstrated also in previous studies by Brown et al., 2002; Roe et al., 2002; Gendron et al., 2004). On the trailing side, as observed with NACO in 2002 at 1.08 and 1.28 μm (at 212° LCM, Fig. 5), at least 6 different brightness peaks can be distinguished: two are just above the equator (the fainter ones, on the 20th north parallel), two are just underneath it and close-by and two more can be found further to the south in a “bird-like” shape with the head to the west. The brightest features here are the furthest one to the south (220° LCM, 40° S) and the left one under the equator (220° LCM, 0° N). The darkest features on the trailing side lay to the west at (260° LCM, 0° N) and to the east at (170° LCM, 10° S) with relative normalized albe-

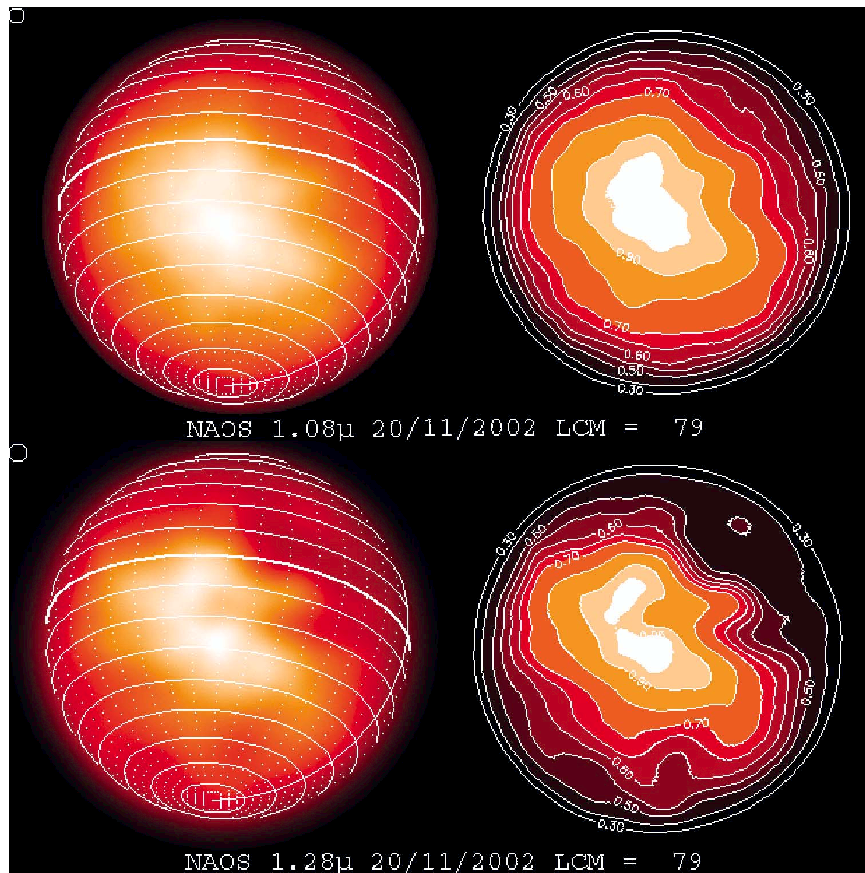


Figure 4; Cousteris et al; Maps of Titan

Fig. 4. Titan's surface on the leading hemisphere (LCM = 79° LCM) at 1.08 (upper part) and 1.28 μm (lower part), with the corresponding isocontour maps on the right column. The size of the resolution elements is given by the small circle in the upper left corner of each image, namely, 0.032'' and 0.038'' in diameter at 1.08 and 1.28 μm , respectively. The isocontour maps display the normalized albedo of Titan's disk, 1 for the brightest pixel. The levels drawn follow a dynamical range chosen so as to enhance the shape of the darkest and brightest features (the corresponding normalized albedo values are 0.30, 0.40, 0.5, 0.55, 0.6, 0.65, 0.7, 0.8, 0.9, and 0.95). The labels indicate the albedo value every two levels, unlabelled levels always corresponding to the average value of its two (labeled) neighbors.

dos around 0.4. On this part of Titan's surface the contrast between the brightest and darkest areas as defined hereabove is of 2.5 and 1.7, respectively, at 1.28 and 1.08 μm . Again, the contrast is smaller at 1.08 than at 1.28 μm .

Our 2- μm NACO image is of excellent quality and shows in great detail Titan's surface around 345° LCM. We find here an additional significant bright feature shaped like the Australian continent located near 45° S. A serpentine of darker areas borders the equator at these longitudes. The contrast in normalized albedo between this bright region and the surrounding darker areas is quite high as shown in the isocontour plots, both at 2.0 and 1.28 μm shown in Fig. 6 for comparison. The bright area can be 2.5 and 2.0 times brighter than the dark region at (60° LCM, 0° N) and even more so when compared to the dark inlet at (50° LCM, 60° S). In this case, we have indication that the strongest contrast is to be found at 2.0 μm .

4.2. Mapping Titan's surface

Where we have several images of Titan (that is where we cover a fair number of different LCMs), we have combined our images to produce maps according to the following method.

In order to construct these maps we first compute a cylindrical projection map for each image, depending on the latitude and longitude of the sub-Earth point and the tilt of Titan's axis. All these maps are then combined together using a weighted average method: for each point, the weight corresponds to the squared cosine of the angle to the nadir. This ensures that only data near the center of Titan's disk are reliable, while data near the limbs are only used if there is no information available from another image.

Because of the processing applied to our images (and essentially the subtraction method) even the use of a pho-

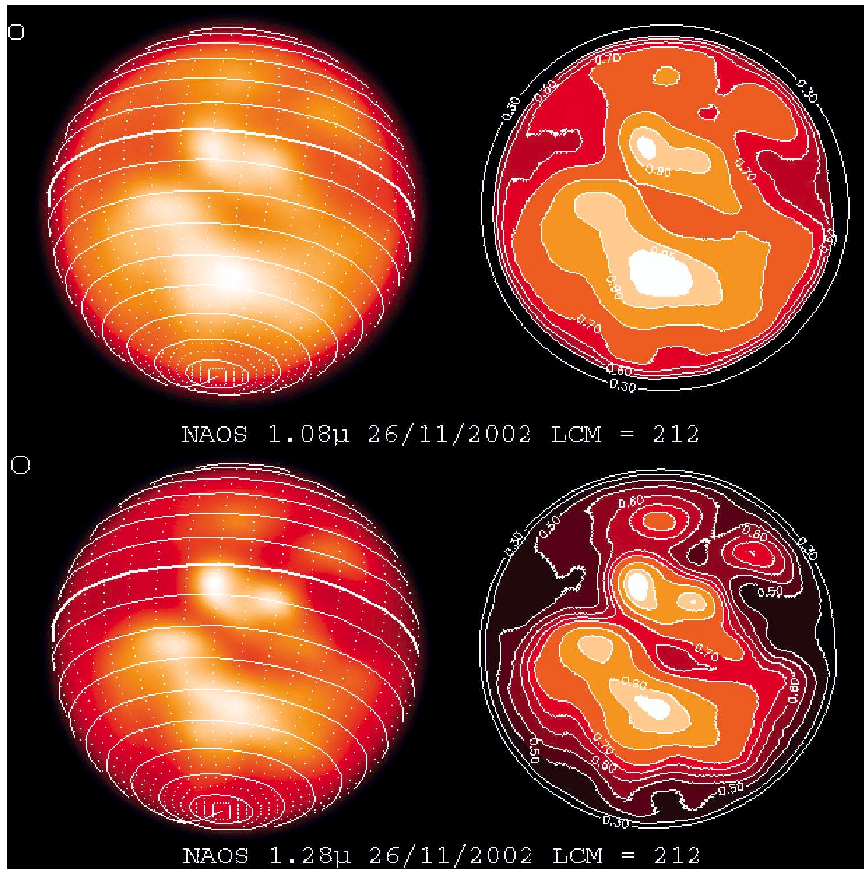


Figure 5; Coustenis et al; Maps of Titan

Fig. 5. Same as Fig. 4 but showing Titan's surface on the trailing hemisphere ($LCM = 212^\circ$) at $1.08 \mu\text{m}$ (upper part) and $1.28 \mu\text{m}$ (lower part), along with the corresponding normalized albedo maps including Huygens' landing site. This area displays many small features, dark and bright, all over the disk, contrasting with the unique bright equatorial region on the leading hemisphere.

tomeric standard star for the PSF does not necessarily give the real photometry of Titan's disk. Thus we had to adapt the photometry separately before computation of the resulting map. This is done easily for images that largely overlap with each other, where the average value of the overlapping regions is supposed to be similar. We then compute a least-square fit to recover a collection of "photometry adapting" coefficients for these overlapping data.

We retrieve the relative albedo maps shown in Figs. 7 and 8. Fig. 7 contains a map of Titan's surface at $1.28 \mu\text{m}$ with NACO (from the images shown in Figs. 4–6). Fig. 8 includes most of our PUEO data ranged in maps at three different wavelengths (1.28 , 1.6 , and $2 \mu\text{m}$). The maps were put together from 2001, 2002, and 2004 data. They are consistent with and complement what we have found previously (Combes et al., 1997; Coustenis et al., 2001; Gendron et al., 2004), as well as what was reported by other teams (mainly using the HST, the Keck, etc. by (Roe et al., 2002; Brown et al., 2002); Hartung et al., ?).

In the PUEO maps (Fig. 8) we see that the morphology of Titan's surface is quite similar but not identical at the three wavelengths. Thus, whereas the main trends are the same and we find the major bright and dark areas to be in the same locations, close investigation reveals that the bright regions near 110° LCM (Xanadu) and 345° LCM seem to extend more in latitude (in particular towards higher southern latitudes and eastern longitudes, respectively) at $1.6 \mu\text{m}$ than at 1.28 or at $2.0 \mu\text{m}$. In the case of the latter, this could be explained by the lack of images in K' near 10° LCM, but since we find the same behavior at $1.28 \mu\text{m}$, we think that there may be real color differences to be found in these maps of Titan.

Another remark in this sense that one can make from the PUEO maps is that the bright spot at 45° S and near 345° LCM appears brighter at $2.0 \mu\text{m}$ than at 1.28 or $1.6 \mu\text{m}$, similarly to what is observed in the NACO images (Fig. 6). The contrasts in other parts of the surface seem to confirm this tendency.

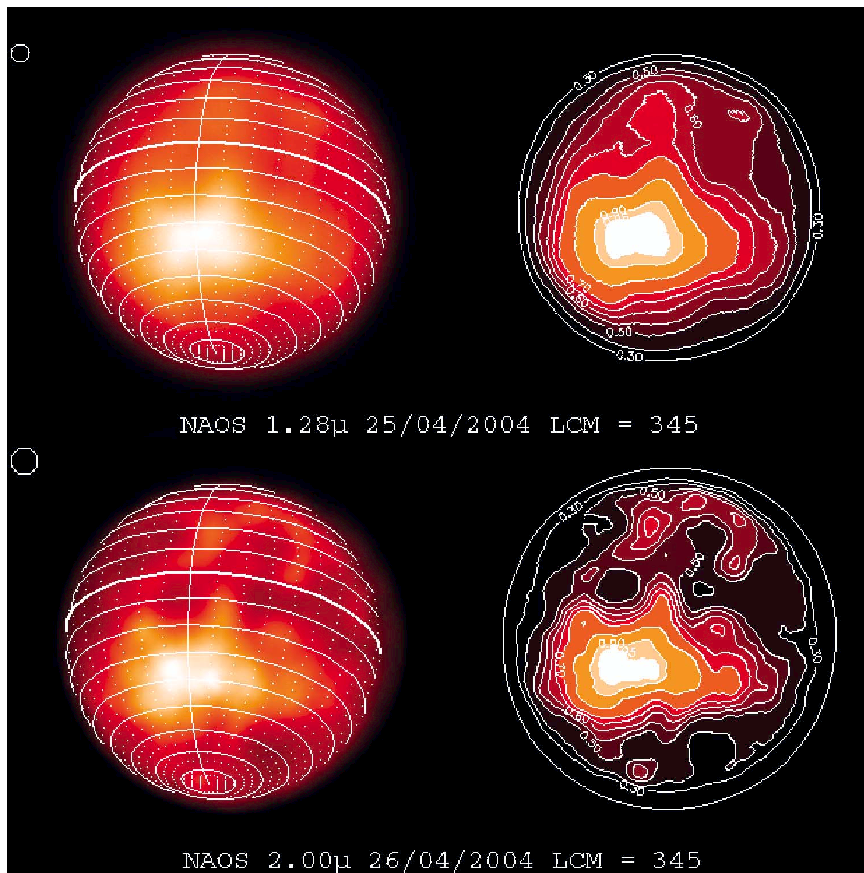


Figure 6; Coustenis et al; Maps of Titan

Fig. 6. Same as Fig. 4 but for Titan's surface at LCM = 345 and as seen at 1.28 and 2.0 μ m. At 2.0 μ m, the resolution element now spans $0.060''$ in diameter, but the normalized albedo maps still show many details in the darker areas along the equator, above the "Australia-like" southern continent lying near 45° S, and which is actually an extension of the bright Xanadu region near 100° LCM.

We have plotted in Fig. 9 an extract of the PUEO maps at 1.28, 1.6, and 2.0 μ m of the region of the leading hemisphere, with an additional projection from one image taken in December 2001 at 1.08 μ m (filter HeI).

The general shape of the bright area shown here changes slightly to the west and the brightest spot in Xanadu appears to be definitively one and located at (80° LCM, 35° S) at 1.6 and 2.0 μ m, whereas at 1.08 and 1.28 μ m there seem to be two equally bright poles (at 90° LCM, 15° S and near 80° LCM, 35° S). This second (northern) bright peak at 1.08 and 1.28 μ m appears to be about 10% fainter in the 1.6- μ m image. These variations confirm findings near GEE pertaining also to this region by Coustenis et al. (2001) from 1998 measurements. This change in appearance of the bright Xanadu region is significant here, since the resolution elements for PUEO maps span about $10^\circ \times 10^\circ$ and $13^\circ \times 13^\circ$ (450×450 km at 1.28 and 600×600 km at 1.6 μ m), while the position of the bright features on Xanadu changes by some 20° . The same is true for the extension to eastern longitudes of Xanadu, that is the other bright area near 45° S

and seen centered at 345° LCM, which also appears more pronounced on our PUEO maps at 1.6 and 2.0 μ m than at 1.28 μ m (the spatial resolution at 2.0 μ m is about 700 km). Our restriction to one image projected at 1.08 μ m does not allow us to infer the contrast at this wavelength.

The albedo isocontours found in Fig. 9 indicate that the contrast between the dark and the bright areas is lower at 1.08 than at 1.28 μ m (again in agreement with what we find from NACO images). From this figure and from Fig. 8 of Coustenis et al. (2001), it also appears that the contrasts at 1.6 and 1.28 μ m are quite similar.

4.3. Considerations on the uncertainties on the albedo contrasts

The color and shape differences for the same region between the various wavelengths could be due (a) to processing errors, (b) to the important variation of the haze influence depending with the wavelength on Titan, with the effect being less pronounced at longer wavelengths, or (c) to real dif-

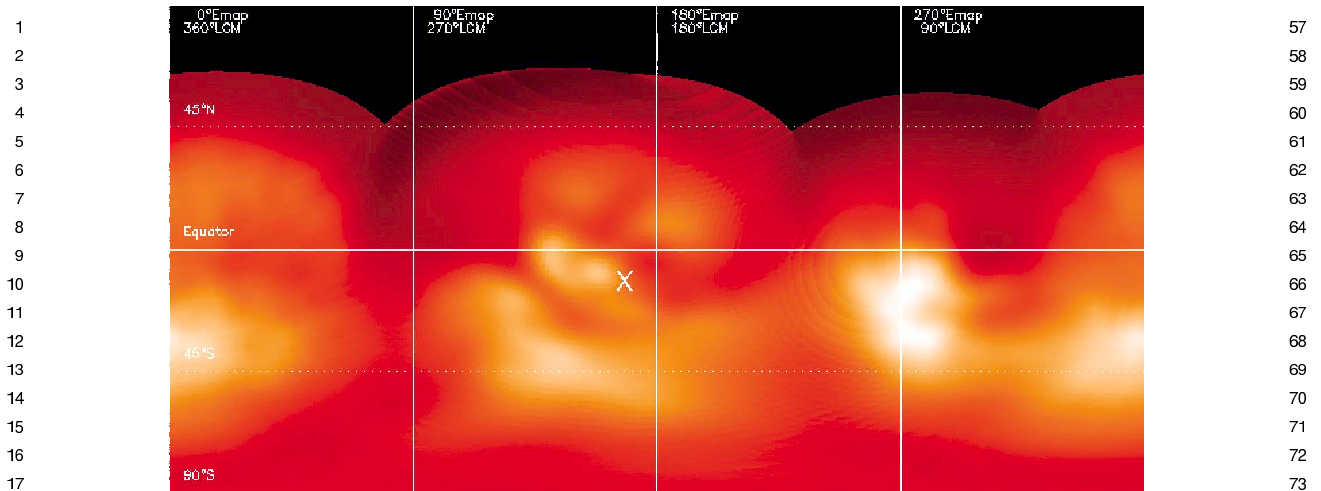


Figure 7; Coustenis et al; Maps of Titan

Fig. 7. Map of Titan's surface at 1.3 μm with VLT/NACO. The region between 200° and 260° LCM was very efficiently imaged by NACO on the night of November 26, 2004, when the seeing conditions were optimal. This area had rarely been observed in the past and is generally lacking in our PUEO observations. The Huygens probe is expected to land at (190° LCM, −10° S) indicated with an X on the map. The resolution element here is of about 200 km. Our lack of optimal data near 120° LCM do not allow us to efficiently complete the bright area region near 100° LCM.

ferences in surface composition. Hereafter we discuss the importance of factors a and b in the different cases.

The uncertainties on the isocontours shown in Figs. 4–6 are due to (a) uncertainties on the efficiency of the subtraction method, (b) correction of the center-to-limb effect and (c) intrinsic albedo variations. In the case of NACO images, we acquired images exclusively through narrow-band filters, so that we can probe down to determined altitudes, and thus remove very specific features on the images: with such a method, we cannot over-correct the surface intensity, yet we might not correct all atmospheric features. The latter case being difficult to measure, we can only compute the case for under-correction of the features definitely recognized to pertain to the atmosphere and we find it to be about 1% with NACO, representative of the sensitivity of the central features to limb correction variations. The second cause for uncertainties, namely the center-to-limb correction, pertains to the results returned by our model, whose effects we cannot objectively measure; yet the application of the returned extinction curve on our images creates little problem, adding a 2% error bar on the measurements, which is moreover very limited by the selection of the portion of Titan's disk we study: indeed, within 60° from the nadir point, the center-to-limb effects are minimal. Finally, the larger error bars come from the variation of the normalized albedo at one given set of coordinates within the size of the resolution element. Here the normalized albedo value for the dark regions can vary by ±0.025 (the brightest area always having by definition a normalized albedo of 1). All in all, the contrasts we measure on NACO maps can vary by about ±10%.

The case is trickier with PUEO, because the maps on Figs. 8–9 suffer from the same drawbacks as NACO ones,

and in addition errors due to the fusion of the partial maps together (as described hereabove, at the beginning of Section 4.2). With a lower spatial resolution than NACO, PUEO images suffer from worse error bars when subtracting atmospheric features from narrow-band filters: they reach about 5% here. It is even worse if we use a broad-band atmospheric filter, with up to 15% error bars, with a possibility of over-correction (even if we tried to limit this). This dramatic case only occurs for the 1.28-μm map, because we could use narrow-band filters in the three other maps computation. As for NACO, also for PUEO, within the inherent model's uncertainties, the center-to-limb effect is well corrected, and the corresponding error bar does not exceed 2% for areas near the center of Titan's disk. The size of the resolution element on PUEO maps lead to ±0.08 variations on the normalized albedo of the dark regions, for the same reasons explained hereabove. The last point is very difficult to quantify: in the case of NACO isocontour images, the definition of the normalized albedo ensures that the sky background returns a null albedo, and the brightest pixel on Titan's disk pertains to an albedo of 1. In the case of PUEO projected cylindrical maps, there is no more sky background, and the intensity itself is not guaranteed by the weighted average because of the low number of overlapping regions that can constrain the intensity fit for all Titan's globe. Yet we could constrain this to a mean error bar width of 10% on Titan's leading side. This does not affect the 1.08 μm, since there is only one image to build up the cylindrical map. In the end, the contrasts derived from the PUEO maps can vary by about ±20% at 1.08 μm, ±40% at 1.28 μm and ±30% at 1.6 and 2.0 μm.

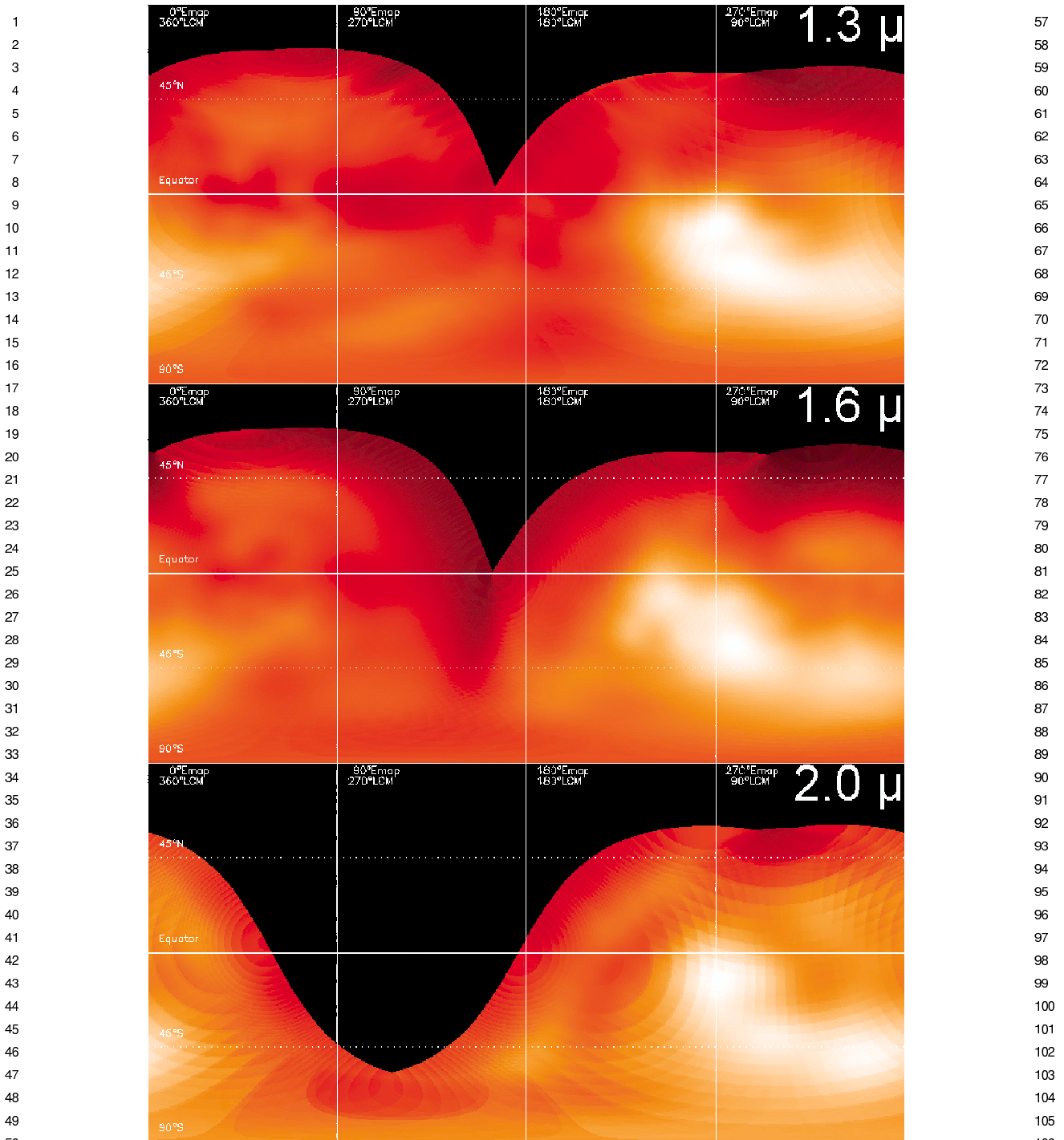


Figure 8; Cousten-s et al; Maps of Titan

Fig. 8. Partial maps of Titan's surface acquired with PUEO from 2001 to 2004 at 1.3 (upper panel), 1.6 (middle panel) and 2.0 μm (lower panel). The maps are similar but not identical, leaving room for either processing errors or/and for real differences in the contrast observed at different wavelengths on Titan's surface, diagnostic of the spectral behavior of Titan's surface composition (see text). Besides the main bright equatorial region note the bright "offspring" emerging from its lower eastern part (60° LCM, 45° S) and extending eastward all the way to 300° LCM. The resolution elements in these maps are of about 450, 600, and 700 km, respectively, for 1.3, 1.6, and 2.0 μm .

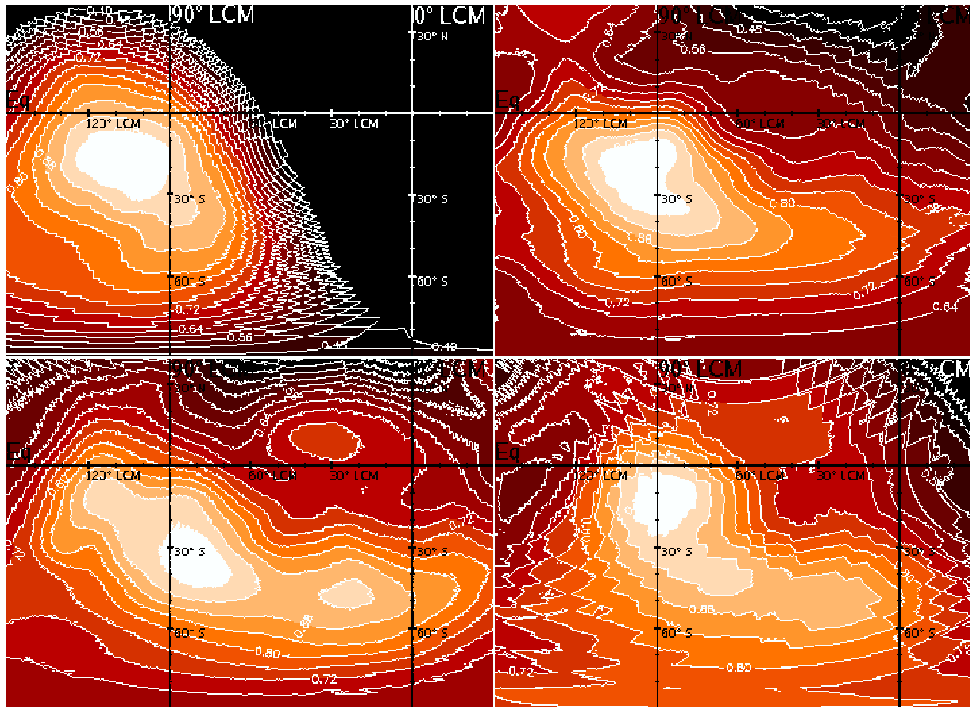


Figure 9, Coustenis et al., Maps of Titan

Fig. 9. Normalized albedo isocontour maps of Titan's leading side (the brightest point returns a surface albedo value of 1) at four wavelengths: 1.08 (upper left), 1.28 (upper right), 1.6 (lower left) and 2.0 μm (lower right). The brightest points at 1.3 μm are located at (90° LCM, 15° S) and (80° LCM, 35° S), whereas at 1.6 μm the brightest area can be found at (80° LCM, 35° S). The longer wavelengths show a more eastwards-extended bright region.

It then seems that from our NACO and PUEO images we can infer with some certainty trends in the albedo contrasts, which we express hereafter as a ratio of the bright (B) vs the dark (D) regions as a function of wavelength. The findings from PUEO maps (with large error bars) are compatible with those from NACO images:

- $1.08 < 1.28 \mu\text{m}$: depending on the region studied on Titan's disk, NACO images return B/D values of 1.7 ± 0.1 at $1.08 \mu\text{m}$ and 2.5 ± 0.1 at $1.28 \mu\text{m}$.
- $1.28 \equiv 1.6 \mu\text{m}$: as found in our PUEO images and also in Coustenis et al. (2001).
- $1.28 < 2.0 \mu\text{m}$: on the 2004 NACO images, the contrast is higher at $2.0 \mu\text{m}$ (2.5 ± 0.1) than at $1.28 \mu\text{m}$ (2.0 ± 0.1).

This means that when we compare the bright and the dark areas on Titan, their composition has to be expressed with a spectral dependence where the difference in albedo is smaller at $1.08 \mu\text{m}$ than at 1.28 or $1.6 \mu\text{m}$ and smaller still than at $2.0 \mu\text{m}$.

Hereafter we discuss the implications of our findings in the context of Titan's surface composition.

5. Discussion

Our PUEO and NACO maps are complementary in a way because the PUEO maps afford a better coverage of the leading side whereas the NACO images produce a good coverage of the trailing hemisphere. Among them, they give a fair amount of information on what Titan's surface should be like, or at least point to some combinations that are not possible.

For the purposes of the discussion in this paper, we assume as plausible candidates for Titan's surface simple ground material possibilities which have been invoked in Titan studies and can be reasonably expected to exist on the satellite's surface. Such constituents were discussed in Hirtzig et al. (?) and include: water ice, hydrocarbon ice (methane or ethane for instance), organics/tholin material, hydrocarbon liquid and eventually rocks (mainly silicates like pyroxene or olivine).

Water ice has been suggested as a major constituent on Titan's surface in many spectroscopic studies (Coustenis et al., 1995; Griffith et al., 2003), probably not pure, but mixed with other constituents, preferably dark like impurities or organics. The spectrum of water ice is bright from 1 to $1.4 \mu\text{m}$ and then shows two albedo decreases at 1.6

1 and 2.0 μm where this solid has strong absorption bands.
2 Methane ice is bright at all the wavelengths with which we
3 are concerned here (the methane ice absorption bands fall
4 outside the methane window wavelengths, Schmitt et al.,
5 1998). Tholins have a flat, bright spectrum in the near-IR but
6 show a rapid and strong decrease in albedo when moving to-
7 wards the visible range (going to lower micron than 1.3).
8 A liquid hydrocarbon spectrum is generally dark (albedo
9 < 0.05 , Grundy et al., 2002 and B. Schmitt, private com-
10 munication) and flat. The silicate spectra show a absorption
11 features near 1 μm . The spectra of these constituents can be
12 found in Fig. 15 of Hirtzig et al. (?).
13

14 5.1. Information on the surface composition

15
16 The bright regions present in the Titan maps appear bright
17 at all wavelengths, at least in as far as we can monitor the
18 same features in our maps or images. We have not observed
19 any obvious differences in the appearance of any of the ar-
20 eas we observe as a function of wavelength. The dark areas
21 tend to remain generally dark and the bright ones remain
22 bright. Within the capacities of our detectors and the ex-
23 tent of the surface area covered on Titan by our images,
24 we find that in general the structure of the morphology is
25 quite similar when one considers the variations in bright-
26 ness and contrast which could be due to the different wave-
27 lengths (which are affected differently by the atmospheric
28 haze), the differences/imperfections in the atmospheric sub-
29 traction, deconvolution effects and so on. At least, we have
30 not witnessed any reversals in brightness for a region (that
31 is we have not found indication that a bright spot has be-
32 come dark with a change in wavelength). This means that we
33 have at least 4 wavelengths (of methane windows, and possi-
34 bly more than that if we include our images from OASIS
35 at 0.94 μm (Hirtzig et al. ?) where the bright areas faith-
36 fully appear bright and the dark regions consistently show
37 up dark.

38 If the bright regions remain bright at all wavelengths, one
39 plausible explanation could be found in the presence of re-
40 lief (mountains or plateaux) on the surface of Titan, which
41 could increase the brightness returned in the image by virtue
42 of the decrease in methane absorption above the mountain's
43 top. We have performed calculations that showed that no reas-
44 onable such formation (in terms of height and extent) on
45 Titan's surface could wholly account for the observed con-
46 trasts (as shown in the profiles of Figs. 4–6), at least as far
47 as the brightest areas are concerned (Coustenis et al., 1997).
48 Thus, relief alone cannot explain the brightest vs dark ar-
49 eas ratios. For the smaller features, with weaker contrasts
50 (up to 40%), the presence of a mountain could be sufficient
51 to produce the observed brightness, if this mountain was 2–
52 3 km high. (Nothing of the sort has yet been observed by
53 Cassini, but only a very small area has been covered by the
54 Cassini/RADAR observations (P.I. C. Elachi) around 50° N
55 and 82° W, a long distance from the bright equatorial or
56 southern regions.)

57 For the brightest regions then we require an additional
58 component to account for the bright vs dark color differ-
59 ences. If the bright areas are always more or less bright,
60 as they appear to be, then this is indication that the surface
61 spectrum of these regions must contain no strong absorp-
62 tion bands near 1.08, 1.28, 1.6, or 2.0 μm (and in any case)
63 our own data strongly support a “flat” spectrum between
64 1.28 and 1.6 μm . By looking at the spectra of plausible
65 surface candidates for Titan (see hereabove), we find that
66 methane/ethane ices present this characteristic. Furthermore,
67 as noted in Coustenis et al. (2001), a study of the thermo-
68 dynamical conditions on Titan shows that ethane ice could
69 exist on a mountain summit of a few kilometers on Titan
70 and could be maintained there under certain non-equilibrium
71 conditions. Hence, our best suggestion for the bright regions
72 on Titan's surface from current knowledge would be a com-
73 bination of morphology (relief) and ethane ice. This hydro-
74 carbon ice may well be combined with another material, but
75 it seems to us that it is required to explain the persistently
76 bright at 0.94, 1.08, 1.28, 1.6, and 2.0 μm regions.

77 The general statement regarding the main trends in our
78 images (all bright areas remain bright and dark ones stay
79 dark) affords some exceptions, where slight color changes
80 are observed. First, there are two areas near (240° LCM,
81 60° S) and (30° LCM, 25° N) showing up in the 1.6 μm
82 PUEO map and not in the 1.3 or 2.0 μm (Fig. 8), but these
83 two locations are within the high uncertainty border areas
84 close to where we lack data and we do not know what level
85 of confidence we should have there. More significant are
86 the shape and color variations observed within the leading
87 hemisphere and concerning the Xanadu region and its exten-
88 sion. Thus, it appears (as one would normally expect) that no
89 simple and unique constituent can account for all the obser-
90 vations.

91 We furthermore have also considered what our images tell
92 us in terms of contrasts. In other words we have quantified
93 and investigated the behavior of the bright vs dark regions
94 within the same area as a function of wavelength.

95 After considering the uncertainties described in Sec-
96 tion 4.3, from our normalized NACO surface albedos, we
97 find that the contrast between the darker and brighter fea-
98 tures seems to be lowest at 1.08 and highest at 2.0 μm with
99 respect to 1.28 μm (see results in Sections 4.1 and 4.2).
100 This trend is confirmed in our PUEO images and maps.
101 Hence, if we believe our data it seems that the albedo
102 contrast behavior as function of wavelength is as follows:
103 $1.08 < 1.28 = 1.6 < 2.0 \mu\text{m}$. This equation can help us
104 attempt to constrain the possible combinations of ground
105 material on Titan.

106 For the bright areas we consider always hydrocarbon ice
107 (we refer to it as C_2H_6 ice) to account for the persistent
108 bright appearance at all considered wavelengths. It can be
109 pure (in which case we have flat bright spectrum for the
110 0.94, 1.08, 1.28, 1.6, and 2.0 μm spectrum) or combined with
111 tholins, rocks or H_2O ice (or all of that). In each of the lat-
112 ter combination cases, a decrease in the albedo is expected at

1 short ($<1.3 \mu\text{m}$) or at long wavelengths (1.6 and $2.0 \mu\text{m}$) or
2 at all of them. But the $1.28 \mu\text{m}$ albedo should remain high.

3 For the dark regions, the possible candidates are wa-
4 ter ice, hydrocarbon liquid and organic/tholin material. The
5 spectral behavior of water ice is such that it should appear
6 dark (or at least significantly darker) at 1.6 and $2.0 \mu\text{m}$ than
7 at 1.08 or $1.28 \mu\text{m}$ due to the strong absorption bands it ex-
8 hibits at longer wavelengths. This is not what we find in our
9 images, although we cannot really distinguish subtle color
10 variations. Nevertheless, it seems more plausible to assume
11 that it is the darker regions that contain water ice, most prob-
12 ably in combination with another constituent such as tholin
13 material or hydrocarbon liquid (as found by radar echoes,
14 Campbell et al., 2003), because having the option between
15 placing it within the bright or the dark regions, one would
16 tend to favor the latter simply for the reason that it would be
17 easier to explain at least the 1.6 and $2.0 \mu\text{m}$ behavior. But wa-
18 ter ice alone can obviously not explain the dark regions. On
19 the other hand, tholin, hydrocarbon liquid and water ice can
20 combine in a way that would produce a spectrum with darker
21 areas near 0.94 and 1.6 or $2 \mu\text{m}$ than at 1.08 and $1.28 \mu\text{m}$ (see
22 Fig. 15 in Hirtzig et al., ? for the spectral representation of
23 these constituents).

24 When we investigate the different combinations of materi-
25 al for the dark (D) and the bright (B) regions and the as-
26 sociated contrast and compare to our results ($1.08 < 1.28 =$
27 $1.6 \leq 2.0 \mu\text{m}$) we find:

- 28 1. B = pure C_2H_6 ice vs D = pure H_2O ice: $1.08 \leq 1.28 <$
29 $1.6 < 2.0 \mu\text{m}$. This combination seems unlikely.
- 30 2. B = C_2H_6 ice + tholins vs D = pure H_2O ice: $1.08 \leq$
31 $1.28 < 1.6 < 2.0 \mu\text{m}$. Note here that at $1.08 \mu\text{m}$ the
32 darker regions might have a higher albedo than the
33 brighter ones because the tholin would darken the C_2H_6
34 ice albedo and could bring it under the H_2O ice one.
35 This combination would work within our error bars.
- 36 3. B = C_2H_6 ice + tholins vs D = H_2O ice + hydrocarbon
37 liquid: $1.08 < 1.28 \leq 1.6 \leq 2.0 \mu\text{m}$. This surface com-
38 position would work and is our favorite.
- 39 4. B = C_2H_6 ice + tholins vs D = pure hydrocarbon liquid:
40 $1.08 < 1.28 = 1.6 = 2.0 \mu\text{m}$. This is a possible combi-
41 nation.
- 42 5. B = C_2H_6 ice + H_2O ice vs D = tholins + hydrocarbon
43 liquid: $1.08 > 1.28 > 1.6 > 2.0 \mu\text{m}$. This case can ap-
44 parently be excluded.

45 Hence, from these considerations it would appear that the
46 most plausible situations for Titan's surface within the sim-
47 plistic model we have presented here would be 2, 3, and 4, in
48 other words: hydrocarbon ice combined with tholin for the
49 bright areas and water ice–hydrocarbon liquid mixtures (or
50 each of these constituents alone) for the darker areas. The
51 presence of rocks would cause for the contrast in albedo to
52 decrease around $1 \mu\text{m}$, which is not incompatible with our
53 data.
54
55
56

5.2. Comparison with other Titan maps

57 To the best of our knowledge, our maps are the most
58 complete existing today from the ground at $1.3 \mu\text{m}$. We
59 hereafter compare them and those at other wavelengths with
60 other existing cartographies of Titan's surface obtained with
61 other instruments from the ground or from space (AO/Keck,
62 SDI/VLT, NICMOS/HST, and ISS/Cassini).

63 Our $1.6 \mu\text{m}$ map with PUEO compares well with the
64 SDI/VLT map produced by Hartung et al. (?), although it
65 is hard to compare because their SDI map lacks data near
66 GEE and thus does not include the bright equatorial region,
67 which affords the highest contrast on Titan's surface maps.
68 In the rest of the disk, however, the observed structure is
69 the same between the two instruments (Lorenz and Lunine,
70 2004).

71 Existing Keck maps at 1.28 and $1.6 \mu\text{m}$ by adaptive optics
72 observations from 1999 to 2003 (Roe et al., 2002; Brown et
73 al., 2002; Bouchez, 2003; Roe et al., 2004) show very similar
74 structure, in particular when we compare the trailing side of
75 Titan with the two instruments. Although at lower contrast,
76 the Keck data are consistent with our findings.

77 With respect to HST maps by Smith et al. (1996) and
78 Meier et al. (2000), we find our results to be quite similar
79 at 1.6 and $2.0 \mu\text{m}$.

80 We have compared our images with the VIMS data
81 taken on October 26, 2004, during the Ta flyby of Titan
82 (www.vims.lpl.arizona.edu, R. Brown, P.I., NASA Press
83 Release PIA 06983). This data shows Titan's surface at
84 (15°S , 156°W) in a three-filter composite image which is
85 in good agreement with the features observed in our maps,
86 while adding impressive resolution over this area with re-
87 spect to our ground-based measurements.

88 The similarity between the VLT/NACO $1.3 \mu\text{m}$ map and
89 the ISS/Cassini map at $0.94 \mu\text{m}$ acquired also during T0 and
90 Ta and showing the Huygens landing site (www.ciclops.org
91 C. Porco, team-leader, NASA Press Releases PIA 06411 for
92 T0 and PIA 06116 for Ta) is remarkable, including the bright
93 extent near (0°LCM , 45°S).

94 Both the data presented here and the Cassini T0 and Ta
95 maps are confined to latitudes lower than 45°N . However,
96 we have presented in the past images extending to higher
97 latitudes (Coustenis et al. (2001), for instance) and hence
98 these can prove useful to complement current Cassini data.

99 The surface of Titan appears to be of quite complex struc-
100 ture and will require with no doubt several different com-
101 ponents and complex ground-material combinations to be
102 interpreted. We have come a long way from the impres-
103 sion prevailing just two decades ago that Titan was covered
104 with a global hydrocarbon ocean. Undoubtedly the Cassini–
105 Huygens mission will help us satisfy an appetite for novelty
106 that Titan has accustomed us in for almost a full century now,
107 ever since the first suggestions of an atmosphere by Comas
108 Solà (1908) in the early 20th century.
109
110
111
112

1 **Uncited references**

2
3 (Bratsolis and Sigelle, 2001) (Caldwell et al., 1992)
4 (Chanover et al., 2003) (Rigaut, 1998) (Roe et al., 2002)

7 **References**

8
9 Amaud, K.A., Gilmore, G., Collier Cameron, A., 1989. An atlas of stellar
10 spectra between 2.00 and 2.45 μm . *Mon. Not. R. Astron. Soc.* 237, 495–
11 511.
12 Bézard, B., Coustenis, A., Fouchet, T., Lellouch, E., Conrath, B., Achter-
13 berg, R., Jennings, D., Flasar, M., the CIRS Investigation Team, 2004.
14 Cassini–CIRS observations of Titan's equatorial region in the submil-
15 limeter range. 36th DPS Meeting, Louisville, KY. B.A.A.S 36, p. 1119.
16 Abstract.
17 Bouchez, A.H., 2003. Seasonal trends in Titan's atmosphere: haze, winds
18 and clouds. Ph.D. thesis, California Institute of Technology, Pasadena,
19 CA.
20 Bratsolis, M., Sigelle, M., 2001. A spatial regularization method preserv-
21 ing local photometry for Richardson–Lucy restoration. *Astron. Astro-*
22 *phys.* 375, 1120–1128.
23 Brown, M.E., Bouchez, A.H., Griffith, C.A., 2002. Direct detection of vari-
24 able tropospheric clouds near Titan's south pole. *Nature* 420, 795–797.
25 Caldwell, J., Cunningham, C.C., Anthony, D., White, H.P., Groth, E.J.,
26 Hasan, H., Noll, K., Smith, P.H., Tomasko, M.G., Weaver, H.A., 1992.
27 Titan: evidence for seasonal change—a comparison of Hubble space
28 telescope and Voyager images. *Icarus* 96, 1–9.
29 Campbell, D.B., Black, G.J., Carter, L.M., Ostro, S.J., 2003. Radar evidence
30 for liquid surfaces on Titan. *Science* 302, 431–434.
31 Chanover, N.J., Anderson, C.M., McKay, C.P., Rannou, P., Glenar, D.A.,
32 Hillman, J.J., Blass, W.E., 2003. Probing Titan's lower atmosphere with
33 acousto-optic tuning. *Icarus* 129, 482–497.
34 Coustenis, A., Lellouch, E., Maillard, J.P., McKay, C.P., 1995. Titan's
35 surface: composition and variability from the near-infrared albedo.
36 *Icarus* 118, 87–104.
37 Coustenis, A., Lellouch, E., Combes, M., et al. 1997. Titan's atmosphere
38 and surface from infrared spectroscopy and imaging. In: *Cosmovici,*
39 *C.B., Bowyer, S., Werthimer, D. (Eds.), Astronomical and Biochemical*
40 *Origins and the Search for Life in the Universe, Proceedings of IAU,*
41 *Colloquium 161, pp. 227–234.*
42 Coustenis, A., Gendron, E., Lai, O., Vêran, J.-P., Woillez, J., Combes, M.,
43 Vapillon, L., Fusco, Th., Mugnier, L., Rannou, P., 2001. Images of Titan

44 at 1.3 and 1.6 μm with adaptive optics at the CFHT. *Icarus* 154, 501–
45 515.
46 Duflot, M., Figon, P., Meyssonier, N., 1995. Radial velocities: the Wilson–
47 Evans–Batten catalogue. *Astron. Astrophys., Suppl. Ser.* 114, 269–280.
48 Gendron, E., Coustenis, A., Drossart, P., Combes, M., Hirtzig, M., La-
49 combe, F., Rouan, D., Collin, C., Pau, S., Lagrange, A.-M., Mouillet,
50 D., Rabou, P., Fusco, Th., Zins, G., 2004. VLT/NACO adaptive optics
51 imaging of Titan. *Astron. Astrophys.* 421, 17–20.
52 Griffith, C.A., Owen, T., Geballe, T.R., Rayner, J., Rannou, P., 2003. Ev-
53 idence for the exposure of water ice on Titan's surface. *Science* 300,
54 628–630.
55 Grundy, W.M., Schmitt, B., Quirico, E., 2002. The temperature-dependent
56 spectrum of methane ice I between 0.7 and 5 μm and opportunities for
57 near-infrared remote thermometry. *Icarus* 155, 486–496.
58 Guetter, H.H., Vrba, F.J., Henden, A.A., Luginbuhl, C.B., 2003. JHK stan-
59 dard stars on the CIT photometric system. *Astron. J.* 125, 3344–3348.
60 Lorenz, R.D., Lunine, J.I., 2004. Titan's surface before Cassini. *Planet.*
61 *Space Sci.* In press.
62 Meier, R., Smith, B.A., Owen, T.C., Terrile, R.J., 2000. The surface of
63 Titan from NICMOS observations with the Hubble space telescope.
64 *Icarus* 145, 462–473.
65 Negrão, A., Coustenis, A., Lellouch, E., Rannou, P., Maillard, J.-P., 2004.
66 Ground-based observations of Titan's near-infrared windows. 36th DPS
67 Meeting, Louisville, KY, B.A.A.S 36, p. 1120, Abstract.
68 Oja, T., 1987. UVB photometry of stars whose positions are accurately
69 known. *Astron. Astrophys., Suppl. Ser.* 71, 561–564.
70 Rigaut, F., 12 colleagues, 1998. Performance of the Canada–France–Hawaii
71 telescope adaptive optics bonnette. *Publ. Astron. Soc. Pacific* 110, 152–
72 164.
73 Roe, H.G., de Pater, I., Macintosh, B.A., McKay, C.P., 2002. Titan's clouds
74 from Gemini and Keck adaptive optics imaging. *Astrophys. J.* 581,
75 1399–1406.
76 Roe, H.G., de Pater, I., Macintosh, B.A., Gibbard, S.G., Max, C.E., McKay,
77 C.P., 2002. Titan's atmosphere in late southern spring observed with
78 adaptive optics on the W.M. Keck II 10-meter telescope. *Icarus* 157,
79 254–258.
80 Roe, H.G., de Pater, I., Gibbard, S.G., Macintosh, B.A., Max, C.E., Young,
81 E.F., Brown, M.E., Bouchez, A.H., 2004. A new 1.6- μm map of Titan's
82 surface. *Geoph. Res. Lett.* 31, L17–L20.
83 Schmitt, B., Quirico, E., Trotta, F., Grundy, W.M., 1998. Optical properties
84 of ices from UV to infrared. In: *Schmitt, B., de Bergh, C., Festou, M.*
85 *(Eds.), Solar System Ices. In: Astrophys. Space Sci. Library, vol. 227.*
86 *Kluwer Academic, pp. 199–240.*
87 Smith, P.H., Lemmon, M.T., Lorenz, R.D., Stromovsky, L.A., Caldwell,
88 J.J., Allison, M.D., 1996. Titan's surface revealed by HST imaging.
89 *Icarus* 119, 336–349.
90 Wielen, R., Schwan, H., Dettbam, C., Lenhardt, H., Jahreis, H., Jährling,
91 R., Khalisi, E., 2000. Sixth catalogue of fundamental stars (FK6): Part
92 III. Additional stars with direct solutions. *Veroeff. Astron. Rechen-Inst.*
93 *Heidelberg* 37, 1.
94
95
96
97
98
99
100
101
102
103
104
105
106
107
108
109
110
111
112

Bibliographie

- Brown , M. E., 2005. The seasonal hydrological cycle on Titan. . *In Proceedings of the Conference "Titan after the Huygens and First Cassini Encounters"*, Crete, Greece, 30 May - 3 June 2005 : www.lpl.arizona.edu/titanconference/index.html .
- de Pater , I., *et al.*, 2005. Keck observations of Titan during probe entry and during the days following touch-down. *EUROPLANET N3 activity Kick-off meeting, Graz, 8 March, and* [http ://europlanet.oaw.ac.at/N3_Meeting_09032005.html](http://europlanet.oaw.ac.at/N3_Meeting_09032005.html) .
- Delbouille , L., Roland , G., Brault , J. W., & Testerman , L., 1981. *Photometric Atlas of the Solar Spectrum from 1,850 to 10,000 cm-1*.
- Jakovsky , B., 1998. *The search for Life on Other planets* . Cambridge University Press.
- Ádámkóvics, M., de Pater, I., Hartung, M., Eisenhauer, F., Genezl, R., & Griffith, C. A., 2005. The 3-dimensionnal distribution of Titan haze from near-infrared integral field spectroscopy. *J. Geophys. Res.* .
- Arnaud, K., Gilmore, G., & Collier Cameron, A., 1989. An atlas of stellar spectra between 2.00 and 2.45 μm . *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **237**, 495–511.
- Babcock, H. W., 1953. The Possibility of Compensating Astronomical Seeing. *PASP* **65**, 229–+.
- Bacon, R., Emsellem, E., Copin, Y., & Monnet, G., 2000. Supermassive Black Hole Searches with 3-D Spectroscopy. *In Imaging the Universe in Three Dimensions, van Breugel W. , Bland-Hawthorn J. , eds, ASP Conf. Ser., Astron. Soc. Pac. , San Fransisco* **195**, 173.
- Bacon, R., *et al.*, 1995. 3D spectrography at high spatial resolution. I. Concept and realization of the integral field spectrograph TIGER. *A&AS* **113**, 347–+.
- Bacon, R., *et al.*, 2001. The SAURON project - I. The panoramic integral-field spectrograph. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **326**, 23–35.
- Bernard, J.-M., Quirico, E., Montagnac, G., Reynard, B., Mc Millan, P., Bonal, L., Rouzaud, J.-N., Coll, P., & Schmitt, B., 2005. Which Tholins for Simulating Titan's Aerosols ? *In 36th Annual Lunar and Planetary Science Conference*, pp. 2183–+.

- Beuzit, J.-L., Hubin, N., Gendron, E., Demailly, L., Gigan, P., Lacombe, F., Chazal, F., Rabaud, D., & Rousset, G., 1994. ADONIS : a user-friendly adaptive optics system for the ESO 3.6 meter telescope. In *Proc. SPIE Vol. 2201*, p. 955-961, *Adaptive Optics in Astronomy*; M.A. Ealey & F. Merkle Eds., pp. 955-961.
- Bézar, B., Coustenis, A., & McKay, C. P., 1995. Titan's stratospheric temperature asymmetry : A radiative origin ? *Icarus* **113**, 267-276.
- Blanc, M., *et al.*, 2002. Magnetospheric and Plasma Science with Cassini-Huygens. *Space Science Reviews* **104**, 253-346.
- Born, M. & Wolf, E., 1980. Principle of Optics. *Pergamon Press* .
- Bouchez, A. H., 2004. Seasonal trends in Titan's atmosphere : Haze, wind, and clouds. *Ph.D. Thesis* .
- Bouchez, A. H. & Brown, M. E., 2005. Statistics of Titan's South Polar Tropospheric Clouds. *ApJ* **618**, L53-L56.
- Bouchez, A. H., Brown, M. E., Troy, M., Burruss, R. S., Dekany, R. G., & West, R. A., 2003. Adaptive optics imaging of a stellar occultation by Titan. In *Adaptive Optical System Technologies II. Edited by Wizinowich, Peter L. ; Bonaccini, Domenico. Proceedings of the SPIE, Volume 4839*, pp. 1045-1054 (2003)., pp. 1045-1054.
- Bratsolis, E. & Sigelle, M., 2001. A spatial regularization method preserving local photometry for Richardson-Lucy restoration. *A&A* **375**, 1120-1128.
- Brown, M. E., 2005. The Seasonal Hydrological Cycle on Titan. In *Spring 2005 Crete Titan/Cassini-Huygens meeting*.
- Brown, M. E., Bouchez, A. H., & Griffith, C. A., 2002. Direct detection of variable tropospheric clouds near Titan's south pole. *Nature* **420**, 795-797.
- Brown, R. H., *et al.*, 2005. Cassini VIMS at Saturn. *AGU Spring Meeting Abstracts* pp. A1+.
- Cabane, M., Chassefiere, E., & Israel, G., 1992. Formation and growth of photochemical aerosols in Titan's atmosphere. *Icarus* **96**, 176-189.
- Cabane, M., Rannou, P., Chassefiere, E., & Israel, G., 1993. Fractal aggregates in Titan's atmosphere. *Planet. Space Sci.* **41**, 257-267.
- Caldwell, J., 1977. *Thermal radiation from Titan's atmosphere*, pp. 438-450. IAU Colloq. 28 : Planetary Satellites.
- Caldwell, J., *et al.*, 1992. Titan : Evidence for seasonal change - A comparison of Hubble Space Telescope and Voyager images. *Icarus* **97**, 1-9.
- Campbell, D. B., Black, G. J., Carter, L. M., & Ostro, S. J., 2003. Radar Evidence for Liquid Surfaces on Titan. *Science* **302**, 431-434.

- Chanover, N. J., Anderson, C. M., McKay, C. P., Rannou, P., Glenar, D. A., Hillman, J. J., & Blass, W. E., 2003. Probing Titan's lower atmosphere with acousto-optic tuning. *Icarus* **163**, 150–163.
- Clarke, J. T., *et al.*, 2005. Morphological differences between Saturn's ultraviolet aurorae and those of Earth and Jupiter. *Nature* **433**, 717–719.
- Comas Solá, J., 1909. Observations des satellites principaux de Jupiter et de Titan. *Astronomische Nachrichten* **179**, 289–+.
- Combes, M., Vapillon, L., Gendron, E., Coustenis, A., Lai, O., Wittemberg, R., & Sirdey, R., 1997. Spatially Resolved Images of Titan by Means of Adaptive Optics. *Icarus* **129**, 482–497.
- Conan, J. M., Fusco, T., Mugnier, L., Kesralé, E., & Michau, V., 1998. Deconvolution of adaptive optics images with imprecise knowledge of the point spread function : Results on astronomical objects. In *Astronomy with Adaptive Optics : Present Results and Future Programs*, ESO/OSA Workshop, Sept. 1998, Sonthofen, Germany. .
- Courtin, R., 1991. Detectability of Minor Species on Titan from Spectroscopic Measurements in the 160-300 nm range. *BAAS* **23**, 1185–+.
- Courtin, R., 1992. Titan's UV albedo : Observations and modeling. In *ESA SP-338 : Symposium on Titan*, pp. 59–67.
- Courtin, R., Gautier, D., & McKay, C. P., 1995. Titan's thermal emission spectrum : Reanalysis of the Voyager infrared measurements. *Icarus* **114**, 144–162.
- Coustenis, A., 1991. Titan's Atmosphere from Voyager Infrared Observations : Parallels and Differences with the Primitive Earth. *Lecture Notes in Physics, Berlin Springer Verlag* **390**, 179–+.
- Coustenis, A., 1997. Titan's atmosphere and surface from IR spectroscopy and imagery. *Advances in Space Research* **19**, 1288–1288.
- Coustenis, A., 2004. Titan's atmosphere and surface from imaging and spectroscopy in the past decade. In *ESA SP-1278 : Titan - From Discovery to Encounter*, pp. 301–312.
- Coustenis, A., 2005. Formation and Evolution of Titan's Atmosphere. *Space Science Reviews* **116**, 171–184.
- Coustenis, A. & Bevard, B., 1995. Titan's atmosphere from Voyager infrared observations. 4 : Latitudinal variations of temperature and composition. *Icarus* **115**, 126–140.
- Coustenis, A., Lellouch, E., Maillard, J. P., & McKay, C. P., 1995. Titan's surface : composition and variability from the near-infrared albedo. *Icarus* **118**, 87–104.

- Coustenis, A., Salama, A., Lellouch, E., Encrenaz, T., Bjoraker, G. L., Samuelson, R. E., de Graauw, T., Feuchtgruber, H., & Kessler, M. F., 1998. Evidence for water vapor in Titan's atmosphere from ISO/SWS data. *A&A* **336**, L85–L89.
- Coustenis, A., Salama, A., Schulz, B., Ott, S., Lellouch, E., Encrenaz, T. H., Gautier, D., & Feuchtgruber, H., 2003a. Titan's atmosphere from ISO mid-infrared spectroscopy. *Icarus* **161**, 383–403.
- Coustenis, A., Schulz, B., Salama, A., Lellouch, E., Encrenaz, T., Raynaud, E., Owen, T., & Rannou, P., 2000. The 3-5 micron region on Titan with ISO. *Bulletin of the American Astronomical Society* **32**, 1024–+.
- Coustenis, A. & Taylor, F., 1999. *Titan : the Earth-like Moon*. Titan : the Earth-like Moon by Athena Coustenis, and Fred Taylor. Singapore : World Scientific, 1999, ISBN 9810239211.
- Coustenis, A., *et al.*, 2001. Images of Titan at 1.3 and 1.6 μm with Adaptive Optics at the CFHT. *Icarus* **154**, 501–515.
- Coustenis, A., *et al.*, 2002. New Adaptive Optics images of Titan with CFHT/PUEO : Atmospheric and Surface features. *Bulletin of the American Astronomical Society* **34**, 881–+.
- Coustenis, A., *et al.*, 2003b. New adaptive optics images of Titan with CFHT/PUEO : disk-resolved description of atmospheric and surface features. *EGS - AGU - EUG Joint Assembly, Abstracts from the meeting held in Nice, France, 6 - 11 April 2003, abstract #3985* pp. 3985–+.
- Coustenis, A., *et al.*, 2005. Titan's 3-micron spectral region from ISO high-resolution spectroscopy . *Icarus* .
- Danielson, R. E., Caldwell, J. J., & Larach, D. R., 1973. An Inversion in the Atmosphere of Titan. *Icarus* **20**, 437–+.
- de Zeeuw, P. T., *et al.*, 2002. The SAURON project - II. Sample and Early Results. *Mon. Not. R. Astron. Soc.* **329**, 513.
- Dire, J. R., 2000. Seasonal photochemical and meridional transport model for the stratosphere of Titan. *Icarus* **145**, 428–444.
- Duflot, M., Figon, P., & Meyssonier, N., 1995. Radial velocities : The Wilson-Evans-Batten catalogue. *Astron. Astrophys. , Suppl. Ser.* **114**, 269–280.
- Fink, U. & Larson, H. P., 1979. The infrared spectra of Uranus, Neptune, and Titan from 0.8 to 2.5 microns. *ApJ* **233**, 1021–1040.
- Flasar, F. M., 1998. The dynamic meteorology of Titan. *Planet. Space Sci.* **46**, 1125–1147.

- Flasar, F. M., Samuelson, R. E., & Conrath, B. J., 1981. Titan's atmosphere - Temperature and dynamics. *Nature* **292**, 693–698.
- Flasar, F. M., *et al.*, 2004. Exploring The Saturn System In The Thermal Infrared : The Composite Infrared Spectrometer. *Space Science Reviews* **115**, 169–297.
- Flasar, F. M., *et al.*, 2005. Titan's Atmospheric Temperatures, Winds, and Composition. *Science* **308**, 975–978.
- Fugate, R. Q., Ellenbrock, B. L., Stewart, E. J., Colucci, D. N., Ruane, R. E., Spinhirne, J. M., Cleis, R. A., & Eager, R., 1994. First observations with the Starfire Optical Range 3.5-meter telescope. *Proc. SPIE Vol. 2199*, p. 481-479, *Advanced Technology Optical Telescopes V ; L.M. Stepp Ed.* pp. 481–479.
- Gautier, D. & Raulin, F., 1997. Chemical Composition of Titan's Atmosphere. In *ESA SP-1177 : Huygens : Science, Payload and Mission*, pp. 359–+.
- Gendron, E., *et al.*, 1991. The Come-On-Plus project - an upgrade of the Come-On adaptive optics prototype system. In *Active and adaptive optical systems ; Proceedings of the Meeting, San Diego, CA, July 22-24, 1991 (A93-39451 15-74)*, p. 298-307., pp. 298–307.
- Gendron, E., *et al.*, 2004. VLT/NACO adaptive optics imaging of Titan. *A&A* **417**, L21–L24.
- Gibbard, S. G., de Pater, I., Macintosh, B. A., Grossman, A., & Adamkovics, M., 2003. Spatially-Resolved 2 micron Spectroscopy of Titan from the W.M. Keck Telescope. *AAS/Division for Planetary Sciences Meeting Abstracts* **35**, –+.
- Gibbard, S. G., Macintosh, B., Gavel, D., Max, C. E., de Pater, I., Ghez, A. M., Young, E. F., & McKay, C. P., 1999. Titan : High-Resolution Speckle Images from the Keck Telescope. *Icarus* **139**, 189–201.
- Gillett, F. C., 1975. Further observations of the 8-13 micron spectrum of Titan. *ApJ* **201**, L41–L43.
- Glanc, M., Gendron, E., Lacombe, F., Lafaille, D., Le Gargasson, J.-F., & Léna, P., 2004. Towards wide-field retinal imaging with adaptive optics. *Optics Communications* **230**, 225–238.
- Griffith, C. A., 1993. Evidence for surface heterogeneity on Titan. *Nature* **364**, 511–514.
- Griffith, C. A., Baines, K. H., Buratti, B., Clark, R. N., Drossart, P., Owen, T. C., Nelson, R. M., & Cassini VIMS, 2004. Characteristics of Titan's Clouds from VIMS T0 Observations. *AAS/Division for Planetary Sciences Meeting Abstracts* **36**, –+.
- Griffith, C. A., Owen, T., Geballe, T. R., Rayner, J., & Rannou, P., 2003. Evidence for the Exposure of Water Ice on Titan's Surface. *Science* **300**, 628–630.

- Griffith, C. A., Owen, T., Miller, G. A., & Geballe, T., 1998. Transient clouds in Titan's lower atmosphere. *Nature* **395**, 575–578.
- Griffith, C. A., Owen, T., & Wagener, R., 1991. Titan's surface and troposphere, investigated with ground-based, near-infrared observations. *Icarus* **93**, 362–378.
- Griffith, C. A., Penteado, P., Greathouse, T. K., Roe, H. G., & Yelle, R. V., 2005. Observations of Titan's Mesosphere. *ApJ* **629**, L57–L60.
- Grundy, W. M., Schmitt, B., & Quirico, E., 2002. The Temperature-Dependent Spectrum of Methane Ice I between 0.7 and 5 μ m and Opportunities for Near-Infrared Remote Thermometry. *Icarus* **155**, 486–496.
- Guetter, H. H., Vrba, F. J., Henden, A. A., & Luginbuhl, C. B., 2003. JHK standard stars on the CIT photometric system. *Astron. J.* **125**, 3344–3348.
- Gurwell, M. A. & Muhleman, D. O., 2000. Note : CO on Titan : More Evidence for a well-mixed vertical profile. *Icarus* **145**, 653–656.
- Hagermann, A., Zarnecki, J. C., Towner, M. C., Rosenberg, P. D., Lorenz, R. D., Leese, M. R., Hathi, B., & Ball, A. J., 2005. Physical properties as indicators of liquid compositions : Derivation of the composition for Titan's surface liquids from the Huygens SSP measurements. *MNRAS* **359**, 637–642.
- Hamuy, M., Suntzeff, N. B., Heathcote, S. R., Walker, A. R., Gigoux, P., & Phillips, M. M., 1994. Southern spectrophotometric standards, 2. *PASP* **106**, 566–589.
- Hardy, J. W., Lefevre, J. E., & Koliopoulos, C. L., 1977. Real-time atmospheric compensation. *JOSA* **67**, 360.
- Hartung, M., Herbst, T. M., Close, L. M., Lenzen, R., Brandner, W., Marco, O., & Lidman, C., 2004. A new VLT surface map of Titan at 1.575 microns. *A&A* **421**, L17–L20.
- Hilico, J. C., Champion, J. P., Toumi, S., Tyuterev, V. G., & Tashkun, S. A., 1994. New analysis of the pentad system of methane and prediction of the (pentad-pentad) spectrum. *Journal of Molecular Spectroscopy* **168**, 455–476.
- Hinrichs, J. & Lucey, P. G., 2002. Temperature-Dependant Near-Infrared Spectral Properties of Minerals, Meteorites, and Lunar Soil. *Icarus* **155**, 169–180.
- Hirtzig, M., Coustenis, A., Gendron, E., Drossart, P., Negrão, A., Combes, M., Lai, O., Rannou, P., & Lebonnois, S., 2005a. Monitoring atmospheric phenomena on Titan. *A* .
- Hirtzig, M., Coustenis, A., Lai, O., Emsellem, E., Pecontal-Rousset, A., Rannou, P., Negrão, A., & Schmitt, B., 2005b. Near-infrared study of Titan's resolved disk in spectro-imaging with CFHT/OASIS. *Planet. Space Sci.* **53**, 535–556.

- Hog, E., Kuzmin, A., Bastian, U., Fabricius, C., Kuimov, K., Lindegren, L., Markarov, V. V., & Roeser, S., 1998. The TYCHO Reference Catalogue. *A&A* **335**, L65–L68.
- Hourdin, F., Lebonnois, S., Luz, D., & Rannou, P., 2004. Titan's stratospheric composition driven by condensation and dynamics. *Journal of Geophysical Research (Planets)* **109** E18, 12005–+.
- Hourdin, F., Talagrand, O., Sadourny, R., Courtin, R., Gautier, D., & McKay, C. P., 1995. Numerical simulation of the general circulation of the atmosphere of Titan. *Icarus* **117**, 358–374.
- Hubbard, W. B., Hunten, D. M., Reitsema, H. J., Brosch, N., Nevo, Y., Carreira, E., Rossi, F., & Wasserman, L. H., 1990. Results for Titan's atmosphere from its occultation of 28 Sagittarii. *Nature* **343**, 353–355.
- Hunten, D. M., 1977. Titan's atmosphere and surface. in *Planetary Satellites*, J. A. Burns Ed., University of Arizona Press, Tucson pp. 353–355.
- Hutzell, W. T., McKay, C. P., & Toon, O. B., 1993. Effects of Time-Varying Haze Production on Titan's Geometric Albedo. *Icarus* **105**, 162–174.
- Jaffe, W., Caldwell, J., & Owen, T., 1980. Radius and brightness temperature observations of Titan at centimeter wavelengths by the Very Large Array. *ApJ* **242**, 806–811.
- Jeans, J. H., 1955. *The dynamical theory of gases*. New York : Dover, 1955, 4th ed.
- Jukes, M. N. & McIntyre, M. E., 1987. A high-resolution one-layer model of breaking planetary waves in the stratosphere. *Nature* **328**, 590–596.
- Karkoschka, E., 1994. Spectrophotometry of the jovian planets and Titan at 300- to 1000-nm wavelength : The methane spectrum. *Icarus* **111**, 174–192.
- Kondo, K., Ichioka, Y., & Suzuki, T., 1977. Image restoration by Wiener filtering in the presence of signal-dependant noise. *Appl. Optics* **16**, 2554–2558.
- Kostiuk, T., Fast, K. E., Livengood, T. A., Hewagama, T., Goldstein, J. J., Espenak, F., & Buhl, D., 2001. Direct measurement of winds of Titan. *Geophys. Res. Lett.* **28**, 2361–2364.
- Kuiper, G. P., 1944. Titan : a Satellite with an Atmosphere. *ApJ* **100**, 378–+.
- Labeyrie, A., 1970. Attainment of Diffraction Limited Resolution in Large Telescopes by Fourier Analysing Speckle Patterns in Star Images. *A&A* **6**, 85–+.
- Lagrange, A.-M., et al., 2003. First diffraction limited images at VLT with NAOS and CONICA. In *Instrument Design and Performance for Optical/Infrared Ground-based Telescopes*. Edited by Iye, Masanori ; Moorwood, Alan F. M. *Proceedings of the SPIE, Volume 4841*, pp. 860-868 (2003)., pp. 860–868.

- Lebonnois, S. & Toublanc, D., 1999. Actinic fluxes in Titan's atmosphere, from one to three dimensions : Application to high-latitude composition. *J. Geophys. Res.* **104**, 22025–22034.
- Lebonnois, S., Toublanc, D., Hourdin, F., & Rannou, P., 2001. Seasonal Variations of Titan's Atmospheric Composition. *Icarus* **152**, 384–406.
- Lellouch, E., Coustenis, A., Gautier, D., Raulin, F., Dubouloz, N., & Frere, C., 1989. Titan's atmosphere and hypothesized ocean - A reanalysis of the Voyager 1 radio-occultation and IRIS 7.7-micron data. *Icarus* **79**, 328–349.
- Lellouch, E., Coustenis, A., Sebag, B., Cuby, J.-G., López-Valverde, M., Schmitt, B., Fouchet, T., & Crovisier, J., 2003. Titan's 5- μm window : observations with the Very Large Telescope. *Icarus* **162**, 125–142.
- Lemmon, M. T., Karkoschka, E., & Tomasko, M., 1993. Titan's rotation - Surface feature observed. *Icarus* **103**, 329–332.
- Lemmon, M. T., Karkoschka, E., & Tomasko, M., 1995. Titan's rotational light-curve. *Icarus* **113**, 27–38.
- Letourneur, B. & Coustenis, A., 1993. Titan's atmospheric structure from Voyager 2 infrared spectra. *Planet. Space Sci.* **41**, 593–602.
- Lewis, J. S., 1971. Satellites of the Outer Planets : Their Physical and Chemical Nature. *Icarus* **15**, 174–+.
- Lindal, G. F., Wood, G. E., Hotz, H. B., Sweetnam, D. N., Eshleman, V. R., & Tyler, G. L., 1983. The atmosphere of Titan - an analysis of the Voyager 1 radio occultation measurements. *Icarus* **53**, 348–363.
- Lockwood, G. W., Lutz, B. L., Thompson, D. T., & Bus, E. S., 1986. The albedo of Titan. *ApJ* **303**, 511–520.
- Lorenz, R. D., 1996. Pillow lava on Titan : expectations and constraints on cryovolcanic processes. *Planet. Space Sci.* **44**, 1021–1028.
- Lorenz, R. D., 2002. Thermodynamics of Geysers : Application to Titan. *Icarus* **156**, 176–183.
- Lorenz, R. D., Lemmon, M. T., Smith, P. H., & Lockwood, G. W., 1999. Seasonal Change on Titan Observed with the Hubble Space Telescope WFPC-2. *Icarus* **142**, 391–401.
- Lorenz, R. D., Smith, P. H., Lemmon, M. T., Karkoschka, E., Lockwood, G. W., & Caldwell, J., 1997. Titan's North-South Asymmetry from HST and Voyager Imaging : Comparison with Models and Ground-Based Photometry. *Icarus* **127**, 173–189.

- Lorenz, R. D., Young, E. F., & Lemmon, M. T., 2001. Titan's Smile and Collar : HST Observations of Seasonal Change 1994-2000. *Geophys. Res. Lett.* **28**, 4453–+.
- Lucey, P. G., Hinrichs, J., Kelly, M., Wellnitz, D., Izenberg, N., Murchie, S., Robinson, M., Clark, B. E., & Bell, J. F., 2002. Detection of Temperature-Dependent Spectral Variation on the Asteroid Eros and New Evidence for the Presence of an Olivine-Rich Silicate Assemblage Volume 155, Number 1 (2002), pages 181-188 (; PII : S0019-1035(01)96747-8). *Icarus* **160**, 224–224.
- Lunine, J. I. & Stevenson, D. J., 1987. Clathrate and ammonia hydrates at high pressure - Application to the origin of methane on Titan. *Icarus* **70**, 61–77.
- Lunine, J. I., Stevenson, D. J., & Yung, Y. L., 1983. Ethane ocean on Titan. *Science* **222**, 1229–+.
- Lutz, B. L., de Bergh, C., & Owen, T., 1983. Titan - Discovery of carbon monoxide in its atmosphere. *Science* **220**, 1374–+.
- Luz, D., 2005 .
- Luz, D. & Hourdin, F., 2003. Latitudinal transport by barotropic waves in Titan's stratosphere. I. General properties from a horizontal shallow-water model. *Icarus* **166**, 328–342.
- Luz, D., Hourdin, F., Rannou, P., & Lebonnois, S., 2003. Latitudinal transport by barotropic waves in Titan's stratosphere. II. Results from a coupled dynamics-microphysics-photochemistry GCM. *Icarus* **166**, 343–358.
- Magain, P., Courbin, F., & Sohy, S., 1998. Deconvolution with Correct Sampling. *ApJ* **494**, 472–+.
- Maguire, W. C., Hanel, R. A., Jennings, D. E., Kunde, V. G., & Samuelson, R. E., 1981. C₃H₈ and C₃H₄ in Titan's atmosphere. *Nature* **292**, 683–686.
- Maillard, J.-P. & Michel, G., 1982. A high resolution Fourier transform spectrometer for the Cassegrain focus of the Canada-France-Hawaii Telescope. *in Instrumentation for Astronomy with Large Optical Telescopes, 67th IAU Colloquium Proceedings, D. Reidel, Ed.* **92**, 213–222.
- McKay, C. P., Coustenis, A., Samuelson, R. E., Lemmon, M. T., Lorenz, R. D., Cabane, M., Rannou, P., & Drossart, P., 2001. Physical properties of the organic aerosols and clouds on Titan. *Planet. Space Sci.* **49**, 79–99.
- McKay, C. P., Pollack, J. B., & Courtin, R., 1989. The thermal structure of Titan's atmosphere. *Icarus* **80**, 23–53.
- Meier, R., Smith, B. A., Owen, T. C., & Terrile, R. J., 2000. The surface of Titan from NICMOS observations with the Hubble Space Telescope. *Icarus* **145**, 462–473.

- Minnaert, M., 1961. Photometry of the Moon. *Kuiper, G.P., Middlehurst, B.M. (Eds.), Planets and Satellites. University of Chicago Press, Chicago.* .
- Momary, T. W., Baines, K. H., Buratti, B. J., Griffith, C., Brown, R. H., Jaumann, R., Drossart, P., & Cassini VIMS, 2004. Not So Titanic Winds : Cassini/VIMS Observations of Cloud Features in the Southern Hemisphere of Titan. *AAS/Division for Planetary Sciences Meeting Abstracts* **36**, –+.
- Muhleman, D. O., Grossman, A. W., & Butler, B. J., 1995. Radar Investigations of Mars, Mercury, and Titan. *Annual Review of Earth and Planetary Sciences* **23**, 337–374.
- Negrão, A., Roos-Serote, M., Rannou, P., Rages, K., & Lourenço, B., 2005. On the latitudinal distribution of Titan's haze at the Voyager epoch. *Planet. Space Sci.* **53**, 526–534.
- Nelson, R. M., *et al.*, 2005. Cassini VIMS Preliminary Exploration of Titan's Surface Hemispheric Albedo Dichotomy. In *36th Annual Lunar and Planetary Science Conference*, pp. 2139–+.
- Neubauer, F. M., Gurnett, D. A., Scudder, J. D., & Hartle, R. E., 1984. *Titan's magnetospheric interaction*, pp. 760–787. Saturn.
- Noll, R. J., 1976. Zernike polynomials and atmospheric turbulence. *J. Opt. Soc. Am* **66**, 207.
- Oja, T., 1987. UBV photometry of stars whose positions are accurately known. *Astron. Astroph. Suppl. Ser.* **71**, 561–564.
- Perryman, M. A. C., *et al.*, 1997. The HIPPARCOS Catalogue. *A&A* **323**, L49–L52.
- Pollack, J. B. & McKay, C. P., 1985. The impact of polar stratospheric clouds on the heating rates of the winter polar stratosphere. *J. Atmos. Sci.* **42**, 245–262.
- Porco, C. C., *et al.*, 2005. Imaging of Titan from the Cassini spacecraft. *Nature* **434**, 159–168.
- Prinn, R. & Fegley, B., 1981. Kinetic inhibition of CO and N₂ reduction in circumplanetary nebulae - Implications for satellite composition. *Astrophys. J.* **249**, 308–317.
- Racine, R., 1995. The GEMINI adaptive optics program. *OSA/ESO Topical Meeting on Adaptive Optics*, p. 35-42, *ESO Conference and Workshops Proceedings* **54**, M. Cullum Ed. pp. 35–42.
- Rages, K. & Pollack, J. B., 1980. Titan aerosols - Optical properties and vertical distribution. *Icarus* **41**, 119–130.
- Rannou, P., 2005 .

- Rannou, P., Cabane, M., Chassefiere, E., Botet, R., McKay, C. P., & Courtin, R., 1995. Titan's geometric albedo : Role of the fractal structure of the aerosols. *Icarus* **118**, 355–372.
- Rannou, P., Hourdin, F., & McKay, C. P., 2002. A wind origin for Titan's haze structure. *Nature* **418**, 853–856.
- Rannou, P., Hourdin, F., McKay, C. P., & Luz, D., 2004. A coupled dynamics-microphysics model of Titan's atmosphere. *Icarus* **170**, 443–462.
- Rannou, P., McKay, C. P., & Lorenz, R. D., 2003. A model of Titan's haze of fractal aerosols constrained by multiple observations. *Planet. Space Sci.* **51**, 963–976.
- Raynaud, E., 2000. La surface de Titan par spectroscopie infrarouge. *Rapport de stage* .
- Richardson, J., Lorenz, R. D., & McEwen, A., 2004. Titan's surface and rotation : new results from Voyager 1 images. *Icarus* **170**, 113–124.
- Roe, H. G., Bouchez, A. H., Trujillo, C. A., Schaller, E. L., & Brown, M. E., 2005. Discovery of Temperate Latitude Clouds on Titan. *ApJ* **618**, L49–L52.
- Roe, H. G., de Pater, I., Macintosh, B. A., Gibbard, S. G., Max, C. E., & McKay, C. P., 2002a. NOTE : Titan's Atmosphere in Late Southern Spring Observed with Adaptive Optics on the W. M. Keck II 10-Meter Telescope. *Icarus* **157**, 254–258.
- Roe, H. G., de Pater, I., Macintosh, B. A., & McKay, C. P., 2002b. Titan's Clouds from Gemini and Keck Adaptive Optics Imaging. *ApJ* **581**, 1399–1406.
- Roe, H. G., de Pater, I., & McKay, C. P., 2004. Seasonal variation of Titan's stratospheric ethylene (C_2H_4) observed. *Icarus* **169**, 440–461.
- Roos-Serote, M., 2004. *Organic Molecules in Planetary Atmospheres*, pp. 127–+. ASSL Vol. 305 : Astrobiology : Future Perspectives.
- Rousset, G., Fontanella, J. C., Kern, P., Gigan, P., & Rigaut, F., 1990. First diffraction-limited astronomical images with adaptive optics. *A&A* **230**, L29–L32.
- Sagan, C. & Khare, B. N., 1979. Tholins - Organic chemistry of interstellar grains and gas. *Nature* **277**, 102–107.
- Saint-Pé, O., Combes, M., Rigaut, F., Tomasko, M., & Fulchignoni, M., 1993. Demonstration of adaptive optics for resolved imagery of solar system objects - Preliminary results on Pallas and Titan. *Icarus* **105**, 263–+.
- Samuelson, R. E., 1983. Radiative equilibrium model of Titan's atmosphere. *Icarus* **53**, 364–387.

- Samuelson, R. E., 2003. Titan's atmospheric engine : an overview. *Planet. Space Sci.* **51**, 127–145.
- Samuelson, R. E. & Mayo, L. A., 1997. Steady-state model for methane condensation in Titan's troposphere. *Planet. Space Sci.* **45**, 949–958.
- Samuelson, R. E., Mayo, L. A., Knuckles, M. A., & Khanna, R. J., 1997a. C₄N₂ ice in Titan's north polar stratosphere. *Planet. Space Sci.* **45**, 941–948.
- Samuelson, R. E., Nath, N. R., & Borysow, A., 1997b. Gaseous abundances and methane supersaturation in Titan's troposphere. *Planet. Space Sci.* **45**, 959–980.
- Schaller, E. L., Brown, M. E., Bouchez, A. H., Roe, H. G., & Trujillo, C. A., 2004. Continuous Monitoring of Titan for Large Cloud Outbursts. *AAS/Division for Planetary Sciences Meeting Abstracts* **36**, –+.
- Schaller, E. L., Brown, M. E., Roe, H. G., Bouchez, A. H., & Trujillo, C. A., 2005. Cloud Activity on Titan During the Cassini Mission. In *36th Annual Lunar and Planetary Science Conference*, pp. 1989–+.
- Schmitt, B., Quirico, E., Trotta, F., & Grundy, W. M., 1998. Optical properties of ices from UV to infrared. In *Solar System Ices*, Schmitt, B., de Bergh, C., Festou, M. (Eds.), *Kluwer Academic Publ., Astroph. Space Sci. Library* **227**, 199–240.
- Sephton, M. A., 2004. *Origin of Life*, pp. 1–+. An Introduction to Astrobiology, by I. Gilmour and M.A. Sephton. Cambridge, UK : Cambridge University Press, 2004, p. 1.
- Sicardy, B., *et al.*, 1990. Probing Titan's atmosphere by stellar occultation. *Nature* **343**, 350–353.
- Sicardy, B., *et al.*, 2004. The two stellar occultations of November 14, 2003 : revealing Titan's stratosphere at sub-km resolution. *AAS/Division for Planetary Sciences Meeting Abstracts* **36**, –+.
- Smith, B. A., 1981. Voyager 2 Imagery Puzzles Scientists. *Aviation Week Space Technology* **115**, 74–79.
- Smith, B. A., *et al.*, 1982. A new look at the Saturn system - The Voyager 2 images. *Science* **215**, 504–537.
- Smith, P. H., Lemmon, M. T., Lorenz, R. D., Sromovsky, L. A., Caldwell, J. J., & Allison, M. D., 1996. Titan's Surface, Revealed by HST Imaging. *Icarus* **119**, 336–349.
- Soderblom, L. A., Brown, R. H., & The Cassini Vims Team, 2005. Deconvolution of Cassini VIMS Titan Cubes into Atmospheric Spectral Scattering, Surface Topographic, and Surface Spectroscopic Components. In *36th Annual Lunar and Planetary Science Conference*, pp. 1869–+.

- Sohl, F., Sears, W. D., & Lorenz, R. D., 1995. Tidal dissipation on Titan. *Icarus* **115**, 278–294.
- Sotin, C., *et al.*, 2005. Release of volatiles from a possible cryovolcano from near-infrared imaging of Titan. *Nature* **435**, 786–789.
- Sromovsky, L. A. & Fry, P. M., 1989. The Phase Variation of Titan's Brightness Contrast : Implied Constraints on Properties of Haze Particles. *BAAS* **21**, 959–+.
- Sromovsky, L. A., Suomi, V. E., Pollack, J. B., Krauss, R. J., Limaye, S. S., Owen, T., Revercomb, H. E., & Sagan, C., 1981. Implications of Titan's north-south brightness asymmetry. *Nature* **292**, 698–702.
- Starck, J. L. & Murtagh, F., 1993. Richardson-Lucy image restoration with noise suppression based on the wavelet transform. *Proceedings of the 5th ESO/ST-ECF Data Analysis Workshop* .
- Stevenson, D. J., 1992. Interior of Titan. In *ESA SP-338 : Symposium on Titan*, pp. 29–33.
- Takami, H., Iye, M., Takato, N., Hayano, Y., Otsubo, M., & Nakashima, K., 1995. SUBARU adaptive optics program. *OSA/ESO Topical Meeting on Adaptive Optics. In ESO Conference and Workshops Proceedings 54, M. Cullum Ed.* **54**, 43–48.
- Teanby, N. A., Irwin, P. G. J., Calcutt, S. B., Taylor, F. W., Bowles, N. E., & CIRS, 2004. Latitudinal variations in HCN on Titan derived from Cassini/CIRS data. *AAS/Division for Planetary Sciences Meeting Abstracts* **36**, –+.
- Tobie, G., Grasset, O., Lunine, J. I., Mocquet, A., & Sotin, C., 2005. Titan's internal structure inferred from a coupled thermal-orbital model. *Icarus* **175**, 496–502.
- Tokano, T., Neubauer, F. M., Laube, M., & McKay, C. P., 2001. Three-Dimensional Modeling of the Tropospheric Methane Cycle on Titan. *Icarus* **153**, 130–147.
- Tomasko, M. G. & Smith, P. H., 1982. Photometry and polarimetry of Titan - Pioneer 11 observations and their implications for aerosol properties. *Icarus* **51**, 65–95.
- Tomasko, M. G., *et al.*, 2005. Results from the Descent Imager/Spectral Radiometer (DISR) Instrument on the Huygens Probe of Titan. *Nature* .
- Toon, O., McKay, C., Ackerman, K., & Santhanam, T., 1989. Rapid calculation for radiative heating rates and photodissociation rates in inhomogeneous multiple scattering atmospheres. *J. Geophys. Res.* **94**, 16287–16301.
- Toon, O. B., McKay, C. P., Griffith, C. A., & Turco, R. P., 1992. A physical model of Titan's aerosols. *Icarus* **95**, 24–53.

- Tracadas, P. W., Hammel, H. B., Thomas-Osip, J. E., Elliot, J. L., & Olkin, C. B., 2001. Probing Titan's Atmosphere with the 1995 August Stellar Occultation. *Icarus* **153**, 285–294.
- Trafton, L., 1972. Newly Discovered Absorptions in Titan's Infrared Spectrum. *BAAS* **4**, 367–+.
- Trafton, L., 1981. The atmospheres of the outer planets and satellites. *Reviews of Geophysics and Space Physics* **19**, 43–89.
- Trafton, L. M., 1975a. Near-infrared spectrophotometry of Titan. *Icarus* **24**, 443–453.
- Trafton, L. M., 1975b. Near-infrared spectrophotometry of Titan. *Icarus* **24**, 443–453.
- Véran, J. P., 1997. *Ph.D. Thesis* .
- Veverka, J., 1973. Titan : Polarimetric Evidence for an Optically Thick Atmosphere. *Icarus* **18**, 657–+.
- Waite, J. H., *et al.*, 2000. Multispectral Observations of Jupiter's Aurora. *Advances in Space Research* **26**, 1453–1475.
- Wampler, E. J., 1992. FFT Removal of Pattern Noise in CCD images. *Messenger* .
- Wang, J. Y. & Markey, J. K., 1978. Modal compensation of atmospheric turbulence phase distortion. *J. Opt. Soc. Am.* **68**, 78.
- West, R. A. & Smith, P. H., 1991. Evidence for aggregate particles in the atmospheres of Titan and Jupiter. *Icarus* **90**, 330–333.
- Wielen, R., Schwan, H., Dettbarn, C., Lenhardt, H., Jahrei, H., Jhring, R., & Khalisi, E., 2000. Sixth catalogue of fundamental stars (FK6). Part III. Additional stars with direct solutions. *Veroeff. Astron. Rechen-Inst. Heidelberg* **37**, 1.
- Williams, D. M., Kasting, J. F., & Wade, R. A., 1996. Habitable Moons Around Extrasolar Giant Planets. *Bulletin of the American Astronomical Society* **28**, 1115–+.
- Wizinovich, P. L., *et al.*, 1996. W. M. Keck observatory adaptive optics facility. *Adaptive Optics*, 13, p. 8, 1996 *OSA Technical Digest Series* **13**, 8.
- Yung, Y. L., 1987. An update of nitrile photochemistry on Titan. *Icarus* **72**, 468–472.
- Yung, Y. L., Allen, M., & Pinto, J. P., 1984. Photochemistry of the atmosphere of Titan - Comparison between model and observations. *ApJS* **55**, 465–506.
- Zarnecki, J. C., 2005. First Results from the Huygens Surface Science Package. In *36th Annual Lunar and Planetary Science Conference*, pp. 1295–+.

Liste des tableaux

2.1	Caractéristiques physiques de Titan	24
2.2	Résultats Voyager et ISO	26
4.1	Limites de diffraction	56
4.2	Notation alternative des filtres PUEO.	60
4.3	Filtres utilisés sur PUEO.	61
4.4	Logbook PUEO	63
4.5	Filtres utilisés sur NACO	65
4.6	Logbook NACO	67
5.1	Attitude de Titan	75
5.2	Taille apparente de Titan : résolution angulaire et CCD	77
6.1	Logbook OASIS/CFHT et OASIS/WHT	100
6.2	OASIS <i>vs</i> Cassini	115
7.1	Asymétrie Nord-Sud	133
8.1	Effets diurnes et effets de phase	145
9.1	Recensement du motif du Pôle Sud	151
9.2	Impact de la déconvolution sur le positionnement du MPS	156
10.1	Filtres surfaciques.	173
11.1	Contraste des motifs de surface	200
A.1	Logbook PUEO 27 octobre 1998	222
A.2	"Logbook PUEO/OASIS 17 novembre 2000"	222
A.3	Logbook PUEO 7 mars 2001	223
A.4	Logbook PUEO 5 décembre 2001	224
A.5	Logbook PUEO 13-14 novembre 2002	225
A.6	Logbook PUEO 20-21 novembre 2002	226
A.7	Logbook PUEO janvier 2004	227
A.8	Logbook NACO 20 novembre 2002	229
A.9	Logbook NACO 25 avril 2004	230
A.10	Logbook NACO janvier 2005	230
A.11	Logbook NAOMI/OASIS janvier 2005	232

Table des figures

1.1	Titan : Voyager puis Cassini	12
2.1	Titan : première détection	18
2.2	Titan et Comas Solà	19
2.3	Le système Kronien	19
2.4	Spectre de Titan mesuré par Kuiper	21
2.5	Spectre de Titan mesuré par Gillett	22
2.6	Profil de Température	25
2.7	Modèle d'océan global "à la Lunine"	29
3.1	Spectre de Titan	32
3.2	Albédo géométrique de Titan	33
3.3	Titan enfin résolu depuis la Terre	35
3.4	Titan vu par ISO	36
3.5	Mécanisme de formation des aérosols	39
3.6	Profil de brume	40
3.7	Coefficients d'absorption du méthane	41
3.8	Modélisation d'effets centre-bord	44
3.9	Résultats du modèle radiatif	45
4.1	FEP théorique et FEP réelle	56
4.2	Principe de l'Optique Adaptative	57
4.3	Le CFHT : PUEO	59
4.4	Extraits PUEO	62
4.5	Le VLT : NACO	64
4.6	Echantillon	68
4.7	Spectres NACO : le 16/01/2005	69
5.1	Traitement des images	72
5.2	Orientation de Titan	76
5.3	Comparaison de différentes déconvolutions	85
5.4	Justification des tailles d'images en déconvolution	86
5.5	Résolution des images post-déconvolution	89
5.6	Artefacts de déconvolution vs MPS	90
5.7	Images OASIS déconvoluées	94
5.8	Traitement d'un spectre NACO	95

6.1	Le WHT : NAOMI	98
6.2	Principe d'OASIS	99
6.3	Image brute OASIS	101
6.4	Extraits OASIS	104
6.5	Correction des effets géométriques	106
6.6	Echantillon d'images OASIS	116
6.7	Sélection d'éléments de résolution spatiale sur OASIS	117
6.8	Spectres OASIS	117
6.9	Images OASIS déconvoluées	118
6.10	Spectres OASIS après déconvolution	119
7.1	Evolution qualitative de l'asymétrie Nord-Sud	128
7.2	Evolution quantitative de l'asymétrie Nord-Sud	132
7.3	Spectroscopie IRIS	137
7.4	IRIS reproduit par GCM	138
7.5	Mesures HST de l'asymétrie Nord-Sud	138
8.1	Normes géométriques pour la définition de la phase solaire	142
8.2	Effets de phase et "brume matinale"	143
8.3	Evolution quantitative de l'asymétrie Est-Ouest en fonction de l'angle de phase solaire	146
9.1	Recensement chronologique du motif du Pôle Sud	153
9.2	Impact de la déconvolution sur le positionnement du MPS	155
9.3	Le MPS vu par Cassini/ISS	162
9.4	Une calotte au Pôle Sud ?	164
10.1	Soustraction de la composante atmosphérique sur une image de surface	174
10.2	Surface : coupes à $1,08\mu\text{m}$	176
10.3	Surface : coupes à $1,28\mu\text{m}$	177
10.4	Surface : coupes à $2,00\mu\text{m}$	177
10.5	Surface : coupes de la face avant	178
10.6	Surface : coupes de la face arrière	179
10.7	Surface : coupes de la face sub-Saturne	180
10.8	Carte de Titan à $1,28\mu\text{m}$ avec NACO	182
10.9	Cartes de Titan avec PUEO	184
10.10	Xanadu : quatre cartes d'albédo entre 1 et $2\mu\text{m}$	186
10.11	Images de la surface par Cassini	188
10.12	Cartographie de Titan par ISS/Cassini	189
10.13	Le site d'atterrissage de Huygens par DISR	190
10.14	Images du sol par Huygens	191
11.1	Albédo de surface et spectres de glaces	199
11.2	Spectroscopie différentielle	201
11.3	Analyse de la surface par Cassini/VIMS	207
11.4	Analyse de la surface par Huygens/DISR	208

A.1	Image type PUEO : le 20/11/2002	222
A.2	Image type NACO : le 26/11/2002	228
B.1	Interface IDOLA	234
C.1	L'orbiteur Cassini et la sonde Huygens	238
C.2	Vues d'artistes de la mission Cassini-Huygens	245