



HAL
open science

Evolution de la composition et propriétés rotationnelles des astéroïdes

Mirel Birlan

► **To cite this version:**

Mirel Birlan. Evolution de la composition et propriétés rotationnelles des astéroïdes. Planète et Univers [physics]. Observatoire de Paris, 1997. Français. NNT: 1997OBSP0077 . tel-02153851

HAL Id: tel-02153851

<https://hal.science/tel-02153851>

Submitted on 12 Jun 2019

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.

ECOLE DOCTORALE D'ASTRONOMIE D'ILE DE FRANCE

OBSERVATOIRE DE PARIS

THESE DE DOCTORAT

Spécialité:

Astronomie Fondamentale, Mécanique Céleste et Géodésie

présentée par

Mirel BIRLAN

**EVOLUTION DE LA COMPOSITION ET
PROPRIETES ROTATIONNELLES DES
ASTEROIDES**

Soutenue le 23 Juin 1997 devant le Jury composé de:

Président:

M. André BRAHIC

Rapporteurs:

M. Hans SCHOLL

M. Mario DIMARTINO

Directeur de thèse:

Mme. Maria Antonietta BARUCCI

Examineurs:

M. Jean-Eudes ARLOT

M. Jean-Paul ZAHN

M. François COLAS

E.U.R.O.P.A., Meudon

ECOLE DOCTORALE D'ASTRONOMIE D'ILE DE FRANCE
OBSERVATOIRE DE PARIS

THESE DE DOCTORAT

Spécialité:
Astronomie Fondamentale, Mécanique Céleste et Géodésie

présentée par
Mirel BIRLAN

**EVOLUTION DE LA COMPOSITION ET
PROPRIETES ROTATIONNELLES DES
ASTEROIDES**

Soutenue le 23 Juin 1997 devant le Jury composé de:

Président:	M. André BRAHIC
Rapporteurs:	M. Hans SCHOLL M. Mario DIMARTINO
Directeur de thèse:	Mme. Maria Antonietta BARUCCI
Examineurs:	M. Jean-Eudes ARLOT M. Jean-Paul ZAHN M. François COLAS

E.U.R.O.P.A., Meudon



Au matin du départ il mit sa planète bien en ordre. Il ramona soigneusement ses volcans en activité. Il possédait deux volcans en activité. Et c'était bien commode pour faire chauffer le petit déjeuner du matin. Il possédait aussi un volcan éteint. Mais, comme il disait, « On ne sait jamais ». Il ramona donc également le volcan éteint. S'ils sont bien ramonés, les volcans brûlent doucement et régulièrement, sans éruption. Les éruptions volcaniques sont comme des feux de cheminée. Evidemment sur notre terre nous sommes beaucoup trop petits pour ramoner nos volcans. C'est pourquoi ils nous causent des tas d'ennuis.

Si je vous ai raconté ce détail sur l'astéroïde B612 et si je vous ai confié son numero, c'est à cause des grandes personnes. Les grandes personnes aiment les chiffres. Quand vous leur parlez d'un nouvel ami, elles ne vous questionnent jamais sur l'essentiel.

..... si vous leur dites: « La planète d'où il venait est l'astéroïde B612 » alors elles seront convaincues, et elles vous laisseront tranquille avec leurs questions. Elles sont comme ça. Il ne faut pas leur en vouloir. Les enfants doivent être très indulgents envers les grandes personnes.

Le Petit Prince Antoine de Saint-Exupéry

à ma famille ...

Remerciements

D'habitude les remerciements viennent à la fin du manuscrit de thèse. Je ne sortirai pas de l'ordinaire, ayant fait le même chemin que des milliers d'autres étudiants avant moi.

J'ai eu beaucoup de chance pour mener à bien cette thèse: la chance d'avoir une directrice de thèse, la chance de trouver un financement, la chance de rencontrer des gens très ouverts, la chance d'être compris par ma famille, la chance de pouvoir aboutir au moment de la soutenance...

L'Amitié est en fait le mot-clef de ma thèse. Il y a quatre ans, plus précisément en octobre 1993, je suis arrivé pour la première fois en France, à Meudon, dans une équipe au nom prédestiné (E.U.R.O.P.A.). Pourquoi faire? Faire de la recherche à coté de chercheurs reconnus, des « monstres sacrés », que, moi petit étudiant, je ne connaissais qu'au travers de leurs articles.

Tout ce qui me reste après toutes ces années, c'est l'immense joie d'avoir connu non seulement scientifiquement, mais aussi humainement, ceux avec qui j'ai partagé les réussites et les échecs, les études et les pauses-café.

Je ne peux commencer mes remerciements que par celle qui a accepté, « les yeux fermés », de prendre en charge « la fille roumaine » qui s'intéressait aux astéroïdes: j'ai nommé ici Antonella Barucci.

Merci à toi, Marcello Fulchignoni, pour les matchs de foot de l'Italie qu'on a vus ensemble. Merci à vous deux pour les nombreuses discussions, qui ont charpentées cette thèse. Le tandem que vous faites aussi bien dans la science que dans la vie, m'a beaucoup appris tant sur le plan scientifique qu'humain.

Un grand merci à toi, André Brahic, qui a accepté de m'accueillir dans ton équipe, toujours en route entre le labo, la fac, deux colloques et trois interviews, gardant ton humour en racontant des blagues avec un « ul » à la fin de chaque mot.

A Isabelle Grenier, pour sa lucidité et son esprit critique pendant mes séminaires au labo. J'ai bien apprécié ton esprit d'ouverture, des hautes énergies aux astéroïdes, en passant par les matchs de foot!

Et puis, merci à tous les autres qui ont fait que l'ambiance au sein de l'équipe soit aussi détendue: Claudia, la brésilienne, Cécile, à l'éclat de rire en cascade, Philippe et Giloulescoudoudou (les jumeaux, ennemis perpétuels au billard), Laure, Alain, Elisabetta, Francesca. C'est cette ambiance qui permet de faire des choses sérieuses sans se prendre trop au sérieux

Mes pensées vont aussi vers mes collègues du Bureau des Longitudes, où j'ai passé une partie de cette période. Merci à vous, Jérôme, François, Pascal, Jean-Eudes, William, Alain. Merci à toi, Bruno Morando, un grand coeur, même si tu n'es plus là.

Hans Scholl et Mario DiMartino, merci à vous d'avoir accepté de « rapporter » cette thèse. Merci à toi, André Brahic, d'en avoir accepté la présidence. Merci à vous, Jean-Eudes Arlot, Jean-Paul Zahn, François Colas, pour l'honneur d'avoir accepté de l'examiner.

Un grand merci à mes collègues astronomes de l'Institut Astronomique de l'Académie Roumaine; votre « complicité », m'a permis aussi d'arriver jusqu'au bout de cette thèse.

Cette thèse a eu du mal à naître en français. Il a fallu des forceps, dans la main d'un « docteur » très doué. Gilles Remy, merci à toi, pour les jours que tu as passés sur ma thèse, en éclatant de rire sur chacune de mes « perles d'expression ».

Et puis, merci à mes amis de Versailles: Marie-France, Jean-Philippe, Xavier. Merci à toi, Christian.

S'il y a une autorité morale qui peut juger des efforts qui ont entouré cette thèse, c'est à ma femme, Mariana, et à mes filles Diana et Mirela, de se prononcer. Merci à toi, Mariana, Pénélope des temps modernes, pour ta patience. Pour cela, cette thèse ne m'appartient pas, elle est à vous.

Enfin, mais pas en dernier, à mes parents, paysans inconnus de la plaine roumaine, sachant à peine lire et écrire et qui n'ont jamais quitté leur pays. Merci à vous, pour tout ce que vous m'avez appris: la simplicité, la ténacité, le désir de progresser et de réussir.

Table des matières

Avant-propos	
Questions posées	1
1. Introduction	
1.1. Quelques remarques historiques	5
1.1.1. De la planète « manquante » ... aux astéroïdes	5
1.1.2. Méthodes de découverte	8
1.1.3. Dénomination et numérotation des astéroïdes	10
1.2. Évolution dynamique	11
1.3. Physique des astéroïdes	19
2. Techniques d'observations	
2.1. Observations photographiques	23
2.2. Photométrie photoélectrique	24
2.3. Observations CCD	26
2.4. Techniques de réductions des observations CCD	29
2.5. Autres techniques d'observations	37
3. Déduction des paramètres physiques des astéroïdes	
3.1. Magnitude	41
3.2. Indice de couleur; Réflectance spectrale	43
3.3. Courbe de lumière	44
3.4. Période de rotation	48
3.5. Position de l'axe des pôles	49
3.6. Forme	50
3.7. Campagnes d'observations	53
4. Résultats observationnels	59
4.1. Astéroïdes de petite taille	61
4.2. Astéroïdes à longue période	69
4.3. Astéroïdes candidats pour la mission ROSETTA	71
4.4. Conclusion et discussion	74
5. Approche statistique; Taxonomie des astéroïdes	
5.1. Les systèmes taxonomiques: principe et historique	79
5.1.1. Taxonomie de Tholen	83
5.1.2. Taxonomie de Barucci	84
5.1.3. Taxonomie de Tedesco	85

5.1.4. Synthèse sur les résultats d'analyses statistiques	85
5.2. Les bases de données: ECAS, IMPS, 52-Color Asteroid Survey, SMASS	90
5.3. La méthode statistique employé	92
5.3.1. La méthode « G-mode »	92
5.3.2. L'extension de la méthode « G-mode »	97
5.3.3. Discussion sur la méthode	99
6. Résultats et discussion	
6.1. Analyse des données ECAS et IRAS	101
6.1.1 Diagramme triangulaire	105
6.2. Analyse statistique dans le domaine spectrale 0,35-2,50 μm + l'albédo IRAS	108
6.2.1. Les diversités observées parmi les astéroïdes des groupes S	113
6.3. Classification des astéroïdes décrits par un nombre des variables inférieur à celui utilisé pour obtenir la taxonomie de référence	115
6.4. Conclusion; vers une classification unique1	118
Conclusions	121
Annexe 1	125
Annexe 2	130
Annexe 3	134
Bibliographie	144
Liste de publications; articles à comité de lecture	

AVANT-PROPOS

Questions posées

Les petits corps que sont les astéroïdes devraient nous permettre de mieux comprendre l'origine du système solaire. Depuis une vingtaine d'année, notre connaissance de la population des astéroïdes a fortement progressé. Beaucoup de questions formulées il y a près de deux siècles restent cependant encore d'actualité et il reste encore de nombreuses zones d'ombre.

Pourquoi n'y a-t-il pas une planète massive entre les orbites de Mars et de Jupiter plutôt que ces milliers de planétésimaux ? Le scénario le plus communément accepté aujourd'hui reste qu'au moment de l'accrétion de matière dans la nébuleuse primordiale, la formation rapide d'un proto-Jupiter avant les autres planètes a empêché la formation d'une planète entre 1,6 et 5 unités astronomiques. Si ce scénario est le bon, il semble que les résonances aient joué un rôle essentiel pour empêcher la formation d'une planète trans-martienne (Thébault & Brahic, 1997). Il reste cependant beaucoup à faire pour comprendre toutes les étapes et satisfaire à toutes les contraintes imposées par les observations. Si la ceinture astéroïdale est « gelée » dans un stade intermédiaire entre planètes et planétésimaux, elle constitue alors un excellent moyen d'étudier la formation du système solaire (Greenberg, 1982).

Quelle est la composition chimique des astéroïdes ? Toujours dans l'hypothèse d'une ou plusieurs phases « gelées », donc peu évoluées, une possibilité unique nous est offerte d'observer et donc de mieux comprendre la chimie de la nébuleuse protoplanétaire (Barucci et Fulchignoni, 1990).

Comment s'effectue et se répartit le transfert de moment cinétique entre la nébuleuse primordiale, le Soleil et les planètes ? Connaître le moment cinétique des astéroïdes, même si celui-ci a pu être fortement modifié par les collisions qu'ils ont pu subir, nous fournit des éléments de réponses. On est loin de connaître la dynamique complète des collisions mutuelles entre astéroïdes. On trouve, dans la littérature (Wetherill, 1989, Scott et al, 1989), des hypothèses de toutes sortes, depuis celles où les collisions sont très peu nombreuses (de trois à cinq collisions en moyenne par astéroïde en $4,5 \times 10^9$ ans) jusqu'à celles où presque tous les astéroïdes sont des assemblages de petits cailloux gravitationnellement liés (astéroïdes brisés suite à des dizaines ou des centaines de collisions).

Quel est le lien entre astéroïdes et météorites ? Ces derniers constituent également une source d'informations précieuses quant aux premiers instants du système solaire.

Les astéroïdes présentent également un intérêt en tant qu'entité propre. La connaissance individuelle de chaque astéroïde donne une idée sur une population particulière d'objets du système solaire qui peuvent être une menace pour la Terre et l'espèce humaine en particulier. L'évolution dynamique des orbites de certains astéroïdes, qui peut être due à des mécanismes de résonance, conduit à des orbites qui interceptent celle de la Terre. En cas de collision avec cette dernière, les conséquences pourraient être dramatiques pour la vie. Cette hypothèse est d'ailleurs l'une des hypothèses avancées pour expliquer la disparition de plus de 90% des espèces vivantes à la surface de la Terre (dont les dinosaures) à la fin du Crétacée (Alvarez et al, 1980). Par conséquent la connaissance détaillée des orbites de ces « gros bébés » pourrait nous permettre le cas échéant de prendre les « mesures qui s'imposent ».

Finalement, durant ces deux dernières décennies, faisant suite à l'annonce par les scientifiques de la présence de métaux (fer, nickel,...) dans les astéroïdes, leur exploitation future, comme source de matières premières (Kowall, 1988 ; Kargel, 1994), devient envisageable.

Tous ces grands thèmes demandent de résoudre des questions « intermédiaires » dans le but précis de recomposer le « puzzle » initial. Imposer de

nouvelles contraintes est essentiel pour orienter la théorie vers le modèle optimal de formation du système solaire.

Dans notre cas, connaître la nature de la surface des astéroïdes, leur minéralogie, étudier les phénomènes de transfert radiatif dans les cas d'objets sans atmosphère, déterminer leur période de rotation propre (synodique), leur forme, le sens de rotation propre ainsi que la position de l'axe ou des axes de rotation, observer les astéroïdes « in situ » grâce aux sondes spatiales, dans plusieurs longueurs d'onde, analyser les mécanismes de résonance ainsi que les processus de collisions mutuelles, font partie de ces « détails » qui permettent de mieux connaître la population astéroïdale et finalement de contraindre les modèles physiques.

Plus modestement, cette thèse aborde les aspects suivants des questions générales que je viens d'exposer.

Tout d'abord, est-ce que la nouvelle calibration des données IRAS (Infra-Red Astronomical Satellite), modifiant l'albédo infrarouge des astéroïdes, influence d'une manière décisive nos connaissances sur l'appartenance des astéroïdes aux différentes classes taxonomiques ?

Quelles conséquences peuvent avoir, sur l'analyse statistique de la population astéroïdale, une extension de l'intervalle spectral aux longueurs d'onde infrarouge ?

Comment peut-on valoriser, d'un point de vue statistique, les astéroïdes contenus, de manière incomplète, faute d'observation, dans les bases de données ? Peut-on imaginer un algorithme permettant l'exploitation scientifique de telles données ?

Les études des paramètres physiques que j'ai commencées, contiennent une partie observationnelle et une partie statistique.

En ce qui concerne les observations, j'ai utilisé la méthode photométrique. Parmi les méthodes utilisables au sol, c'est celle qui permet le mieux une étude de la période synodique et l'obtention de la courbe de lumière de l'astéroïde. Des observations à plusieurs oppositions du même objet permettent le calcul de la position des pôles, du sens de rotation ainsi que l'estimation de la forme de l'astéroïde.

En comparant le flux émis par les astéroïdes dans différentes longueurs d'onde on peut les étudier statistiquement. On peut imaginer à partir de ce traitement que des classes d'objets ayant des propriétés semblables aient une histoire commune et donc une évolution semblable. On peut ainsi établir des systèmes taxonomiques, rassemblant des objets dont la surface est pratiquement formée des mêmes minéraux.

Ce document comprend trois parties principales. Dans la première partie, les chapitres 1, 2, et 3 seront successivement consacrés à une introduction générale sur les astéroïdes, aux techniques d'observations et aux principales méthodes d'obtention des paramètres physiques à partir des mesures photométriques.

La seconde partie est consacrée aux observations. La partie observationnelle de cette thèse a été développée à partir de résultats obtenus pendant des campagnes d'observations menées en France et au Chili. Les observations sont présentées dans le chapitre 4.

La troisième partie contient l'analyse statistique qui a été faite pour l'essentiel à Meudon et à Bucarest. Le chapitre 5 présente la partie de mon travail sur l'algorithme et les résultats sont présentés au chapitre 6.

Chapitre 1

Introduction

Motto: *Inter Jovem et Martem interposui planetam*

Kepler

1.1. Quelques remarques historiques

1.1.1 De la planète « manquante » ... aux astéroïdes

L'existence possible d'une planète entre les orbites de Mars et de Jupiter a été suggérée pour la première fois en 1596 par Johannes Kepler. S'appuyant sur des arguments d'équilibre géométrique (tétraèdre, cube, sphère), inspirés des observations de Tycho Brahe et parce que cela devait convenir « au plan du Créateur », il écrivait : « *Inter Jovem et Martem interposui planetam* ».

Au cours du XVIII^{ème} siècle, la révolution technique et les acquis scientifiques avancent de pair, en particulier en ce qui concerne l'astronomie du Système Solaire. L'étude précise des mouvements des planètes et les perfectionnements de la mécanique céleste ont alors également conduit beaucoup d'astronomes à concevoir l'idée d'une planète manquante entre l'orbite de Mars et celle de Jupiter.

En 1772 Johan David Titius fait une étude détaillée des positions des planètes par rapport au Soleil. A la même époque, des études similaires sont faites à Berlin par Johan Bode. Tous deux arrivent à des conclusions similaires, à savoir que les

planètes se répartissent sur des orbites autour du Soleil en suivant une loi de puissance. D'après cette « loi », il devrait y avoir une planète entre Mars et Jupiter. Sa publication a suscité beaucoup de discussions dans le monde astronomique, notamment en ce qui concerne cette planète « manquante ». Elle a connu son heure de gloire lors de la découverte de la planète Uranus en 1781 par W. Herschel, au delà de l'orbite de Saturne¹.

En 1796, à l'occasion du congrès astronomique de Gotha, l'astronome français Joseph de Lalande mobilise la communauté.

Parmi ceux qui se lancèrent dans la quête de la planète « manquante », Giuseppe Piazzi alors directeur de l'Observatoire de Palerme apporta la première « pierre ». En 1801, il observa en effet un petit point lumineux se déplaçant parmi les étoiles de la même manière que les planètes. Il le nomma Cérès en l'honneur de la déesse protectrice de la Sicile.

Malheureusement, à l'époque, les six semaines d'observations consécutives de Piazzi étaient un intervalle de temps trop court pour déterminer la trajectoire képlérienne d'un corps. Toutes les prévisions faites par les astronomes se sont avérées vaines: Cérès n'a pu être réobservé.

Dès que la planète Uranus a été découverte, le problème de la détermination de l'orbite d'un corps céleste a préoccupé Gauss. La découverte de Piazzi lui a fourni les observations pour tester la méthode qu'il avait développée. Mise au point en Octobre 1801, elle permit en Décembre de la même année à l'astronome allemand Wilhelm Olbers de retrouver Cérès dans le champ de vision de sa lunette, à la position prédite par les calculs.

Olbers découvrit aussi, trois mois plus tard une deuxième planète entre l'orbite de Mars et celle de Jupiter, située près de Cérès. Elle fut nommée Pallas en l'honneur d'une autre déesse grecque, Pallas-Athéna. La question qu'on se posa alors fut la suivante: combien y a-t-il de corps en orbite autour du Soleil entre Mars et

¹ après la découverte de Neptune en 1846 par Galle (prévue par les calculs de LeVerrier et Adams) et de Pluton en 1930 par Tombaugh, on constate que la loi empirique de Titus-Bode n'est pas respectée pour toutes les planètes du système solaire.

Jupiter? La question reste toujours ouverte aujourd'hui, même si l'on a appris depuis beaucoup de choses.

Le 3^{ème} corps, baptisée Junon, est découvert en 1804 par Harding à l'Observatoire privé de Lilienthal et le quatrième, Vesta, en 1807 à nouveau par Olbers.

La dénomination générique de ces corps célestes remonte à William Herschel qui employa pour la première fois le terme « astéroïde ». De nos jours, on utilise toujours le terme astéroïde ou petite planète.

Le cinquième astéroïde ne fut découvert qu'en 1845, et la chasse aux astéroïdes en fut relancée. En 1868, l'Académie Française a émis une médaille commémorant la première centaine d'astéroïdes découverts et rendant hommage aux plus fameux découvreurs.

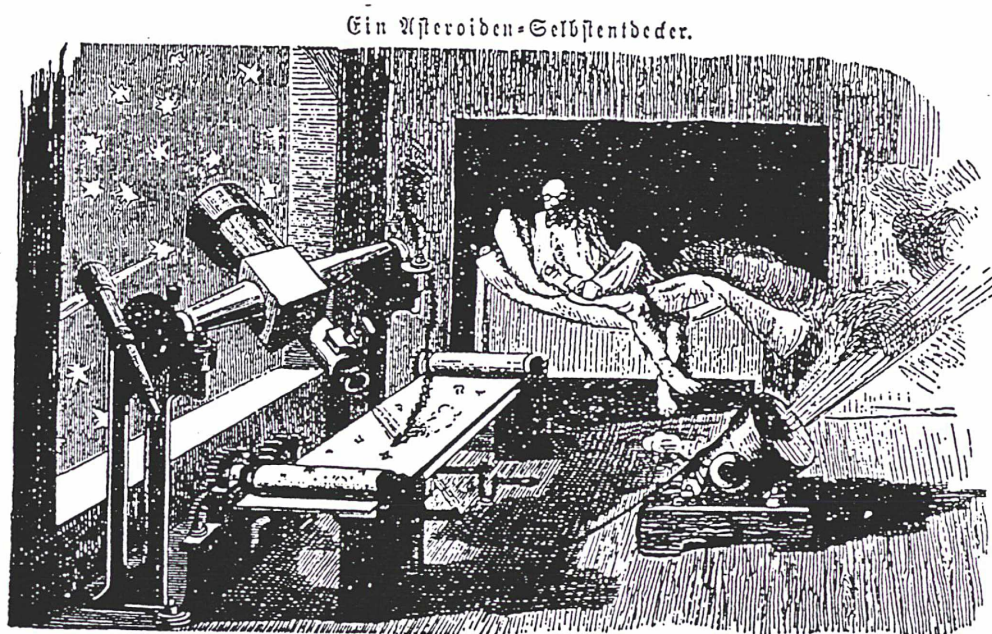


Figure 1. Une indication de la popularité de la chasse aux astéroïdes au XIX-ème siècle se voit sur cette petite gravure comique. Au moment du passage d'un astéroïde dans le champ de la lunette, un obus était tiré pour que l'astronome assoupi se réveille pour enregistrer l'événement. (Fliegende Blätter, vol LIX, n. 1470).

Le nombre d'astéroïdes découverts augmente sensiblement avec l'utilisation de la plaque photographique. L'astronome le plus représentatif de cette époque est Max Wolf. Durant toute sa vie, il en découvrit 231 (Cunningham, 1988).

1.1.2. Méthodes de découverte

La méthode visuelle a été utilisée par Piazzi pour sa découverte initiale. Même si son intérêt est maintenant purement historique, il faut se rappeler qu'elle a été utilisée pendant plus de 80 ans. Elle consiste en l'observation d'un champ d'étoiles, que l'on compare à une carte stellaire ou à ses propres observations antérieures du même champ. Cette méthode a permis de découvrir plus de 300 astéroïdes. La magnitude limite des objets observables par cette méthode est 8.

La méthode photographique de Wolf. Comme on le voit sur la Figure 2, le temps d'exposition fait que l'astéroïde, en mouvement par rapport aux étoiles, s'illustre par un trait lumineux. Le gain en sensibilité donné par l'utilisation de la plaque photographique donne la possibilité d'observer des objets de luminosité plus faible que ceux visibles à l'oeil nu. Avec cette méthode, on peut atteindre des astéroïdes de 10^{ème} magnitude.

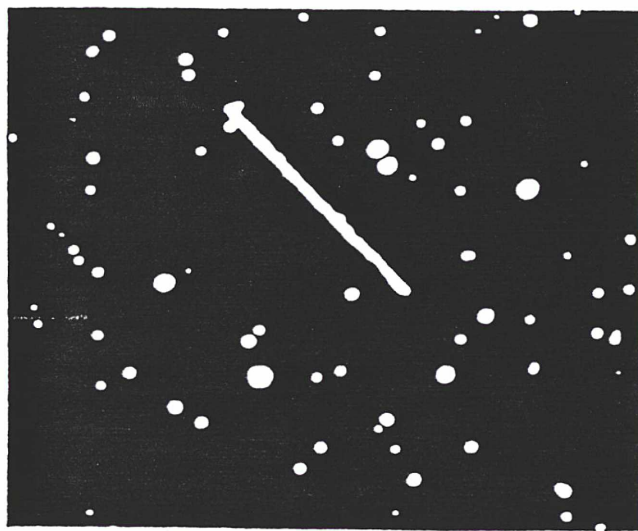


Figure 2. L'astéroïde 1580 Betulia sur une plaque photographique faite à Uppsala en 1976.

La méthode photographique de Metcalfs. On peut augmenter la limite en sensibilité avec laquelle un astéroïde est détectable, si on déplace le télescope à la vitesse à laquelle l'astéroïde est supposé se déplacer. Dans ce cas, les astéroïdes se présentent comme des taches plus ou moins rondes et les images des étoiles comme des traits. La méthode permet des observations d'astéroïdes jusqu'à la magnitude 13.

La méthode de l'exposition double²(ou multiple). On réalise une exposition sur une plaque photographique et on déplace légèrement l'instrument, de manière à observer le même champ. Après un délai d'environ dix minutes on fait une deuxième exposition sur la plaque, qui va nous permettre d'identifier l'astéroïde parmi les autres étoiles du champ. Sur la Figure 3 on constate que toutes les étoiles ont leurs images dédoublées de la même manière alors que celle de l'astéroïde indique son mouvement propre.

Les méthodes modernes sont le plus souvent une adaptation, des méthodes déjà présentées. L'utilisation du CCD permet par exemple de faciliter le travail de l'astronome en utilisant la puissance des moyens informatiques pour séparer les éventuels astéroïdes dans le champ d'étoiles. Jusqu'à maintenant l'estimation d'un objet susceptible d'être un astéroïde était faite à l'œil nu sur le nombre d'objets que l'on peut avoir sur une plaque photographique. Aujourd'hui, grâce aux techniques de calculs, des algorithmes de recherche automatique qui réduisent beaucoup le temps de travail, se sont développés. Ils peuvent donner des résultats en temps « réel » afin d'identifier les objets susceptibles d'être des astéroïdes, et ainsi de pouvoir continuer à les observer. La quantité d'informations traitées par ordinateur dans une seule nuit pour un programme de recherche peut atteindre plusieurs centaines de Mega-octets de mémoire, ce qui était inimaginable il y a seulement vingt ans.

Il existe toujours une menace réelle, qu'un astéroïde qui croise l'orbite de la Terre, entre en collision avec notre planète. Aujourd'hui on a imaginé des programmes de surveillance pour pouvoir anticiper un tel événement, qui pourrait avoir des conséquences dramatiques pour la vie sur notre planète.

² la méthode est aussi connue sous le nom de méthode de « blinking-double »

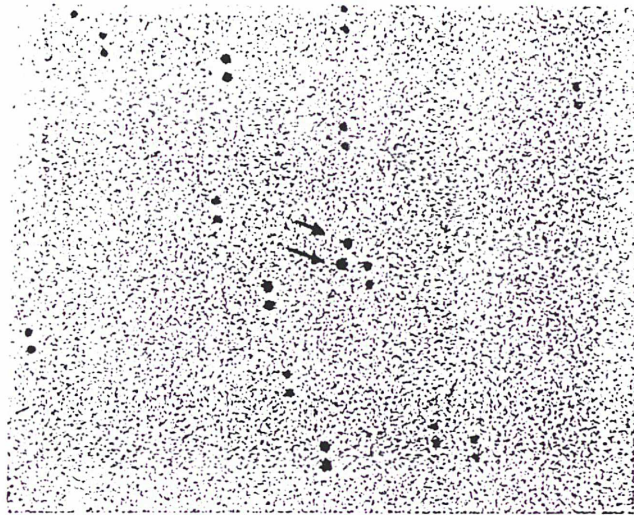


Figure 3. Si on expose deux fois le même champ d'étoiles , avec un léger déplacement du champ entre les deux expositions, on observe que l'astéroïde a tendance à ne pas être aligné comme les autres corps célestes.

Tous les grands programmes de surveillance d'astéroïdes (Spacewatch, Spaceguard) utilisent cette nouvelle technique et c'est l'une des raisons pour laquelle le nombre d'objets observés a augmenté si vite ces dernières années.

1.1.3. Dénomination et numérotation des astéroïdes

La plupart des astéroïdes découverts au cours du XIX^{ème} siècle ont reçu des noms de femmes provenant de la mythologie gréco-romaine, comme par exemple Pallas, Cérès ou Athéna. Ultérieurement, l'éventail des noms s'est élargi. L'astéroïde mille a été baptisé Piazzia en l'honneur de Piazzzi, et le 1002 Olbersia en l'honneur d'Olbers.

Le processus conduisant à la dénomination définitive d'une petite planète est assez particulier. Au moment de sa découverte, on lui attribue « un numéro d'immatriculation » . Cet indicatif contient en plus de l'année de la découverte, un groupe de deux lettres. La première lettre désigne l'époque de l'année à laquelle la

découverte a été faite, ceci par intervalles de 15 jours (A correspond à la période du 1 au 15 janvier, B pour 16-31 janvier, C pour 1-15 février, ...). La deuxième lettre indique le numéro de découverte pour la période désignée par la première lettre. Par exemple, l'astéroïde 1981 DQ a été découvert en 1981, dans la deuxième partie du mois de février (la lettre D) et est le 17^{ème} à avoir été découvert pendant cette période (lettre Q).

Pour que l'astéroïde soit accepté dans le catalogue des astéroïdes et que les éléments osculateurs de son orbite soient disponibles, il est exigé que l'astéroïde ait été observé au moins aux deux oppositions³. Cette exigence est nécessaire si on veut avoir une bonne précision sur la position de ces corps. C'est seulement après avoir été observé aux deux oppositions, qu'il reçoit un numéro de catalogue et un nom. On aura par conséquent: 1 Cérès, 2 Pallas, 3 Juno, 4 Vesta,..., 1000 Piazzia, 1002 Olbersia, etc. Jusqu'à maintenant l'astéroïde 1981 DQ a le numéro de catalogue 5046, mais il n'a pas été encore « baptisé » (dans le catalogue on va le trouver sous le « nom » 5046 1981DQ).

Le catalogue des éléments osculateurs de l'orbite des astéroïdes est créé à l'Institut d'Astronomie Théorique de Saint Petersburg sous le nom de « Minor planets ephemerids ». Il contient actuellement plus de 7200 astéroïdes et ce nombre croît constamment. Il faut aussi mentionner que le nombre d'objets susceptibles d'être identifiés comme astéroïde⁴ est d'environ 31160.

1.2. Évolution dynamique

Pour décrire l'orbite et la position d'un astéroïde à un temps donné, on a besoin de six paramètres: le demi-grand axe, l'excentricité et l'inclinaison déterminent l'orbite de l'objet et la position de celle-ci par rapport au plan de l'écliptique; la longitude du noeud ascendant (Ω) et l'argument du périhélie (ω) donnent l'orientation de l'orbite; le sixième paramètre est le temps de passage au périhélie (Figure 4).

³ au cours des années, si un objet n'est pas observé et son orbite mal calculée, on risque de le perdre de vue. C'est le cas par exemple de l'astéroïde 719 Albert qui n'a pas encore été retrouvé.

⁴ adresse INTERNET <http://www.lowell.edu/users/elgb/welcome.html>

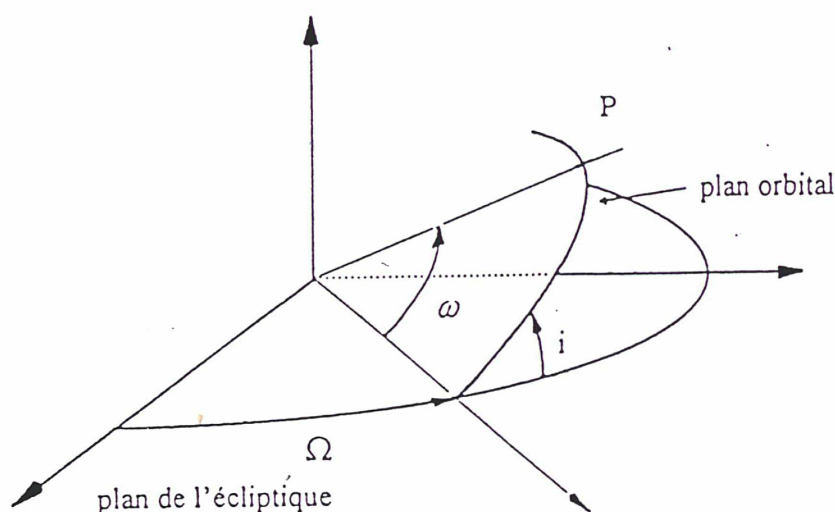


Figure 4. Trois paramètres orbitaux: l'inclinaison i , la longitude du noeud ascendant Ω et l'argument du périhélie ω .

Initialement la définition dynamique de l'astéroïde a été celle « d'un corps qui orbite autour du Soleil avec une trajectoire extérieure à celle de la planète Mars et intérieure à celle de Jupiter ». Cette définition est aujourd'hui dépassée, toutes les découvertes faites jusqu'à présent montrent une plus grande complexité de la répartition des astéroïdes dans notre système solaire.

On peut classer les astéroïdes d'un point de vue dynamique comme suit (Figure 5):

- ceux qui ont des orbites comprises entre celles de Mars et Jupiter restent les plus nombreux et sont appelés astéroïdes de la ceinture principale;
- les Troyens sont les astéroïdes qui effectuent leur mouvement de révolution sur la même orbite que Jupiter, mais à 60° de part et d'autre de la planète, aux points de Lagrange;
- les astéroïdes de type Amor sont ceux qui ont leur demi-grand axe dans l'intervalle 1,017 et 1,3 u.a.⁵;

⁵ le nom du groupe a été donné par 1221 Amor, le premier astéroïde découvert dans cette catégorie.

- les astéroïdes de type Apollon sont ceux qui ont leur demi-grand axe supérieur à 1 u.a. et une distance au périhélie inférieure à 1,017 u.a.⁶;
- les astéroïdes de type Athène sont ceux pour qui le demi-grand axe est inférieur à 1 u.a. et ayant une distance à l'aphélie supérieure à 0,983 u.a.⁷;
- les astéroïdes avec des orbites particulières (astéroïdes au delà de Jupiter, etc.).

On trouve souvent, dans la littérature, la notation « astéroïdes de type AAA » qui inclut tous les astéroïdes de type Amor-Apollon-Athène. Parce que certains de ces astéroïdes croisent l'orbite de la Terre ils sont aussi appelés astéroïdes géocroiseurs⁸.

La ceinture principale

La répartition des astéroïdes dans la ceinture principale n'est pas uniforme. Elle a été pour la première fois mise en évidence par Kirkwood en 1867. Les irrégularités dans la ceinture sont dues principalement à l'influence gravitationnelle de Jupiter. Les « lacunes de Kirkwood » sont les régions de la ceinture où il n'y a pas d'astéroïde. Elles correspondent à des résonances avec Jupiter, c'est à dire à des rapports entiers entre les périodes orbitales des astéroïdes et celle de Jupiter. Les résonances séculaires correspondent aux zones dépeuplées de la ceinture principale (Scholl et al. 1989).

Pour certaines résonances, on ne trouve pas de lacune, mais au contraire des accumulations, appelées groupes d'astéroïdes comme les Hildas (résonance 3:2) ou les Troyens (résonance 1:1).

Le mécanisme de dépeuplement ou de concentration en astéroïdes de ces régions, est encore à étudier. Des mécanismes statistiques, collisionnels, gravitationnels et cosmogoniques ont été tour à tour proposés.

Dermott et Murray(1983), Wisdom(1985) sont arrivés à la conclusion que l'hypothèse gravitationnelle est la plus plausible. Par des intégrations numériques

⁶ le nom du groupe a été donné par l'astéroïde 1862 Apollon.

⁷ le nom du groupe a été donné par l'astéroïde 2062 Athène.

⁸ on trouve également souvent dans la littérature l'appellation NEA (Near Earth Asteroids).

d'orbites d'astéroïdes sur des dizaines de milliers à des dizaines de millions d'années, ils montrent que les objets proches des lacunes de Kirkwood ont des orbites fortement chaotiques, alors que les orbites des astéroïdes proches des zones de concentration sont stables (Wisdom, 1983, 1987). Des orbites quasi-périodiques peuvent expliquer les accumulations, tandis que les orbites chaotiques induisent des excentricités croissantes qui permettent aux astéroïdes de croiser l'orbite de Mars.

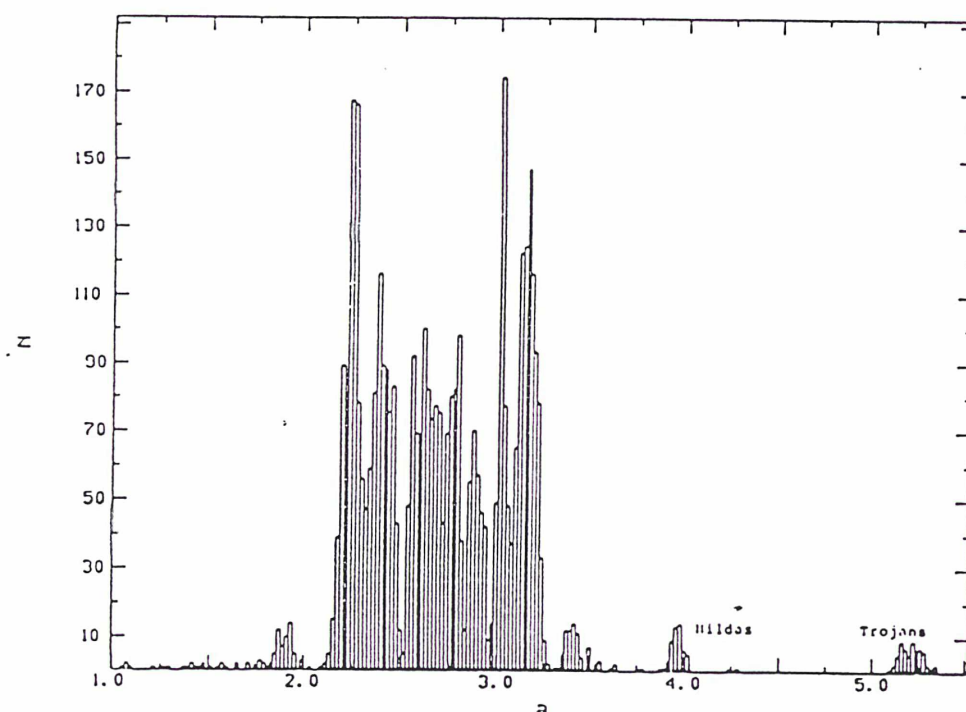


Figure 5. Distribution des astéroïdes en fonction de leur demi-grand axe. Entre 2,0 u.a et 3,3 u.a. se trouve la ceinture astéroïdale principale. Les lacunes de Kirkwood apparaissent très nettement aux résonances 3:1, 5:2 et 2:1 avec Jupiter. Les accumulations d'astéroïdes se trouvent quand à elles aux résonances 3:2 et 1:1.

Familles d'astéroïdes

Au début de ce siècle, Hirayama (1918), en étudiant les éléments osculateurs, trouve qu'on peut facilement distinguer plusieurs groupes d'astéroïdes ayant en commun des valeurs similaires de demi-grand axe, d'excentricité et d'inclinaison (Figure 6).

On a adopté depuis le terme de famille d'astéroïdes, car à l'origine Hirayama croyait y voir le résultat de la fragmentation de corps plus grands.

Il faut faire la différence entre une famille d'astéroïdes et un groupe. A la base, une famille a en commun l'origine génétique de ces membres. Les groupes d'astéroïdes comme les Hildas, Phocaeas, Hungarias, représentent quand à eux, des astéroïdes qui ont été isolés par des résonances de moyen mouvement et/ou séculaires.

De nos jours, l'identification des familles continue. Il y a le plus souvent accord, entre les chercheurs, pour les familles majeures. Les divergences entre les résultats obtenus par différentes équipes de recherche sont dues en partie aux différentes techniques et en partie aux différents échantillons utilisés (Zappala et al, 1995).

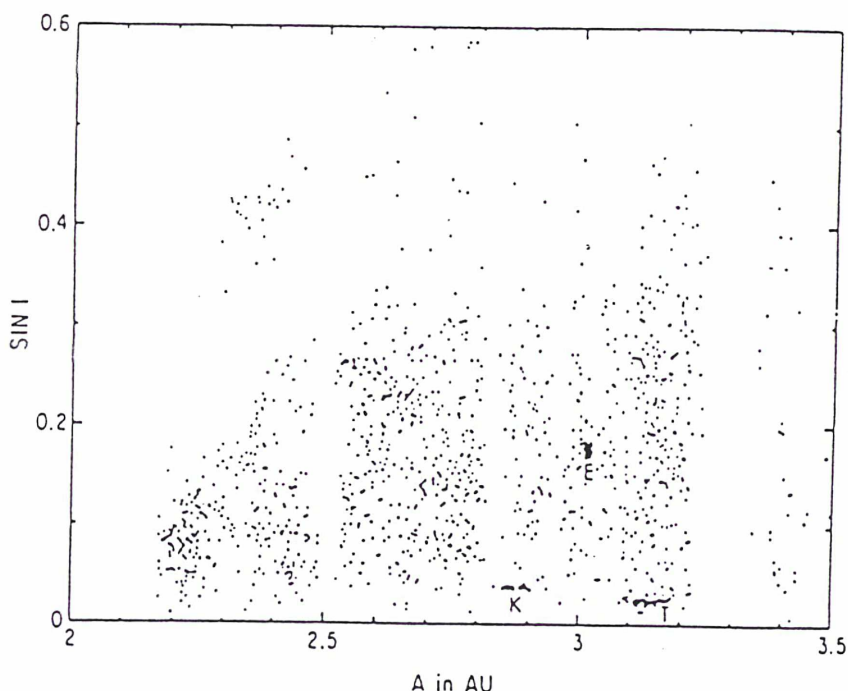


Figure 6. La distribution de l'inclinaison en fonction du demi-grand axe pour les astéroïdes de la ceinture principale. On peut distinguer les lacunes de Kirkwood, et les familles Thémis (T), Eos (E) et Koronis (K) identifiées par Hirayama.

On croit en général que les familles sont le résultat de la fragmentation d'astéroïdes plus grands, lors de collisions catastrophiques. La question de savoir si toutes les agglomérations qui ont été identifiées comme des familles sont bien réelles, reste encore d'actualité. Des observations physiques (photométrie, spectroscopie, radar) d'astéroïdes de plusieurs familles ont montré que seules

quelques unes des plus peuplées ont des membres dont la composition chimique nous permet de « reconstituer » un corps originel à partir des différents « morceaux ».

Notre compréhension actuelle des astéroïdes suggère que ce sont les restes de planétésimaux de l'époque de la formation du système planétaire, il y a 4,5 milliards d'années environ. Les processus dominants qui ont alors influencé l'évolution des astéroïdes depuis cette époque primordiale sont les collisions.

Les familles d'astéroïdes pourraient fournir aux planétologues l'occasion unique d'observer « l'intérieur » des planètes. Quelques unes des familles peuvent être des fragments, après une collision destructive, d'un corps parent de plusieurs centaines de kilomètres de diamètre. Ainsi, une famille peut être formée de fragments du noyau, du manteau et de la croûte d'un corps parent différencié géochimiquement. Un autre scénario serait celui d'un corps parent de plusieurs centaines de kilomètres et de structure homogène: ceci peut donner une famille avec des membres de même structure minéralogique. Un autre cas pourrait être celui de débris d'un corps parent différencié qui ait cependant été homogénéisé par des cycles de rupture et de ré-acrétion⁹ (Davis et al. 1979).

Cependant l'étude des familles soulève aussi des doutes quant à l'hypothèse collisionnelle. Quelques familles semblent composées d'objets liés génétiquement, mais le mélange des compositions et la distribution des tailles sont difficilement explicables dans certains cas. Divers arguments suggèrent que les astéroïdes sont collisionnellement extrêmement évolués. L'existence de l'astéroïde 16 Psyché, un corps métallique de 250 km de diamètre implique une évolution collisionnelle importante. Il y a des études contradictoires quant à l'importance réelle de l'évolution collisionnelle (Chapman, 1986), mais les analyses des distributions de tailles, vitesse de rotation, météorites, etc., semblent confirmer son importance.

⁹ la structure 'rubble-piles'

Astéroïdes au-delà de Jupiter

On s'est longtemps posé la question de savoir pourquoi on découvrait des astéroïdes avec des orbites intérieures à l'orbite de Jupiter alors que l'on n'en voyait pas au delà de l'orbite jovienne.

Une réponse à cette question est peut-être que l'on ne possédait pas les instruments (et l'intérêt) permettant la recherche de petites planètes au delà de l'orbite de Jupiter. En effet, le plus gros astéroïde connu est 1 Cérès dont le diamètre est estimé à 950 kilomètres. Plus les objets sont petits, plus la chance de les observer avec un télescope de petite taille diminue. De plus, si un objet se situe au delà de l'orbite de Jupiter, son orbite a un demi-grand axe important, et par conséquent son mouvement apparent sur la sphère céleste est petit.

L'astéroïde 944 Hidalgo a été longtemps considéré comme un objet singulier, en raison de son orbite. Celle-ci possède un périhélie à l'intérieur de la ceinture principale, tandis que son aphélie est proche de l'orbite de Saturne, ce qui en fait une orbite très excentrique.

Aujourd'hui on sait que de nombreux petits corps existent aussi au delà de l'orbite de Jupiter.

Kowal a découvert en 1979 l'objet lointain 2060 Chiron¹⁰. Ce nom a été choisi parce que l'orbite de Chiron est intérieure à l'orbite d'Uranus et extérieure à l'orbite de Saturne, avec une excentricité d'environ 0,4.

En 1991, des observations de l'astéroïde 1991 DA ont été faites¹¹. Les mesures astrométriques indiquent qu'il s'agit d'un objet de petite taille (5 kilomètres environ) avec une orbite très excentrique, dont le périhélie est proche de l'orbite de la Terre et l'aphélie est au-delà d'Uranus.

Les Centaures sont des objets qui, dynamiquement, présentent des orbites instables, avec des demi-grands axes situés entre Jupiter et Neptune et ont sur de telles orbites une durée de vie estimée au million d'années. On connaît actuellement

¹⁰ 2060 Chiron est le nom choisi par Kowall, d'après Chiron le Centaure, fils de Kronos (Saturne) et le petit fils d'Uranus.

¹¹ 1991 DA répond aussi au « doux » nom de 5335 Damocles.

huit objets qui appartiennent à la catégorie des Centaures. Parmi les plus étudiés, on remarque 2060 Chiron et 5145 Pholus¹².

En raison de leurs orbites très excentriques, leur durée de vie est supposée très courte. Leur trajectoire correspond à des orbites chaotiques et ils peuvent être considérés comme des objets de transition entre ceux de la ceinture de Kuiper¹³ et ceux de la région des planètes géantes (Luu, 1994).

L'orbite de 2060 Chiron est également chaotique (Scholl, 1979, Kowall et al. 1979). Elle souffre de fortes perturbations de la part de Saturne. Il est fort probable que 2060 Chiron évolue vers une orbite de plus en plus intérieure au système solaire (French et al., 1989).

La question de l'appartenance des Centaures à la population astéroïdale n'a pas, a priori, de réponse. Leurs orbites sont très semblables aux orbites des comètes. Si on adopte comme définition physique qu'un astéroïde est un objet qui appartient au système solaire et qui ne présente pas une perte de masse substantielle pendant son mouvement de révolution (sauf en cas de collisions), alors il y a de fortes chances qu'on ne puisse pas ranger tous les Centaures parmi les astéroïdes. C'est notamment le cas de 2060 Chiron dont on a pu prouver en 1989 qu'il s'agissait d'un objet à faible chevelure - donc d'aspect cométaire (Meech & Belton, 1989), ce qui a été confirmé par la suite pendant plusieurs campagnes d'observations (Hartmann et al. 1990). C'est également le cas de 1979 VA (même s'il ne fait pas partie des Centaures). Par des calculs d'orbites, en remontant le temps, on découvre que 1979 VA a la même orbite que la comète P/Wilson-Harrington de 1949 (Bowell, 1992). La comète est complètement éteinte, malgré tous les efforts, il a été impossible d'observer la moindre activité et la moindre « atmosphère » autour d'elle.

Les astéroïdes et les comètes peuvent être chacun des sous-ensembles des mêmes planétésimaux formés dans la nébuleuse solaire il y a 4,5 milliards d'années. L'évolution des astéroïdes comprend une variété de processus de modification

¹² 5145 Pholus, aussi connu comme 1992 AD, est l'un des objets les plus rouges du système solaire.

¹³ La ceinture de Kuiper, située au-delà de Pluton est considérée comme le réservoir des comètes de courte période.

planétaire qui incluent l'accrétion, la différenciation, les ruptures collisionnelles et les réaccrétions.

Sans rentrer dans le problème des rapports astéroïdes-comètes, la relation avec cette catégorie de petit corps du système solaire est un domaine à étudier pour mieux connaître la structure et l'évolution des astéroïdes.

1.3. Physique des astéroïdes

Depuis la découverte des premiers astéroïdes au début du XIX^{ème} siècle et jusqu'à 1970, les astronomes ne disposaient de pratiquement aucun moyen efficace d'étude de la nature physique des astéroïdes. Cela tenait à plusieurs facteurs tels que l'impossibilité d'avoir la moindre résolution sur ces objets ou encore à une connaissance insuffisante de la spectroscopie des corps solides. Les astéroïdes sont des objets de petite taille, le plus gros a environ 1000 km de diamètre. Il était donc difficile d'envisager, à partir d'observations au sol, de résoudre spatialement un astéroïde. Par exemple, un astéroïde de 1000 km de diamètre, situé dans la ceinture principale, s'étend vu du sol sur moins de 0,5'' tandis que la limite de résolution, fortement dépendante de l'atmosphère, est de l'ordre de 1''.

Comme nous venons de le voir dans les paragraphes précédents, les astronomes se sont concentrés essentiellement d'une part sur la recherche de nouveaux astéroïdes et d'autre part sur l'étude de leurs orbites.

L'étude des astéroïdes ne faisait pas partie des préoccupations des astrophysiciens du début et du milieu du XX^{ème} siècle. Il n'était pas de bon ton d'étudier les « petits corps » que sont les astéroïdes dans un « grand observatoire »!

Les paramètres physiques les premiers étudiés ont été la masse, la masse volumique ainsi que la réflectivité (l'albédo) des astéroïdes. Les outils de la mécanique céleste ont permis de faire des calculs grossiers de masse, en tenant compte des perturbations provoquées par l'approche d'un autre corps massif du Système Solaire (Mars, Jupiter, ou un autre astéroïde massif).

La situation a complètement changé au début des années 1970. Le développement de la recherche spatiale, la mise au point de nouveaux détecteurs, l'étude à différentes longueurs d'onde, la prise de conscience par les astrophysiciens de l'importance des astéroïdes pour une meilleure compréhension de l'origine du système solaire, ont contribué à ce brusque regain d'intérêt pour ces petits corps. Le nombre d'astéroïdes étudiés par chacune des nouvelles techniques d'observation a alors crû exponentiellement.

Malgré la difficulté d'améliorer la résolution spatiale, les astéroïdes n'étaient plus de simples points de lumière dont on étudie le mouvement, ils devenaient de vrais objets dont on a commencé à étudier la nature physique. Cela a été possible grâce aux acquis technologiques (physique du solide, électronique, informatique, techniques spatiales).

Au cours de ces dernières années, plusieurs techniques d'observations se sont développées. Parmi les plus modernes, on peut mentionner ici l'imagerie CCD, les échos radar, l'interférométrie des taches, l'occultation des étoiles par des astéroïdes, l'optique adaptative, la spectrophotométrie et la spectroscopie.

Par l'imagerie CCD on étudie la variation de la brillance de l'astéroïde au cours du temps, qui provient du changement de la surface qui réfléchit la lumière. On obtient ainsi une courbe de lumière. Par l'analyse de cette courbe de lumière, on calcule la période de rotation propre de l'astéroïde. En observant le même astéroïde à plusieurs oppositions, on peut utiliser les courbes de lumière pour modéliser la forme de l'astéroïde et calculer la position de l'axe des pôles. Les techniques de calcul de période de rotation sont sans cesse améliorées (Harris & Lupishko, 1989), ainsi que la détermination de la direction de l'axe des pôles et de la forme des astéroïdes (Magnusson et al, 1989).

Par des échos radar, on obtient des informations concernant la dimension, la forme, la période de rotation ainsi que les caractéristiques de la surface (Ostro, 1989). Les échos radar permettent aussi des mesures astrométriques très précises. Cette technique a été appliquée avec succès aux astéroïdes qui frôlent la Terre et aussi pour les astéroïdes de grande taille situés dans la ceinture principale.

L'interférométrie des tavelures, connue aussi comme tavelographie, nous permet d'étudier la forme et de déterminer l'axe des pôles des astéroïdes.

Les observations d'occultation d'une étoile par un astéroïde restent encore la seule technique au sol pour la détermination directe des dimensions. Cette technique se développe de plus en plus grâce à des acquis concernant les prévisions des événements et à l'amélioration des calculs d'éphémérides.

L'optique adaptative est la seule technique au sol qui permet de résoudre spatialement les gros astéroïdes de la ceinture principale. Dans le proche infrarouge, l'optique adaptative permet d'atteindre 0,1'' de résolution spatiale, ce qui fait que le disque de l'astéroïde s'étend sur 4-10 pixels d'un CCD.

La spectrophotométrie et la spectroscopie nous permettent d'étudier l'état de la surface et de faire une estimation qualitative de sa minéralogie.

Le fait de ne pas pouvoir résoudre spatialement au sol les astéroïdes ne permet pas de bien connaître leur forme et leur constitution. Est ce que les astéroïdes sont des corps massifs ou s'agit-il de plusieurs morceaux tenus ensemble par un faible champ gravitationnel? Y-a-t-il beaucoup d'astéroïdes doubles ou multiples?

Les observations « in situ » effectués par la sonde spatiale Galileo sont particulièrement précieuses. Deux astéroïdes, 951 Gaspra et 243 Ida, ont été photographiés de près et des détails de quelques dizaines de mètres ont été observés à leur surface. Ils semblent être des objets massifs dont la surface est marquée par des cratères suite à des impacts des « cailloux » ou de petits astéroïdes.

Les images de l'astéroïde 243 Ida montrent que l'astéroïde a un satellite d'environ un kilomètre de diamètre, nommé Dactyle. Sur deux astéroïdes observés de près, l'un est en fait double! Il est évidemment impossible d'observer du sol un objet d'un kilomètre de diamètre situé dans la ceinture principale et au voisinage d'un objet de 30 km de diamètre. Les questions qui se posent sont: Combien d'astéroïdes sont en fait des systèmes de deux ou plusieurs corps? S'agit-il d'un phénomène fréquent parmi les astéroïdes?.

Parallèlement les astéroïdes sont ou ont été observés avec des instruments placés en orbite autour de la Terre comme le télescope spatial Hubble, ou les

satellites ISO, IRAS. Les images obtenues par le télescope spatial sur l'astéroïde 4 Vesta (Figure 12) nous ont permis d'avoir une série d'observations de l'astéroïde pendant une rotation complète autour de l'axe des pôles, et de remarquer les différences de réflectivité de sa surface. Aussi, l'albédo IRAS est un paramètre important qui est utilisé pour estimer la composition de la surface des astéroïdes. Les valeurs d'albédo IRAS d'astéroïdes sont les plus fiables dont on dispose maintenant. Quand au satellite ISO, les observations sont en cours et devraient nous donner des informations d'excellente qualité.

Afin de mieux connaître les propriétés physiques des astéroïdes plusieurs approches sont possibles. L'analyse de la variation de brillance d'un astéroïde (courbe de lumière), la réponse spectrale à plusieurs longueurs d'onde (couleurs), l'analyse des signaux radio réfléchies par l'astéroïde (écho radar), etc...., permettent de construire des modèles physiques réalistes. Ces aspects seront développés dans le chapitre 3.

Une autre direction d'étude consiste en des simulations numériques en tenant compte des contraintes déduites d'observations directes.

Les observations ayant pour but immédiat la détermination des courbes de lumière, des périodes de rotations propres, des formes et de la position des axes des pôles, font partie du programme scientifique de plusieurs équipes, en particulier à Meudon, à Uppsala, à Berlin, à Kharkov, à Padoue, à Varsovie et à Turin en ce qui concerne l'Europe.

La détermination des couleurs d'astéroïdes permet d'avoir une idée de la minéralogie de leur surface. Par des analyses statistiques des couleurs et des albédos, on obtient des systèmes taxonomiques. Ces aspects seront développés dans les chapitres 5 et 6 de cette thèse. Trois équipes ont proposé de tels systèmes (Meudon, JPL et Tucson)

Les bases de données physiques sont aujourd'hui devenues bien fournies grâce aux observations systématiques des dernières décennies, « Asteroid Photometric Catalogue », TRIAD, SMASS, ... étant des exemples de ce travail laborieux.

Chapitre 2

Techniques d'observations

Les techniques d'observations en astronomie ont été bouleversées au cours des 20 dernières années (exploration spatiale « in situ », satellites avec des détecteurs en infrarouge, écho radar, optique adaptative, interférométrie, occultation, CCD,.....). L'étude des astéroïdes en a particulièrement bénéficié. Je décris dans ce chapitre les principales méthodes que j'ai utilisées et je fais une brève description des autres techniques d'observations des astéroïdes.

2.1. Observations photographiques

La photographie astronomique est apparue à la fin du XIX^{ème} siècle. C'était la première fois que l'on avait une image fidèle du ciel (auparavant, toutes les observations étaient visuelles, et les représentations des dessins).

Depuis son invention, la plaque photographique a considérablement progressé en sensibilité. On peut néanmoins considérer qu'elle a aujourd'hui atteint sa limite (Léna, 1988). Même si cette technique a vieilli, elle est encore utilisée pour observer de grands champs d'étoiles. La plaque photographique est le seul récepteur adapté au très grand champ des télescopes de Schmidt.

Cette technique est la plus utilisée pour estimer les distances entre les étoiles (astrométrie différentielle). Pendant longtemps, la technique photographique a contribué à la réalisation de catalogues astrométriques d'étoiles. Dans le cas des

astéroïdes, cette technique a un double intérêt astrométrique: 1) la découverte d'astéroïdes est rendue plus facile pour des magnitudes inaccessibles à l'oeil; 2) l'image d'un astéroïde parmi les champs d'étoiles a permis de mieux estimer sa position relative (astrométrie différentielle). Il est possible, à partir des différentes positions, les dates d'observations étant connues, de calculer les éléments orbitaux et de prévoir l'orbite (calcul des éphémérides).

La technique photographique a été aussi utilisée pour l'estimation des magnitudes des objets célestes. Si on considère la relation de proportionnalité entre la brillance d'un objet céleste (une source ponctuelle de lumière) et le degré de « noircissement » sur la plaque photographique, on peut calibrer des étoiles de magnitude inconnue en fonction de la magnitude déjà estimée d'un objet. Dans le cas des astéroïdes, la méthode d'estimation consiste à calibrer sur des séquences de magnitudes stellaires connues. Les meilleures déterminations sont faites lorsque la séquence de calibration se situe sur la même plaque que l'astéroïde. Si le ciel est de qualité photométrique et si la plaque de l'astéroïde est prise quelques heures après la plaque de calibration, l'erreur est de l'ordre du dixième de magnitude.

En utilisant des filtres interposés entre la source et la plaque photographique, on fait de la spectrophotométrie photographique. Bobrobnikov, en 1929, a été le premier à utiliser cette technique pour l'étude des astéroïdes.

À cause des difficultés d'expérimentations et de réductions des données et aussi de l'erreur sur les résultats, la technique photométrique a été abandonnée.

L'intérêt de cette partie réside dans le fait que, pendant mon activité de recherche, j'ai utilisé la plaque photographique pour faire de l'astrométrie de position sur des astéroïdes (Birlan & Bocsa, 1995).

2.2. Photométrie photoélectrique

Durant mes campagnes d'observations photométriques, j'ai aussi utilisé des photomètres photoélectriques comme détecteurs.

Le but des observations photométriques est très simple: mesurer le flux lumineux arrivant d'un objet céleste. On peut considérer que les évaluations de

brillance des astéroïdes ont commencé au moment même de leur découverte. Même si la plaque photographique a été un progrès en son temps, la photométrie est devenue réellement performante avec l'apparition du photomètre.

Le photomètre est conçu sur le principe de l'effet photoélectrique. Il a pour but de mesurer le flux lumineux reçu sur différents filtres de bande passante bien définie. En conséquence, il offre le moyen de connaître la distribution d'énergie relative dans ces bandes, ce qui permet d'en déduire des informations concernant différents paramètres physiques caractéristiques des objets observés.

Le choix des bandes passantes est dicté par la nature des informations que l'on souhaite obtenir. Plus les bandes sont étroites, plus la fraction de flux transmis est petite et plus il est nécessaire d'avoir un grand collecteur de lumière (i.e. un grand télescope). Plusieurs systèmes photométriques ont été, à ce jour, développés. Le plus fréquemment utilisé pour les astéroïdes est le système UBV Johnson, qui a les caractéristiques suivantes :

Filtre	Longueur d'onde (Å)	Largeur à mi-hauteur (Å)
U	3590	470
B	4370	600
V	5500	900

Le système Johnson a été complété ultérieurement par des filtres dans le proche infrarouge : **R** ($\lambda=0,7 \mu\text{m}$), **I** ($\lambda=0,9 \mu\text{m}$), **J** ($\lambda=1,25 \mu\text{m}$) Plusieurs systèmes photométriques ont été développés en parallèle : le système **uvby** de Strömgen, le système de Vilnius ou celui de Genève.

En raison des caractéristiques des techniques d'observations (utilisations de différentes ouvertures pour limiter l'influence du fond du ciel autour de l'objet), la photométrie photoélectrique est aussi appelée photométrie d'ouverture.

Calder (1935) a réalisé les premières observations photoélectriques sur les astéroïdes. Les étoiles de comparaison sont choisies pour leur proximité de l'astéroïde et aussi pour leur similitude de couleur et de magnitude avec lui. Puisqu'il est impossible d'observer, en même temps, avec un seul détecteur, l'étoile de

comparaison et l'astéroïde, il faut faire une interpolation temporelle des mesures. En accordant beaucoup d'attention aux corrections, on peut estimer la magnitude d'un objet avec une incertitude de 0,003 mag. Cette incertitude peut tomber à un millième de magnitude si le photomètre possède deux détecteurs et si on observe en même temps l'astéroïde et l'étoile de comparaison.

La technique de photométrie d'ouverture, dans le cas d'un photomètre à un seul détecteur, comporte une certaine séquence (observation de l'objet, du fond du ciel à côté de l'objet, suivie par une observation de l'étoile de comparaison), qui introduit des erreurs dues aux variations de l'atmosphère, durant cette courte période. Pour avoir une bonne précision, il faut alterner le plus rapidement possible les observations de l'astéroïde et de l'étoile de comparaison.

L'équipement photoélectrique est capable de détecter des variations de luminosité nettement plus petites que celles obtenues avec la photométrie photographique. Cette technique est cependant de moins en moins utilisée dans les observations actuelles en raison d'une manipulation un peu difficile en comparaison de celles nécessitées par les techniques nouvelles (photométrie CCD).

2.3. Observations CCD

Dans la plupart des observations photométriques que j'ai faites, j'ai utilisé les détecteurs CCD.

Les dispositifs à transfert de charges électriques, plus connus sous le nom de CCD¹, ont quasiment révolutionné l'astronomie au cours des 15 dernières années. Les performances atteintes (par exemple un rendement quantique de 30 à 50 % bien supérieur aux 5% de la plaque photographique), ainsi que sa nature bidimensionnelle (ce qui n'est pas le cas pour un photomultiplicateur) rendent possible l'étude photométrique d'objets très faibles (en dessous de la magnitude 15). Une caméra à transfert de charges montée sur un modeste collecteur de lumière (télescope) lui confère une nouvelle vie scientifique. De nos jours, les CCD sont utilisés très

¹ CCD est l'abréviation de l'expression Charge Coupled Device

fréquemment sur des télescopes de moyenne et petite taille qui permettent de faire des observations d'astéroïdes petits et peu lumineux.

Les CCD constituent une famille de récepteurs à semi-conducteurs basée sur l'effet photoélectrique. Les CCD employés pour les observations astronomiques, sensibles aux radiations électromagnétiques visibles et infrarouges proches, ont des petites capacités de stockage de charges, ayant une structure métal-oxyde-semiconducteur². En astronomie, on utilise des structures MOS matricielles, chacune des capacités a pour nom pixel³. La structure d'une capacité MOS est la suivante: un substrat en semi-conducteur dopé (silicium dopé) est recouvert par une couche isolante d'oxyde (oxyde de silicium) sur laquelle on va déposer une électrode métallique (souvent appelée grille).

Si on polarise cette grille, on peut créer un puits de potentiel où les charges électriques produites dans le substrat par effet photoélectrique sont stockées lorsqu'on expose le dispositif à un rayonnement incident. La quantité de photocharges créées est proportionnelle à la quantité de lumière reçue. Si le temps d'exposition (appelé temps d'intégration) est augmenté, il y aura une augmentation des photocharges créées comme pour une émulsion photographique. À la fin du temps d'intégration, on procède séparément au transfert des charges accumulées sur chaque capacité MOS. Par une lecture adéquate de chaque paquet de charges sur un support magnétique, on peut ultérieurement recomposer l'image sur un écran et la traiter pour en extraire l'information astronomique utile.

Les images obtenues avec les CCD offrent de multiples possibilités d'exploitation: en astrométrie on peut obtenir de bons résultats sur les positions des astéroïdes par rapport aux étoiles situées sur la même image, il en est de même en photométrie et en spectroscopie.

Les déterminations astrométriques sont facilitées par la possibilité de traiter les images (soustraction du bruit). En planétologie, les résultats les plus remarquables ont été obtenus pour des objets faiblement lumineux situés à côté d'objets brillants (satellites proches des planètes (Colas & Arlot 1991, Colas 1992), occultation d'une

² capacité MOS

³ pixel est l'abréviation de 'picture element'

planète ou d'une étoile par un astéroïde, etc.). Les CCD n'ont pas encore définitivement remplacé la plaque photographique dans le cas de télescopes à grand champ, essentiellement à cause de leurs faibles dimensions (petit champ d'étoiles).

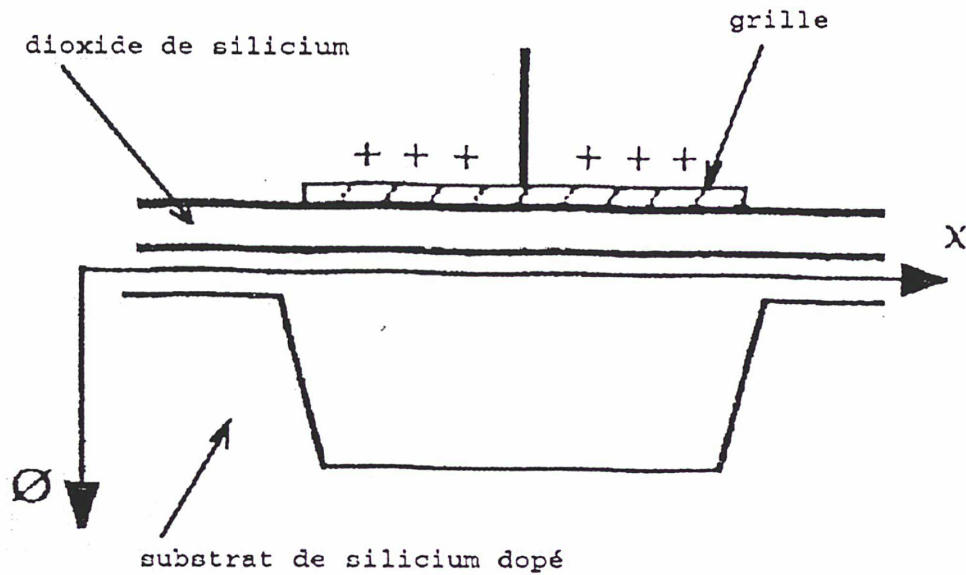


Figure 7. Schéma d'une capacité MOS

Pour les observations photométriques, le CCD donne des résultats bien meilleurs que ceux obtenus avec la plaque photographique et supérieurs également à ceux de la photométrie « traditionnelle » utilisant un photomètre. Le premier avantage de la photométrie CCD (photométrie bidimensionnelle) est que plusieurs objets peuvent être enregistrés sur une seule exposition. D'autre part, avec la photométrie photoélectrique, on doit utiliser une ouverture. Le choix de cette ouverture est parfois essentiel pour la précision des résultats, dans le cas où le rapport signal/bruit varie fortement. Avec une image CCD, on choisit une ouverture pendant le traitement des données; il est donc en principe possible d'utiliser une ouverture adéquate et d'obtenir des mesures plus précises pour les objets faibles.

Un autre avantage offert par le CCD est la possibilité d'enlever sur l'image certains effets aléatoires (comme par exemple les rayons cosmiques). Par le

traitement d'images, on peut détecter ces effets et atténuer fortement leurs conséquences.

À tous ces arguments en faveur de la photométrie CCD, on doit ajouter le fait que l'on peut mesurer simultanément, sur la même image, le flux de l'astéroïde, celui de l'étoile de comparaison et celui du fond du ciel, ce qui va réduire l'effet induit par les variations à courte période de l'atmosphère.

L'avantage principal de la photométrie CCD est que l'on retient l'information spatiale sur l'astéroïde et son voisinage pendant chaque observation.

Les caméras CCD peuvent également être utilisées pour obtenir des spectres avec des résultats bien meilleurs que ceux obtenus avec les plaques photographiques. Les compositions chimiques et minéralogiques d'un astéroïde sont étudiées à travers l'analyse de la réflectivité spectrale dans les différentes longueurs d'onde. Le spectre contient des informations sur les caractéristiques de la surface de l'astéroïde, acquises par l'étude de l'absorption de la lumière solaire incidente par les matériaux de la surface. Des comparaisons avec des spectres, réalisées en laboratoire, d'assemblages de minéraux connus (synthétiques ou naturels) fournissent quelques indications pour interpréter ces données sur le plan de la chimie et de la minéralogie de la surface de l'astéroïde.

Parmi les inconvénients des CCD, il faut noter leur relative complexité et leur conditions particulières de fonctionnement. Ainsi pour de meilleurs résultats, les CCD sont maintenus constamment à une température voisine de celle de l'azote liquide. Si le détecteur devient trop chaud, ses performances s'en trouvent sensiblement diminuées. D'autre part, le stockage des images, ainsi que l'analyse des données, nécessitent des moyens informatiques considérables (une image CCD est un fichier de 100-500 kbytes, suivant le format choisi).

2.4. Techniques de réductions des observations CCD

En fonction de l'observation, différentes techniques sont utilisables. Il existe cependant des opérations communes à quasiment toutes les réductions de données,

ne serait-ce que pour « nettoyer » les images brutes. Il faut également préciser que le traitement d'images est une opération « standard » pour qui cherche à les exploiter. Il existe pour cela une grande variété de logiciels. Plusieurs d'entre eux ont été spécialement développés pour l'astronomie: MIDAS⁴, IDL⁵, IRAF⁶, ASTROL pour ne citer que les plus représentatifs. Chaque système a développé sa propre bibliothèque avec des fonctions qui couvrent toutes les exigences astronomiques. Par conséquent pour obtenir des résultats avec des images CCD, il faut connaître un ou plusieurs logiciels de traitement d'images.

Le but scientifique de la photométrie CCD est l'enregistrement précis des variations temporelles intrinsèques de la luminosité d'un objet - ici d'un astéroïde - dans une ou plusieurs couleurs. Pour atteindre ce but, on doit transformer les images brutes obtenues avec le télescope.

2.4.1. Prétraitement des images

Chaque pixel de l'image brute contient de l'information utile, en provenance des objets célestes, mélangée à des artefacts liés au détecteur. A tout cela, on doit ajouter les événements aléatoires ayant lieu au niveau de la surface du CCD et pouvant aussi altérer l'image.

La correction du biais⁷. Le fait qu'on ait besoin de polariser la capacité MOS pour pouvoir créer un puit de potentiel et ainsi garder les charges électriques au cours de l'intégration donne un signal continu au moment de la lecture du CCD. Il faut bien évidemment retirer cet effet indésirable. On le fait en prenant plusieurs « images » avec un temps d'intégration nul et avec l'obturateur mécanique fermé (obscurité totale). On va ainsi pouvoir enlever le biais. Dans les images brutes, le biais est un bruit additif qui dépend des caractéristiques technologiques du CCD. Dans les images qu'on va traiter, on va soustraire l'image de biais moyennée (obtenue en faisant la moyenne arithmétique des valeurs de chaque pixel sur les images individuelles).

⁴ abréviation de Munich Image Data System Analysis

⁵ abréviation de Interactive Data Language

⁶ abréviation de Image Reduction and Analysis Facility

⁷ le correspondant en anglais pour bias est 'off-set'

La correction de plage de lumière uniforme (PLU)⁸. On constate presque toujours que pour une même onde électromagnétique incidente, chaque pixel a une réponse différente. Si on expose la matrice CCD à une lumière incidente uniforme on va ainsi obtenir une vraie carte de sensibilité du CCD. Si le temps d'intégration varie entre deux images de « PLU », ou bien si la température interne du CCD est différente, on obtiendra des images de « PLU » différentes. Le bruit introduit par la sensibilité de chaque pixel est donc un bruit multiplicatif sur l'image CCD.

En pratique on prend plusieurs images de « PLU ». On réalise ensuite une image moyenne. Les images brutes sont enfin divisées par l'image de « PLU » moyenne.

La correction de courant d'obscurité connu aussi sous le nom de 'dark-current'. Un CCD fonctionne d'ordinaire à des températures basses et dans des régimes thermiques constants pendant toute la période d'observations. Le courant d'obscurité est l'effet induit par les charges électriques qui, par agitation thermique peuvent pénétrer dans les puits de potentiel créés sous chaque capacité MOS et y rester captifs. Si la température interne du CCD est de l'ordre de celle de l'air liquide, l'effet induit par l'agitation thermique est négligeable et on peut l'ignorer⁹.

La correction des rayons cosmiques Chaque image doit être contrôlée afin de détecter la présence de pixels stimulés par des rayons cosmiques qui peuvent altérer les mesures effectuées. L'effet observé est la conséquence de l'interaction de particules énergétiques avec la surface du CCD. On remplace alors la valeur des pixels affectés par la valeur moyenne des pixels voisins.

Corrections ponctuelles, ou corrections « cosmétiques ». Ce genre de corrections est surtout utilisé si le CCD a des problèmes tels que, par exemple, des pixels « morts », des lignes ou des colonnes défectueuses. Le but de ces corrections est de se débarrasser de ces effets. Chaque logiciel de traitement d'images a développé sa propre fonction pour 'cautériser' l'image.

Si on note *I* l'image brute à traiter, *Off* le biais et *FF* l'image de plage de lumière uniforme, alors l'image finale *IF* s'obtiendra par la formule:

⁸ le correspondant anglais pour PLU est 'flat-field'

⁹ c'est le cas de la plupart des CCD's que nous avons utilisés pour des estimations photométriques d'astéroïdes

$$IF = \frac{1}{N} \cdot \frac{I - O_{ff}}{F F - O_{ff}}$$

où N est un facteur de normalisation.

2.4.2. Corrections de l'extinction atmosphérique

L'extinction atmosphérique est la réduction de l'intensité lumineuse résultant de l'absorption et de la dispersion par l'atmosphère terrestre. Le flux incident s'exprime alors par:

$$m = m_0 + k \cdot X$$

où m est la magnitude vue du sol, m_0 la magnitude qui serait observée en l'absence de l'atmosphère, k le coefficient d'extinction et X la masse d'air, qui est définie comme le rapport de l'épaisseur d'air qu'on a dans une colonne de section normale unitaire dans la direction de visée sur l'épaisseur d'air qu'on trouve dans une colonne de même section normale pointant vers le zénith.

On exprime donc X en unités de masse d'air au zénith de l'observateur, le coefficient d'extinction k mesure alors la perte de lumière exprimée en magnitude, par rapport à une étoile située au zénith. La magnitude d'une étoile observée par un observateur fictif en-dehors de l'atmosphère peut donc être déduite de celle de l'objet observé au sol si k et X sont connus.

La masse d'air est donnée avec une bonne précision par la sécante de l'angle zénithal z . À l'exception des angles zénithaux extrêmes, on peut calculer la masse d'air avec la formule (Hardie, 1962):

$$X \cong \sec z = (\sin \lambda \cdot \sin \delta + \cos \lambda \cdot \cos \delta \cdot \cos H)^{-1}$$

où λ est la latitude de l'observateur, δ la déclinaison de l'astre et H son angle horaire.

En général, on traite de façon absolue seulement une bande de couleur. Les autres sont traitées différentiellement. Par exemple:

$$(b - v) = (b_0 - v_0) + k_{b-v} \cdot X$$

où $(b-v)$ est la différence de magnitude dans deux bandes de couleur; k_{b-v} est le coefficient d'extinction différentielle et X la masse d'air. Les indices v et b indiquent les magnitudes instrumentales des deux bandes de couleur.

Ce traitement est valable pour n'importe quelle paire d'intervalles spectraux (couleurs), et on peut le généraliser à plus de deux couleurs.

La magnitude expérimentale est le nombre de photons (déduit du nombre d'électrons capturés dans les puits de potentiel N_m) converti en échelle de magnitude:

$$m = -2,5 \cdot \log N_m$$

Le coefficient d'extinction est fonction de la couleur. Une lumière bleue est absorbée plus fortement par l'atmosphère qu'une lumière rouge, ce qui fait que le coefficient k_{b-v} est une quantité positive. La plupart des systèmes photométriques utilisent des filtres de largeur significative, dont le coefficient d'extinction dépendra quelque peu de la couleur de l'objet observé. Dans ce cas, plus un objet est bleu, plus il subit une extinction atmosphérique importante. Pour prendre en compte cet effet, il faut introduire une extinction du deuxième ordre qui doit être proportionnelle à l'indice de couleur (b_0-v_0) . On doit remarquer que la formulation complète des coefficients d'extinction des premier et deuxième ordres est une approximation. Cependant, dans les bandes de couleurs b et v et pour des masses d'air de faibles à modérées (de 1 à 1,5), l'approximation est suffisante pour une précision de l'ordre de 0,001 mag.

Si on considère également la variation temporelle du coefficient d'extinction, on peut écrire la série temporelle:

$$k_v = \sum_{i=0}^n E_i \cdot (t - t_0)^i + (b_0 - v_0) \cdot k_v "$$

$$k_{b-v} = F_0 + (b_0 - v_0) \cdot k_{b-v} "$$

où E_0 et F_0 sont les coefficients d'extinction du premier ordre et k''_v et k''_{b-v} les coefficients d'extinction du deuxième ordre. E_1, \dots, E_n définissent une représentation en série de puissance de la composante de l'extinction variant avec le temps.

Les formules ci-dessus impliquent deux composantes dans l'extinction: une composante qui varie avec le temps et qui ne dépend pas de la couleur, et une composante qui dépend de la couleur mais qui ne varie pas avec le temps.

Physiquement, ce choix peut s'expliquer par le fait que la dépendance primaire en couleur due à la dispersion Rayleigh sur les molécules atmosphériques est approximativement constante. Dans le cas d'une extinction constante, on peut trouver k_{b-v} et $(b_0 - v_0)$ et avec la solution trouvée pour $(b_0 - v_0)$ trouver les solutions pour v_0 et k_v . Dans le cas d'une extinction variant avec le temps, le problème devient plus compliqué, car v_0 et $k_v(t)$ ne peuvent pas être calculés à partir des observations d'une étoile unique. Considérons deux étoiles bien séparées sur la sphère céleste, telles qu'elles soient à des masses d'air assez différentes la plupart du temps. À un certain moment elles auront la même masse d'air (même élévation). Si on les observe à la même masse d'air, alors l'extinction atmosphérique sera la même pour les deux, et la différence de magnitude sera réellement la différence $v_{01} - v_{02}$. À n'importe quel autre moment, on peut calculer l'extinction par la formule:

$$k_v = \frac{(v_1 - v_2) - (v_{01} - v_{02})}{X_1 - X_2}$$

Il faut aussi souligner le fait qu'il est nécessaire d'utiliser des étoiles de référence¹⁰.

2.4.3. Réduction à un système de magnitude standard

Afin de minimiser les erreurs dues aux fluctuations temporelles et spatiales de l'extinction, il est normal de comparer les astéroïdes à des étoiles de comparaison proches. Puisque l'astéroïde et l'étoile de comparaison se trouvent toujours sur la même image CCD, la magnitude différentielle (en filtre V) intrinsèque (en dehors de l'atmosphère) est donnée par l'expression:

$$d v = v_a - v_c - k_{v_a} \cdot X_a + k_{v_c} \cdot X_c$$

où les indices *a* et *c* correspondent respectivement aux mesures de l'astéroïde et de l'étoile de comparaison. Dans le cas simple où le coefficient d'extinction ne dépend pas de la couleur ou du temps, on a $k_{v_a} = k_{v_c}$.

Comme les masses d'air de l'astéroïde et de l'étoile de comparaison sont pratiquement les mêmes (elles sont sur la même image), la relation devient alors:

¹⁰ Les étoiles de référence sont des étoiles non variables aux magnitudes et couleurs bien connues

$$dv = v_a - v_c$$

Afin de faire le meilleur usage possible des observations, il est souhaitable de rapporter les observations à une échelle de magnitudes standards, de façon à ce que les observations faites dans différents observatoires ou correspondant à différentes apparitions puissent être comparées. Pour ceci, il faut prendre en compte quelques étoiles de comparaison locales, qui sont observées avec l'astéroïde, et quelques étoiles standards, avec des magnitudes connues. En général, une transformation linéaire simple suffit pour rapporter les magnitudes instrumentales (v_0, b_0) à un système absolu (B, V) :

$$V = v_0 + \varepsilon \cdot (b_0 - v_0) + \zeta_v$$

$$(B - V) = \mu \cdot (b_0 - v_0) + \zeta_{b-v}$$

où les constantes de transformation ε , μ , ζ_v , ζ_{b-v} se déterminent à l'aide des valeurs mesurées v et $(b-v)$, et aussi à l'aide des valeurs tabulées V et $(B-V)$ pour les étoiles standards. En général, ε , μ , ζ_v , ζ_{b-v} sont à peu près constantes, pour un système donné, d'une nuit à l'autre. Il est donc nécessaire de ne les recalculer qu'occasionnellement, lors de nuits particulièrement bonnes et d'observations complètes. La constante ζ_v définit la sensibilité du système, qui change en général à chaque fois que le photomultiplicateur est allumé ou éteint (dans le cas où on fait de la photométrie avec un photomètre). Elle doit être, par conséquent déterminée pour chaque nuit d'observation.

Le passage du système instrumental au système standard s'effectue à l'aide de la relation:

$$V_a = dv + v_c - 5 \cdot \log(AS \cdot AT) + \zeta_v + \varepsilon \cdot (b_0 - v_0)_a$$

avec: dv , la magnitude différentielle; v_c , la magnitude instrumentale de l'étoile de comparaison; le terme logarithmique est la réduction aux distances unitaires de la Terre (AT) et du Soleil (AS); les deux termes restants représentent la transformation dans le système standard de magnitude.

2.4.4. Estimation des erreurs

En photométrie avec des CCD, les erreurs dues à l'instrumentation sont gérées par l'équation donnant le rapport signal/bruit (Howell et al, 1988):

$$\frac{S}{N} = \frac{N_{ph}}{\sqrt{N_{ph} + n_{pix} \cdot (N_s + N_d + N_b^2)}}$$

où N_{ph} représente le nombre de comptage de photons relatif à l'objet, n_{pix} est le nombre d'éléments pour lesquels est faite la photométrie; N_d est le niveau du courant d'obscurité pour chaque élément; N_b est le bruit de lecture et N_s le nombre de comptage du fond de ciel pour chaque élément.

Si pour un objet x , on considère que le nombre de comptage mesuré est N_x , obtenu pendant un temps d'intégration T , le flux relatif au nombre de comptage sera:

$$F_x = \frac{N_x}{T}$$

On note F_a le flux relatif à l'astéroïde et F_c le flux de l'étoile de comparaison, on peut déduire l'erreur du rapport F_a/F_c par:

$$\sigma^2 \left(\frac{F_a}{F_c} \right) = \frac{F_c^2 \cdot \sigma_{F_a}^2 + F_a^2 \cdot \sigma_{F_c}^2}{F_c^4}$$

Normalement on utilise les magnitudes à la place des flux; on obtient alors la relation mathématique:

$$\sigma_{a-c}^2 = \frac{(2,5 \cdot \log e)^2}{\frac{F_a}{F_c}} \cdot \sigma^2 \left(\frac{F_a}{F_c} \right)$$

Pour une observation CCD, la variation de flux d'un objet x peut être donnée par (Howell et al., 1988):

$$\sigma_{F_x}^2 = \frac{N_x + n_{pix} \cdot (N_s + N_r^2)}{T^2}$$

où N_x est le nombre de comptage de photons, le fond de ciel ayant été soustrait, pour l'objet x , N_s est le nombre de comptage de fond de ciel, N_r est le nombre de comptage exprimant l'erreur de lecture et n_{pix} est le nombre de pixels pour lesquels la mesure a été faite.

Dans ce cas, la variation relative de la différence de magnitude entre l'astéroïde et l'étoile de comparaison sera:

$$\sigma_{a-c}^2 = 1,17 \cdot \left(\frac{N_c}{N_a}\right)^2 \cdot \frac{1}{N_c^4} \cdot \left\{ N_c^2 \cdot \left[N_a + n_{pix} \cdot (N_{sa} + N_r^2) \right] + N_a^2 \cdot \left[N_c + n_{pix} \cdot (N_{sc} + N_r^2) \right] \right\}$$

Cette variation est normalement très petite. Cependant, lorsque on détermine les coefficients qui nous permettent de nous calibrer sur le système standard d'étoiles, les erreurs introduites sont plus importantes (quelques centièmes de magnitude).

2.5. Autres techniques d'observations

Observations spectroscopiques. C'est une technique puissante utilisée pour l'étude de la minéralogie de la surface des astéroïdes. Les spectres d'astéroïdes sont en général des spectres à basse résolution ($\Delta\lambda = 10 \text{ \AA}$). La procédure de réduction des spectres consiste en une série de pas successifs, analogues à ceux réalisés pour le traitement des données photométriques. Pendant la nuit d'observation, on fait des spectres de l'astéroïde, de quelques étoiles (de type solaire), et d'une lampe spectrale de calibration. Le prétraitement des données, la correction de biais et de plage de lumière uniforme sont équivalents aux corrections appliquées dans le cas des données photométriques.

Observations polarimétriques. C'est une technique bien connue dans d'autres domaines astronomiques. La base de ce type d'observations est l'étude de la lumière réfléchiée par un astéroïde à travers un polariseur. L'intérêt de cette méthode est de connaître le degré de polarisation de la lumière, ceci pour différentes géométries du système astéroïde-Soleil-Terre. La représentation graphique du degré de polarisation en fonction de l'angle de phase est l'information essentielle qu'on peut en déduire. Le grand nombre d'observations qui doivent être réalisées à différents angles de phase fait de la polarimétrie une méthode très consommatrice en temps. Parmi les résultats importants qu'on peut obtenir, il y a la valeur de l'albédo,

l'évaluation du diamètre de l'astéroïde (Cunningham 1988, Dollfus et al. 1989) et la texture de la surface de l'objet.

Observation radiométrique. C'est une technique consistant à mesurer le flux d'un objet aux longueurs d'onde infrarouges (entre 10 et 100 μm). Ce flux est proportionnel à la section efficace de l'astéroïde et au rayonnement absorbé (Lebofsky & Spencer, 1989). Par la combinaison de ces mesures avec les mesures de la magnitude photométrique visible, il est possible de déterminer les valeurs de l'albédo et du diamètre. Pour ce domaine spectral, les observations au sol sont limitées par l'atmosphère terrestre. Pour les astéroïdes, les observations donnant les meilleurs résultats sont celles obtenues par le satellite IRAS¹¹. IMPS¹², un des programmes de ce satellite, a fourni des données sur quelques 1800 astéroïdes.

Observations par interférométrie des tavelures. Elles sont basées sur la comparaison de milliers d'images obtenues avec des temps très courts d'exposition (de l'ordre de la milliseconde) effectuée dans des bandes étroites de longueurs d'onde (100-300 \AA). Cette technique fait partie des techniques à très grande résolution angulaire et a été appliquée pour la première fois par A. Labeyrie (1970). Elle réduit considérablement la turbulence atmosphérique. Par transformées de Fourier, les courtes expositions peuvent être recombinaées, augmentant ainsi la qualité des images (supérieure à la résolution turbulente). Cette technique n'est utile que pour les grands télescopes (de plus de 50 cm de diamètre). Les avantages de cette méthode sont cependant affaiblis par la difficulté du traitement des observations.

Observations radio. Cette méthode concerne l'exploitation de la partie radio du spectre électromagnétique. Un signal radio monofréquence est envoyé en direction de l'astéroïde puis réfléchi par celui-ci vers la Terre. Le spectre obtenu est le résultat de l'élargissement Doppler du signal réfléchi par la surface de l'astéroïde provoqué par la rotation de l'objet autour de son axe de rotation. L'image représente le balayage du disque apparent de l'astéroïde. À partir de cela, il est possible de déterminer la dimension de l'astéroïde, sa forme, l'orientation de son axe de rotation

¹¹ IRAS - abréviation de InfraRed Astronomy Satellite

¹² IMPS - abréviation de IRAS Minor Planets Survey

(spin), et la structure de sa surface. Les observations radio peuvent être également utilisées pour des déterminations de positions. Cette technique est aussi d'intérêt astrométrique. En raison de l'atmosphère terrestre, les observations radio ne sont possibles que dans les domaines millimétriques et centimétriques. Les ondes de ce domaine spectral peuvent pénétrer les couches ionisées de l'atmosphère terrestre. Pour l'observation radio, deux instruments sont nécessaires: un émetteur d'ondes millimétriques, et un récepteur. En raison de la taille des astéroïdes, le problème majeur reste la puissance des pulses radio utilisés et l'intensité des échos. Par exemple, un pulse de 400-500 kW émis vers un astéroïde de grande taille (diamètre supérieur à 100 km) de la ceinture principale va produire un écho de 10^{-23} watt. Par conséquent, les meilleurs résultats seront obtenus pour les astéroïdes proches de la Terre, (astéroïdes Géo-croiseurs) et pour ceux qui réfléchissent le mieux les échos radar (astéroïdes métalliques). Cette technique donne des résultats intéressants. Des échos radar obtenus pour 19 astéroïdes Géocroiseurs de petite taille, montrent que leur formes sont plutôt irrégulières et allongées. Pour 4769 Castalia, les échos montrent des résultats qui suggèrent un astéroïde binaire¹³ (Ostro,1990). Les observations radar utilisent deux radiotélescopes géants : celui de Goldstone (pour la longueur d'onde de 3,54 cm) et celui d'Arecibo dans l'île de Porto-Rico (12,6 cm).

Optique adaptative. Elle représente l'une des techniques les plus performantes actuellement. Le principe de cette technique est d'éliminer les effets néfastes de l'atmosphère terrestre en visible et infrarouge proche (pour les télescopes optiques). Son chauffage par le Soleil provoque des déplacements d'air turbulent induisant une variation aléatoire de l'indice de réfraction, ce qui va déformer de façon importante le front d'onde quasiment plan en provenance d'une source ponctuelle située à l'infini. En termes physiques, ceci peut se traduire par une perte d'information de phase dans le rayonnement incident. L'optique adaptative va permettre d'analyser l'onde lumineuse incidente et de réagir en temps utile pour corriger le front d'onde. Ce processus peut se diviser en deux étapes:

- l'analyse du front d'onde perturbé, ce qui va permettre de quantifier la fluctuation de phase;

¹³ deux astéroïdes en contact

- l'utilisation des résultats de l'analyse pour corriger le front d'onde en un temps suffisamment court devant le temps de cohérence des perturbations.

La limitation imposée aux grands télescopes par la turbulence atmosphérique peut ainsi être éliminée (tout au moins fortement atténuée) par ces dispositifs complexes (Dumas, 1996).

Chapitre 3

Dédution des paramètres physiques des astéroïdes

Les observations au sol des astéroïdes permettent de calculer la magnitude, l'indice de couleur et la période de rotation. Sur la base de différents modèles, on peut déduire la forme de l'astéroïde et la position de l'axe des pôles. Dans ce chapitre, l'obtention de ces différents paramètres physiques est présentée.

3.1. Magnitude

La magnitude est une mesure de l'éclairement apparent d'une source de lumière céleste. S'il s'agit d'une étoile, on peut parler de source ponctuelle.

Si on considère $e(\lambda)$ comme un éclairement monochromatique quelconque, la magnitude apparente $m(\lambda_0)$ à une longueur d'onde λ_0 peut s'écrire:

$$m_{\lambda_0} = -2,5 \cdot \log \frac{e(\lambda_0)}{e_0} = -2,5 \cdot \log e(\lambda_0) + q(\lambda_0)$$

Normalement, les observations se font dans un intervalle spectral limité par un filtre de coefficient de transmission $t(\lambda)$. Dans cette situation, la magnitude apparente calculée pour un intervalle spectral (λ_1, λ_2) est:

$$m(\lambda_1, \lambda_2) = -2,5 \cdot \log \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} t(\lambda) \cdot e(\lambda) \cdot d\lambda + q_\lambda$$

Si on intègre sur toutes les longueurs d'onde, on obtient la magnitude apparente bolométrique:

$$m_b = -2,5 \cdot \log \frac{\int_0^\infty e(\lambda)}{e_b}$$

où $e_b = 2,521 \times 10^{-8} \text{ W m}^{-2}$

Si on connaît la magnitude bolométrique d'une étoile et sa distance D , en supposant qu'elle émet de manière isotrope, on peut calculer sa luminosité L par la formule :

$$m_b = -0,25 + 5 \cdot \log D - 2,5 \cdot \log \frac{L}{L_0}$$

où $L_0 = 3,827 \times 10^{26} \text{ W}$ est la luminosité solaire.

Si on veut comparer la luminosité des étoiles, la magnitude apparente n'est pas suffisante, puisqu'elle dépend de la distance. On utilise la notion de magnitude absolue, qui est une mesure fictive. La magnitude absolue est la magnitude que devrait avoir chaque étoile si elle était à une distance de 10 pc^1 de l'observateur. Elle est définie par M :

$$M = m + 5 - 5 \cdot \log D - A$$

où D représente la distance jusqu'à étoile et A l'absorption interstellaire.

D'un point de vue formel, purement théorique, la magnitude est bien définie. Par contre la détermination pratique présente de nombreuses difficultés. Celles ci sont dues essentiellement à l'atmosphère terrestre, mais aussi en partie aux instruments et aux détecteurs utilisés.

Les astéroïdes n'émettent pas de lumière propre. La manière d'estimer leur magnitude est pourtant semblable à celles des étoiles.

La magnitude réduite est la mesure de la brillance d'un astéroïde supposé situé à une distance d'une unité astronomique du Soleil et de la Terre. La différence

¹ $1 \text{ pc} = 3,086 \times 10^{16} \text{ m} = 3,26 \text{ année-lumière}$

entre la magnitude apparente et le terme $5\log(AS \cdot TS)$ (où AS représente la distance astéroïde-Soleil et TS la distance Terre-Soleil) donne une estimation de la magnitude réduite.

La magnitude absolue

Pour pouvoir comparer différentes courbes de lumière obtenues aux différentes oppositions, il faut considérer aussi la variation temporelle de l'angle de phase. L'angle de phase change en fonction de la position de l'astéroïde sur son orbite et provoque une variation de la surface éclairée par le Soleil. Par conséquent, il faut corriger cet effet en ramenant toutes les observations à l'angle de phase zéro. La formule de calcul acceptée par l'Union Astronomique Internationale est (Bowell et al, 1989):

$$V(\alpha) = V(1,0) - 2,5 \cdot \log[(1 - G)\Phi_1 + G \cdot \Phi_2]$$

où $V(\alpha)$ est la magnitude réduite de l'astéroïde dans la bande V (5550 Å), correspondant à l'angle de phase α ; $V(1,0)$ la magnitude absolue de l'astéroïde (pour $\alpha=0$ et distance 1 u.a.) ; G le paramètre de pente (pente de la représentation graphique de la magnitude réduite en fonction de l'angle de phase α); Φ_1 et Φ_2 sont deux constantes empiriques données par les relations:

$$\Phi_1 = \exp\left[-A_1 \left(\tan \frac{\alpha}{2}\right)^{B_1}\right]$$

$$\Phi_2 = \exp\left[-A_2 \left(\tan \frac{\alpha}{2}\right)^{B_2}\right]$$

avec $A_1=3,33$; $A_2=1,87$; $B_1=0,63$; $B_2=1,22$.

3.2. Indice de couleur; Réflectance spectrale

Parfois il est plus commode d'exprimer la différence de magnitude d'un astéroïde dans deux intervalles spectraux parce que, de cette manière, on élimine le paramètre distance toujours difficile à évaluer. L'indice de couleur représente la différence entre deux magnitudes du même corps obtenues à deux longueurs d'onde différentes, λ et λ_1 :

$$i.c. = m_{\lambda} - m_{\lambda_1}$$

Les indices de couleurs permettent de comparer entre elles les couleurs des objets.

L'indice de couleur *i.c.* est lié à la **réflectance spectrale** R_{λ} par la relation:

$$\log R_{\lambda} = \pm 0,4 \cdot i.c.$$

où on prendra le signe « + » pour les longueurs d'onde plus grandes que la longueur d'onde de référence λ_1 , et le signe « - » pour les longueurs d'onde plus petites que λ_1 .

3.3. Courbe de lumière

Si on fait un graphique de la variation de la magnitude d'un astéroïde en fonction du temps, on obtient ce qu'on appelle une **courbe de lumière**. L'intensité de la lumière solaire réfléchiée à la surface de l'astéroïde vers l'observateur dépend de plusieurs facteurs:

- les modifications de la distance astéroïde-Terre et astéroïde-Soleil;
- la rotation propre de l'astéroïde qui provoque une variation de la surface réfléchissante (un albédo moyen différent) ;
- la différence introduite par la modification de la géométrie astéroïde-Soleil-Terre, exprimée par la variation de l'angle de phase (Figure 8).

Dans le calcul de la courbe de lumière, il faut supprimer les effets dûs à la géométrie du problème. La courbe de lumière doit traduire la variation intrinsèque de la lumière réfléchiée par la surface de l'astéroïde, si on « gèle » le mouvement de révolution de l'astéroïde et de la Terre. À partir des courbes de lumière, on peut étudier les périodes de rotation propre des astéroïdes, les formes et la position des pôles, ainsi que le sens de rotation.

Par l'analyse des magnitudes du même astéroïde obtenues pendant plusieurs nuits autour de l'opposition, on peut estimer sa fonction de phase, ce qui va nous donner ensuite des informations concernant la structure physique de sa surface.

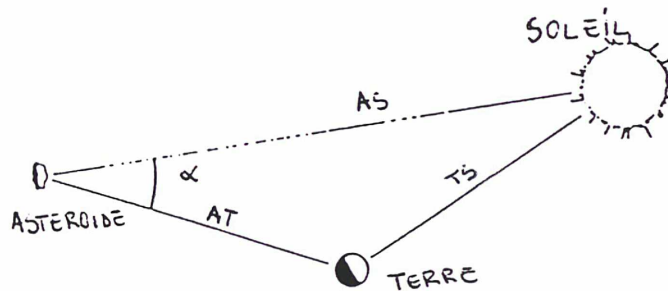


Figure 8. On ne peut évidemment observer l'astéroïde qu'autour de l'opposition. L'angle de phase α intervient dans la variation de brillance de l'astéroïde.

Si on suppose que l'astéroïde n'est pas un corps sphérique (hypothèse raisonnable vue sa taille), à cause du mouvement autour d'un axe propre d'inertie, la surface réfléchissant la lumière vers l'observateur diminue puis grandit d'une manière périodique. Cela va entraîner une variation de brillance dans la courbe de lumière (Figure 9).

La variation maximale dans la courbe de lumière s'appelle l'amplitude.

Une variation intrinsèque dans la brillance d'un astéroïde est due non seulement à sa forme, mais aussi aux variations des différentes parties de la surface de l'astéroïde qui ont des réflectivités différentes (l'albédo diffère). Si on considère que sur la surface d'un astéroïde sphérique, il y a une partie moins réfléchissante que le reste, chaque fois que celle-ci sera éclairée et donnera sa contribution à la lumière réfléchi, on aura une diminution de la brillance de l'astéroïde (Figure 10).

L'amplitude de la courbe de lumière dépend aussi de la position de l'axe de rotation propre de l'astéroïde par rapport à la ligne de visée. On appelle angle d'aspect, l'angle que fait la direction astéroïde-observateur et l'axe de rotation propre de l'astéroïde. En fonction de la valeur de l'angle d'aspect, un astéroïde peut présenter différentes amplitudes de courbes de lumière (Figure 10).

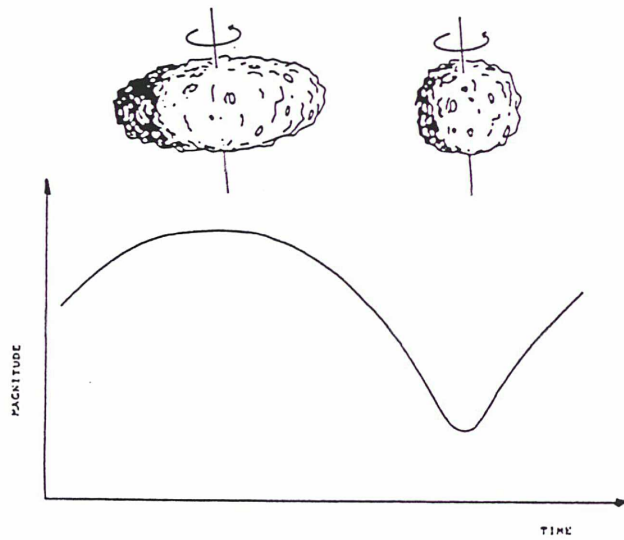


Figure 9. Un astéroïde non-sphérique vu à deux phases de rotation différentes; en bas, la courbe de lumière correspondante.

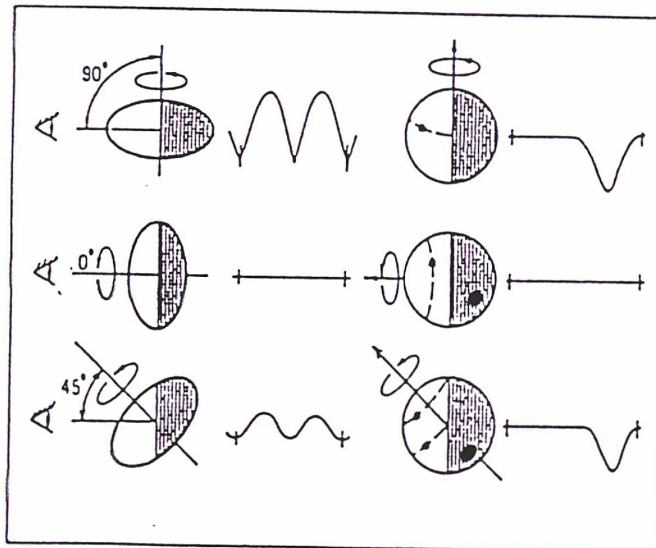


Figure 10. Différents cas où la forme de l'astéroïde, l'albédo ainsi que l'angle d'aspect interviennent dans la courbe de lumière.

En 1913, Bailey, par photométrie visuelle, a commencé l'étude des variations de brillance. Avec la découverte de la cellule photoélectrique au début des années

1940, on a commencé l'utilisation de la technique de la photométrie photoélectrique (Groeneveld & Kuiper, 1954). Depuis les années 80 on utilise surtout les caméras CCD pour faire de la photométrie.

Même si pour les variations de brillance de l'astéroïde, on constate qu'il y a deux paramètres intrinsèques majeurs - la forme et l'albédo des différents parties de la surface - il existe une hiérarchie entre eux. Dans la plupart des cas, c'est la forme de l'astéroïde qui domine dans le profil de la courbe de lumière. Cependant le cas de l'astéroïde 4 Vesta est différent. Les observations au sol faites sur Vesta montrent que c'est l'albédo qui domine les variations de brillance (Gehrels, 1967). En effet, l'astéroïde 4 Vesta a une forme plutôt sphérique (comme la plupart des astéroïdes de grande taille). La conclusion de Gehrels est confirmée par les observations du télescope spatial qui montre une forte différence d'albédo (donc une composition minéralogique différente) due à la présence d'un énorme cratère à la surface de Vesta, conséquence probable d'une forte collision (Figure 11). Les observations réalisées par Dumas et Hainaut (1996) avec le dispositif d'optique adaptative de télescope CFH confirment aussi les observations du télescope spatial.

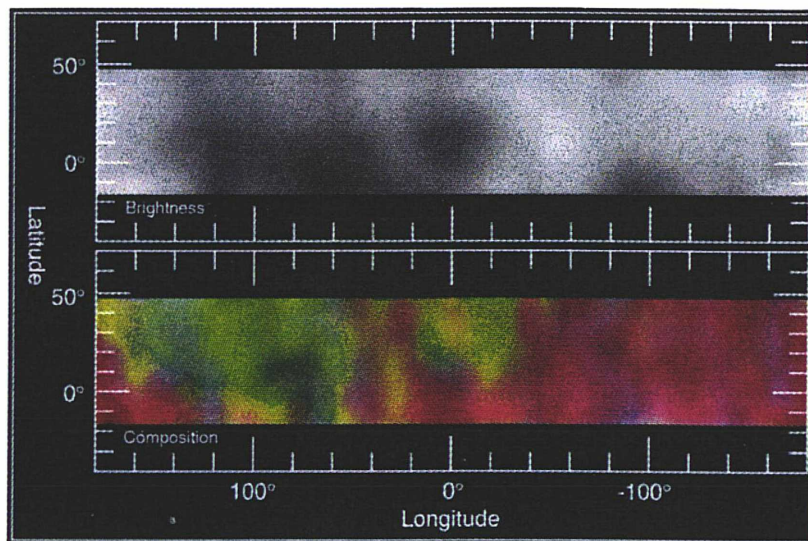


Figure 11. Image développée de la surface de 4 Vesta en fausses couleurs.

D'après le modèle de Lupishko à partir de l'étude de régolithes lunaires, les variations de la courbe de lumière introduite par les variations de l'albédo sont en moyenne de 0,15 mag (Lupishko et al, 1983).

Pour connaître quel est l'effet principal, on peut l'isoler en observant en même temps la courbe de lumière photométrique en visible et la courbe de lumière en infrarouge (courbe thermique) - partie la plus proche du côté radiométrique du problème (Lebofski & Spencer, 1989). En visible, on a le maximum de brillance au moment où les régions de l'astéroïde d'albédo le plus élevé réfléchissent la lumière. Au contraire, la courbe radiométrique aura ses maxima là où la surface est la plus noire et va émettre beaucoup plus que la région brillante. Si la courbe de lumière obtenue en visible est en phase avec la courbe radiométrique, on a la certitude que la courbe de lumière est donnée par la forme de l'astéroïde et non par la variation d'albédo de sa surface. Si entre la courbe de lumière et la courbe radiométrique on constate un déphasage, alors on doit prendre en compte aussi l'effet de la variation d'albédo à la surface de l'astéroïde.

3.4. Période de rotation

Dans la plupart des cas, il n'est pas possible pendant une nuit d'observations, de couvrir la période de rotation complète d'un astéroïde. Puisque la variation de la luminosité (quand elle existe) de l'astéroïde est presque périodique, on peut superposer les observations de plusieurs nuits successives. On parle alors d'une courbe de lumière composée. Ceci peut être fait de manière efficace par une procédure d'ajustement en série de Fourier (Harris et al, 1989). On peut représenter la courbe de lumière par la fonction:

$$V(\alpha, t) = \bar{V}(\alpha) + \sum_{l=1}^n \left[A_l \cdot \sin \frac{2\pi \cdot l}{P} \cdot (t - t_0) + B_l \cdot \cos \frac{2\pi \cdot l}{P} \cdot (t - t_0) \right]$$

où $V(\alpha, t)$ est la magnitude réduite sous l'angle de phase α et au temps t ;

$\bar{V}(\alpha)$ est la magnitude absolue moyenne sous l'angle de phase α ;

A_l et B_l sont des coefficients de Fourier;

P est la période de rotation;

t_0 est le temps choisi proche du milieu du temps d'observation.

Cette fonction peut être ajustée par une formulation des moindres carrés pour une valeur fixée de la période et de degré fixe n . En pratique, on cherche la solution

pour déterminer le degré n et la période ou les périodes P ainsi que l'incertitude dans l'estimation de P . On trouve parfois plusieurs valeurs acceptables pour P , soit à cause d'un ensemble limité de données, soit parce que la courbe de lumière est de basse amplitude.

Dans la procédure décrite ci-dessus, on suppose « a priori » que la courbe de lumière est exactement périodique pendant l'intervalle de temps couvert par les observations. En pratique, le profil de la courbe de lumière peut changer lentement, à cause des changements de l'angle d'aspect et de l'angle de phase, dont la période de rotation synodique observée sera légèrement différente de la période de rotation sidérale.

3.5. Position de l'axe des pôles

Par des observations au cours de plusieurs oppositions, sur le même astéroïde, on peut estimer l'axe de rotation propre ainsi que le sens de rotation. Au cours des années, plusieurs méthodes ont été employées.

L'une des méthodes employées est la méthode « amplitude-aspect ». Cette méthode s'appuie sur le fait que l'on peut toujours exprimer l'amplitude de la courbe de lumière en fonction de l'angle d'aspect. L'amplitude de la courbe de lumière est plus grande si on observe l'astéroïde à l'aspect équatorial et elle devient pratiquement nulle à l'aspect polaire. Cette méthode permet de faire des estimations des coordonnées des pôles si l'astéroïde a été observé au moins à trois oppositions. La méthode a été affinée et améliorée pendant des années, plus récemment par Zappala & Knezevic (1984).

Une autre méthode est connue dans la littérature : « la méthode des époques ». Elle a été pour la première fois appliquée par Gehrels(1967) pour déterminer l'axe des pôles et le sens de rotation de l'astéroïde 4 Vesta. Les améliorations de cette méthode (Taylor, 1979; Taylor & Tedesco, 1983) ont donné de bons résultats sur d'autres astéroïdes. Avec cette méthode, on suppose que le temps d'apparition d'une caractéristique donnée dans une courbe de lumière (par exemple

un maximum) correspond au temps de transit d'un méridien spécifique sur la surface de l'astéroïde vu depuis la Terre. Si on observe l'astéroïde pendant plusieurs apparitions bien espacées dans le ciel, on peut déduire la localisation de l'axe des pôles et le sens de rotation en minimisant les résidus du temps de transit d'un méridien à partir du temps d'apparition de la caractéristique spécifique de la courbe de lumière. L'incertitude associée à cette méthode est liée à la validité de l'hypothèse qu'une caractéristique bien établie de la courbe de lumière correspond au même méridien même si on la voit depuis des latitudes très différentes sur l'astéroïde.

Magnusson (1986) a utilisé un algorithme plus sophistiqué pour déterminer la position des pôles. En supposant le modèle d'ellipsoïdes triaxiaux, on cherche la relation amplitude-magnitude de l'astéroïde. Cela va nous permettre d'ajuster en même temps sa forme. Parallèlement, on utilise la variation de la période de rotation synodique observée pour obtenir l'axe et le sens de rotation. Des caractéristiques bien définies dans les courbes de lumière sont sélectionnées et sont supposées rester dans une phase rotationnelle fixe. Pour cela un algorithme a été développé pour trouver le nombre correct de cycles de rotation entre les différentes apparitions; de plus cela permet de distinguer parmi les courbes de lumière celles dont les périodes de rotation sont ambiguës.

Par conséquent, à l'aide de plusieurs courbes de lumière obtenues à différentes oppositions, on peut déterminer l'axe de rotation et estimer la position du pôle à la surface de l'astéroïde, ainsi que son sens de rotation. De nos jours, on détient des informations sur l'axe de rotation et/ou la position des pôles et/ou le sens de rotation pour environ 100 astéroïdes dont la plupart sont des astéroïdes de grande tailles².

3.6. Forme

La plupart des techniques utilisées pour le calcul de la position des pôles de l'astéroïde permettent en même temps d'obtenir l'axe de rotation de l'ellipsoïde qui est à la base du modèle de forme de l'astéroïde.

² adresse INTERNET file://ftp.astro.uu.se/pub/Asteroids/SpinVectors/

La plupart des astéroïdes sont de petite taille (« diamètre » inférieur à 50 km). Pour les astéroïdes dont les diamètres sont supérieurs à 150 km, on peut imaginer des modèles sphéroïdaux ou ellipsoïdaux bi ou tri-axiaux sans faire trop d'erreur dans l'estimation.

Pour les astéroïdes de petite taille la situation est plus complexe. Des fragments irréguliers ont pu être produits par collisions et par conséquent, on retrouve ses fragments dans la population astéroïdale parmi les astéroïdes de petite taille. Les modèles de forme pour les astéroïdes 951 Gaspra et 243 Ida, ont coïncidé avec les images prises par la caméra de la sonde spatiale GALILEO (Barucci et al, 1992; Dotto et al. 1995)

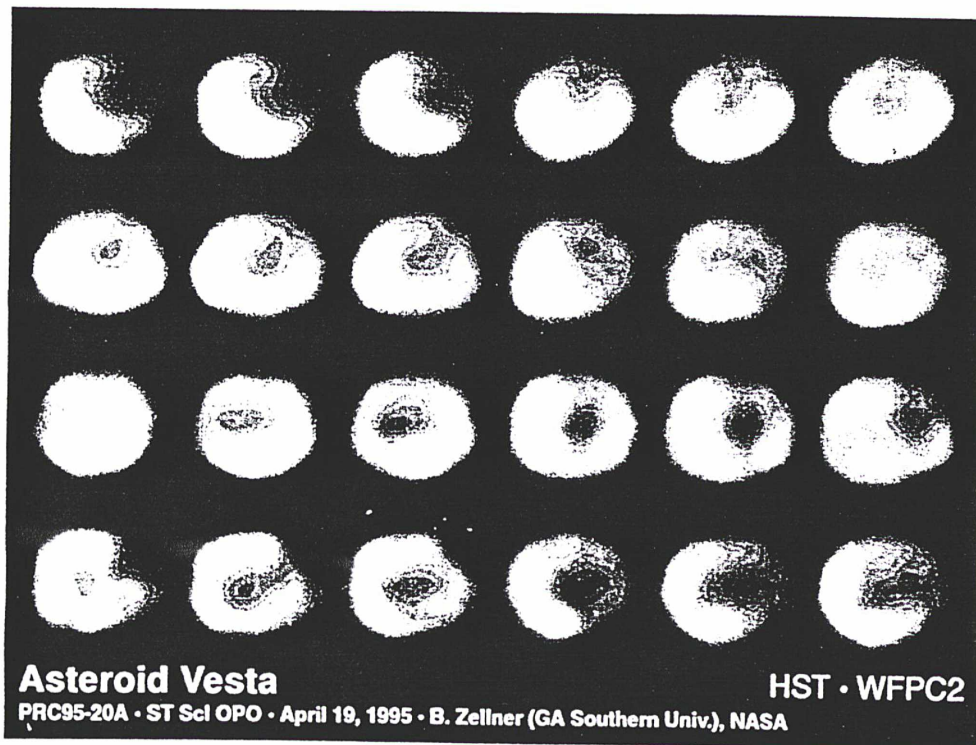


Figure 12. Une succession de 24 images de l'astéroïde 4 Vesta prises par le Hubble Space Telescope durant une rotation synodique. On peut voir facilement que la forme s'approche d'une sphère.

Les courbes de lumière posent les premières contraintes sur les formes des astéroïdes. On peut imaginer des expériences complémentaires en laboratoire, des simulations numériques, et des maquettes pour clarifier le rôle de la forme, de la

géométrie de l'observation et de la morphologie de la surface de l'astéroïde (Figure 12).

On construit ainsi des courbes de lumières synthétiques (Barucci et al., 1982), qui permettent de faire des estimations sur les différents modèles de forme, en modifiant aussi la géométrie de l'observation (Figure 13), avec ou sans variation d'albédo à la surface du modèle.

Par analyse de Fourier des courbes de lumière de 91 astéroïdes, on obtient les résultats suivants (Barucci et al. 1989): 32% sont des objets ellipsoïdaux plus ou moins allongés; 25% des objets irréguliers; 23% des objets sphéroïdaux et pour les 20% restants, la courbe de lumière est dominée par les variations d'albédo.

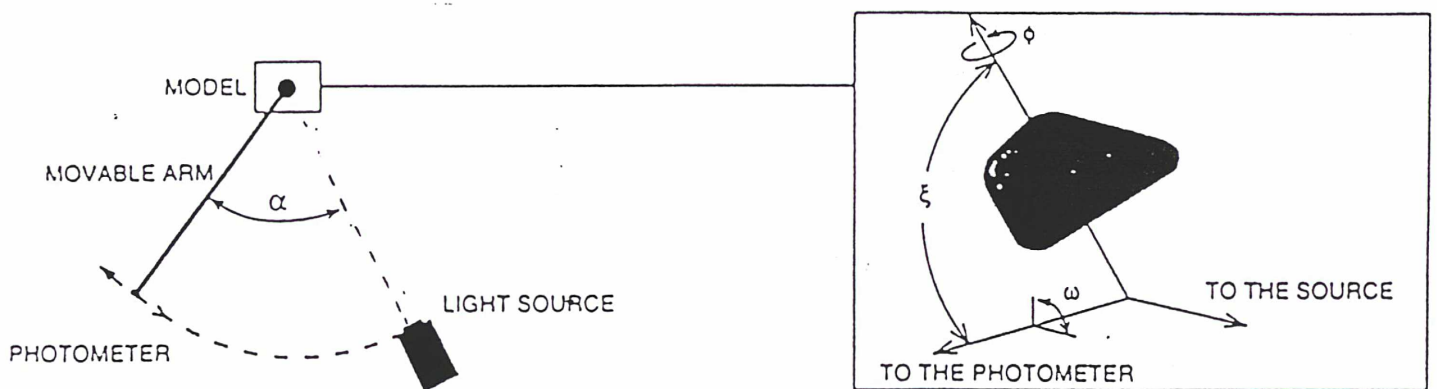


Figure 13. Schéma de l'instrument 'System for Asteroid Model' pour produire une courbe de lumière synthétique (utilisé à l'Observatoire de Teramo, Italie).

Pour les plus gros astéroïdes de la ceinture principale, leur forme peut être aussi étudiée par l'optique adaptative (Dumas, 1996).

L'estimation de forme pour les astéroïdes se fait aussi par écho radar. Cette technique est utilisée surtout pour les astéroïdes qui frôlent la Terre. Dans les dernières années, on a observé, grâce au radar, des astéroïdes comme 1620 Géographos, 4179 Toutatis, 4769 Castalia. Les images de Géographos, par exemple

(Figure 14), montre la silhouette de l'astéroïde; la forme est très allongée et irrégulière, c'est l'objet le plus allongé du système solaire que l'on connaisse jusqu'à présent (Ostro et al, 1995).



Figure 14. Le profil radar de l'astéroïde 1620 Géographos obtenu le 30 et 31 Août 1994.

3.7. Campagnes d'observations

Dans cette partie seront présentées les caractéristiques des instruments et les logiciels utilisés pendant les observations.

Les observations photométriques ont été effectuées durant trois années à l'Observatoire de Haute Provence, à l'Observatoire Européen de l'Hémisphère Austral à La Silla au Chili et à l'Observatoire du Pic du Midi. Au total, j'ai pu observer 21 astéroïdes. Parmi eux, 6 astéroïdes sont des cibles potentielles de la mission ROSETTA. Les caractéristiques des instruments utilisés sont les suivantes:

Lieu	Télescope	Equipement	Filtre	Logiciel
Pic du Midi	Cassegrain 1 m	CCD 384x288 Thompson7863	V Johnson	ZAP
Observatoire de Haute Provence	Newton 1,20m	CCD 512x512 TK512	V Johnson	IHAP
La Silla	ESO 50 cm DUTCH 92cm	EMI 9789QB CCD TEK 512x512	V Cousins V Bessel	MIDAS

Le choix des candidats à observer a été effectué suivant les critères suivants :

- i) leur visibilité pendant la période d'observation en fonction de la position de l'astéroïde et des coordonnées de l'observatoire (la plupart des astéroïdes ont été choisis près de l'opposition) ;
- ii) la magnitude apparente de l'astéroïde durant la mission étant donné les caractéristiques de l'instrument et du lieu d'observation ;
- iii) favoriser les astéroïdes-cibles possibles pour la prochaine mission spatiale ROSETTA ;
- iv) focaliser l'intérêt vers les astéroïdes de petite taille ;
- v) regarder attentivement dans la littérature les articles publiés sur les candidats.

Pour calculer les éphémérides des astéroïdes, j'ai utilisé le logiciel EPHEM réalisé par David Tholen. Les cartes de champ ont été tracées avec le logiciel CELESTIAL MAPS v. 4.5. (Vaduvescu & Birlan, 1996).

Les étoiles standards ont été choisies parmi les étoiles de type solaire du catalogue de Landolt (Landolt, 1983).

Les données ont été réduites à l'aide des logiciels ASTROL, MIDAS, IRAF, et la détermination de la période a été faite par analyse de Fourier (Harris et al, 1989) en considérant que la courbe de lumière doit avoir deux maxima et deux minima.

La géométrie des observations, pour chaque nuit et pour chaque astéroïde, est donnée dans le Tableau 1.

Tableau 1. Les coordonnées des astéroïdes à la date des observations

Date	A.D.	Decl	Long	Lat	AS	AT	Phase	V(α)
0 U.T	2000,0	2000,0	2000,0	2000,0	U.A.	U.A.	deg	mag
319 Léona								
1996 07 11	18 11 59,0	-09 18 13	272,3	+14,1	3,852	2,886	5,47	
1996 07 23	18 04 34,1	-09 38 45	270,5	+13,7	3,833	2,934	8,10	
424 Gratia								
1996 07 09	19 34 55,8	-23 58 26	290,0	-2,2	2,996	1,982	1,72	-
1996 07 20	19 24 54,0	-24 45 05	288,5	-2,7	2,988	1,980	2,98	-
1996 07 22	19 23 06,3	-24 52 54	288,1	-2,7	2,987	1,983	3,73	-
1996 07 23	19 22 13,0	-24 56 44	287,9	-2,8	2,986	1,985	4,11	-
440 Théodora								
1996 07 24	20 08 37,8	-19 45 08	299,4	+0,3	2,444	1,428	0,57	-
1996 07 25	20 07 32,1	-19 47 47	299,1	+0,4	2,444	1,428	1,07	-
446 Aeternitas								
1996 07 07	19 14 08,5	-38 21 44	284,3	-15,8	2,485	1,491	6,43	-
1996 07 08	19 13 06,0	-38 25 41	284,1	-15,9	2,484	1,491	6,47	-
1996 07 09	19 12 03,3	-38 29 25	283,9	-15,9	2,483	1,491	6,54	-
727 Nipponia								
1996 07 09	19 44 52,5	-12 24 33	295,2	+8,7	2,660	1,658	4,69	-
1996 07 20	19 34 53,7	-13 45 29	292,5	+7,7	2,649	1,640	3,41	-
1996 07 22	19 33 04,4	-14 01 09	292,0	+7,6	2,647	1,640	3,88	-
1996 07 23	19 32 10,2	-14 09 04	291,8	+7,5	2,646	1,641	4,16	-
888 Parysatis								
1996 07 20	19 21 31,9	-17 37 05	288,7	+4,4	2,978	1,971	3,15	-
1996 07 22	19 19 44,7	-17 48 48	288,3	+4,3	2,975	1,972	3,85	-
1996 07 23	19 18 51,7	-17 54 40	288,1	+4,1	2,974	1,973	4,21	-
1071 Brita *								
1996 07 07	21 20 12,4	-23 19 26	314,5	-7,3	3,001	2,083	10,01	
1996 07 08	21 19 39,5	-23 23 54	314,4	-7,4	3,001	2,076	9,70	
1996 07 09	21 19 05,3	-23 28 24	314,2	-7,4	3,000	2,068	9,39	

1996 07 10	21 18 29,8	-23 32 57	314,1	-7,4	2,999	2,061	9,07	
1992 Galvarino *								
1995 09 26	03 28 29,5	+10 37,8	52,4	-8,0	3,058	2,320	14,63	10,35
1995 09 27	03 28 21,4	+10 32,9	52,4	-8,0	3,058	2,310	14,41	10,35
1995 09 28	03 28 12,0	+10 27,8	52,3	-8,1	3,059	2,300	14,18	--
1995 09 29	03 28 01,2	+10 22,7	52,2	-8,2	3,059	2,290	13,94	--
2209 Tianjin								
1996 07 24	18 13 11,6	-20 32 40	272,4	+2,8	2,960	2,026	9,40	-
1996 07 25	18 12 34,0	-20 33 55	272,2	+2,8	2,959	2,033	9,74	-
2419 Moldavia								
1995 09 26	01 17 05,9	+03 09,5	18,9	-4,6	2,168	1,190	7,81	11,50
1995 09 27	01 16 22,4	+03 00,4	18,7	-4,6	2,168	1,186	7,30	11,49
1995 10 02	01 12 30,1	+02 14,1	17,5	-5,0	2,163	1,171	4,81	--
2446 Lunacharsky *								
1996 07 11	22 03 09,4	-18 03 55	325,8	-5,7	2,030	1,129	17,92	-
1996 07 12	22 02 51,6	-18 06 44	325,7	-5,7	2,031	1,124	17,48	-
2703 Rodari *								
1996 07 23	23 34 54,8	-12 51 38	348,4	-9,3	2,227	1,428	20,25	
1996 07 24	23 34 51,8	-12 55 03	348,4	-9,3	2,228	1,420	19,93	
2921 Sophocles								
1995 10 01	00 15 52,8	+00 17,2	3,7	-1,3	2,773	1,773	1,40	11,17
1995 10 02	00 15 10,2	+00 12,2	3,5	-1,3	2,774	1,775	1,80	--
2950 Rousseau								
1996 07 24	18 17 47,5	-21 07 30	273,4	+2,2	3,005	2,066	8,93	
1996 07 25	18 17 02,7	-21 10 43	273,3	+2,2	3,003	2,070	9,27	
3247 DiMartino								
1995 09 28	01 15 04,5	+04 21,8	18,9	-3,3	2,680	1,698	5,50	--
1995 09 29	01 14 10,9	+04 17,2	18,7	-3,3	2,679	1,695	5,07	--
1995 09 30	01 13 16,5	+04 12,6	18,5	-3,2	2,679	1,693	4,64	10,96
3623 Chaplin								
1995 10 01	23 12 23,0	-09 25,5	345,3	-3,9	2,615	1,661	8,37	10,43
1995 10 02	23 11 45,9	-09 29,3	345,2	-3,9	2,615	1,667	8,77	--
3776 Vartiovuori								
1996 07 11	18 08 18,1	-57 10 11	270,4	-33,7	3,128	2,260	11,43	-
1996 07 12	18 07 03,2	-57 10 13	270,4	-33,7	3,128	2,265	11,56	-

3986 Rozhkovskij

1995 09 26	22 46 25,0	+01 05,7	343,4	+8,2	2,231	1,265	9,13	10,93
1995 09 27	22 45 35,9	+01 00,0	343,2	+8,2	2,230	1,268	9,60	10,93

4258 Ryazanov *

1996 07 11	14 50 02,6	-16 21 39	224,3	-0,0	2,956	2,365	18,01	
1996 07 12	14 50 12,8	-16 23 26	224,3	-0,0	2,955	2,377	18,15	

5046 1981 DQ

1995 09 28	22 47 47,9	+10 03,2	347,3	+16,3	2,478	1,527	9,28	--
1995 09 29	22 47 12,7	+09 52,6	347,1	+16,2	2,478	1,530	9,57	--
1995 09 30	22 46 38,6	+09 41,9	346,9	+16,1	2,477	1,533	9,88	11,35

5224 Abbe *

1996 07 24	15 03 29,1	-27 57 45	230,6	-10,2	2,265	1,712	24,99	
1996 07 25	15 04 14,2	-27 57 16	230,8	-10,1	2,265	1,723	25,12	

* - les astéroïdes cibles possibles de ROSETTA

Bitte in dieser Richtung möglich sein

Bitte in dieser Richtung möglich sein

Bitte in dieser Richtung möglich sein

Bitte in dieser Richtung möglich sein

Bitte in dieser Richtung möglich sein

Bitte in dieser Richtung möglich sein

Bitte in dieser Richtung möglich sein

Bitte in dieser Richtung möglich sein

Bitte in dieser Richtung möglich sein

Bitte in dieser Richtung möglich sein

Bitte in dieser Richtung möglich sein

Bitte in dieser Richtung möglich sein

Bitte in dieser Richtung möglich sein

Bitte in dieser Richtung möglich sein

Bitte in dieser Richtung möglich sein

Bitte in dieser Richtung möglich sein

Bitte in dieser Richtung möglich sein

Bitte in dieser Richtung möglich sein

Bitte in dieser Richtung möglich sein

Bitte in dieser Richtung möglich sein

Bitte in dieser Richtung möglich sein

Bitte in dieser Richtung möglich sein

Bitte in dieser Richtung möglich sein

Bitte in dieser Richtung möglich sein

Chapitre 4

Résultats observationnels

Les résultats des campagnes d'observations sont présentés dans ce chapitre. Nous avons essayé de mieux comprendre les propriétés physiques des astéroïdes et nous nous sommes plus particulièrement consacrés aux astéroïdes « vedettes » du moment (cibles de la mission ROSETTA). Plus concrètement, les résultats des observations ont été orientés vers la détermination des courbes de lumière composée ainsi que vers le calcul des périodes de rotation propres.

Ma stratégie s'est appuyée sur les critères suivants:

- 1) j'ai observé, par photométrie CCD et par photométrie d'ouverture, les astéroïdes dont la période de rotation n'était pas encore déterminée;
- 2) je me suis concentré sur les astéroïdes-cibles de la sonde spatiale ROSETTA. Il faut évidemment avoir depuis le sol un maximum d'informations avant la rencontre;
- 3) j'ai observé des astéroïdes de petite taille (diamètre inférieur à 50 km) pour augmenter la base de données concernant ce type d'objets;
- 4) les observations ont été orientées aussi vers les astéroïdes dont on ne connaît pas la période avec précision, mais pour lesquels on dispose de suffisamment d'indices pour en déduire que leur période est longue et complexe.

Finalement mes observations ont permis de fournir les caractéristiques physiques de 15 astéroïdes. Parmi eux, 14 sont de petite taille (diamètre inférieur à 50 km), et 6 étaient supposés être à longue période.

Six astéroïdes de l'échantillon mentionné ont été désignés comme cibles possibles pour la mission ROSETTA.

L'intérêt porté aux astéroïdes de petite taille est important à souligner. Leur taille fait qu'ils sont peu lumineux donc difficilement observables. Parmi eux, il y a des objets à période longue et complexe, ce qui rend encore plus difficile le calcul de cette période. Les astéroïdes de petite taille sont encore peu connus et il est très important de connaître cette catégorie d'objets, afin de mieux comprendre l'évolution de l'ensemble de la population astéroïdale.

Actuellement, on connaît la période de rotation propre de quelques 300 astéroïdes de petite taille. Fulchignoni et al. (1995) trouvent que leur distribution peut être modélisée par, au moins, trois populations: une population qui a pratiquement le même spin que la population des astéroïdes de grande taille (8,8 heures environ), une population qui tourne vite (en moyenne 4,1 heures) et une population qui tourne très lentement (en moyenne 24,4 heures). En termes d'évolution par collisions mutuelles, les trois distributions expérimentales trouvées parmi les astéroïdes de petite taille peuvent s'expliquer de la manière suivante : la sous-population qui présente un spin semblable à celui des astéroïdes de grande taille est composée d'objets qui n'ont pas été affectés sensiblement par les collisions mutuelles dans la ceinture . Ils gardent toujours leur mouvement de rotation propre qu'ils ont acquis au cours de la phase d'accrétion des corps du système solaire. Pour les deux autres sous-populations, on assiste à une superposition d'un spin supplémentaire par rapport à celui que les astéroïdes avaient obtenu pendant le processus d'accrétion. Ce spin supplémentaire pourrait être dû aux collisions mutuelles et à la fragmentation. Ainsi, au cours de la fragmentation d'un grand astéroïde, en morceaux plus ou moins grands, une partie de l'énergie de la collision peut être cédée aux fragments sous forme de moment cinétique. L'addition vectorielle avec le moment cinétique initial peut conduire soit à une augmentation, soit à une diminution du moment cinétique du

fragment, par rapport à celui de l'astéroïde parent. On va ainsi pouvoir observer des astéroïdes à rotation rapide et d'autres à rotation lente.

Les observations que j'ai faites, correspondent à environ 6% de la connaissance des périodes de rotation sur les astéroïdes de petite taille. Cet aspect sera développé à la fin de ce chapitre.

4.1. Astéroïdes de petite taille

Les astéroïdes de petit taille ($D < 50 \text{ km}$) sont évidemment plus difficile à observer mais tout aussi important. Afin de réduire le biais observationnel et d'avoir un échantillon statistiquement de meilleure qualité, j'ai commencé l'observation systématique de 20 astéroïdes de petite taille. J'ai, pour l'instant, déterminé la période pour 14 d'entre eux.

440 Théodora a été observé durant les nuits des 24 et 25 juillet 1996 à l'E.S.O. pendant 18 heures au total. Son diamètre est estimé à 19,9 km. La courbe de lumière composée, présentée en Figure 15, a un profil symétrique, avec des maxima et des minima bien définis. La période de rotation propre a été trouvée égale à $4,828 \pm 0,004$ heures et l'amplitude de la courbe de lumière est de $0,43 \pm 0,03$ magnitudes.

727 Nipponia a été observée pendant les nuits des 9, 20, 22 et 23 juillet 1996 à l'E.S.O.. Son diamètre est estimé à 37,5 km. À cause de la faible qualité des données, on a utilisé seulement les nuits de 22 et 23 juillet. La courbe de lumière composée, présentée en Figure 16, correspond à une période de $4,6 \pm 0,1$ heures.

888 Parysatis a été observé pendant les nuits des 20, 22 et 23 juillet 1996 à l'E.S.O.. À cause de la qualité des observations, on a gardé les nuits du 20 et 23 juillet pour tracer la courbe de lumière composée. Le diamètre de l'astéroïde est estimé à 44,8 km. La courbe de lumière composée, présentée en Figure 17, correspond à une période de $5,49 \pm 0,01$ heures. L'amplitude de la courbe de lumière est de $0,23 \pm 0,02$ magnitude.

2209 Tianjin a été observé pendant les nuits des 24 et 25 juillet 1996 à l'E.S.O., pendant 16 heures au total. Son diamètre est estimé à 19,2 km. La courbe de lumière composée, présentée en Figure 18, correspond à une période de $9,47 \pm 0,01$ heures. L'amplitude de la courbe de lumière est de $0,42 \pm 0,02$ magnitude.

2419 Moldavia a été observé pendant les nuits des 26, 27 septembre et 2 octobre 1995 à l'Observatoire de Haute Provence. Son diamètre est estimé à 7,29 km. La courbe de lumière composée est présentée en Figure 19. Elle correspond à une période de $2,412 \pm 0,003$ heures. L'amplitude de la courbe de lumière est de $0,14 \pm 0,03$ magnitude.

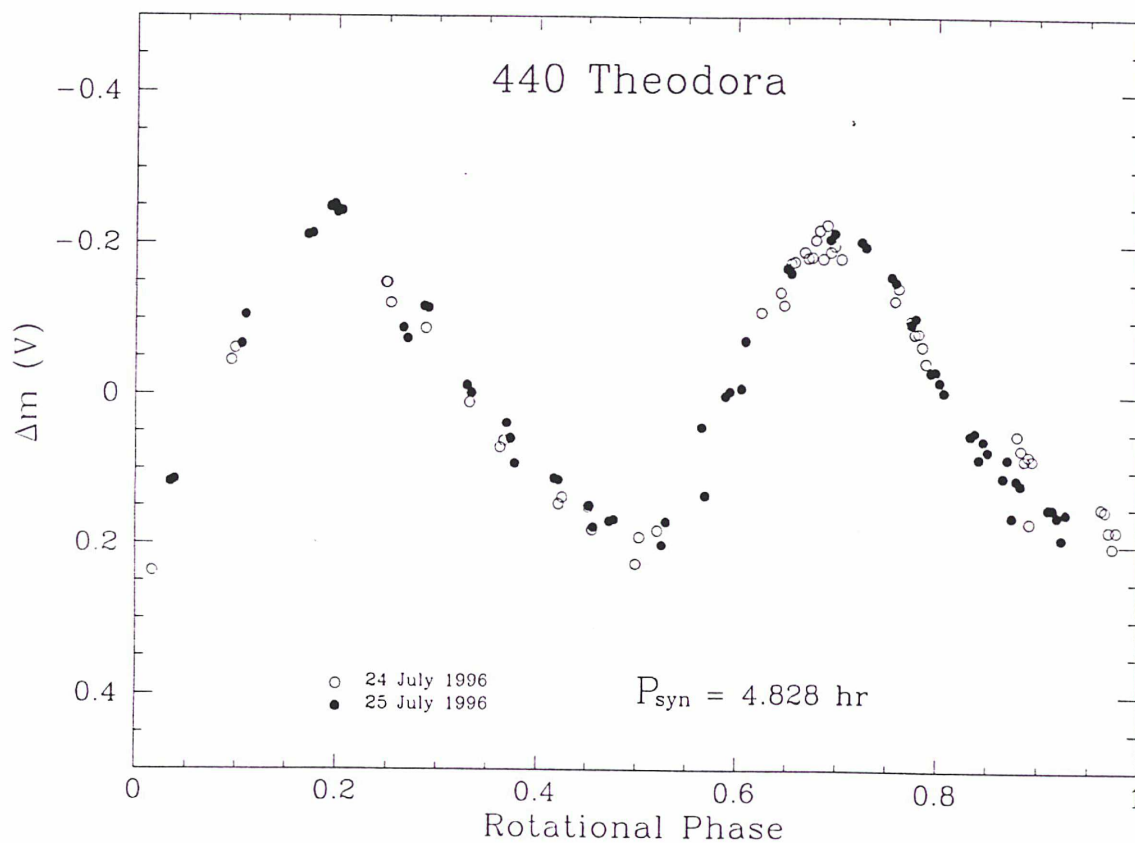


Figure 15. Courbe de lumière composée de l'astéroïde 440 Théodora, obtenue à l'Observatoire Européen de l'Hémisphère Austral. La phase zéro de la courbe correspond à la date du 22 juillet 1996, 0 h T.U.

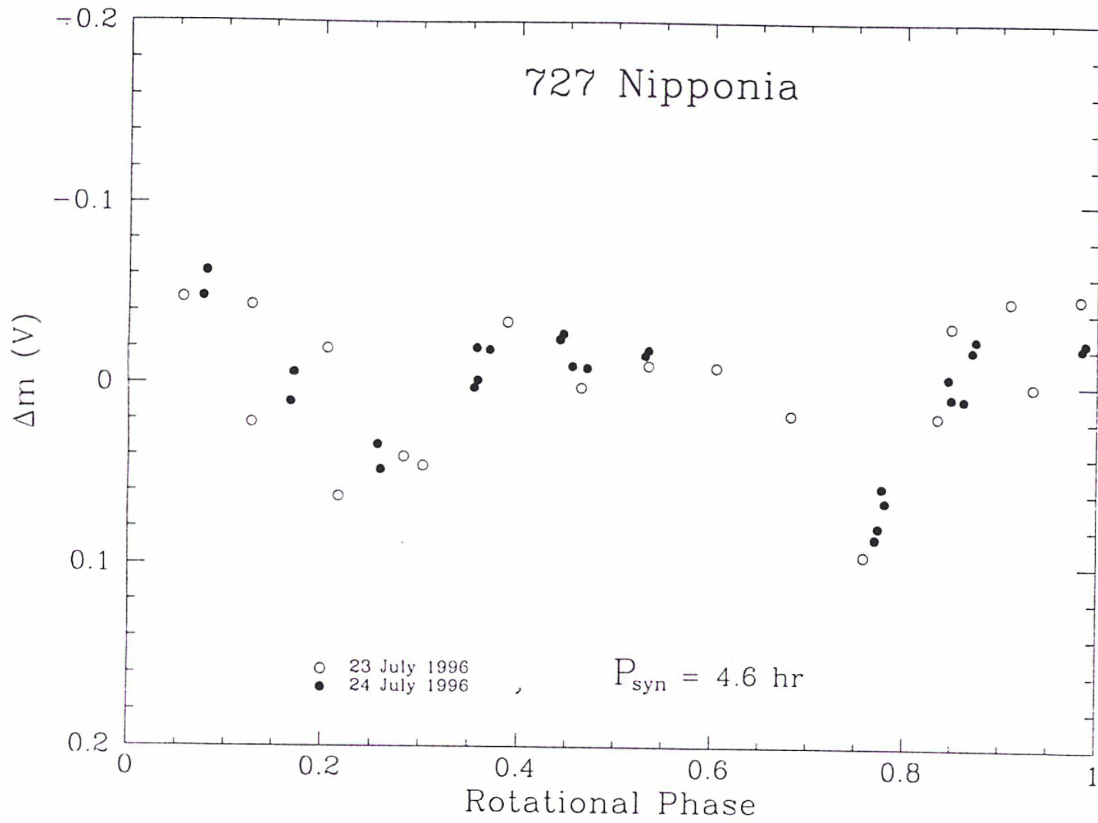


Figure 16. Courbe de lumière composée de l'astéroïde 727 Nipponia, obtenue à l'Observatoire Européen de l'Hémisphère Austral. La phase zéro de la courbe correspond à la date du 24 juillet 1996, 0 h T.U.

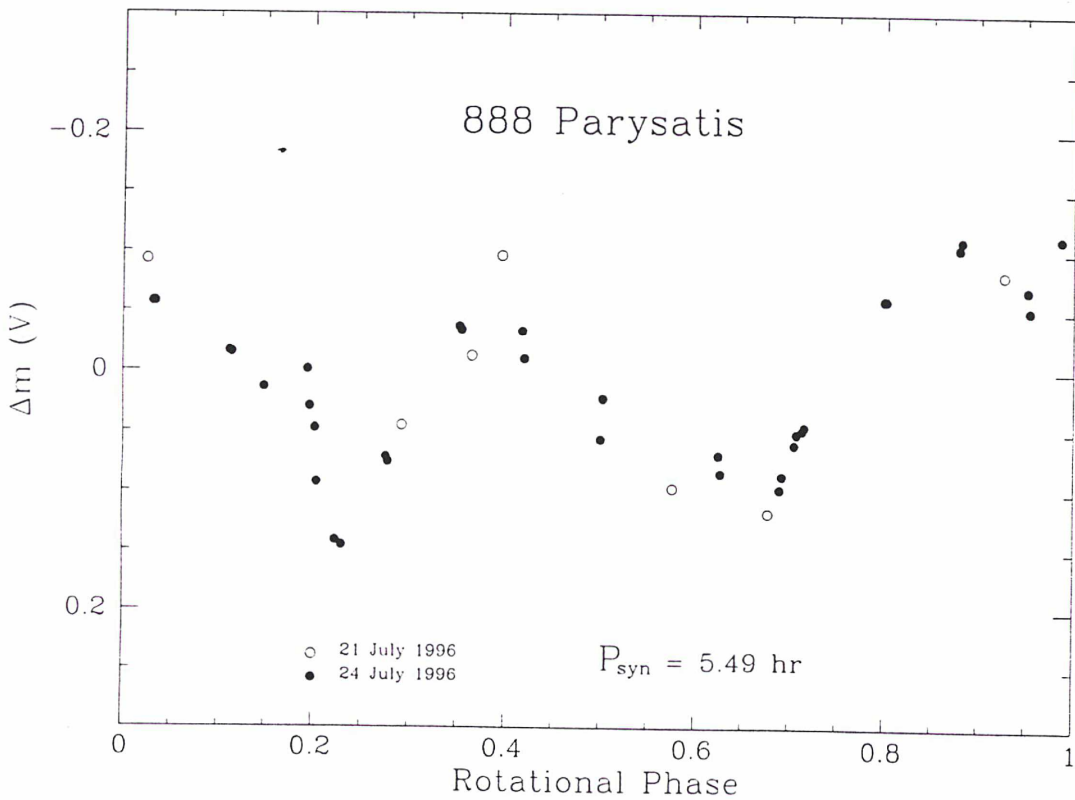


Figure 17. Courbe de lumière composée de l'astéroïde 888 Parysatis, obtenue à l'Observatoire Européen de l'Hémisphère Austral. La phase zéro de la courbe correspond à la date du 24 juillet 1996, 0 h T.U.

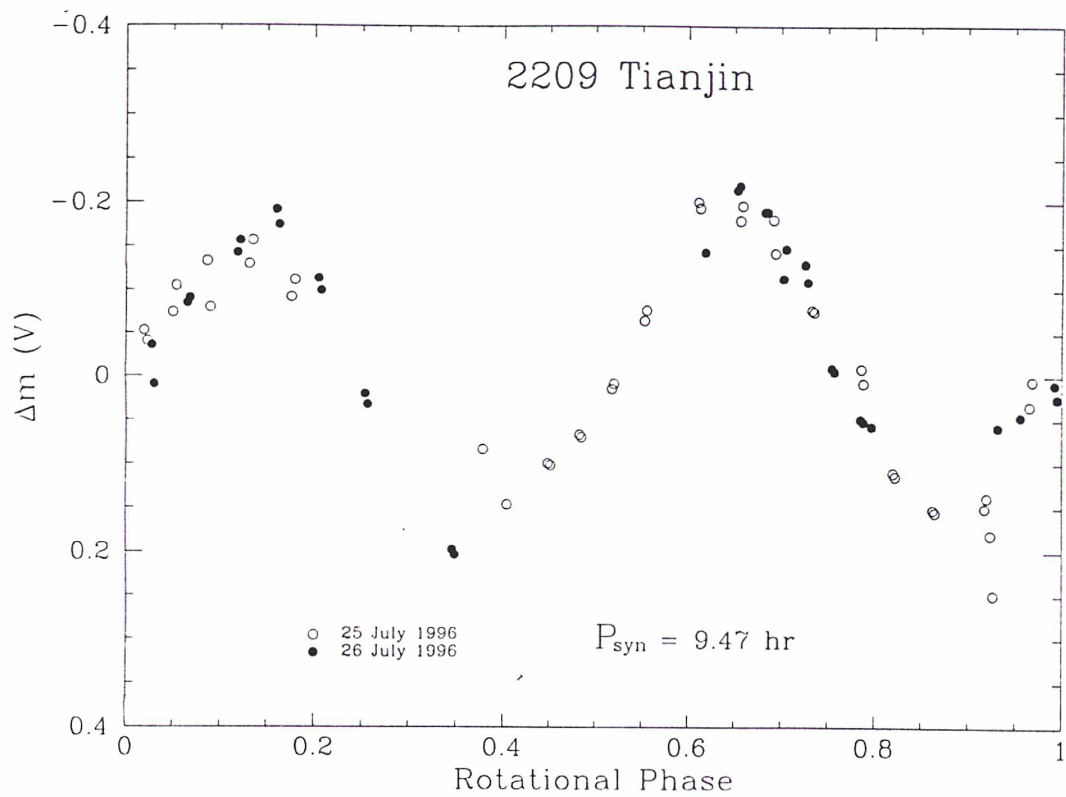


Figure 18. Courbe de lumière composée de l'astéroïde 2209 Tianjin, obtenue à l'Observatoire Européen de l'Hémisphère Austral. La phase zéro de la courbe correspond à la date du 26 juillet 1996, 0 h T.U.

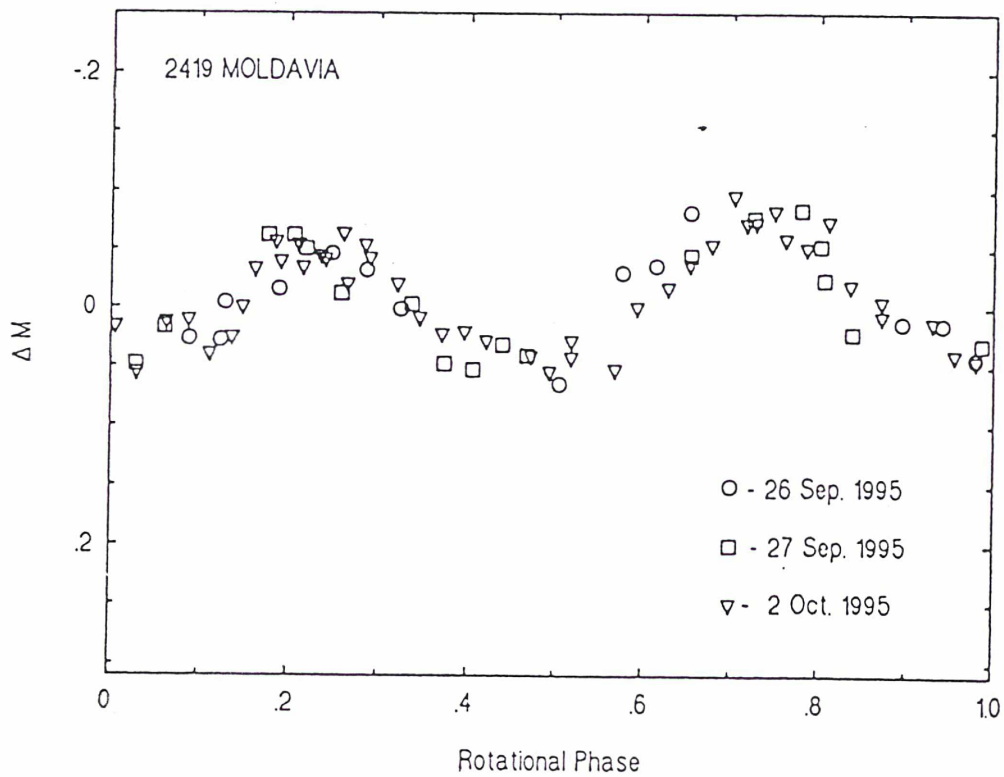


Figure 19. Courbe de lumière composée de l'astéroïde 2419 Moldavia, obtenue à l'Observatoire de Haute Provence. La phase zéro de la courbe correspond à la date du 2 octobre 1995, à 0,205 h T.U.

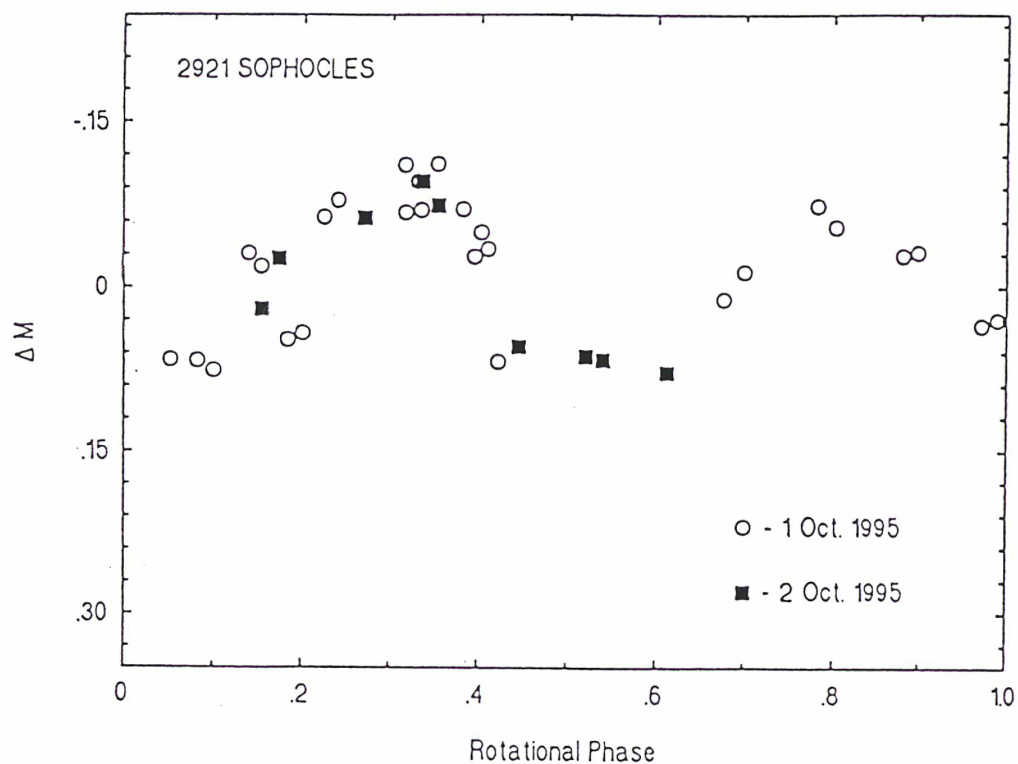


Figure 20. Courbe de lumière composée de l'astéroïde 2921 Sophocles, obtenue à l'Observatoire de Haute Provence. La phase zéro correspond à la date du 1 octobre 1996, à 0,279 h T.U.

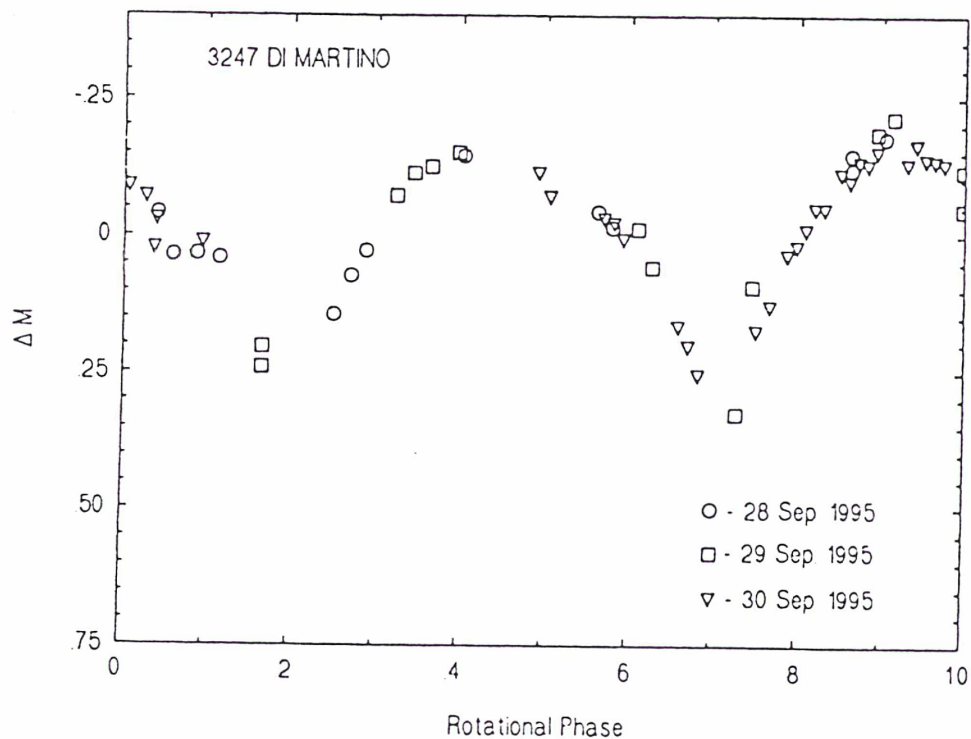


Figure 21. Courbe de lumière composée de l'astéroïde 3247 Di Martino, obtenue à l'Observatoire de Haute Provence. La phase zéro correspond à la date du 28 septembre 1996, à 2,239 h T.U.

2921 Sophocles a été observé pendant les nuits des 1 et 2 octobre 1995 à l'Observatoire de Haute Provence. Son diamètre est estimé à 8,35 km. La courbe de lumière, présentée en Figure 20, correspond à une période de $4,778 \pm 0,005$ heures. L'amplitude de la courbe de lumière est de $0,16 \pm 0,04$ magnitude.

3247 Di Martino a été observé pendant les nuits des 28, 29 et 30 septembre 1995 à l'Observatoire de Haute Provence. Son diamètre est estimé à 17,7 km. La courbe de lumière composée, présentée en Figure 21, correspond à une période de $5,445 \pm 0,006$ heures. L'amplitude de la courbe est $0,51 \pm 0,05$ magnitude.

3623 Chaplin a été observé pendant les nuits des 1^{er} et 2 Octobre 1995 à l'Observatoire de Haute Provence. Son diamètre est estimé à 13,8 km. La courbe de lumière composée, présentée en Figure 22, correspond à une période de rotation propre de $8,361 \pm 0,005$ heures. L'astéroïde montre une courbe de lumière avec une amplitude assez grande de l'ordre d'une magnitude ($0,97 \pm 0,02$ magnitude).

3776 Vartiovuori a été observé pendant les nuits des 11 et 12 juillet 1996 à l'E.S.O.. Son diamètre est estimé à 39,9 km. La courbe de lumière composée, présentée en Figure 23, correspond à une période de rotation propre de $7,7 \pm 0,1$ heures. L'amplitude est estimée à $0,12 \pm 0,02$ magnitude.

3986 Rozhkovskij a été observé pendant les nuits des 26 et 27 septembre 1995 à l'Observatoire de Haute Provence. Son diamètre est estimé à 10,5 km. La courbe de lumière présentée en Figure 24 correspond à une période de rotation de $4,26 \pm 0,03$ heures. La courbe est asymétrique, avec une amplitude de $0,26 \pm 0,05$ magnitude.

5046 1981 DQ a été observé pendant les nuits des 28, 29 et 30 septembre 1995 à l'Observatoire de Haute Provence. Son diamètre est estimé à 10,5 km. La courbe de lumière composée, présentée en Figure 25, correspond à une période de $6,050 \pm 0,003$ heures. L'amplitude est estimée à $0,21 \pm 0,03$ magnitude.

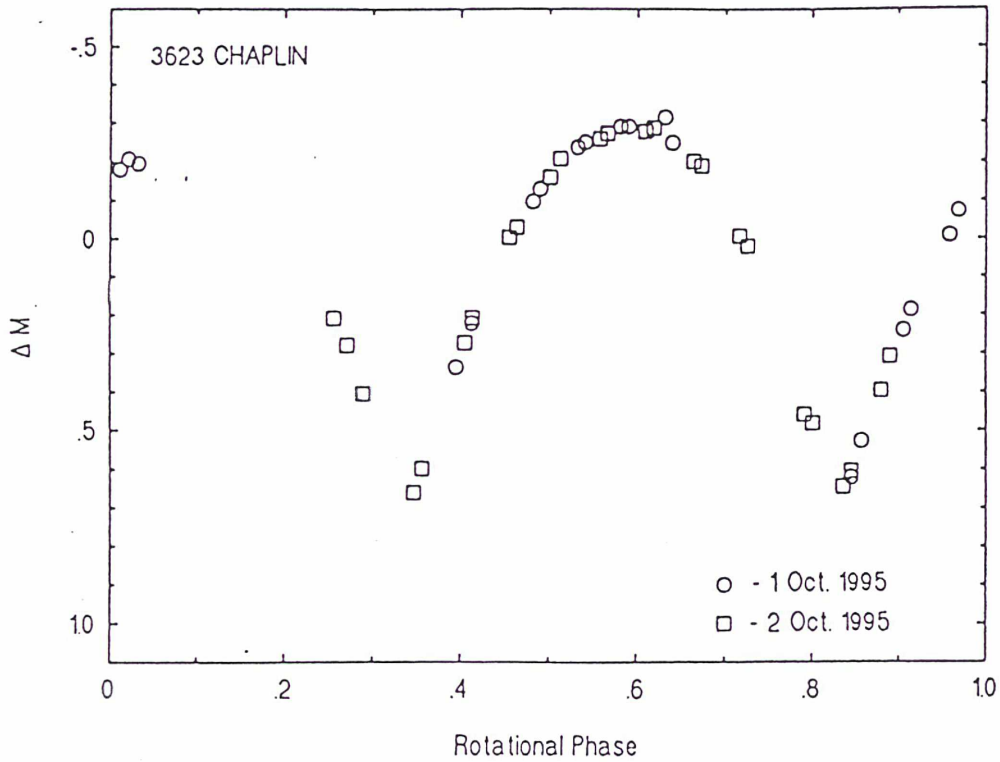


Figure 22. La courbe de lumière composée pour l'astéroïde 3623 Chaplin obtenue suite à des observations faites à l'Observatoire de Haute Provence. La phase zéro correspond à la date du 1^{er} octobre 1995 à 0,185h T.U.

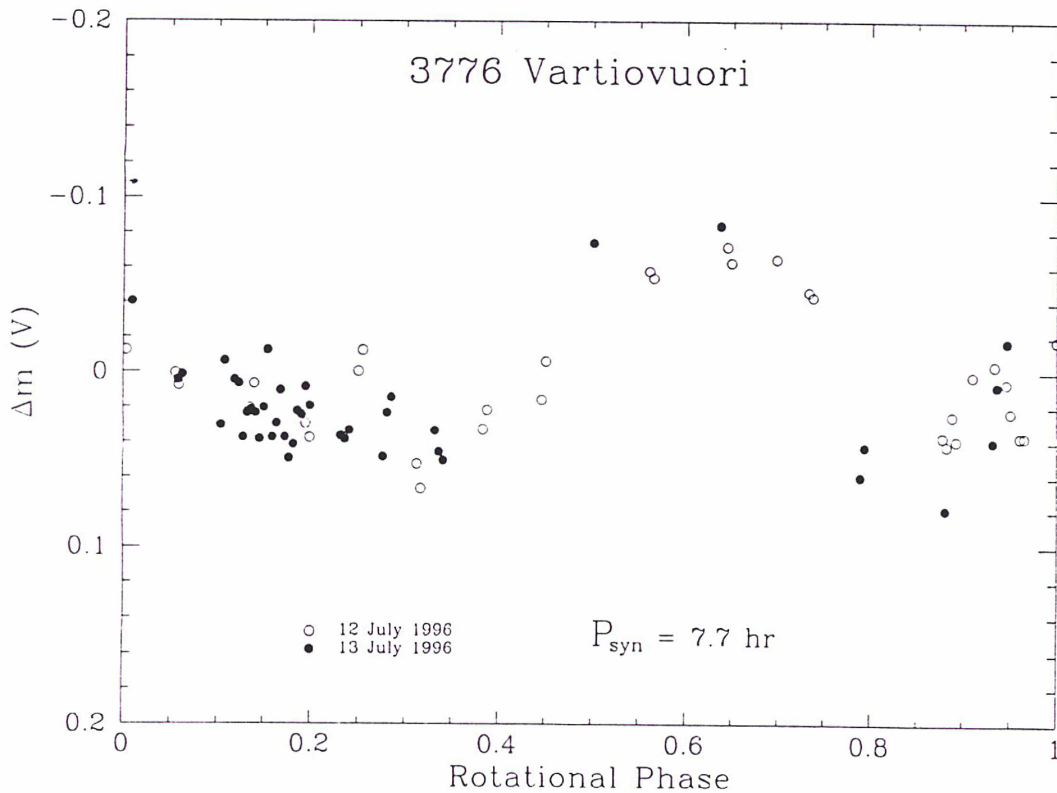


Figure 23. Courbe de lumière composée de l'astéroïde 3776 Vartiovuori, obtenue à l'Observatoire Européen de l'Hémisphère Austral. La phase zéro de la courbe correspond à la date du 13 juillet 1996, 0 h T.U.

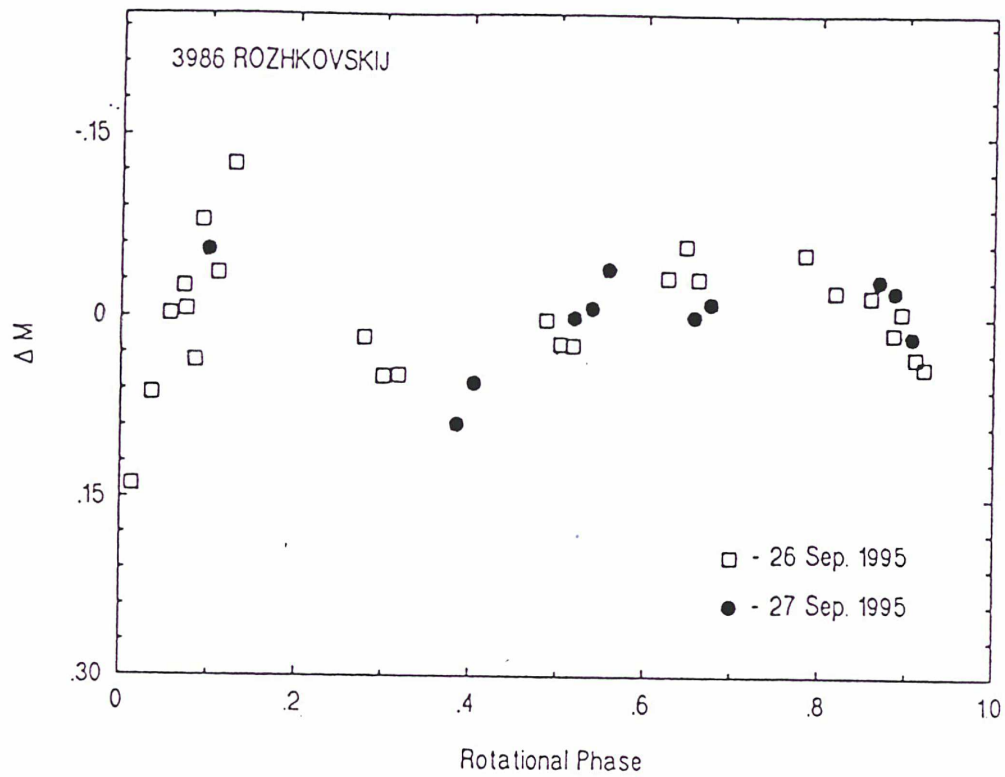


Figure 24. La courbe de lumière obtenue pour l'astéroïde 3986 Rozhkovskij obtenue à l'Observatoire de Haute Provence. La phase zéro correspond à la date 26 septembre 1995, à 19,743 T.U.

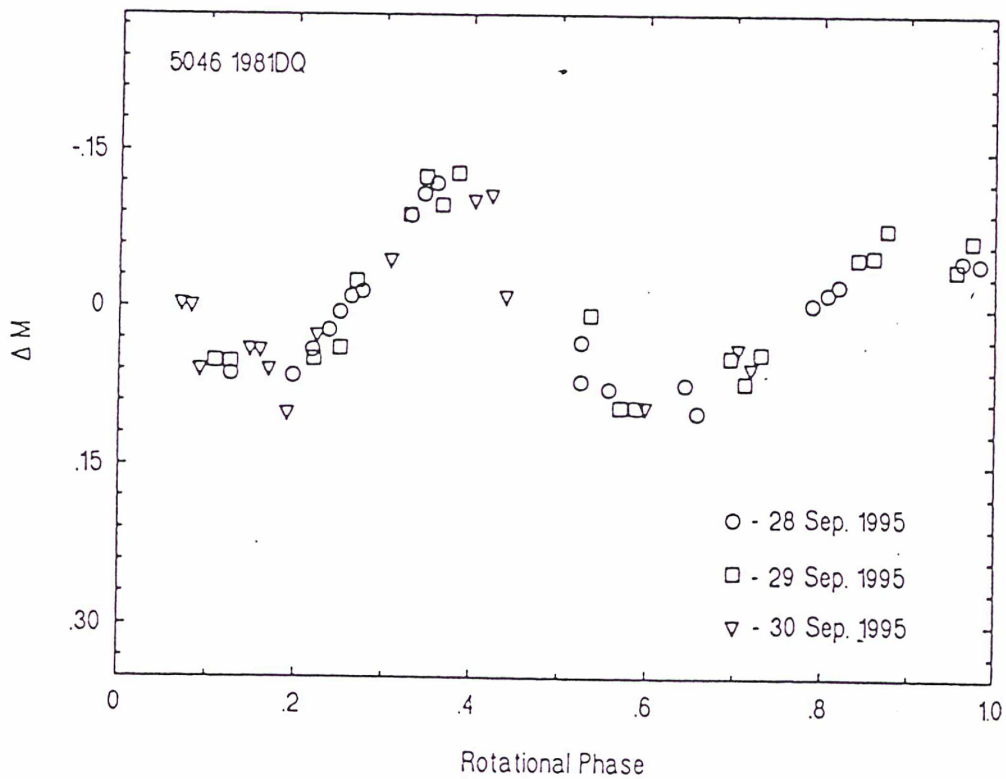


Figure 25. La courbe de lumière composée de l'astéroïde 5046 1981 DQ obtenue à l'Observatoire de Haute Provence. La phase zéro correspond à la date du 27 septembre 1995, à 23,611h T.U.

4.2. Astéroïdes à longue période de rotation

Les astéroïdes à longue période sont eux aussi plus difficiles à observer car ils nécessitent une durée d'observation plus grande. De plus, leur mouvement peut quelques fois être complexe.

La perturbation du spin de l'astéroïde due à plusieurs collisions peut conduire à une rotation complexe (rotation de l'astéroïde autour de deux ou trois axes d'inertie).

Les courbes de lumière des astéroïdes à période complexe¹ présentent la superposition d'une variation à courte période (quelques heures) avec une variation à longue période (quelques jours ou dizaines de jours). C'est aussi le cas de l'astéroïde 4179 Toutatis, un Géocroiseur, très surveillé actuellement à cause de son mouvement près de la Terre (Spencer et al., 1995).

Les astéroïdes à longue période de rotation présentent donc un intérêt particulier. Le cas le plus simple à étudier est celui des astéroïdes qui, au cours de leur existence, ont subi une évolution les amenant à tourner autour d'un seul axe d'inertie.

Dans la littérature, on peut trouver des astéroïdes dont la période de rotation n'a pas pu être obtenue. Il existe aussi des cas où les auteurs peuvent donner une estimation très approximative de cette période. C'est le cas des astéroïdes 440 Théodora, 727 Nipponia ou 888 Parysatis. Ils ont été présentés au paragraphe 4.2 avec les astéroïdes de petite taille, même si, au tout début, ils ont été choisis parmi les astéroïdes susceptibles d'avoir une longue période. L'observation d'un astéroïde de cette catégorie n'est pas différent des autres; il faut juste prévoir une durée d'observation beaucoup plus longue pour pouvoir obtenir la période. Parmi les candidats, j'ai trouvé que deux astéroïdes avaient effectivement une longue période. J'ai obtenu leur courbe de lumière et leur période de rotation propre.

¹ Les astéroïdes à période complexe sont connus sous le nom de « tumbling asteroids »

424 Gratia a été observé pendant les nuits des 9, 20, 22 et 23 juillet 1996 à l'E.S.O., pendant plus de 30 heures. Son diamètre est estimé à 90,5 km. La courbe de lumière composée, présentée en Figure 26, correspond à une période de $19,47 \pm 0,01$ heures. L'amplitude de la courbe de lumière est de $0,32 \pm 0,02$ magnitude.

446 Aeternitas a été observé pendant les nuits des 7, 8 et 9 juillet 1996 à l'E.S.O., pendant plus de 17 heures. Son diamètre est estimé à 43,0 km. Les observations confirment qu'il s'agit d'un astéroïde à longue période. La courbe de lumière composée présentée en Figure 27 correspond à une période synodique de $15,85 \pm 0,01$ heures. L'amplitude de la courbe de lumière est supérieure à 0,33 magnitude. Les observations ne couvrent pas intégralement la courbe de lumière.

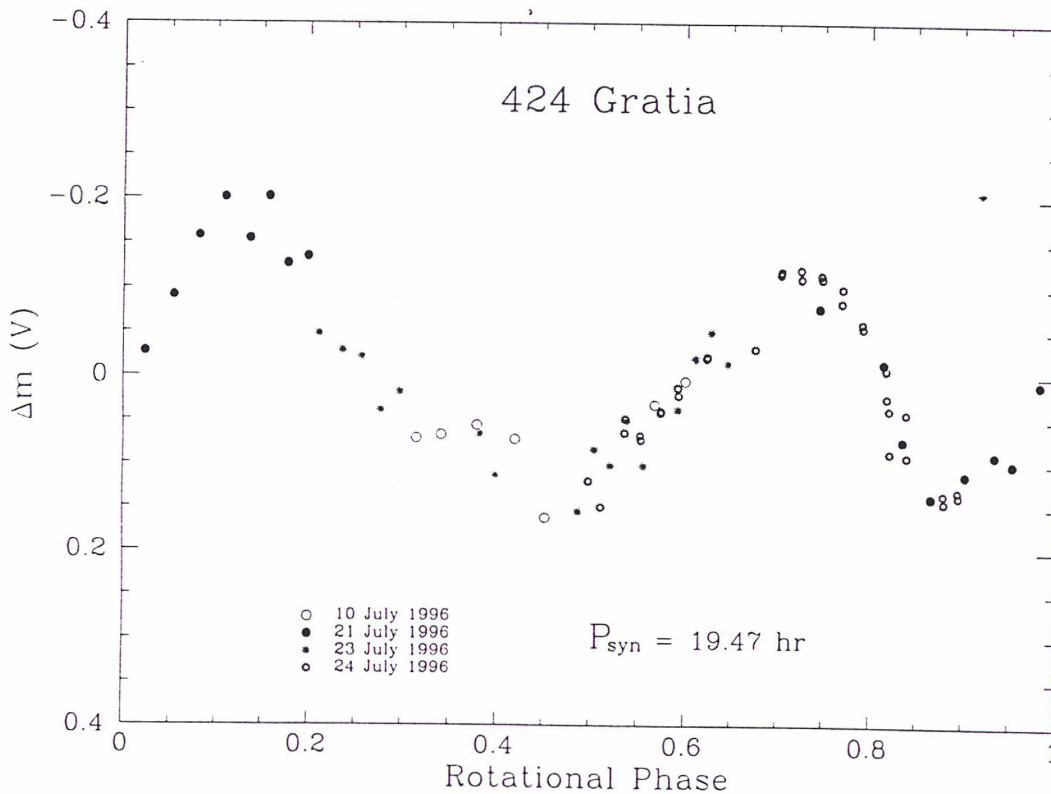


Figure 26. Courbe de lumière composée de l'astéroïde 424 Gratia, obtenue à l'Observatoire Européen de l'Hémisphère Austral. La phase zéro de la courbe correspond à la date du 22 juillet 1996, 0 h T.U.

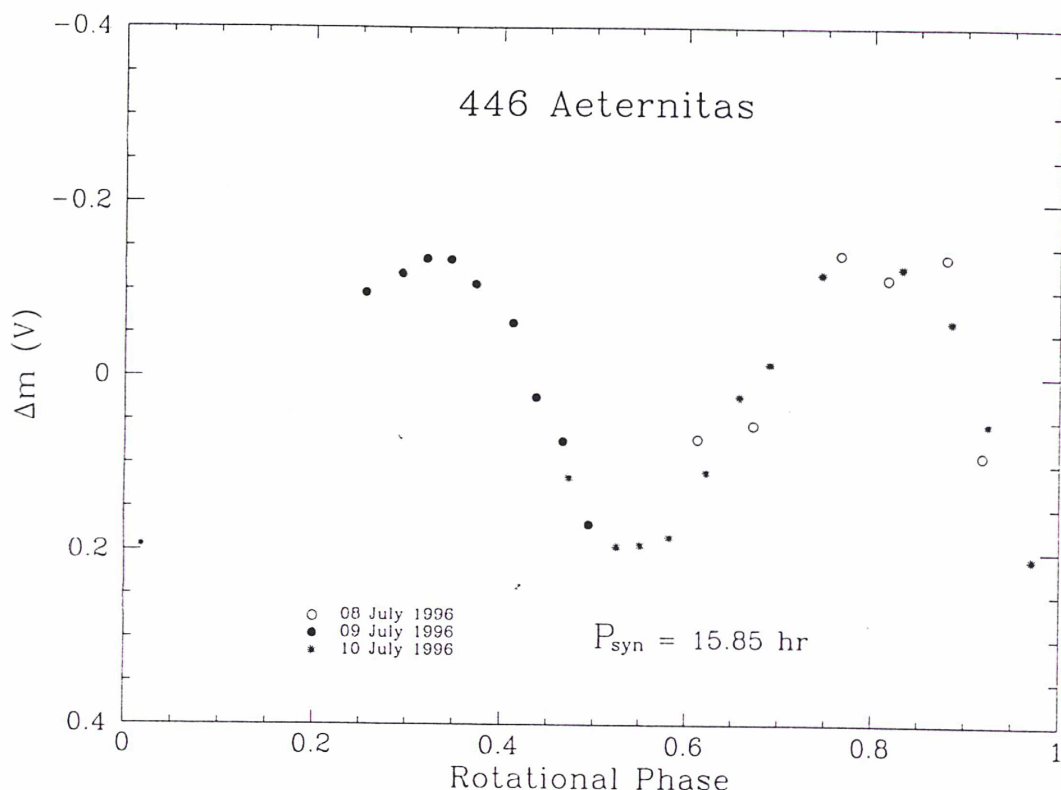


Figure 27. Courbe de lumière composée de l'astéroïde 446 Aeternitas, obtenue à l'Observatoire Européen de l'Hémisphère Austral. La phase zéro de la courbe correspond à la date du 9 juillet 1996, 0 h T.U.

4.3. Astéroïdes candidats pour la mission ROSETTA

Une troisième catégorie d'objets qui m'intéresse sont les objets susceptibles d'être visités par la mission ROSETTA.

L'Agence Spatiale Européenne a sélectionné ROSETTA comme « pierre angulaire » de son programme de planétologie. ROSETTA sera une des missions spatiales de planétologie les plus importantes. Le lancement devrait s'effectuer au début du prochain millénaire, en 2003. Cette mission a pour but la rencontre avec une comète active et le survol d'un ou plusieurs astéroïdes de la ceinture principale. ROSETTA se propose d'étudier « in situ » un noyau cométaire afin de mieux comprendre la formation et l'évolution des corps primitifs du système solaire.

En ce qui concerne les astéroïdes, l'objectif de la mission est également d'observer des objets primitifs. Parmi les astéroïdes, il y a des objets dont l'évolution thermique n'a pas été assez importante pour altérer d'une manière suffisante leur

structure minéralogique originelle. La sonde Galileo a observé les astéroïdes 951 Gaspra et 243 Ida qui sont des astéroïdes qui ont subi une évolution thermique importante, et sont classés comme astéroïdes de type **S** (silicates). Des astéroïdes qui sont considérés comme moins évolués d'un point de vue thermique, comme ceux des classes **C** ou **D**, n'ont jamais été observés de près jusqu'à maintenant. Le survol de la sonde ROSETTA sur ce genre d'objets viendra compléter nos connaissances sur la matière primitive de notre système solaire.

L'intérêt de la démarche scientifique est de mieux choisir parmi les astéroïdes les objets primitifs qui peuvent nous donner des informations complémentaires à celles déjà rapportées par la sonde Galileo. Pour cela, il nous faut mieux connaître ces objets et accumuler, depuis le sol, une grande quantité d'informations sur les cibles potentielles de la mission ROSETTA. Il ne faut pas négliger non plus les modèles théoriques qui auront dans ce cas une occasion unique d'être confrontés à des mesures « in situ ».

Au cours des campagnes d'observations, j'ai observé six astéroïdes, cibles possibles de la mission ROSETTA (prévu pour différentes fenêtres de lancement de la sonde). Pour deux d'entre eux, on a pu déterminer la période de rotation propre.

1992 Galvarino est un astéroïde de petite taille. Il a été observé pendant quatre nuits entre le 26 et 29 septembre 1995 à l'Observatoire de Haute Provence. Son diamètre est estimé à 10,5 km. La courbe de lumière composée est présentée en Figure 28. Elle montre une amplitude d'environ 0,6 mag. La période a été estimée à $7,004 \pm 0,003$ heures. La phase de rotation zéro correspond à 3,012 h T.U., le 26 septembre 1995.

2446 Lunacharsky a été observé pendant les nuits des 11 et 12 juillet 1996 à l'E.S.O., pendant plus de 9 heures. Son diamètre est estimé à 10,1 km. La courbe de lumière présentée en Figure 29 montre qu'il s'agit d'un astéroïde qui a une période synodique de $3,613 \pm 0,004$ heures. L'amplitude de sa courbe de lumière est de $0,41 \pm 0,02$ magnitude.

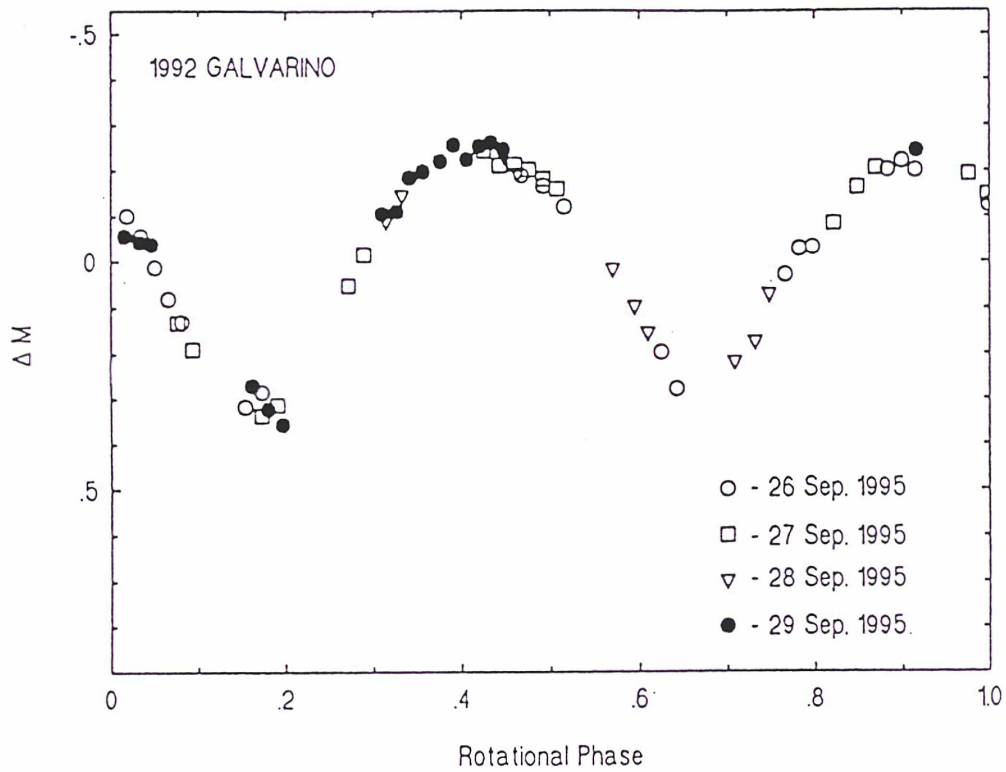


Figure 28. Courbe de lumière composée de l'astéroïde 1992 Galvarino, obtenue à l'Observatoire de Haute Provence. La phase zéro de la courbe correspond à la date du 26 septembre 1995, à 3,012 hT.U.

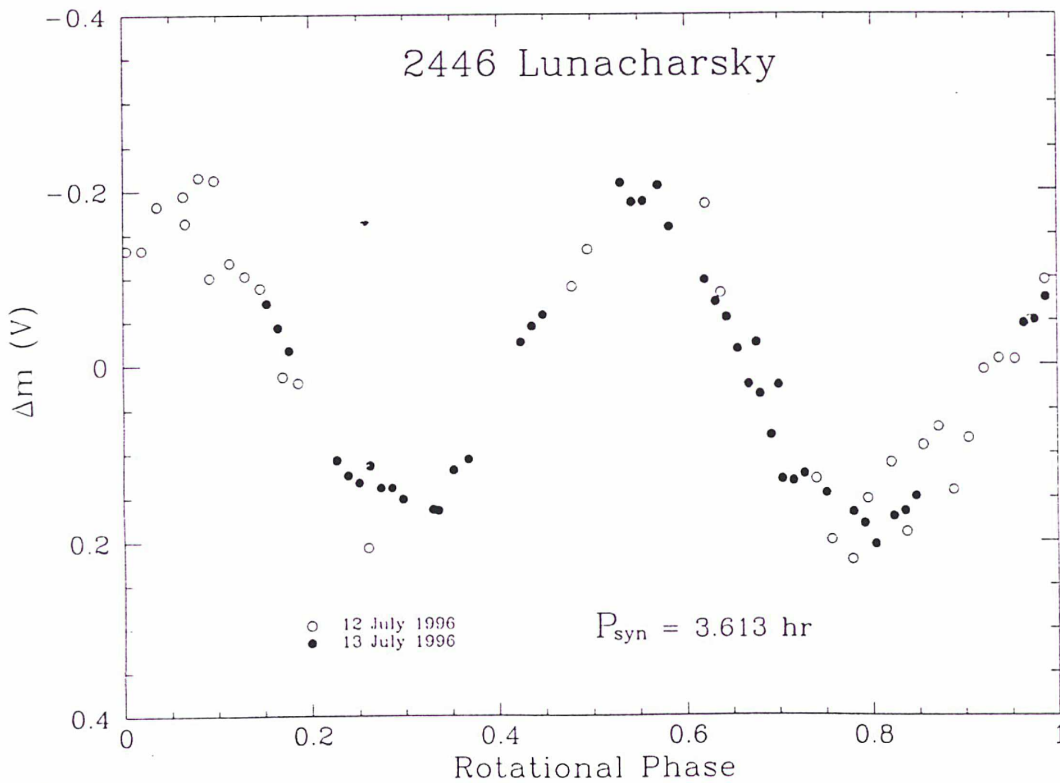


Figure 29. Courbe de lumière composée de l'astéroïde 2446 Lunacharsky, obtenue à l'Observatoire Européen de l'Hémisphère Austral, La Silla. La phase zéro de la courbe correspond à la date du 13 juillet 1996, 0 h T.U.

4.4. Bilan et discussion

Le bilan de ces campagnes d'observations est le suivant :

I. Au total j'ai observé, pendant 32 nuits, 55 courbes de lumière individuelles (Tableau 1). Pendant les campagnes d'observations j'ai pu observer 21 astéroïdes dont 19 sont des astéroïdes de petite taille. J'ai pu obtenir la période de rotation pour 15 astéroïdes. Cela représente environ 6% de l'ensemble des périodes de rotation déterminées jusqu'à maintenant, pour les astéroïdes de petite taille.

Les 15 périodes de rotation ont été déterminées de façon à augmenter (de 6%) la base de données d'astéroïdes de petite taille. On peut se demander si ces observations vont réduire le biais observationnel pour ce type d'astéroïdes. Dans la mesure où notre intérêt a été très ciblé, au moins pour la moitié des objets observés (les astéroïdes dont la période était supposée longue et complexe et sur les astéroïdes cibles possibles de ROSETTA) nous devons rester prudents.

II. Les résultats concernant les 15 astéroïdes dont la période a été mesurée pour la première fois sont présentés dans le Tableau 2. La plage des périodes de rotations propres obtenues est très large, entre 2,4 heures et 24 heures.

III. Parmi les astéroïdes observés, six astéroïdes sont des candidats au survol par la prochaine mission spatiale ROSETTA. Même si ces candidats ne sont pas retenus, in fine les résultats obtenus sont importants pour accroître l'échantillon observé.

IV. Les observations ont permis de déterminer la courbe de lumière des deux astéroïdes sensés avoir une longue période.

Les observations photométriques devront être continuées afin de nous permettre d'obtenir ultérieurement des informations concernant la forme des astéroïdes et la direction de leurs axes de rotation.

Pour les astéroïdes 319 Léona, 1071 Brita, 2703 Rodari, 2950 Rousseau, 4258 Ryazanov et 5224 Abbe, la période de rotation n'a pas encore pu être calculée. Avec de nouvelles observations, j'espère compléter les données dont on dispose déjà.

Dans le cas des astéroïdes soupçonnés d'avoir une longue période, on a pu constater que, sur les 5 astéroïdes observés, deux d'entre eux confirment une longue période tandis que les autres montrent une période de rotation plus petite.

L'étude systématique des périodes de rotation des astéroïdes et de la distribution de leurs axes de rotation devrait nous permettre, en utilisant un modèle d'évolution collisionnelle des astéroïdes, de répondre à deux questions importantes:

1. La population des astéroïdes tend-elle vers un état d'équilibre sous l'effet des collisions inélastiques entre les astéroïdes? Quelles sont les échelles de temps associées à cette évolution?

2. La population des astéroïdes a-t-elle déjà atteint un état d'équilibre sous l'effet des collisions, depuis la formation du système solaire, en ce qui concerne la période de rotation et les directions des axes des pôles? Ou bien, le système est-il encore en train d'évoluer? Si la réponse est « oui » dans le premier cas alors nous avons obtenu une information importante sur l'évolution d'un système collisionnel que l'on retrouve dans de nombreux contextes astrophysique. De même, une réponse affirmative à la seconde question, signifie que certaines conditions initiales concernant les astéroïdes ne sont pas effacées, et que nous pouvons ainsi espérer remonter aux premiers instants du système solaire.

Afin de répondre à ces questions et d'exploiter ces voies prometteuses, il faut évidemment utiliser un modèle. Dans cette optique, nous avons commencé une collaboration avec Laure Perret de l'équipe EUROPA - γ G (These, 1997).

L'approche choisie est de considérer le modèle le plus simple dont l'évolution n'est pas encore connue, et de traiter d'une manière cartésienne, successivement, une série des questions physiques.

Le modèle qu'elle développe actuellement dans sa thèse étudie l'évolution dynamique d'un système à trois dimensions de sphères dures, en orbite autour d'une

masse centrale. Les sphères interagissent par le biais de collisions inélastiques mutuelles. Leurs interactions gravitationnelles sont négligées.

Ce modèle simule des collisions inélastiques dans un disque de « superparticules » (Brahic, 1977), avec une loi de collision donnée: rebond inélastique, friction, rotation des particules, accrétion, fragmentation.... Les sphères ne sont pas identiques, elles ont des masses et des rayons différents, ce qui nous permet d'étudier l'évolution de plusieurs populations.

Dans l'approche numérique, l'accent est mis sur la précision du calcul (résolution par itération de l'équation de Kepler pour connaître à chaque instant les positions et les vitesses des particules). Par contre l'intégration d'un système d'équations différentielles conduit à une accumulation d'erreurs d'arrondis. Ce modèle se distingue aussi d'autres approches telles que les approches statistiques ou encore de « particule in the box ».

Il est évident que la comparaison des résultats de la simulation numérique et des observations doit être faite en utilisant des facteurs d'échelle tenant compte du fait que les « particules » de la simulation numérique sont beaucoup plus grosses que les astéroïdes réels dans la simulation numérique.

Pour l'application aux astéroïdes, on part des conditions les plus courantes:

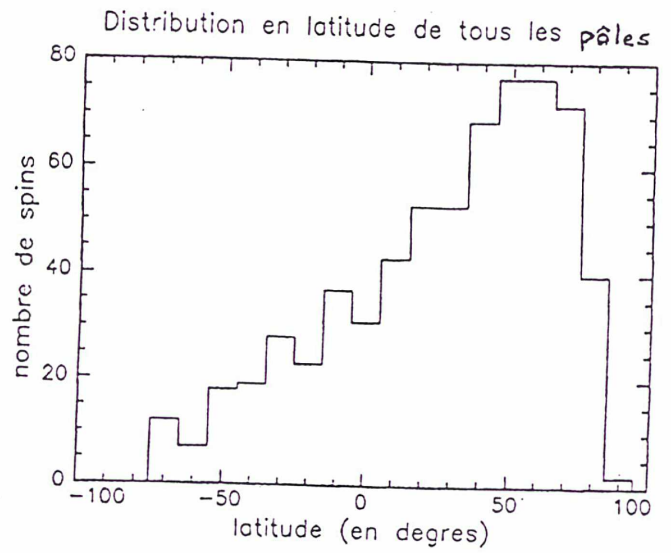
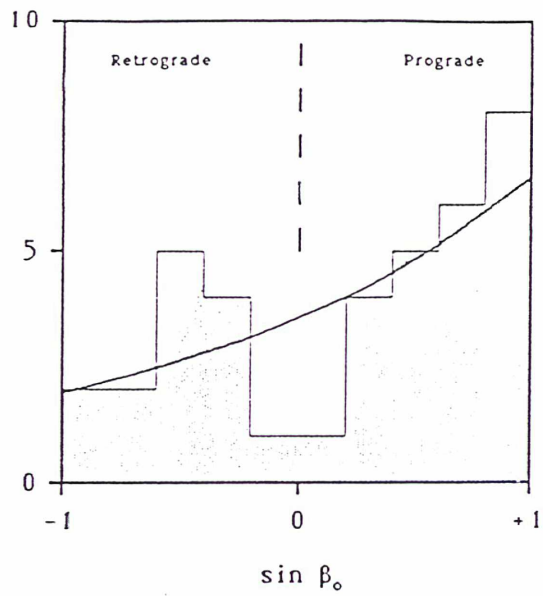
- on considère les astéroïdes comme une population relaxée (dynamiquement évoluée);
- les corps ayant en moyenne des vitesses de 5 km/sec;
- des périodes de rotation autour de 9 heures;

Les premiers résultats indiquent que le système tend vers l'état d'équilibre qui est indépendant des conditions initiales. Un examen superficiel des données ne permet pas de conclure pour l'instant et la question de savoir si l'évolution collisionnelle des astéroïdes est achevée ou non, nécessite d'utiliser une approche statistique plus complète.

Les résultats nous permettront (peut-être) de mettre en évidence des biais observationnels et d'estimer le nombre d'astéroïdes qu'on devrait observer pour avoir une statistique représentative. La confrontation du modèle avec les résultats des observations nous permettront de proposer des programmes d'observations ciblés.

Tableau 2. Paramètres physiques des astéroïdes observées

Astéroïde	Période (hr)	Amplitude (mag)	D (km)
424 Gratia	$19,47 \pm 0,01$	$0,32 \pm 0,02$	90,5
440 Théodora	$4,828 \pm 0,004$	$0,43 \pm 0,03$	19,2
446 Aeternitas	$15,85 \pm 0,01$	>0,33	43,0
727 Nipponia	$4,6 \pm 0,1$	$0,14 \pm 0,02$	37,5
888 Parysatis	$5,49 \pm 0,01$	$0,23 \pm 0,02$	44,8
1992 Galvarino	$7,004 \pm 0,003$	$\geq 0,59$	10,50
2209 Tianjin	$9,47 \pm 0,01$	$0,42 \pm 0,02$	19,2
2419 Moldavia	$2,412 \pm 0,003$	$0,14 \pm 0,03$	7,28
2446 Lunacharschi	$3,613 \pm 0,004$	$0,41 \pm 0,02$	10,1
2921 Sophocles	$4,778 \pm 0,005$	$0,16 \pm 0,04$	8,35
3247 DiMartino	$5,445 \pm 0,006$	$0,51 \pm 0,05$	17,70
3623 Chaplin	$8,361 \pm 0,005$	$0,97 \pm 0,02$	13,80
3776 Vartiovuori	$7,7 \pm 0,1$	$0,12 \pm 0,02$	34,9
3986 Rozhkovskij	$4,26 \pm 0,03$	$0,26 \pm 0,05$	10,50
5046 1981 DQ	$6,050 \pm 0,003$	$0,21 \pm 0,03$	11,50



A gauche, la distribution observationnelle de l'axe des pôles de 35 gros astéroïdes.
 A droite, la distribution simulée de l'axe des pôles de "superparticules" évoluant sous l'effet de collisions inélastiques dans un disque aplati (Laure Perret, Thèse, 1997).

Chapitre 5

Approche statistique; Taxonomie des astéroïdes

Lorsque l'on analyse de nouvelles données et que l'on veut en tirer des conclusions globales sur la population étudiée, on passe forcément par une étape d'analyse statistique. Souvent décriée, cette étape est nécessaire et bien souvent fondamentale pour tout développement ultérieur dans le but d'obtenir un modèle physique crédible.

L'analyse statistique nous permet de définir des classes d'équivalence qui caractérisent la similitude existant entre les différents objets. On peut parler par exemple de la classe des objets rouges ou de la classe des objets sphériques. Dans ces cas simples, l'attribut définit l'appartenance de l'objet à la classe.

Pour une classification plus complexe, le résultat est aussi plus complexe, les attributs sont remplacés par des « notions » et des « concepts ».

Une analyse « sans a priori » donne lieu à une **classification non-supervisée** (Vass, 1995) et elle joue un rôle très important dans tous les domaines scientifiques. On obtient ainsi ce que l'on appelle dans la littérature une **taxonomie**.

5.1. Les systèmes taxonomiques: principe et historique

L'étude d'un ensemble d'objets est habituellement fait sur un ensemble de données décrivant une ou plusieurs caractéristiques de la population choisie. Si le

nombre d'objets de la population étudiée est suffisamment grand, on peut arriver à distinguer des groupes d'objets dont les caractéristiques sont très proches . Ainsi on peut obtenir un **système taxonomique**.

Par exemple, les types spectraux des étoiles ainsi que leurs classes de luminosité sont des systèmes taxonomiques, il en est de même de la classification en galaxies elliptiques, spirales, spirales barrées et irrégulières. Plus les paramètres entrant dans l'analyse couvrent des aspects physiques de la population d'objets considérés, plus le système taxonomique est intéressant; plus il y a un nombre important d'objets, plus est renforcée notre confiance dans les groupes délimités par le système taxonomique en question.

Sous plusieurs aspects, la taxonomie des astéroïdes a beaucoup de similitudes avec le système de classification spectrale des étoiles (Tholen & Barucci, 1989). Au fur et à mesure que nos connaissances sur la population astéroïdale se sont affinées, différents systèmes de classification se sont succédés. Aujourd'hui, on utilise essentiellement la couleur des astéroïdes comme paramètre principal de discrimination.

L' observation des couleurs des astéroïdes a commencé très vite après leurs découvertes. William Herschel a publié en 1802 ses observations sur les astéroïdes 1 Cérès et 2 Pallas ; il a fait pour la première fois référence à la différence de couleurs entre ces deux objets, indiquant que Cérès était de couleur «légèrement rougeâtre» et Pallas de couleur « blanc sale» .

Les premiers spectres d'astéroïdes sur plaque photographique sont publiés par Bobrovnikoff (1929). Il a également trouvé que 1 Cérès était plus bleu que 4 Vesta. Recht (1934), Johnson (1939), Watson (1940) et Fischer (1941) ont essayé de déterminer les indices de couleur pour quelques astéroïdes en utilisant deux plaques photographiques dont une était plus sensible à la lumière bleue et l'autre plus sensible à la lumière jaune. Les données obtenues par les plaques photographiques étant peu précises, leurs conclusions étaient peu probantes.

La détermination photométrique des couleurs d'astéroïdes a commencé dans les années 50, Les premières observations d'astéroïdes par des filtres standards du

système UBV Johnson ont été publié par Groeneveld et Kuiper (1954), Kuiper et al (1958), van Houten-Groeneveld et van Houten (1958), Gehrels and Owings (1962).

On a constaté ultérieurement que les observations en UBV ne sont pas suffisantes à elles seules pour faire une distinction entre les astéroïdes. De plus, la pauvreté des informations contraste avec la richesse des informations obtenues en laboratoire sur les météorites, corps utilisés pour des études comparatives avec les astéroïdes. Les scientifiques ont élaboré des programmes d'observations permettant l'observation de la population astéroïdale dans des bandes passantes plus étroites ainsi que des programmes d'études sur un intervalle spectral plus large, celui de l'infrarouge proche. Les résultats obtenus par le satellite IRAS concernant l'albédo des astéroïdes ont été fondamentaux pour le développement d'un système taxonomique fiable.

Les premiers essais de classification sur la base des couleurs ont commencé au moment où la base de données devenait assez large pour pouvoir en tirer des conclusions. En analysant les couleurs UBV, les courbes spectrophotométriques et les courbes de polarisation, Zellner (1973) a émis la conclusion que la plupart des astéroïdes appartiennent au groupe **S**, groupe des astéroïdes « rocheux », et au groupe **C**, groupe de astéroïdes « carbonés » .

Plus les données sont nombreuses, plus les résultats sont fiables. Chapman, Morisson et Zellner (1975) ont donné le premier système taxonomique pour les astéroïdes, sur la base de données spectrophotométriques, radiométriques et polarimétriques pour 110 objets. La conclusion de cette analyse confirme l'existence des classes **C** et **S**. Cependant pour certains échantillons, il y a des spectres inhabituels ; les auteurs ont attribué à ces astéroïdes la lettre¹ **U**. L'interprétation physique des classes s'explique aussi par analogie avec les minéraux observés dans la compositions des météorites. L'abondance du carbone dans le système solaire permet d'expliquer sa présence dans les astéroïdes et peut justifier le faible albédo des astéroïdes de type **C**. La plupart des astéroïdes qui sont classés dans la classe **S**

¹ les symboles : S représente la première lettre du mot anglais « stony », C est la première lettre de « carbonaceous » et l'origine de U est le mot « unusual »

présentent deux bandes d'absorption dans l'infrarouge proche et on peut considérer que leur surface est riche en olivine et pyroxène.

L'intérêt pour les astéroïdes augmente très vite entre 1975 et 1980. La classe **E** fut proposée par Zellner et Gradie (1976) sur la base d'analogies avec les météorites riches en enstatite achondritique. Ces auteurs ont aussi proposé la classe **M** (comme météorite métallique) pour les astéroïdes non classés ayant un albédo modéré.

Zellner (1979) présente une image globale de 752 astéroïdes pour lesquels on détenait des informations obtenues par différentes technique d'observations.

Jusqu'en 1980, l'analyse des données d'astéroïdes pour obtenir un système taxonomique a été faite sur des données obtenues dans plusieurs observatoires, avec des filtres plus ou moins équivalents et avec des télescopes et des détecteurs aux performances assez semblables. Cela peut être considéré comme un inconvénient important pour la fiabilité des résultats.

Un premier pas pour établir un système taxonomique moderne et fiable à long terme a été franchi avec l'organisation d'un programme d'observations qui permettait d'avoir un ensemble d'observations homogènes (effectuées avec le même télescope, les mêmes filtres et le même détecteur) sur chaque astéroïde observé. Ceci a été réalisé avec un degré de confiance très élevé et sur un intervalle spectral important contenant des informations essentielles.

Le début des années 80 marque le développement de programmes spécifiques aux études taxonomiques. Parmi les programmes au sol les plus importants, on peut noter: Eight Color Asteroid Survey (ECAS), 52-Color Asteroid Survey et Small Main-Belt Asteroid Spectroscopic Survey (SMASS). On doit ajouter aussi à tout cela les données sur l'albédo radiométrique obtenues par le satellite IRAS. Pour les études statistiques que j'ai effectuées, j'ai utilisé ces bases de données. C'est pour cela qu'une brève description de chacune d'entre elles sera faite dans le paragraphe suivant.

Le catalogue ECAS est à la base des premiers systèmes taxonomiques modernes. Chaque système est basé sur des caractéristiques générales qui respectent à peu près les mêmes critères :

- i) l'analyse statistique des données est faite par l'intermédiaire d'algorithmes complexes :
- ii) les données sont sélectionnées en prenant en considération la qualité de l'observation ;
- iii) les résultats de l'analyse sont confrontés aux contraintes observationnelles dont on dispose au sol et aux résultats obtenus en laboratoire sur des minéraux d'échantillons de météorites et de différentes roches ; cela permet de donner une consistance physique aux résultats de l'analyse statistique .

Les systèmes taxonomiques des astéroïdes sont connus par le nom de celui qui les a réalisés. Chronologiquement, on relève trois systèmes taxonomiques modernes : la taxonomie de Tholen (1984), la taxonomie de Barucci (1987) et la taxonomie de Tedesco (1989).

5.1.1. Taxonomie de Tholen

La taxonomie de Tholen a été réalisée principalement sur les données ECAS.

La méthode statistique employée est l'analyse des composantes principales ; l'auteur ajoute aussi un algorithme d'arbre minimal, pour mesurer dans le plan des deux premières composantes principales, les distances les plus faibles entre les objets afin de délimiter les classes taxonomiques. Par la méthode des composantes principales, les résultats de l'analyse statistique sont obtenus avec un niveau de confiance de 95% (Tholen et Barucci, 1989).

L'échantillon qu'il a utilisé, était constitué de 405 astéroïdes avec un ensemble homogène de données et des barres d'erreur très petites; ultérieurement sur la base de cette classification, Tholen a fait des prévisions sur les objets dont l'ensemble des variables n'est pas complet.

Il a établi les classes taxonomiques par la coupure des objets autour des centres de concentration, dans le plan des composantes principales, par l'intermédiaire d'un algorithme d'arborescence minimale (Tholen, 1984).

La taxonomie de Tholen marque un pas évident dans la connaissance de la population astéroïdale. Le système taxonomique de Tholen reconnaît les classes **C**,

S, **M** et **E**, mais aussi il propose plusieurs nouvelles classes : **A**, classe dont l'absorption est très forte en UV et en infrarouge autour de 1,10 μm ; **D**, classe dont les valeurs des couleurs augmentent régulièrement vers l'infrarouge et dont l'albédo IRAS est très petit ; **P**, classe dont le spectre est semblable à celui des astéroïdes de la classe **M** ; **B**, **F**, **G** comme sous-classes de la classe **C** . La taxonomie de Tholen introduit les classes taxonomiques **V**, **R** et **Q**, contenant un seul objet.

5.1.2. Taxonomie de Barucci

Le système taxonomique créé par Barucci est basé sur l'analyse statistique simultanée des 7 couleurs ECAS et d'albédos IRAS (Barucci et al 1987).

La méthode statistique employée, développée à la fin des années 1970 est en littérature (Coradini et al, 1977), connue comme la méthode du « G-mode ». Cette méthode permet une analyse statistique multivariée qui a pour résultat des classes taxonomiques homogènes, ceci sans avoir établi de critère de sélection avant d'être appliquée. Durant le processus d'analyse statistique, le scientifique n'est pas obligé d'intervenir, donc les processus sont indépendants de l'arbitraire que l'expérimentateur peut introduire. Parce que cette méthode a été utilisée et développée au cours de mon activité de recherche, elle fera l'objet du sous-chapitre suivant.

Dans la taxonomie de Barucci, les classes taxonomiques sont désignées par une lettre suivie d'un chiffre. Le niveau de confiance dans la classification est de 97,7% sur les 438 astéroïdes considérés (Barucci et al. 1987).

Les principales classes taxonomiques du système de Tholen sont globalement confirmées par la taxonomie de Barucci : la classe **C0** est équivalente à la classe **C** , la classe **D0** à la classe **D**, **E0** à la classe **E**, **A0** à la classe **A**, **M0** à la classe **M**. La classe **S0** ainsi que les sous-classes **S1**, **S2**, **S3** définies dans la taxonomie de Barucci sont équivalentes à la classe **S** du système de Tholen. La taxonomie de Barucci confirme aussi la classe taxonomique **B0** avec ses sous-classes **B1**, **B2**, **B3**,

Cette classe est caractérisée par un spectre décroissant vers l'infrarouge et un albédo IRAS plus élevé que celui de la classe **C**.

5.1.3. Taxonomie de Tedesco

Le système taxonomique de Tedesco est basé sur l'étude statistique de trois paramètres, deux indices de couleur et l'albédo IRAS. Ainsi, il considère comme plus important un indice de couleur dans la partie bleue du spectre (la couleur U-V dans le système Johnson²) et un autre dans l'infrarouge de l'intervalle spectral considéré (la couleur v-x ECAS).

Le système employé par Tedesco est plus intuitif parce que l'examen des données est réalisé à l'œil, dans une matrice tridimensionnelle avec une variable pour chaque dimension. L'inconvénient vient du fait que toutes les informations disponibles sur chaque astéroïde, considéré dans l'analyse, ne sont pas utilisées.

L'analyse statistique permet l'identification de 11 classes taxonomiques dont la plupart ont été déjà proposées ou identifiées (Tedesco et al, 1989).

5.1.4. Synthèse sur les résultats d'analyses statistiques

Pour une présentation globale des résultats, on peut considérer comme certaines 9 classes taxonomiques : **B, C, E, M, G, D, S, A**. Ces classes ont été choisies parce qu'elles sont reconnues par les trois systèmes taxonomiques. Une moyenne du spectre représentatif de chaque classe est présentée en Figure 30.

Dans le Tableau 3, on présente les principales caractéristiques de chacune des 9 classes taxonomiques considérées.

Pour parler vraiment d'un système taxonomique, il faut effectuer la correspondance entre les caractéristiques de chaque classe et la composition chimique qui permet de le délimiter dans l'échantillon. Concrètement, il faut mettre en correspondance les caractéristiques moyennes des spectres de chaque classe taxonomique et les minéraux les plus probables qui sont à l'origine des signatures dans le spectre.

² les filtres u, b, v ECAS sont équivalents au filtres U, B, V du système Johnson

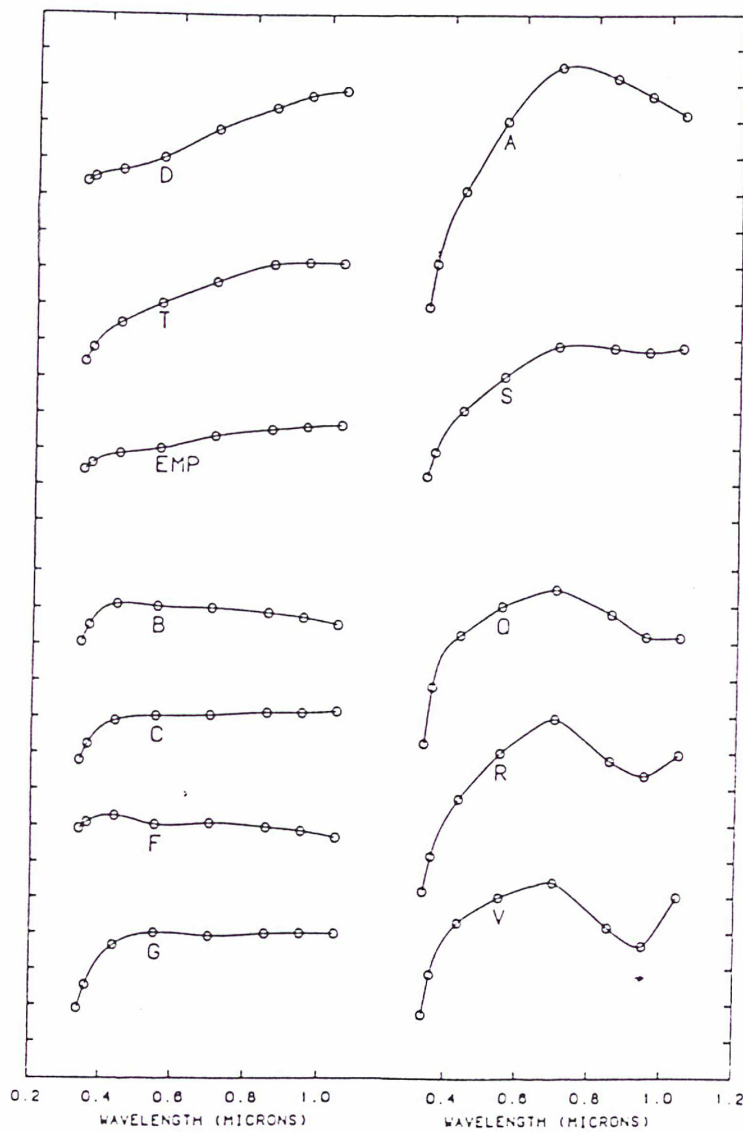


Figure 30. La réflectance spectrale pour les classes taxonomiques majeures (Tholen et Barucci, 1989)

Deux directions principales sont abordées :

- i) des études directes par comparaison avec des résultats obtenus sur d'autres corps du système solaire ;
- ii) des études indirectes, par comparaison avec les résultats obtenus en laboratoire sur des échantillons de météorites.

La théorie la plus acceptée actuellement sur l'origine des météorites est que cette population est en grande majorité constituée de fragments provenant

d'astéroïdes ayant subi des collisions mutuelles (Wetherill & Chapman, 1988). Cela explique l'intérêt de leur étude et la comparaison faite avec les astéroïdes.

Le spectre obtenu pour un astéroïde est un spectre en réflexion et les bandes d'absorption sont déterminées par les minéraux que l'on trouve à sa surface.

Tableau 3. Les classes taxonomiques et leurs caractérisations.

Classe	albédo	spectre
A	modéré grand	très rouge après 0,7 μm ; une bande d'absorption très prononcée avant 0,7 μm et une autre centrée à 1,05 μm
B	modéré petit	le spectre à tendance décroissante vers les longueurs d'onde de l'infrarouge proche
C	petit	une bande d'absorption vers 0,4 μm et un spectre plat du visible à l'infrarouge
D	très petit	une spectre sans bande d'absorption prononcée ; les valeurs de la réflectance spectrale augmente rapidement et régulièrement vers infrarouge
E	très grand	spectre monotone avec une tendance à l'augmentation de la réflectance spectrale vers l'infrarouge
G	petit	une bande d'absorption centrée vers 0,4 μm , plus prononcée que celle de la classe C ; le reste du spectre est plat
M	modéré	spectre monotone où la réflectance spectrale augmente très peu vers l'infrarouge
S	modéré	une bande d'absorption avant 0,7 μm et une bande d'absorption modérée ou petite après 0,7 μm
V	modéré grand	une forte bande d'absorption avant 0,7 μm et une autre bande d'absorption forte centrée sur 0,95 μm

Dans l'intervalle spectral 0,35-3,00 μm les photons incidents sont absorbés et d'autres photons sont émis aux fréquences correspondant aux fréquences de vibrations des molécules présentes à la surface de l'astéroïde (Gaffey et al, 1989).

Dans l'intervalle spectral considéré, l'émission de leur surface est négligeable et les absorptions sont produites par des vibrations, par les transition du champ cristallin et par des mécanismes de transfert de charges électriques (Gaffey et al. 1989). Donc, la minéralogie de la surface des astéroïdes joue un rôle essentiel dans l'explication de chaque spectre.

L'absorption la plus fréquente des photons incidents est causée par la présence d'atomes de fer ou d'atomes de métaux de transitions (nickel, cobalt, cuivre, titanium, etc.) dans les différents réseaux cristallographiques de la surface de l'astéroïde. Le photon incident est absorbé par un électron qui devient capable d'occuper un niveau d'énergie supérieur. L'énergie de ce niveau est égale à la somme de l'énergie du photon et de l'énergie du niveau qu'il a quitté. Ainsi, on peut identifier les minéraux, établir la présence de tel ou tel cation métallique et, éventuellement déterminer l'abondance du métal de transition dans la structure minérale. Voici quelques exemples : Fe^{2+} présent dans l'ortopyroxène est responsable des bandes d'absorption symétriques centrées sur 1 et 2 μm respectivement. Le même Fe^{2+} dans le minéral de feldspath donne une faible bande d'absorption vers 1,25 μm . Le remplacement d'un métal de transition par un autre modifie les transitions du champ cristallin ; par conséquent, les bandes d'absorption seront déplacées par le nouvel atome.

Les bandes d'absorption dues aux vibrations des molécules sont aussi présentes dans le domaine spectral 0,4-3,0 μm . Les molécules les plus étudiées sont celles trouvées de façon significative à l'intérieur des météorites : l'eau, les minéraux carbonés, les composants hydrocarbonés (Gaffey et al, 1989). Par exemple, la présence de molécules d'eau dans les minéraux est à l'origine d'une forte bande d'absorption centrée sur 3 μm et deux autres bandes moins importantes centrées sur 1,4 et 1,9 μm respectivement. CO_3^{2-} présent dans les composants carbonés donne une bande d'absorption centrée sur 1,6 μm et les composants carbonés contenant des métaux de transition sont à l'origine d'une bande d'absorption centrée sur 1 μm .

Aussi, la vibration du système **C-H** dans les hydrocarbures donne une bande d'absorption centrée sur environ 3,4 μm .

Une correspondance entre les différentes classes taxonomiques et la minéralogie de leur surface est présentée dans le Tableau 4 :

Tableau 4. Minéralogie de la surface des principales classes taxonomiques et analogie possible avec les météorites (Gaffey et al, 1989).

Groupe	Minéralogie supposée de la surface	Météorites correspondantes
A	olivine ou olivine+metaux	olivine achondritique ou pallasite
B	silicates hydratés+carbone (ou substances organiques) - (ou matériaux opaques)	assemblages CI1-CM2 produits soit par altération aqueuse, soit par métamorphisme des matériaux précurseurs de CI/CM
C	silicates hydratés + carbone (ou substances organiques) - (ou matériaux opaques)	assemblages CI1-CM2 produits soit par altération aqueuse, soit par métamorphisme des matériaux précurseurs de CI/CM
D	carbone ou silicates riches en matériaux organiques (?)	poussières organiques (?) ou météorites CI1-CM2 et matériaux organique (?)
E	enstatite ; autres silicates avec atomes de fer sont aussi possibles	enstatite achondritique
G	silicates hydratés+carbone (ou substances organiques) - (ou matériaux opaques)	assemblages CI1-CM2 produits soit par altération aqueuse, soit par métamorphisme des matériaux précurseurs de CI/CM
M	métaux (trace possible de silicates) ou métaux + enstatite	ferreux (avec des inclusions possible de silicates); enstatite chondritique(?)
S	métaux + olivine + pyroxène	pallasites dominés par des roches riches en pyroxène ou olivine et CV/CO chondrules
V	pyroxène \pm feldspath	basalte achondritique

5.2. Les bases de données: ECAS, IMPS, 52-Color Asteroid Survey, SMASS

Pour l'étude statistique des taxonomies d'astéroïdes, j'ai utilisé quatre bases de données les plus récentes (Figure 31): les couleurs ECAS, l'albédo IRAS, et les données obtenues par deux programmes d'observations: 52-Color Asteroid Survey et SMASS.

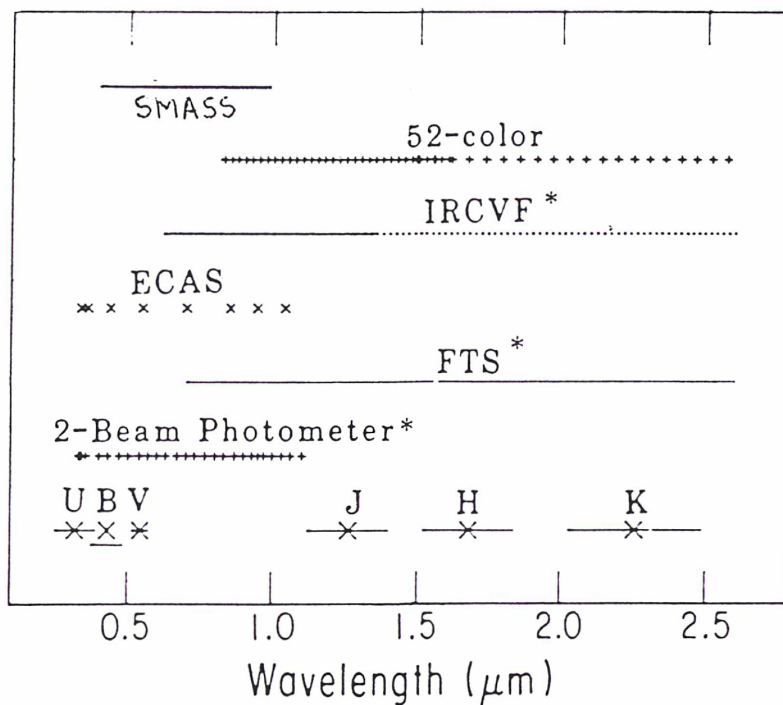


Figure 31. Schéma des bases de données obtenues avec différents programmes d'observations (Gaffey et al. 1989)

Eight Color Asteroid Survey (ECAS)

Le programme s'est déroulé entre 1980-1984. La base de données contient des observations sur 589 astéroïdes, dans l'intervalle spectral 0,3 - 1,1 μm . Les observations ont été faites avec le même instrument et le même photomètre multicanaux ayant huit filtres centrés sur les valeurs présentées dans le Tableau 5:

Pour 440 astéroïdes, le programme d'observation a permis d'obtenir un ensemble complet de couleurs ; pour le reste les données sont incomplètes (Zellner et al, 1985).

Tableau 5. Les huit filtres utilisées dans le système ECAS et leur bandes passantes

Filtre	Longueur d'onde du pic (Å)	Largeur à mi-hauteur (Å)
s	3 370	470
u	3 590	600
b	4 370	900
v	5 500	570
w	7 010	580
x	8 530	810
p	9 480	800
z	10 410	670

IRAS Minor Planets Survey (IMPS)

Les conclusions du programme ont été publiées en 1992 (Tedesco, 1992) et leur nouveauté vient de l'albédo IRAS rapporté pour environ 1800 astéroïdes. Les observations ont été effectuées en infrarouge avec des détecteurs centrées sur 12, 25, 60 et 100 μm .

52-Color Asteroid Survey

Ce programme a été développé entre 1979 et 1984 avec le télescope de 3,60m du Mauna Kea - Hawaii. La base de données contient des résultats spectrophotométriques sur 119 astéroïdes dans l'intervalle spectral 0,8-2,5 μm . Le but de ce programme a été l'observation plus détaillée des astéroïdes dans le proche infrarouge. Les observations ont été effectuées simultanément avec 52 filtres à bande étroite. L'intervalle spectral est complémentaire de celui choisi pour le programme ECAS.

L'analyse des résultats en temps réel a permis de centrer l'étude, pendant le déroulement du programme, sur les astéroïdes de classe **S**, qui révèlent une plus grande diversité que les autres classes taxonomiques pour l'intervalle spectral choisi.

Small Main-Belt Asteroids Spectroscopic Survey (SMASS)

Le programme a commencé en 1990 et il n'est pas encore achevé. Les premiers résultats ont déjà été publiés (Xu et al, 1995). La base de données de SMASS contient actuellement 316 astéroïdes de petite taille (diamètre inférieur à 20 km). Elle repose sur des observations spectroscopique à basse résolution dans l'intervalle spectral 0,4-1,0 μm .

5.3. La méthode statistique employé

5.3.1. La méthode « G-mode »

Au cours de mes recherches j'ai employé la méthode du « G-mode ». De plus, j'ai travaillé aussi sur l'extension de la méthode au cas des astéroïdes dont les données ne sont pas complètes, travaux qui seront présentés dans le paragraphe 5.5.

Cette méthode a été principalement développée à la fin des années 70, (Coradini et al, 1977). Jusqu'à maintenant, elle a été employée pour des recherches en planétologie (Barucci et al, 1987, Birlan et al, 1996) et en géologie (Poscoleri 1980). La méthode « G-mode » permet d'obtenir une classification automatique des données homogènes contenues dans une base de données de N objets dont chacun est exprimée à l'aide d'un nombre M de variables. Dans le processus de classification, la méthode « G-mode » est effectuée sans critère établi « a priori » et en tenant compte des erreurs sur les données.

« G-mode » est une méthode statistique multivariée. Soit une base de données homogènes dont les objets sont caractérisés par M variables suivant une loi gaussienne. Dans ce cas, on peut prendre une distribution normale pour z variables bien choisies. En théorie, les calculs de variables standardisées ayant une valeur moyenne égale à zéro et une déviation statistique unitaire peuvent s'écrire (Coradini et al, 1977):

$$z_j^2 = \sum_{i=1}^M \frac{(x_{ij} - \bar{x}_i)^2}{\sigma_i^2} = \sum_{i=1}^M z_{ij}^2$$

où i est la i -ème variable ($i=1, \dots, M$) et $j=1, \dots, N_a$ où N_a est le nombre d'objets de la première classe. La valeur moyenne de la variable i de la première classe est notée par \bar{x}_i et la variance correspondant aux variables par σ_i .

z^2 a une distribution de type χ^2 avec $M \times N_a$ degrés de liberté (Miller & Khan, 1962). Cela va nous permettre d'utiliser des hypothèses de test dans notre base de données en utilisant la distribution χ^2 .

En réalité, les objets et leurs variables correspondantes ne sont pas indépendantes. S'il s'agit de N objets indépendants ($j=1, \dots, N$) ayant M variables dépendantes, z_j^2 peut s'écrire (Bagrov, 1978):

$$z_j^2 = \frac{M}{\sum_{s,k} r_{sk}^2} \cdot \sum_{i=1}^M z_{ij}^2 = R \cdot \sum_{i=1}^M z_{ij}^2 \quad (4.1)$$

où r_{sk} sont les coefficients de la matrice de corrélation entre les variables s et k .

Dans ce cas, la distribution à f degrés de liberté s'écrit :

$$f = N \cdot M \cdot R$$

Quand le nombre de degrés de liberté est plus grand que 100 on peut utiliser la distribution de paramètre G_j défini par :

$$G_j = \sqrt{2 z_j^2} - \sqrt{2 f - 1}$$

où G_j a une distribution normale standard.

Le paramètre G_j donne le nom de la méthode: **G-mode**. La méthode de G-mode est basée sur l'identification d'un système de coordonnées dans lequel une fonction multivariée peut être représentée par une fonction univariée qui permet de sélectionner les éléments de la première classe homogène d'objets dans notre base de données. Après avoir établi la première classe statistique homogène, on va répéter l'algorithme pour les éléments restants dans la base de données, afin de définir la deuxième classe homogène. Le processus est répété jusqu'au moment où tous les objets de la base de données sont classés.

Pour établir les classes de manière itérative, on peut imaginer plusieurs méthodes. Dans notre cas, on utilise une méthode centrale, développée ci-après.

On cherche les trois éléments p, q, l les plus proches dont z défini par la relation (4.1) devient :

$$z_{p,q,l}^2 = \sum_{i=1}^M \left[(z_{pi} - z_{qi})^2 + (z_{pi} - z_{li})^2 + (z_{qi} - z_{li})^2 \right]$$

où z sont les valeurs normalisées des variables des objets p, q et l .

Au moment où on trouve les trois éléments les plus proches, on calcule la moyenne et la déviation statistique comme suit

$$\bar{x}_i = \frac{\sum_{j=1}^3 x_{ij}}{3}; \sigma_i = \frac{\sum_{j=1}^3 (x_{ij} - \bar{x}_i)}{3}$$

Ensuite, on calcule les valeurs de f et G pour les éléments de la base des données et on compare le paramètre G à une valeur q_1 établie avant de commencer le processus itératif.

La constante q_1 a une signification statistique bien précise. Elle est caractéristique de toutes les méthodes statistiques. q_1 est la mesure du niveau de confiance de la classification. Une valeur $q_1=3$ par exemple, indique que 0,3% des objets classés peuvent être mal classés au cours du processus de classification. Autrement dit, on peut estimer le niveau de décisions erronées dans le processus de classification et cela à cause des fluctuations statistiques aléatoires.

Les éléments qui respectent l'inégalité $G < q_1$ sont considérés comme appartenant à la première classe statistique. Ils vont contribuer au calcul de la moyenne et de la variance de la première classe. Les itérations vont s'arrêter au moment où, au cours de deux itérations successives le nombre d'éléments et les coefficients de la matrice de corrélation ne changent pas. Soit N_1 le nombre des objets de la base de données sélectionnée dans la première classe homogène. Le processus de classification est repris pour les $N-N_1$ éléments restant non-classés dans la base de données.

L'attribution des éléments dans des classes homogènes prend fin quand le nombre d'objets restant est inférieur ou égal à trois. Le schéma de cette partie de la méthode est présentée en Figure 32.

On considère à la fin du processus déjà décrit, que l'on a obtenu N_c classes. Si le nombre de classes est supérieur à deux, alors on peut estimer les classe les unes par rapport aux autre. Par exemple, on a la quantité:

$$z_i^2(a, b) = \sum_{j=1}^{N_b} z_{ijb}^2 = \sum_{j=1}^{N_b} \frac{(x_{ijb} - \bar{x}_a)^2}{\sigma_a^2}$$

où $z(a, b)$ représente la distance statistique entre les éléments de la classe b par rapport à la moyenne de la classe a . Si on compare une classe aux autres, on obtiendra M matrices $N_c \times N_c$, correspondant aux M variables utilisées. Chaque valeur de matrice mesure la différence entre deux classes en ne tenant compte que de la variable i considérée.

Pour caractériser le comportement global des variables d'une classe par rapport aux autres, on introduit une distance statistique généralisée pour chaque variable:

$$d_i^2 = \frac{[z_i^2(a, b) + z_i^2(b, a)]}{N_a + N_b - 2}$$

Cette nouvelle distance permet de travailler avec des matrices symétriques parce que:

$$d_i^2(a, b) = d_i^2(b, a)$$

Si les coefficients de la matrice $N_c \times N_c$ de la variable i ont des valeurs inférieures à une valeur donnée, fixée au début de l'itération, alors cela signifie qu'elle n'entre pas dans la classification et est éliminée. On recommence le processus de classification. La nouvelle classification est réalisée avec les variables qui peuvent apporter un poids statistique non nul.

Les M matrices $N_c \times N_c$ peuvent être assemblées en une seule matrice diagonale $N_c \times N_c$, dont on définit les éléments par :

$$D^2(a, b) = \frac{[z^2(a, b) + z^2(b, a)]}{[R_a(N_b - 1) + R_b(N_a - 1)]}$$

où:
$$z^2(a,b) = R_a \cdot \sum_{i=1}^M z_i^2(a,b)$$

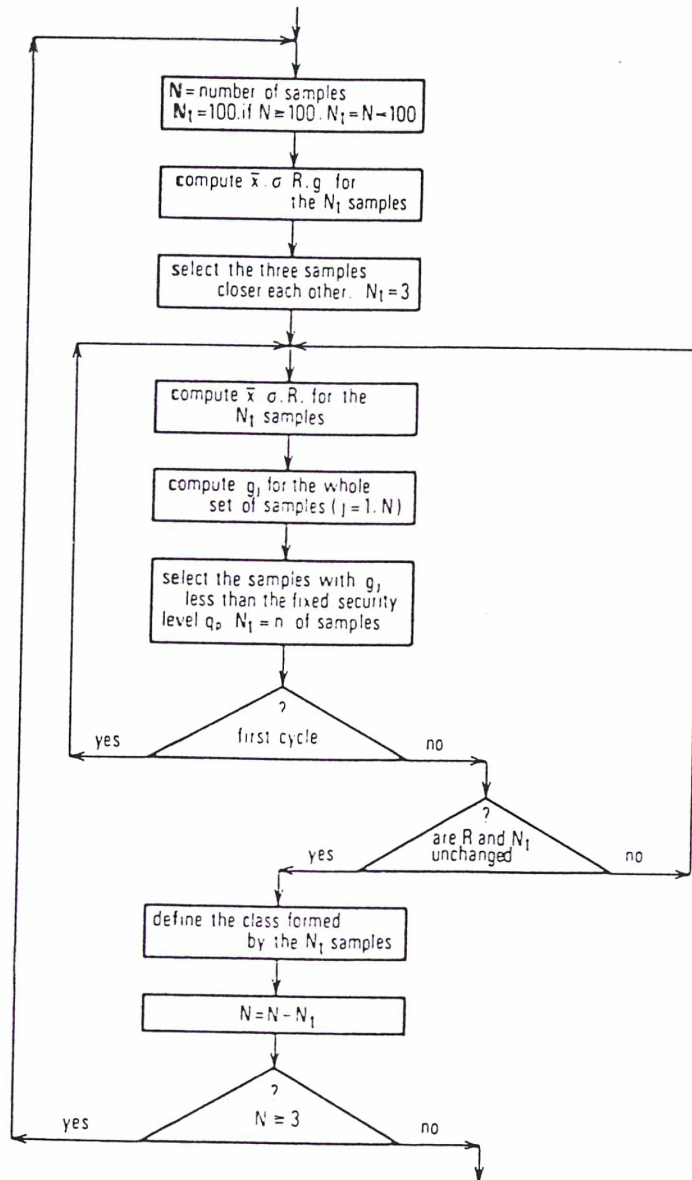


Figure 32. Schéma logique de la méthode « G-mode », pour la répartition des objets dans des classes.

La matrice $D^2(a,b)$ donne la distance statistique globale (par rapport à l'ensemble des M variables) entre les différentes classes. On peut l'interpréter en termes de proximité entre les classes c'est à dire proximité en contenu des variables.

Par conséquent, on obtient des indications sur les processus naturels qui sont responsables de ces variations.

5.3.2. L'extension de la méthode « G-mode »

L'avantage essentiel de la méthode « G-mode » est que l'expérimentateur, par ses décisions, n'influence pas pendant la classification le résultat de l'analyse statistique. L'analyse statistique multivariée offre en général beaucoup plus de fiabilité dans les résultats que les méthodes classiques de représentations bi- ou tridimensionnelles, le nombre de variables étant obligatoirement limité par l'environnement tridimensionnel dans lequel nous vivons.

La manière dont le processus de classification est dirigé peut présenter des inconvénients, l'expérience du chercheur est donc très importante.

Comme dans tous les cas de méthodes statistiques, pour mener des recherches sur une base de données, il faut que celle-ci soit homogène. Autrement dit, tous les objets qu'on veut analyser doivent être représentés par un ensemble complet de variables.

Si on regarde les bases de données des astéroïdes, on constate que, pendant le déroulement des programmes d'observations, il existe des objets observés qui ne possèdent pas toutes les variables prévues, ce qui pose un problème. De plus, si on veut faire des analyses sur les données obtenues dans divers programmes d'observations, on constate qu'il n'est pas trivial de les intégrer à l'échantillon de données homogènes.

On constate la nécessité d'étendre la méthode statistique à des ensembles de données incomplètes.

Supposons que, par une analyse antérieure d'une base de données homogènes, on ait réussi à établir des classes d'objets (qui statistiquement se ressemblent) dont on connaît la moyenne, la variance et le degré de liberté. Pour un nouvel objet observé, on doit établir la classe statistiquement la plus proche. Pour cela, on utilise le paramètre G_j exprimé par (Birlan et al. 1996):

$$G_j = \sqrt{2 \cdot z_{ij}^2} - \sqrt{2 \cdot f_a - 1}$$

où j fait référence aux objets qu'on veut classer et où a est une classe prédéfinie, caractérisée par f_a degrés de liberté.

Les grandeurs qui interviennent dans la relation sont déterminées par :

$$z_j = k_a \cdot \sum_{i=1}^M \left(\frac{x_{ij} - \bar{x}_i}{\sigma_i} \right)^2 ; \text{ où } k_a = \frac{M}{\sum_{s,k=1}^M r_{sk}^2}$$

le paramètre exprimant le degré de liberté étant :

$$f_a = M \cdot k_a$$

Dans le cas où, pour un nouvel objet observé, il y a une variable manquante (parmi les variables qui sont utilisées pour délimiter le système taxonomique considéré), alors on lui associe la moyenne de chaque classe. Autrement dit, on enlève l'effet dans Z_j des variables dont on ne connaît pas les valeurs obtenues par les observations.

Une deuxième aspect est suggéré par M , le nombre de variables utilisées. Pour un nouvel objet à classer, le nombre de variables doit être inférieur ou égal au nombre de variables utilisées dans l'échantillon qui délimite le système taxonomique. Si l'objet en cause est déterminé par un nombre de variables inférieures, il faut, pour l'estimation de son appartenance, utiliser dans les calculs le nombre de variables effectives. Cela veut dire que l'on va imposer pour l'objet, des contraintes plus fortes par la diminution de ses degrés de liberté. Techniquement, on arrive à avoir besoin d'un nombre minimal de variables pour pouvoir estimer l'appartenance de l'objet à l'une des classes taxonomiques.

On considère une valeur critique qui est directement liée aux erreurs concernant le placement des objets dans les classes taxonomiques considérées. Si G_j est inférieur à la valeur critique choisie alors il est très fortement probable que l'objet considéré appartienne à cette classe taxonomique définie par les variables moyennes $(\bar{x}_{a_i}; i = 1, \dots, M)$, les erreurs statistiques $(\sigma_{a_i}; i = 1, \dots, M)$, et les coefficients de corrélations r_{sk} correspondant à la classe a entre les variables s et k .

Si ces conditions sont valables pour plusieurs classes taxonomiques, il est difficile de donner une estimation de l'appartenance de l'objet à l'une de ces classes, soit parce que les variables effectives utilisées ne sont pas capables de les distinguer, soit parce qu'il s'agit d'un objet dont les caractéristiques sont communes à deux ou plusieurs classes taxonomiques.

Dans le cas où G_j est supérieur à la valeur critique pour n'importe quelle classe du système taxonomique choisi, alors il est fort probable qu'il s'agisse d'un objet ayant des propriétés particulières qui n'a pas encore été observé parmi les objets sur lequel a été fait le système taxonomique.

Un autre avantage de l'extension de cette méthode est dicté par sa flexibilité à accepter d'autres classes en provenance d'autres systèmes taxonomiques. Imaginons que, pour un ensemble de données équivalentes, dans d'autres systèmes taxonomiques (choisis surtout selon les méthodes d'analyses statistiques et les préférences des chercheurs) on observe des classes différentes. Il suffit de calculer la moyenne, la variance et les paramètres de la matrice de corrélation des variables pour pouvoir englober cette nouvelle classe parmi les classes taxonomiques déjà considérées.

5.3.3. Discussion sur la méthode

Différentes méthodes ont été employées pour l'analyse statistique des données d'astéroïdes: la méthode des composantes principales (Tholen, 1984, Xu et al., 1995), la méthode visuelle (Tedesco et al, 1989), et la méthode de classification automatique (Barucci et al, 1987, Birlan et al, 1996).

La méthode des composantes principales suppose une transformation des variables utilisées. Les nouvelles variables sont obtenues par combinaisons linéaires des variables initiales. On obtient ainsi un jeu de variables linéairement indépendantes - les composantes principales. La plupart de l'information sera distribuée sur les premières composantes. En représentant graphiquement ces deux (ou trois) composantes et par des coupures convenables, on peut regrouper des astéroïdes aux propriétés semblables. La méthode visuelle, permet de choisir parmi

les variables dont on dispose, celles qui, d'un point de vue statistique, donnent beaucoup plus de poids à la classification. Ainsi, on pourra avoir une représentation uni-, bi-, ou tridimensionnelle des données, ce qui facilite leur analyse.

Le « G-mode » est une méthode d'analyse statistique multivariée où toutes les variables sont réduites à un seul paramètre noté G. Ce paramètre est directement lié au degré de liberté de la classe. Le degré de liberté nous donne une estimation du nombre de variables nécessaires pour définir la classe.

J'ai choisi d'utiliser le « G-mode » comme méthode d'analyse statistique pour les raisons suivantes:

- Le processus de classification ne dépend pas de l'objectivité du scientifique. La classification obtenue est seulement dictée par l'algorithme utilisé et la coupure dans les classes est faite indépendamment de l'expérimentateur. Le seul paramètre est le niveau de confiance q_1 qui est fixé au début du processus par l'expérimentateur.

- On a la possibilité de tenir compte des erreurs sur les observations et aussi de quantifier leur influence sur la classification, ce qui n'est pas le cas dans les autres analyses.

- « G-mode » nous permet d'estimer la distance statistique entre les classes. Cela nous permet de construire une « arborescence » des classes les plus proches vers les classes les plus éloignées et ainsi d'évaluer la coupure dans notre échantillon.

- Finalement, sur la base du « G-mode », on peut faire une estimation sur des objets dont on ne connaît qu'une partie des variables. Cela nous permet d'élargir notre jeu de données à des objets qui n'avaient pas été inclus dans la classification d'origine.

CHAPITRE 6

Résultats de l'analyse statistique

Plusieurs bases de données (ECAS, IMPS, SMASS,...) ont été analysées statistiquement dans le but de :

- i) voir, d'après la nouvelle calibration des albédos IRAS, quelle était l'influence de ce réétalonnage sur les systèmes taxonomiques déjà existants (en particulier sur celui de Barucci, publié en 1987) ;
- ii) utiliser des algorithmes statistiques sur des bases de données telles que « 52-Color Survey » afin d'élargir l'intervalle spectral jusqu'à $2,5\mu\text{m}$;
- iii) exploiter les astéroïdes décrits par un nombre de variables inférieur à celui utilisé pour obtenir la taxonomie de référence ; pour cette raison, l'algorithme « G-mode » a été complété ;

6.1. Analyse des données ECAS et IRAS

L'apparition en décembre 1992 (Tedesco et al, 1992) de la version modifiée des données IRAS a fourni de nouvelles valeurs de l'albédo radiométrique. Ces nouvelles valeurs peuvent modifier nos taxonomies actuelles. Il est nécessaire d'analyser globalement l'ensemble des données d'ECAS avec le nouvel albédo IRAS.

Pour cela, j'ai utilisé l'algorithme « G-mode » appliqué à l'échantillon déjà analysé par Barucci et al (1987).

La plus importante coupure dans l'échantillon a été obtenue avec une probabilité d'erreur de classification de 2,1% environ. Cela veut dire que seulement 2,1% des astéroïdes (9 astéroïdes) sont mal classés, et ce à cause des fluctuations statistiques.

Ainsi, on obtient 20 classes au total. Deux astéroïdes ont été rejetés. Dans le Tableau 6 se trouve la représentation des variables caractéristiques pour chaque classe.

Tableau 6. Les résultats du traitement statistique pour le niveau de confiance $q_1=2,22$. Les 20 classes taxonomiques sont caractérisées par les 7 réflectances spectrales et leurs fluctuations statistiques, l'albédo IRAS et le degré de liberté . Entre parenthèses le nombre d'astéroïdes appartenant à chaque classe.

Classe	Classe et sous-classe	Degré de liberté	R_s σ	R_u σ	R_b σ	R_w σ	R_x σ	R_p σ	R_z σ	albédo σ
B(18)	B0 (7)	3	0,891	0,936	1,020	0,960	0,910	0,876	0,810	0,091
			0,060	0,039	0,036	0,043	0,056	0,062	0,156	0,045
	B1 (5)	5	1,020	1,060	1,060	0,999	0,983	0,950	0,892	0,057
			0,031	0,025	0,025	0,025	0,037	0,025	0,039	0,019
	B2 (3)	2	1,040	1,100	1,080	1,060	1,070	1,050	0,959	0,072
			0,052	0,072	0,063	0,032	0,025	0,111	0,136	0,045
B3 (3)	2	0,794	0,874	0,997	0,964	0,951	0,900	0,840	0,074	
		0,046	0,029	0,025	0,027	0,025	0,025	0,025	0,030	
E(3)	E0 (3)	2	0,944	0,965	0,993	1,030	1,030	1,020	1,060	0,520
			0,027	0,025	0,025	0,025	0,025	0,025	0,058	0,026
G(3)	G0 (3)	2	0,660	0,750	0,917	0,982	0,988	0,953	0,986	0,121
			0,025	0,039	0,065	0,026	0,025	0,045	0,025	0,037
C(187)	C0 (187)	3	0,840	0,897	0,985	1,020	1,030	1,030	1,020	0,051
			0,075	0,058	0,032	0,033	0,044	0,050	0,070	0,012
M(43)	M0 (43)	4	0,917	0,945	0,977	1,070	1,110	1,140	1,140	0,151
			0,051	0,034	0,025	0,025	0,033	0,041	0,070	0,064
	D0 (18)	4	0,891	0,914	0,941	1,150	1,290	1,370	1,400	0,049
			0,026	0,025	0,025	0,025	0,032	0,055	0,091	0,010
	D1 (3)	2	0,852	0,845	0,893	1,160	1,340	1,490	1,430	0,049

			0,216	0,065	0,025	0,074	0,069	0,025	0,074	0,016
D(30)	D2 (3)	2	0,847	0,880	0,947	1,100	1,190	1,240	1,290	0,077
			0,031	0,025	0,026	0,025	0,025	0,036	0,070	0,058
	D3 (3)	4	0,728	0,781	0,909	1,150	1,260	1,290	1,310	0,068
			0,025	0,025	0,025	0,025	0,025	0,026	0,065	0,026
	DS (3)	6	0,756	0,810	0,913	1,100	1,200	1,210	1,180	0,093
			0,025	0,025	0,025	0,025	0,025	0,025	0,025	0,010
S(146)	S0 (134)	3	0,611	0,688	0,845	1,160	1,160	1,140	1,170	0,204
			0,055	0,043	0,029	0,032	0,053	0,060	0,082	0,063
	S3 (3)	2	0,551	0,613	0,794	1,230	1,310	1,290	1,350	0,195
			0,025	0,025	0,025	0,029	0,038	0,073	0,041	0,026
	SV (3)	2	0,616	0,698	0,840	1,070	1,060	0,973	1,010	0,250
			0,087	0,085	0,084	0,025	0,051	0,047	0,026	0,021
	SA (3)	2	0,456	0,586	0,781	1,250	1,280	1,210	1,100	0,176
			0,030	0,058	0,046	0,037	0,037	0,039	0,025	0,017
	SD (3)	2	0,658	0,751	0,900	1,000	1,080	1,090	1,060	0,097
			0,072	0,048	0,033	0,025	0,025	0,035	0,041	0,010
V(3)	V0 (3)	2	0,608	0,694	0,870	1,130	0,983	0,921	0,995	0,303
			0,152	0,113	0,075	0,055	0,138	0,157	0,025	0,174
A(3)	A0 (3)	2	0,425	0,517	0,727	1,290	1,200	1,090	1,000	0,248
			0,054	0,058	0,038	0,056	0,050	0,034	0,077	0,015

La nouvelle classification, pour cet échantillon de 438 astéroïdes est présentée en ANNEXE 1.

Elle garde la structure présentée par Barucci et al.(1987). On peut distinguer les mêmes neuf classes taxonomiques principales : **A0**, **B0**, **C0**, **D0**, **E0**, **G0**, **M0**, **S0**, **V0** et leurs sous-classes.

Les différences introduites dans la classification de Barucci, par l'albédo IRAS corrigé, sont très faibles. Parmi les 438 objets, 8% d'entre eux ont changé de sous-classe. Les 35 objets concernés sont présentés dans le Tableau 7. Parmi eux, on peut remarquer les astéroïdes 863 Benkoela et 937 Bethgea, qui semblent être des objets particuliers. L'albédo assez élevé de l'astéroïde 863 Benkoela (0,595, le plus élevé de l'échantillon et de tous les astéroïdes connus) ne permet pas de le placer

dans la classe taxonomique **A0**. L'astéroïde 937 Bethgea a été classé **S** dans la taxonomie de Tholen et **S2** dans la taxonomie de Barucci. Son albédo IRAS corrigé (0,049) est très bas par rapport à la moyenne de ceux des astéroïdes de la classe **S** ; pourtant il n'est pas exclu que l'astéroïde 937 Bethgea soit parmi les astéroïdes affectés par l'erreur de classification (parmi les 2,1% d'astéroïdes mal classés à cause des fluctuations statistiques).

Tableau 7. Les 35 astéroïdes ayant changé de classe à cause d'un albédo IRAS corrigé. La comparaison est faite avec la classification de Barucci et al. (1987)

Astéroïde	Ancienne classe	Nouvelle classe	Astéroïde	Ancienne classe	Nouvelle classe
2 Pallas	B3	B0	261 Prymno	B3	B0
25 Phocaea	S2	S0	339 Dorothea	S1	SV
51 Nemausa	S1	SD	354 Eleonora	S2	SA
55 Pandora	E0	M0	451 Patientia	B3	C0
62 Erato	B3	C0	498 Tokio	D3	C0
93 Minerva	B3	C0	512 Taurensis	S2	S0
113 Amalthea	S2	A0	640 Brambilla	G0	C0
114 Cassandra	D3	DS	651 Antikleia	S3	SA
115 Thyra	S1	SV	863 Benkoela	A0	non-classé
119 Althaea	S2	S0	914 Palisana	D3	SD
130 Elektra	G0	C0	937 Bethgea	S2	non-classé
131 Vala	S1	SD	996 Hilaritas	C0	B0
142 Polana	B1	C0	1019 Strackea	S2	S3
148 Gallia	S1	G0	1080 Oechis	B1	C0
192 Nausikaa	V0	S1	1284 Latvia	D3	DS
228 Agathe	S2	S0	1604 Tombaugh	D3	SD
233 Asterope	D3	DS	2156 Kate	S2	S0
246 Asporina	A0	SA			

On a réussi à identifier à l'intérieur des neuf classes taxonomiques principales des groupes d'objets où le degré d'homogénéité est plus fort. On compte aussi des objets dont les caractéristiques sont communes à deux classes principales. On les regroupe dans des classes portant les deux lettres des deux classes principales.

On constate, pour une bonne partie des astéroïdes contenus dans le Tableau 7, un glissement vers des sous-classes intermédiaires (**SV**, **SA**, **DS**...). En terme d'évolution thermique de la population astéroïdale, cela signifie qu'il y a beaucoup d'individus issus d'évolutions différentes à partir d'une même classe taxonomique.

6.1.1. Diagramme triangulaire

Le degré de liberté moyen des classes est de l'ordre de trois. Par conséquent, on peut faire une représentation synthétique de nos résultats grâce à un diagramme triangulaire à trois variables.

Le diagramme triangulaire a été ainsi réalisé avec trois nouvelles variables: l'albédo, qui n'est corrélé avec aucune des 7 réflectances spectrales; la moyenne arithmétique des réflectances spectrales obtenue pour les filtres s, u et b (bien corrélées entre elles dans les différentes classes); enfin, la troisième variable correspond à la moyenne arithmétique des quatre réflectances dans la partie infrarouge du spectre, obtenues avec les filtres w, x, p et z (parce que une (ou plusieurs) variable infrarouge est toujours discriminant dans la taxonomie).

Comme nous le montre la Figure 33, il existe quatre chemins évolutifs possibles, indiquées par des flèches, sur le diagramme triangulaire. Ces chemins ont pour origine les astéroïdes de classe **D**, considérés comme les objets les moins évolués (Bell et al., 1989). Le sens de chaque flèche indique aussi une décroissance de la distance héliocentrique.

En termes d'évolution des classes taxonomiques, les quatre tendances illustrées par le diagramme, peuvent être interprétées de la manière suivante:

I. Un premier chemin va de la classe taxonomique **D** vers la classe **B**, en passant par les astéroïdes de la classe **C**. Cette tendance peut être interprétée comme une réduction progressive du contenu de l'astéroïde en substances volatiles. Par conséquent, la concentration des substances volatiles est importante dans les astéroïdes de la classe **D** tandis que les astéroïdes de type **B** en sont moins riches.

La partie de la nébuleuse dans laquelle ils se sont formés avait une température plus élevée.

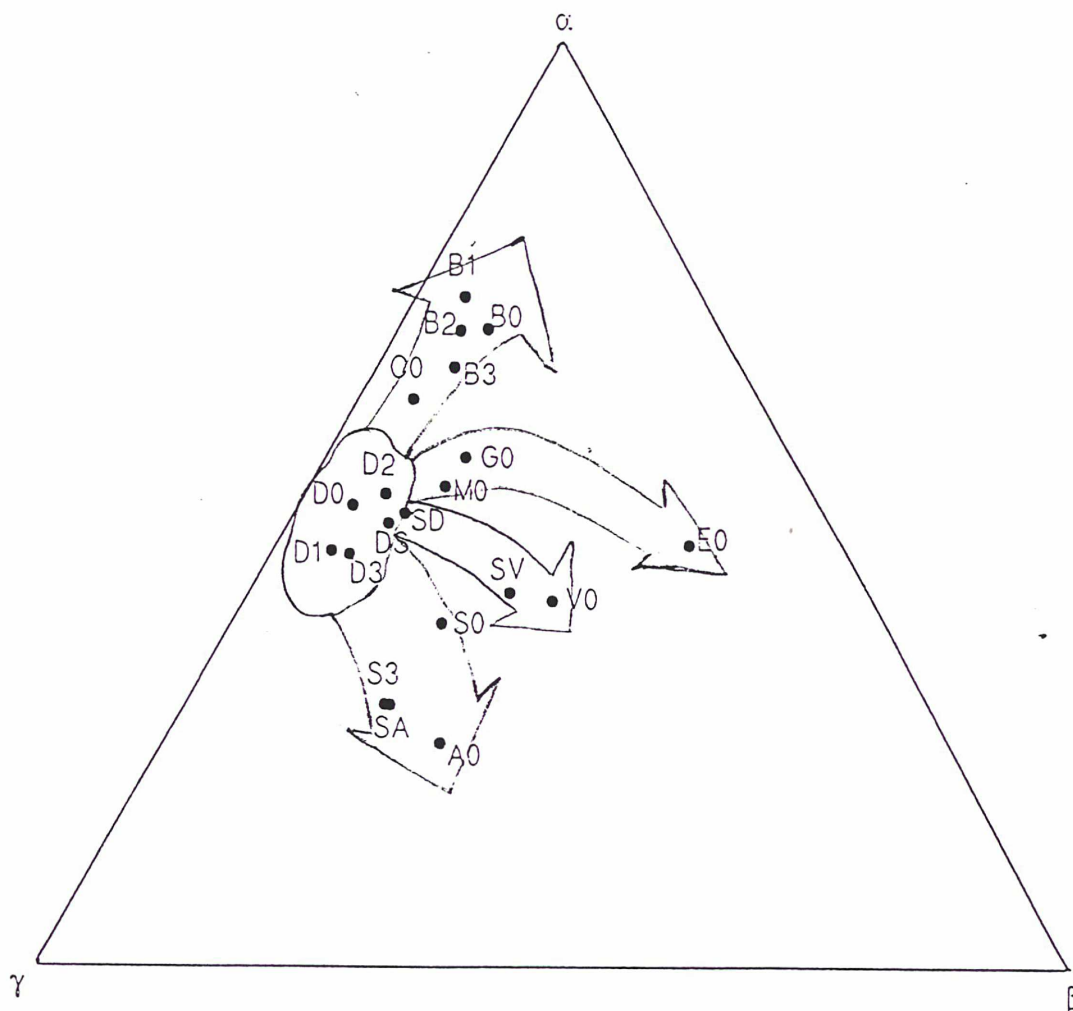


Figure 33. Diagramme triangulaire. Les valeurs des variables sont regroupées de telle manière que chaque point du diagramme respecte la condition $(R_s+R_u+R_b)/3 + \text{albédo} + (R_w+R_x+R_p+R_z)/4=1$. Les coins du diagramme triangulaire ont les valeurs suivantes:

	$(R_s+R_u+R_b)/3$	Albédo	$(R_w+R_x+R_p+R_z)/4$
α	0,60	0,00	0,40
β	0,25	0,35	0,40
γ	0,25	0,00	0,75

II. Une seconde évolution part des astéroïdes de type **D** vers la classe **E** en passant par les classes **M** et **G**. Ce chemin correspond à une évolution progressive de la condensation dans la nébuleuse solaire vers les enstatites achondritiques (minéraux vraisemblablement présents à la surface des astéroïdes de classe **E**) en passant par des assemblages primitifs, riches en carbone et avec un faible degré de métamorphisme (astéroïdes de type **G**) et par des silicates équivalents à l'enstatite chondritique. Il n'est pas exclu que les astéroïdes de classe **E** soient composés de silicates formés au moment de la différenciation des astéroïdes **M** composés d'enstatite chondritique (Chapman, 1987).

III. Une troisième évolution part des astéroïdes de type **D** et va vers les astéroïdes de la classe **V** en passant par la classe intermédiaire **SV**. Cette évolution semble liée à une augmentation de la différenciation d'une classe à l'autre. À l'extrémité de la flèche, on va trouver la classe **V** dont font partie 4 Vesta qui est l'astéroïde différencié le plus grand que l'on connaisse et 349 Dembowska un astéroïde supposé très riche en olivine.

IV. La quatrième évolution passe des astéroïdes de la classe **D** aux astéroïdes de la classe **A**. Il s'agit également d'une évolution des corps non-différenciés vers les corps différenciés. Apparemment les astéroïdes de la classe **A** contiennent un grand pourcentage d'olivine. On y rencontre aussi des astéroïdes de classe **S**. Cela peut s'interpréter par une minéralogie basée sur des assemblages d'olivine, de pyroxène et de métaux. Les astéroïdes de classe **S** sont similaires aux météorites pierro-ferreuses (Gaffey, 1993), comme des chondrites ordinaires, où comme assemblages des deux (Chapman, 1987). Les spectres dans l'infrarouge des astéroïdes de classe **A** prouvent qu'il existe une bande d'absorption à 1,0 μm due à la présence d'olivine à la surface. Une des hypothèses les plus crédibles est la suivante: les astéroïdes de classe **A** seraient des objets différenciés qui, au cours de collisions successives, ont perdu leur croûte et dont on voit actuellement le manteau.

6.2. Analyse statistique dans le domaine spectrale 0,35-2,50 μm + l'albédo IRAS

Les données ECAS permettent une couverture assez convenable jusqu'à 1 micron. Comme jusqu'à 3 μm , les caractéristiques du spectre par réflexion sont principalement déterminées par la minéralogie de la surface de l'astéroïde (Gaffey et al. 1989), une analyse statistique sera beaucoup plus complète si on tient compte de tout l'intervalle spectral de 0,35 jusqu'à 3,0 μm ¹. En-dessous de 0,35 μm , on ne peut pas parler d'observations au sol à cause de l'absorption atmosphérique et au delà de 3,0 μm l'interprétation des bandes d'absorption dans le spectre des astéroïdes est trop compliquée en terme de rayonnement électromagnétique de la surface.

Le fichier d'entrée a été conçu en additionnant aux données ECAS des données contenues dans la base « 52-Color Asteroid Survey », ainsi que l'albédo IRAS corrigé. Pour avoir un échantillon avec données homogènes, on a enlevé les filtres spectraux où il n'y avait pas d'enregistrements. Finalement, l'échantillon contient 84 astéroïdes, avec 5 variables ECAS, 24 variables de l'Atlas de Bell, et le nouveau albedo IRAS. Chaque variable, ainsi que leur origine est présentée dans le Tableau 8. Les contraintes imposées par l'atmosphère terrestre n'ont pas permis d'avoir des réflectances spectrales sur les intervalles 1,35-1,50 μm et 1,6-2,0 μm . Les résultats sur ces deux intervalles sont très fortement influencés par la vapeur d'eau présente dans l'atmosphère terrestre. Aussi comme pour l'analyse des données ECAS faites dans le chapitre 6.1., les réflectances spectrales sont normalisées dans le visible pour tous les astéroïdes.

Par des calculs faits pour un niveau de confiance compris dans l'intervalle 2,00 -3,00 , la coupure significative dans l'échantillon s'est produite pour le niveau de confiance $q_1=2,28$. Cela veut dire que parmi les 84 astéroïdes classés, deux astéroïdes sont mal classés à cause des fluctuations statistiques. Pour le niveau de confiance choisi dans l'échantillon, on a pu obtenir 13 groupes.

¹ dans la littérature, on dispose de données jusqu'à 2,5 μm

Les caractéristiques de chaque groupe sont présentées dans le Tableau 9 et le profil spectral de chaque classe dans les Figures 34 et 35. Ainsi, on peut reconnaître le profil plat des spectres des astéroïdes **C0** dans les groupes 3 et 4, le profil des **A0** dans le spectre moyen du groupe 11, le spectre de type **D0** dans le groupe 10, et un profil **EM** dans le profil spectral du groupe 9.

Parce que la structure de l'échantillon sur lequel l'analyse statistique a été faite est particulière (la plupart des astéroïdes ont été classés de type **S**), on s'attend à trouver une structure fine de la classe taxonomique **S0**. On observe que le profil spectral des astéroïdes de type **S0** se retrouve dans les groupes 1, 2, 5, 6, 7.

Tableau 8. Code et provenance de chaque variable utilisée et longueur d'onde du maximum. Par ATLAS, je fais référence au catalogue 52-Color Asteroid Survey.

Variable (filtre)	longueur d'onde (Å)	Origine	Variable (filtre)	longueur d'onde (Å)	Origine
s	3370	ECAS	18	12476	ATLAS
u	3590	ECAS	20	12976	ATLAS
b	4370	ECAS	29	15240	ATLAS
v	5500	ECAS	30	15490	ATLAS
w	7010	ECAS	31	15747	ATLAS
x	8530	ECAS	34	15520	ATLAS
4	9021	ATLAS	35	16130	ATLAS
6	9510	ATLAS	42	20260	ATLAS
7	9755	ATLAS	43	20830	ATLAS
8	10001	ATLAS	44	21400	ATLAS
9	10247	ATLAS	45	21950	ATLAS
11	10740	ATLAS	46	22500	ATLAS
13	11234	ATLAS	47	23050	ATLAS
14	11482	ATLAS	48	23590	ATLAS
15	11730	ATLAS	albedo		IRAS

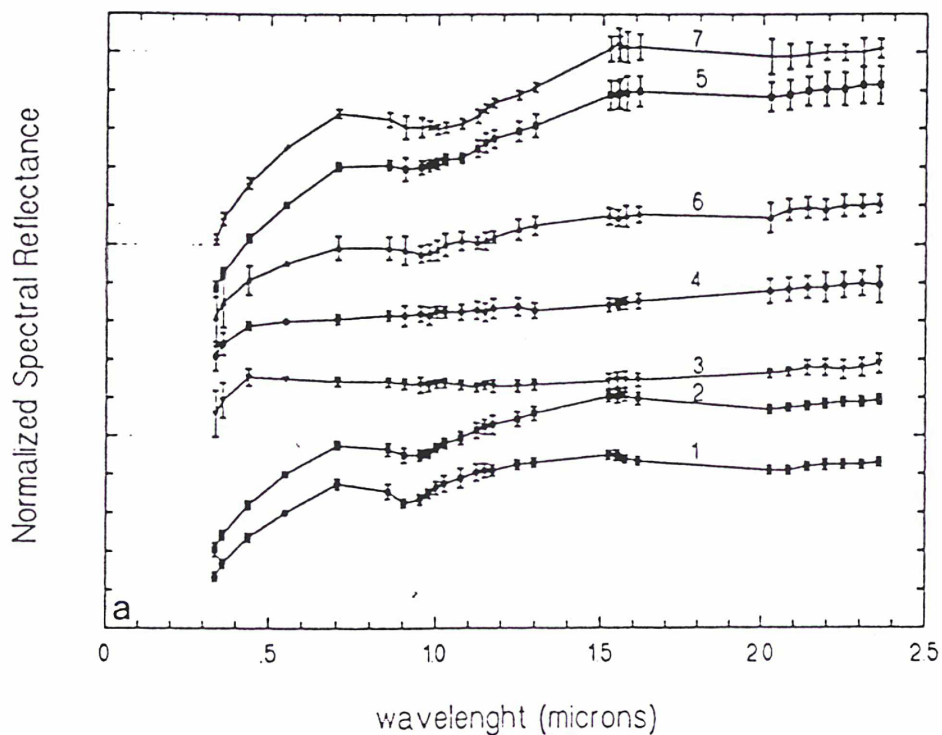


Figure 34. Profil spectral pour les 7 premiers groupes obtenus pour le niveau de confiance 2,28. Les barres d'erreur correspondent à l'erreur statistique.

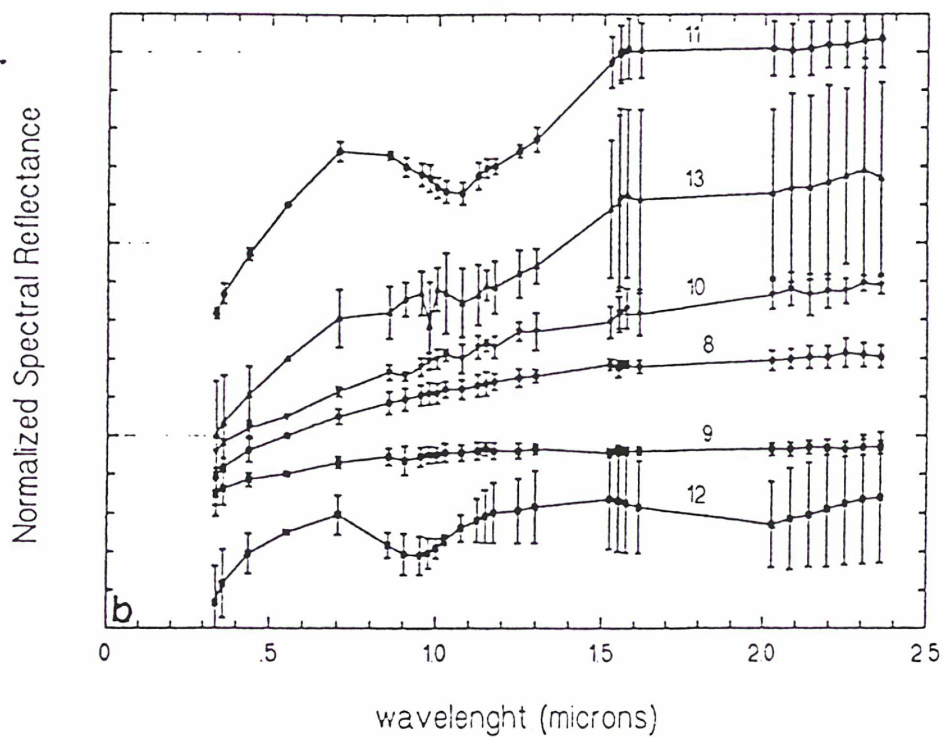


Figure 35. Profil spectral pour les 6 derniers groupes obtenus pour le niveau de confiance 2,28. Les barres d'erreur correspondent à l'erreur statistique.

Tableau 9. Schéma des 13 groupes obtenus pour le niveau de confiance 2,28.

Groupe	Nombre d'astéroïdes	Degré de liberté	Albédo	Astéroïdes
1	4	2	$0,228 \pm 0,027$	5 Astraea 6 Hebe 57 Mnemosyne 82 Alkmene
2	13	5	$0,183 \pm 0,087$	7 Iris 11 Parthenope 26 Proserpina 27 Euterpe 32 Pomona 33 Polyhymnia 101 Helena 103 Hera 116 Sirona 258 Tyche 389 Nenetta 532 Herculina 1036 Ganymed
3	7	3	$0,072 \pm 0,023$	1 Ceres 10 Hygiea 106 Dione 431 Nephele 554 Peraga 704 Interamnia 762 Pulcova
4	10	3	$0,055 \pm 0,010$	46 Hestia 59 Elpis 86 Semele 130 Elektra 145 Adeona 241 Germania 379 Huenna 511 Davida 521 Brixia 702 Alauda
5	11	3	$0,206 \pm 0,099$	9 Metis 12 Victoria 18 Melpomene 25 Phocaea

				63 Ausonia 80 Sappho 89 Julia 352 Gisela 376 Geometria 639 Latona 714 Ulula
6	9	4	0,158 ± 0,100	19 Fortuna 22 Kalliope 43 Ariadne 65 Cybele 115 Thyra 135 Hertha 346 Hermentaria 476 Hedwig 653 Berenike
7	5	3	0,205 ± 0,113	15 Eunomia 39 Laetitia 113 Amalthea 364 Isara 1627 Ivar
8	7	2	0,139 ± 0,068	16 Psyche 29 Amphitrite 92 Undina 114 Kassandra 153 Hilda 233 Asterope 387 Aquitania
9	6	3	0,328 ± 0,182	21 Lutetia 44 Nysa 64 Angelina 69 Hesperia 221 Eos 317 Roxane
10	3	2	0,044 ± 0,010	308 Polyxo 336 Licadiera 368 Haidea
11	3	2	0,201 ± 0,032	246 Asporina 354 Eleonora 446 Aeternitas
12	3	2	0,321 ± 0,143	2 Pallas 4 Vesta 349 Dembowska
13	3	2	0,344 ± 0,222	849 Ara 863 Benkoela 980 Anacostia

6.2.1. Les diversités observées parmi les astéroïdes des groupes S

Les données contenues dans l'atlas 52-Color Asteroid Survey ont été aussi analysées par Burbine (1991), Clark (1993), Gaffey et al. (1993) et Howell et al. (1994). Thomas Burbine considère un échantillon de quelques 66 astéroïdes caractérisés par leurs réflectances spectrales dans l'intervalle 0,35-2,50 μm . Il choisit la méthode des composantes principales. Ellen Howell utilise une méthode en réseau neuronale pour une classification de quelques 112 astéroïdes avec 65 variables chacun (réflectances déterminées par les données d'ECAS et de l'atlas de Bell et al.). Dans les grandes lignes, leurs résultats sont proches de ceux présentés dans ce travail. Les différences proviennent de la méthode statistique employée (analyse des composantes principales et, respectivement, la méthode en réseau neuronal) ainsi que de la façon dont ils ont créé leur propre base homogène de données (par exemple, dans l'article de Howell et al, les 65 variables de chaque astéroïde contiennent des valeurs fictives obtenues par ajustement, là où des données faisaient défaut).

La coupure significative pour le niveau de confiance $q_1=2,28$ nous permet de délimiter 13 groupes d'astéroïdes. Par l'intermédiaire de l'arborescence présentée dans la Figure 36, on peut avoir une carte des groupes les plus proches. Ainsi, on peut constater que les groupes 1, 2, 5, 6, 7 sont très proches les uns des autres. Si on regarde leur appartenance aux classes taxonomiques définies auparavant, on constate que les objets appartenant à ces groupes proviennent des astéroïdes de type S. Les groupes 3 et 4 sont composés par des astéroïdes de type C. Si on analyse cette arborescence, on constate qu'en termes de distance statistique, les deux groupes sont très proches l'un de l'autre. Parce que dans notre échantillon les astéroïdes de type S sont les plus nombreux, nous allons les développer quelque peu.

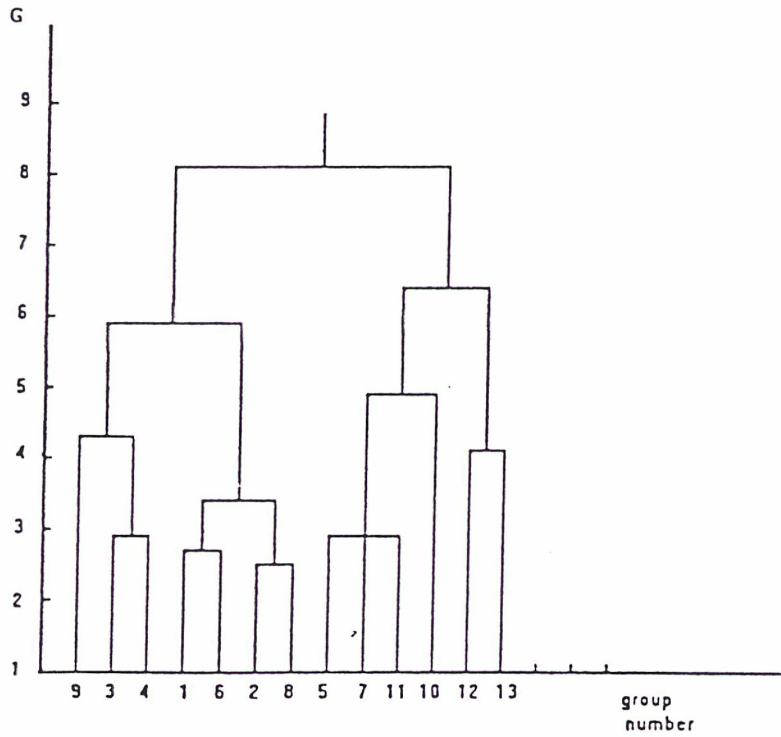


Figure 36. Arborescence des groupes d'astéroïdes obtenus pour $q_1=2,28$.

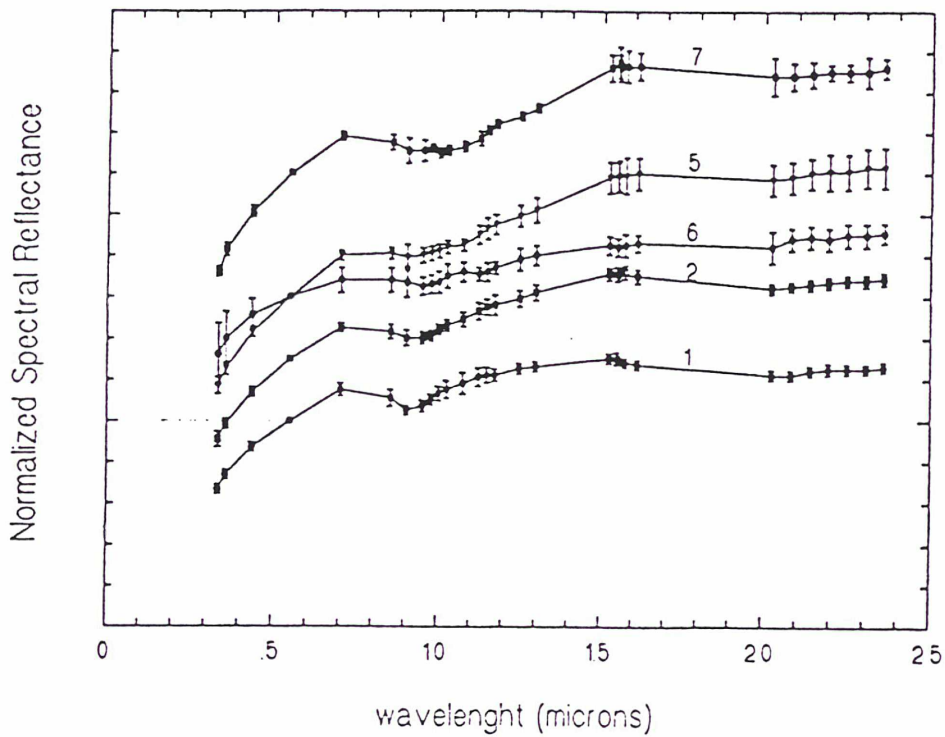


Figure 37. Groupes des astéroïdes déjà classé S. Le profil spectral a été normalisé au visible (V). On peut remarquer les différentes intensités des bandes d'absorption de 1 et 2 μm .

Sur les 84 astéroïdes classés par la méthode « G-mode » (résultats présentés dans le paragraphe 6.2.), on peut constater une coupure significative pour les astéroïdes de type **S** (Figure 37). La façon dont la classe **S** a été coupée prouve l'importance des bandes d'absorption centrées sur 1 et 2 μm . On peut donc conclure à une forte dépendance des spectres des astéroïdes de la classe **S** en fonction des minéraux qui produisent les absorptions : l'olivine et le pyroxène.

La différence d'intensité dans les deux bandes d'absorption des 5 groupes **S** peut s'expliquer par une différence de concentration des deux minéraux à la surface de l'astéroïde (Birlan et al., A&A, 1996).

Seule une analyse quantitative des deux bandes d'absorption (Cloutis et al, 1986) peut préciser, en termes minéralogiques, les différences entre les astéroïdes de type **S**.

6.3. Classification des astéroïdes décrits par un nombre de variables inférieur à celui utilisé pour obtenir la taxonomie de référence

Pour la base de données ECAS, il y a environ 150 astéroïdes dont les données ne sont pas complètes.

Les données de SMASS couvrent un domaine qui coïncide avec quelques variables d'ECAS. Elles peuvent aussi être classées.

Pour classer les objets caractérisés par des données incomplètes, j'ai utilisé la méthode décrite dans le paragraphe 5.5., choisissant comme référence les neuf classes taxonomiques principales, décrites par les Tableau 6 : **A0**, **B0**, **C0**, **D0**, **E0**, **G0**, **M0**, **S0** et **V0**,

Dans l'**ANNEXE 2** sont présentés, dans les deux premières colonnes, les 150 astéroïdes ECAS ayant des données incomplètes avec leur classe taxonomique correspondante suivant l'extension de l'algorithme « G-mode ». Pour une

comparaison immédiate, on possède l'estimation faite par Tholen (1984) dans la troisième colonne. Les deux dernières colonnes concernent le nombre de variables et explicitent chaque variable utilisée. Pour l'albedo, j'ai utilisé l'albedo IRAS du dernier catalogue IRAS Minor Planet Survey.

On peut facilement constater que la classification ne change pas pour la plupart des astéroïdes, même si la méthode employée est différente. Quelque fois, il s'agit d'une autre valeur d'albedo qui est prise en compte uniquement dans l'estimation donnée par Tholen.

Avec l'extension de « G-mode » utilisée, on a pu obtenir une information utile concernant l'afinité de chaque astéroïde avec l'une des neuf classes taxonomiques utilisées. Pour faciliter l'interprétation, j'ai renoncé aux indices « 0 » de chaque classe. Si, dans le critère d'attribution d'un astéroïde à une classe (valeur de G plus petite que trois) rentraient deux ou plusieurs classes, je mentionne dans l'ordre toutes les classes susceptibles de contenir l'astéroïde en cause. Le symbole « --- » indique le fait que l'astéroïde ne semble appartenir à aucune classe.

Pour les données SMASS, j'ai répété la procédure en ajoutant aussi, là où c'était possible, l'albedo IRAS. Dans la deuxième colonne de l'**ANNEXE 3** sont présentés les résultats des estimations faites par l'intermédiaire de l'extension de la méthode « G-mode ». Pour une meilleure analyse dans les colonnes 3, 4 et 5, sont présentées les estimations déjà faites antérieurement par Barucci, Tholen et Binzel. Comme on peut le remarquer dans la sixième colonne, le nombre de variables que l'on peut utiliser est plus petit, d'où une incertitude plus grande dans l'estimation des classes taxonomiques initiales. Si on regarde la structure des variables, la plupart appartiennent à la partie rouge-infrarouge proche du spectre. Cela veut dire qu'on n'a pas d'informations dans l'ultraviolet, et par conséquent qu'on ne peut parler que d'une estimation d'affinité vers une (ou plusieurs) des neuf classes taxonomiques.

Par cette méthode, on a réussi à traiter 318 astéroïdes de la base de données SMASS.

L'analyse de nouveaux objets permet d'augmenter ou de diminuer le poids de chaque classe taxonomique. Cela peut avoir une influence décisive pour mieux quantifier les contraintes qu'on peut imposer sur les modèles d'évolution thermique

de la population astéroïdale, en particulier, et sur le formation du système solaire en général.

Ensuite, en ajoutant de nouveaux objets, l'analyse peut confirmer des classes taxonomiques qui ont été proposées mais qui n'ont pas été retrouvées parce que dans l'échantillon les représentants étaient très peu nombreux (un ou deux astéroïdes). Le cas le plus significatif est celui de la classe **V**. Grâce au programme d'observations SMASS, nos calculs confirment l'existence de cette classe, comme on peut le constater dans l'**ANNEXE 3**,

Dans les **ANNEXES 2 et 3**, on peut constater également qu'il existe beaucoup d'astéroïdes qui, au cours de l'analyse ont été désignés par deux, trois, voire quatre lettres, chacune désignant une classe taxonomique. Comment peut-on expliquer ce phénomène? Prenons l'exemple de l'astéroïde 169 Zelia, apparenté **SA** et celui de l'astéroïde 2174 Asmodeus apparenté **AS**? Si le poids statistique des variables utilisées est grand dans la définition des classes **A** et **S**, alors chacun des deux objets a plutôt une affinité vers la classe désignée par la première lettre. Il pourrait également s'agir d'objets de transition entre deux classes taxonomiques.

Enfin, comment gérer les astéroïdes qui, apparemment, ne rentrent dans aucune des classes proposées, comme c'est le cas pour 650 Amalashuntha, 863 Benkoela, 958 Asplinda, 1038 Tuckia, 1657 Roemera, 2223 Sarpedon, 2735 Ellen, 4688 1980 WF, ou 5147 Pholus? Tant que leur nombre reste limité, ils constituent des sujets de choix pour l'identification de nouvelles classes d'astéroïdes et par conséquent une meilleure compréhension de la population astéroïdale dans son ensemble. Par contre, si ce nombre devient trop important, il convient de reconsidérer la base de données pour définir un nouveau système taxonomique.

Les estimations faites par Tholen et Binzel, utilisant les données de SMASS et partiellement celles d'ECAS, ont été obtenues par un algorithme arborescent d'évaluation statistique, après avoir considéré comme exactes les classes taxonomiques publiées par Tholen en 1984. Autrement dit, ils utilisent une « métrique » dans le plan des variables (Tholen, 1984).

Les résultats présentés dans le Tableau 11, par l'intermédiaire de l'extension de l'algorithme « G-mode » sont compatibles avec les précédents. Les neuf classes choisies pour faire l'estimation supervisée offrent des résultats en relative concordance avec ceux des autres auteurs (Tholen 1984, Xu et al 1995). Comme on peut le remarquer, l'ambiguïté pour les astéroïdes comme 223 Rosa, 275 Sapia, 505 Cava, persiste encore aussi dans cette classification. On peut expliquer ce comportement soit par le manque de variables à fort poids statistique, soit qu'il s'agisse d'objets de transition entre deux où plusieurs classes taxonomiques. Par exemple, Xu et al. (1994) dans leur classification (ici présentée comme l'estimation de Binzel - quatrième colonne du Tableau 11) inventent une nouvelle classe, noté « J ». Il est encore prématuré de se prononcer quant à la réalité d'une telle classe. Leur motivation est néanmoins subjective, fait mentionné d'ailleurs dans leur article. L'estimation obtenue avec « G-mode » confond les classes V et J de Binzel (Xu et al. 1995). Leur affinité est vers la classe V0 considéré initialement.

On constate également une différence dans l'estimation de l'affinité pour certains astéroïdes. Par exemple, l'astéroïde 4640 Hara est désigné par Binzel comme un astéroïde plutôt de type S, tandis que dans l'estimation avec l'extension de G-mode, il tend vers les astéroïdes de type A ou S. Cette différence est sans doute liée, jusqu'à un certain point, à la définition en terme minéralogique de chacune des classes taxonomiques considérées par chaque auteur.

6.4. Conclusion: Vers une classification unique

L'analyse statistique par l'intermédiaire du « G-mode » nous a permis de constater que l'influence de la nouvelle calibration de l'albédo IRAS ne donne pas de changements majeurs dans la taxonomie de Barucci.

Par l'extension de l'intervalle spectral, on a pu constater qu'à l'intérieur de la classe des astéroïdes S apparaît une structure discrète. Celle-ci peut être associée à une dispersion des astéroïdes analysés en fonction de la composition minéralogique de leur surface (différents rapports olivine/pyroxène).

L'analyse des astéroïdes présentant un ensemble incomplet de données nous a permis une estimation de classe taxonomique pour environ 400 astéroïdes, qui n'étaient pas inclus à l'origine dans la base de données de la taxonomie de Barucci (Barucci et al. 1987).

Actuellement, on a réussi à classer plus de 800 astéroïdes (soit 15% des astéroïdes du catalogue « Minor planets ephemerids ») et pour lesquels on détient des informations sur la composition de la surface.

Dans les analyses statistiques faites auparavant, on a pu constater que la plupart des objets étudiés présentent globalement les mêmes affinités pour une même classe taxonomique (voir Tholen 1984, Barucci et al 1987, Tedesco et al 1989, Howell et al 1994, Birlan et al 1996). Tout cela conduit à l'idée d'obtenir une classification unifiée.

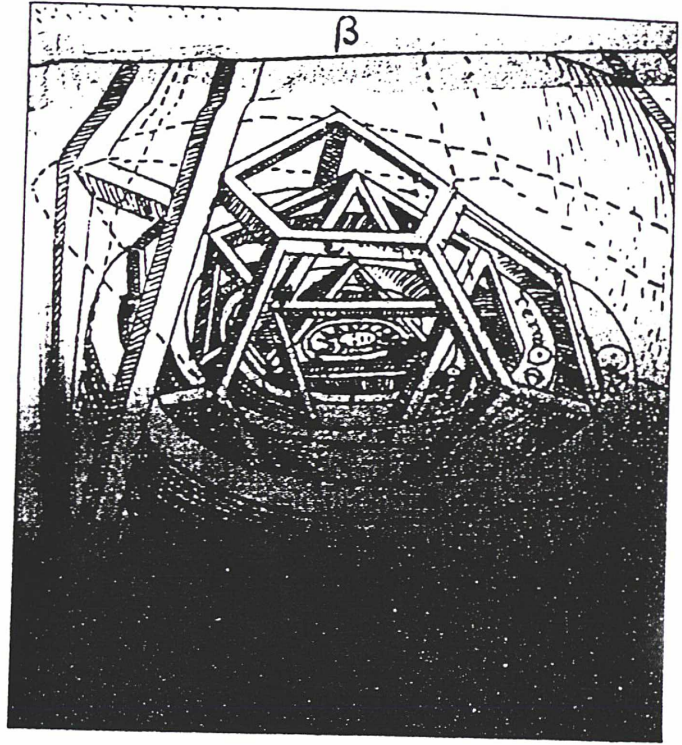
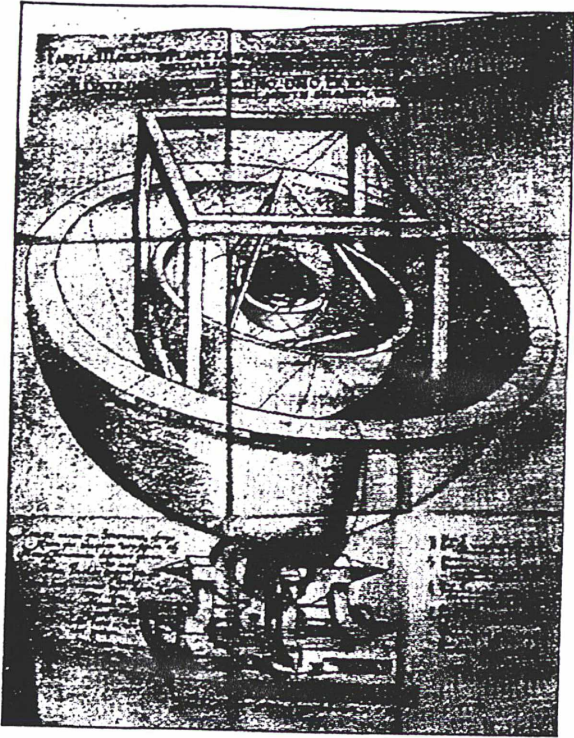
Une classification unique devrait tenir compte des critères suivants:

I. Tout d'abord, définir l'intervalle spectral nécessaire pour l'analyse statistique. Etant donné que Gaffey et al. (1989) ont montré l'utilité du domaine compris entre 0,35-3,00 μm , il faut tenir compte de toutes les bandes d'absorption qui peuvent apparaître dans le rayonnement électromagnétique réfléchi par l'astéroïde. Le choix des variables est très important parce qu'elles doivent être caractéristiques de la région et de l'intervalle spectral où sont présentes les particularités;

II. L'analyse statistique doit comporter aussi comme variable l'albédo. Cette variable est complémentaire à toute autre variable appartenant à l'intervalle 0,35-3,00 μm ;

III. Choisir l'algorithme à employer (Barucci & Fulchignoni, 1990);

IV. Finalement, il faut établir une méthode fiable d'ajout de nouveaux astéroïdes au fur et à mesure qu'ils sont observés sans avoir à remettre en cause dans sa totalité la taxonomie existante.



Deux visions du monde: Johannes Kepler, 1596
et ma fille Mirela, 1997;

Conclusions

Les deux résultats principaux de cette thèse sont:

- l'observation photométrique d'astéroïdes afin de mieux caractériser leurs propriétés rotationnelles ;

- l'analyse statistique de la population astéroïdale afin de mieux connaître les processus physico-chimiques qui ont marqué leur évolution;

Pendant plus de 200 heures j'ai observé 21 astéroïdes. Pour 15 d'entre eux, j'ai déterminé leur période de rotation (chapitre 4). Six des astéroïdes observés faisaient partie des cibles potentielles de la mission spatiale ROSETTA; la période de rotation n'a pu être calculée que pour deux d'entre eux.

Ces données permettront, en ajoutant de nouvelles observations à différents angles d'aspect, de déterminer la position de l'axe de rotation et leur forme. À partir des vitesses de rotation enregistrées, on peut avoir une idée des collisions subies par les astéroïdes et mieux comprendre leur évolution. Chaque collision, quand elle n'est pas catastrophique, contribue de manière aléatoire à l'augmentation du moment cinétique de l'objet: en général, les petits astéroïdes sont plutôt accélérés, et les plus gros, qui possèdent un moment d'inertie supérieur, sont généralement ralentis.

Les analyses statistiques décrites dans les chapitres 5 et 6 m'ont permis de conclure que:

- le dernier réétalonnage des albédos IRAS a une influence faible sur la taxonomie de Barucci, seulement 8% des astéroïdes ont été reclassés; les classes principales restent les mêmes et cela est compatible avec l'interprétation en terme d'évolution minéralogique des astéroïdes (Birlan et al, 1996);

- l'élargissement de l'intervalle spectral jusqu'à 2,5 μm est important surtout pour souligner les différences entre les astéroïdes, d'une même classe taxonomique;

- l'analyse des astéroïdes ayant un nombre de variables inférieur à celui utilisé dans la taxonomie de référence nous a permis de doubler le nombre d'astéroïdes classés.

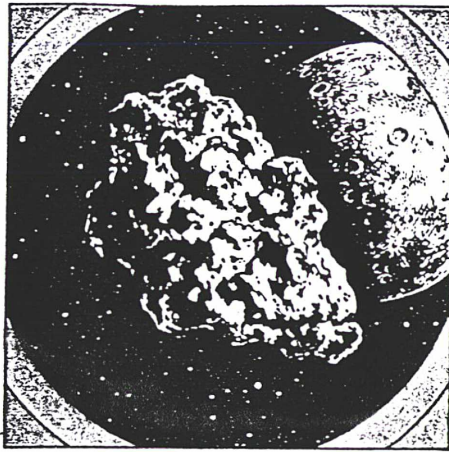
Les classes taxonomiques, réunissant des objets aux caractéristiques semblables en terme de minéralogie, nous permettent de distinguer différents types d'astéroïdes. Ainsi, peut-on tracer divers chemins possibles reliant les différentes classes qui décrivent l'évolution de cette population (Figure 33). On s'aperçoit que tous les chemins partent des objets primitifs n'ayant subi aucun changement important après leur accréation (les astéroïdes D). Les astéroïdes des classes taxonomiques C et B, qui se sont formés à des températures plus élevées, suivent un chemin qui représente la perte de leurs éléments volatils, en fonction de leur distance au Soleil. La température a eu un rôle majeur dans l'évolution minéralogique des objets qui ont subi une différenciation partielle ou totale, d'origine gravitationnelle (chemin qui se termine avec les astéroïdes de type V) ou suite aux collisions (évolution des S et des A).

Les observations au sol sont complétées par les informations apportées par les sondes spatiales et par les observations du télescope spatial Hubble qui ont apporté de nouvelles contraintes. La sonde spatiale GALILEO nous a permis d'observer « in situ » deux astéroïdes de la ceinture principale: 951 Gaspra et 243 Ida. On a ainsi pu constater la bonne qualité des prévisions concernant leurs périodes de rotation, leur forme et leur minéralogie. Les prochaines missions spatiales NEAR et ROSETTA vont également améliorer notre connaissance des astéroïdes. Il n'est pour l'instant pas possible de visiter tous les astéroïdes et il est clair que l'unique possibilité de mieux connaître l'ensemble de la population astéroïdale est d'utiliser les observations au sol et les télescopes en orbite, désormais bien étalonnées par les observations « in situ ».

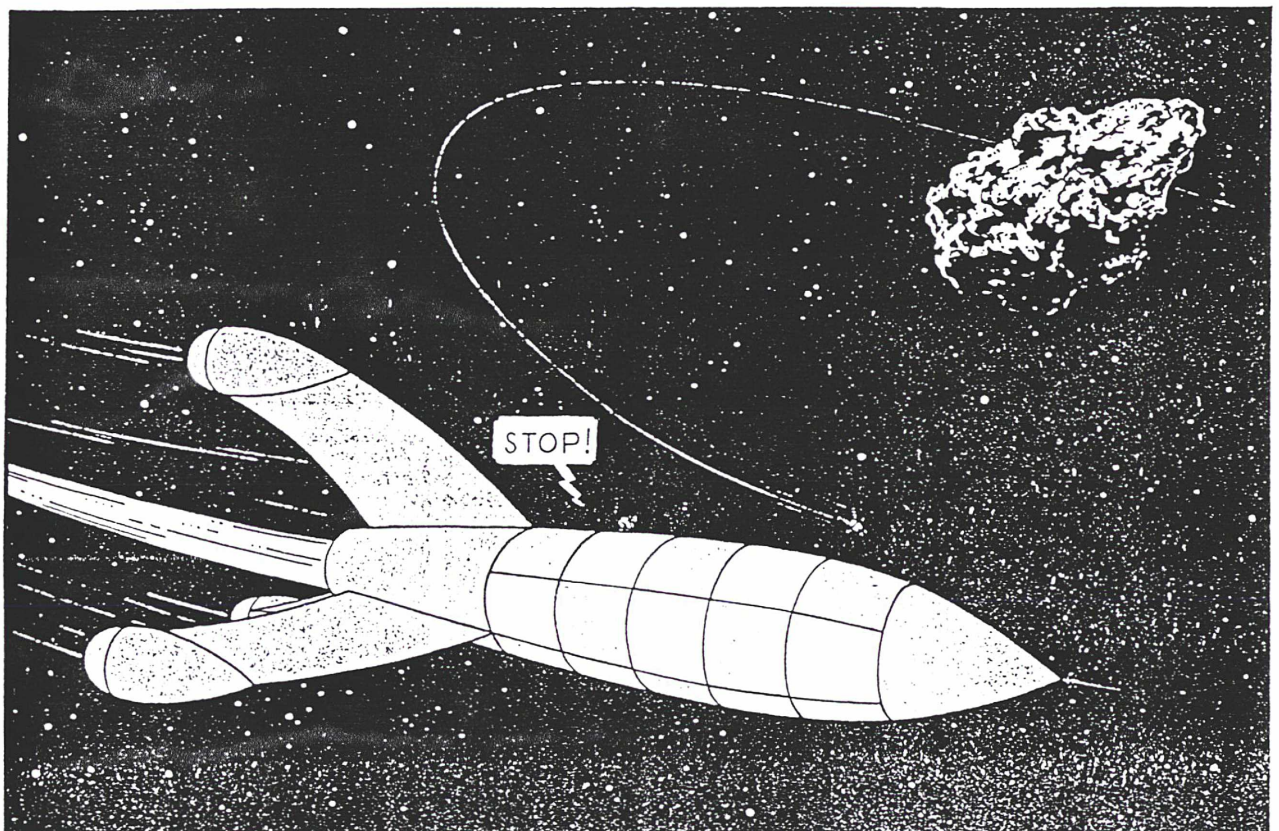
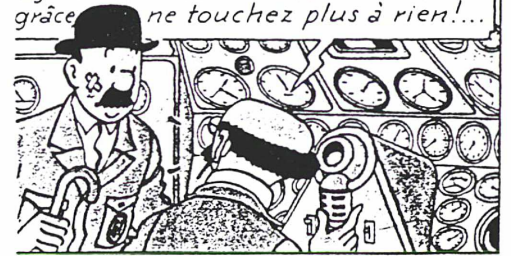
L'information déduite par la photométrie et la spectrophotométrie représente encore un support essentiel dans l'étude des petits corps du système solaire. Il faut donc encore étudier cette population dans sa globalité pour comprendre les processus de la formation planétaire. En fait, il existe une telle diversité d'astéroïdes, avec une si grande variété de minéralogie, forme et localisation dans le système

solaire, qu'un important travail d'observations est encore nécessaire si on veut obtenir des contraintes permettant de valider ou d'infirmer les modèles de formation et d'évolution du système solaire.

Parallèlement à ce travail d'observation de longue haleine, des modèles théoriques, tel que celui nous avons l'intention d'utiliser (voir chapitre 4), devront être développés et confrontés aux nouvelles observations.



L'astéroïde Adonis est un fragment de l'ancienne planète qui circulait jadis entre Mars et Jupiter... C'est une grosse masse rocheuse de 700 mètres de diamètre environ... Venez voir à ma place... Pendant ce temps, je chausserai également mes souliers... Mais, de grâce, ne touchez plus à rien!...



ANNEXE 1

Classification sur la base de données de la taxonomie de Barucci, en tenant compte de nouvel albedo IRAS

Numéro, nom	Classe	Numéro, nom	Classe
1 Ceres	G0	47 Aglaja	C0
2 Pallas	B0	49 Pales	C0
3 Juno	S0	51 Nemausa	SD
4 Vesta	V0	52 Europa	C0
5 Astraea	S0	54 Alexandra	C0
6 Hebe	S0	55 Pandora	M0
7 Iris	S0	56 Melete	C0
8 Flora	S0	57 Mnemosyne	S0
10 Hygieia	C0	58 Concordia	C0
11 Parthenope	S0	59 Elpis	C0
12 Victoria	S0	60 Echo	S0
15 Eunomia	S0	61 Danae	S0
16 Psyche	M0	62 Erato	C0
17 Thetis	S0	63 Ausonia	S0
18 Melpomene	S0	65 Cybele	C0
20 Massalia	S0	66 Maja	C0
21 Lutetia	M0	67 Asia	S0
22 Kalliope	M0	68 Leto	S0
23 Thalia	S0	69 Hesperia	M0
25 Phocaea	S0	70 Panopaea	C0
26 Proserpina	S0	71 Niobe	S0
28 Bellona	S0	75 Eurydike	M0
29 Amphitrite	S0	76 Freia	C0
30 Urania	S0	77 Frigga	D2
32 Pomona	S0	78 Diana	C0
34 Circe	C0	79 Eurynome	S0
35 Leukothea	C0	80 Sappho	S0
37 Fides	S0	81 Terpsichore	C0
38 Leda	C0	82 Alkmene	S0
39 Laetitia	S0	83 Beatrix	M0
40 Harmonia	S0	85 Io	C0
41 Daphne	C0	86 Semele	C0
42 Isis	S0	87 Sylvia	C0
43 Ariadne	S0	89 Julia	S0
44 Nysa	E0	90 Antiope	C0
45 Eugenia	C0	92 Udina	M0
46 Hestia	C0	93 Minerva	C0

94 Aurora	C0	171 Ophelia	C0
95 Arethusa	C0	173 Ino	C0
97 Klotho	M0	179 Klytaemnestra	S0
98 Ianthe	C0	185 Eunike	C0
101 Helena	S0	186 Celuta	S0
102 Miriam	D2	187 Lamberta	C0
103 Hera	S0	188 Menippe	S0
104 Klymene	C0	192 Nausikaa	S1
105 Artemis	C0	194 Prokne	C0
106 Dione	G0	195 Eurycleia	C0
107 Camilla	C0	196 Philomena	S0
108 Hecuba	S0	198 Ampella	S0
109 Felicitas	C0	200 Dynamene	C0
110 Lydia	M0	201 Penelope	M0
111 Ate	C0	204 Kallisto	S0
113 Amalthea	A0	209 Dido	C0
114 Kassandra	DS	211 Isolda	C0
115 Thyra	SV	213 Lilaea	B1
116 Sirona	S0	214 Aschera	E0
117 Lomia	C0	216 Kleopatra	M0
118 Peitho	S0	219 Thusnelda	S0
119 Althaea	S0	221 Eos	S0
120 Lachesis	C0	222 Lucia	B0
121 Hermione	C0	225 Henrietta	C0
124 Alkeste	S0	228 Agathe	S0
125 Liberatrix	M0	229 Adelinda	C0
128 Nemesis	C0	230 Athamantis	S0
130 Elektra	C0	232 Russia	C0
131 Vala	SD	233 Asterope	DS
132 Aethra	M0	234 Barbara	S0
134 Sophrosyne	C0	236 Honoria	S0
135 Hertha	M0	238 Hypatia	C0
137 Meliboea	C0	240 Vanadis	C0
142 Polana	C0	241 Germania	C0
144 Vibilia	C0	243 Ida	S0
145 Adeona	C0	245 Vera	S0
146 Lucina	C0	246 Asporina	SA
147 Protogenia	C0	250 Bettina	M0
148 Gallia	G0	258 Tyche	S0
153 Hilda	C0	261 Prymno	B0
156 Xanthippe	C0	264 Libussa	S0
158 Koronis	S0	266 Aline	C0
159 Aemilia	C0	268 Adorea	C0
161 Athor	M0	276 Adelheid	C0
168 Sibylla	C0	277 Elvira	S0
169 Zelia	S0	279 Thule	D0
170 Maria	S0	282 Clorinde	B0

287 Nephthys	S0	404 Arsinoe	C0
288 Glauke	S0	405 Thia	C0
289 Nenetta	A0	406 Erna	M0
302 Clarissa	C0	407 Arachne	C0
304 Olga	C0	410 Chloris	C0
306 Unitas	S0	414 Liriope	C0
308 Polyxo	D3	416 Vaticana	S0
313 Chaldaea	C0	418 Alemannia	M0
317 Roxane	E0	419 Aurelia	C0
322 Phaeo	M0	420 Bertholda	M0
323 Brucia	S0	423 Diotima	C0
326 Tamara	C0	429 Lotis	C0
329 Svea	C0	431 Nephele	C0
334 Chicago	C0	442 Eichsfeldia	C0
335 Roberta	C0	443 Photographica	S3
336 Licadiera	D0	444 Gyptis	C0
337 Devosa	M0	446 Aeternitas	A0
338 Budrosa	M0	449 Hamburga	C0
339 Dorothea	SV	451 Patientia	C0
344 Desiderata	C0	459 Signe	S0
345 Tercidina	C0	466 Tisiphone	C0
346 Hermentaria	S0	470 Kilia	S0
347 Pariana	M0	471 Papagena	S0
349 Dembovska	V0	472 Roma	S0
350 Ornamenta	C0	475 Ocllo	M0
352 Gisela	S0	476 Hedwig	C0
354 Eleonora	SA	477 Italia	S0
359 Georgia	M0	478 Tergeste	S0
360 Carlova	C0	480 Hansa	S0
364 Isara	S0	483 Seppina	S0
365 Corduba	C0	496 Grypha	S0
368 Haidea	D2	498 Tokio	C0
369 Aeria	M0	499 Venusia	C0
373 Melusina	C0	506 Marion	C0
374 Burgundia	S0	508 Princetonia	C0
376 Geometria	S0	509 Jolanda	S0
379 Huenna	C0	511 Davida	C0
380 Fiducia	C0	512 Taurinensis	S0
381 Myrrha	C0	514 Armida	C0
382 Dodona	M0	515 Athalia	S0
383 Janina	B3	519 Sylvania	S0
386 Siegena	C0	521 Brixia	C0
387 Aquitania	S0	522 Helga	C0
388 Charybdis	C0	526 Jena	C0
389 Industria	S0	529 Preziosa	S0
394 Arduina	S0	530 Turandot	C0
402 Chloe	S0	532 Herculina	S0

536 Merapi	C0	714 Ulula	S0
540 Rosamunde	S0	721 Tabora	D0
549 Jessonda	S0	725 Amanda	C0
551 Ortrud	C0	733 Mocia	C0
554 Peraga	C0	739 Mandeville	C0
556 Phyllis	S0	740 Cantabia	C0
558 Carmen	M0	746 Marlu	C0
559 Nanon	C0	748 Simeisa	C0
562 Salome	S0	750 Oskar	B1
563 Suleika	S0	751 Faina	C0
566 Stereoskopia	C0	755 Quintilla	M0
570 Kythera	S0	757 Portlandia	M0
571 Dulcinea	S0	762 Pulcova	C0
579 Sidonia	S0	771 Libera	M0
582 Olympia	S0	772 Tanete	C0
583 Klothide	C0	773 Irmintraud	D0
584 Semiramis	S0	775 Lumiere	S0
588 Achilles	D1	778 Theobalda	C0
593 Titania	C0	785 Zwetlana	B2
599 Luisa	S0	786 Bredichina	C0
602 Marianna	C0	790 Pretoria	C0
606 Brangane	D3	791 Ani	C0
613 Ginevra	C0	801 Helwerthia	C0
616 Elly	S0	804 Hispania	C0
617 Patroclus	C0	805 Hormuthia	C0
618 Elfriede	C0	811 Nauheima	S0
626 Notburga	C0	838 Seraphina	C0
631 Philippina	S0	851 Zeissia	S0
635 Vundtia	C0	860 Ursina	M0
639 Latona	S0	863 Benkoela	rejete
640 Brambilla	C0	873 Mechthild	C0
643 Scheherezade	C0	877 Walkure	C0
648 Pippa	C0	880 Herba	C0
651 Antikleia	SA	897 Lysistrata	S0
653 Berenike	S0	907 Rhoda	C0
654 Zelinda	C0	909 Ulla	C0
659 Nestor	C0	914 Palisana	SD
660 Crescentia	S0	925 Alphonsina	S0
661 Cloelia	S0	931 Whittemora	M0
663 Gerlinde	C0	937 Bethgea	rejete
686 Gersuind	S0	945 Barcellona	S0
692 Hippodamia	S0	946 Poesia	C0
702 Alauda	C0	951 Gaspra	S0
704 Interamnia	C0	962 Aslog	S0
705 Erminia	C0	969 Leocardia	B2
712 Boliviana	C0	974 Lioba	S0
713 Luscinia	C0	980 Anacostia	S3

996 Hilaritas	B0	1578 Kirkwood	D1
1001 Gaussia	C0	1579 Herrick	C0
1019 Strackea	S3	1581 Abanderada	B0
1021 Flammario	C0	1583 Antilochus	D0
1028 Lydina	C0	1584 Fuji	S0
1036 Ganymed	S0	1604 Tombaugh	SD
1076 Viola	B1	1606 Jekhovsky	C0
1080 Orchis	C0	1615 Bardwell	C0
1087 Arabis	S0	1650 Heckmann	B1
1105 Fragaria	S0	1691 Oort	C0
1124 Stroobantia	M0	1693 Hertzsprung	C0
1146 Biarmia	M0	1700 Zvezdara	C0
1154 Astronomia	C0	1724 Vladimir	B0
1162 Larissa	M0	1754 Cunningham	C0
1167 Dubiago	D0	1794 Finsen	C0
1170 Siva	S0	1796 Riga	C0
1171 Rusthawelia	C0	1815 Beethoven	C0
1172 Aneas	D0	1867 Deiphobus	D0
1173 Anchises	C0	1911 Shubart	C0
1177 Gonnessia	C0	1963 Bezovec	C0
1208 Troilus	C0	2052 Tamriko	S0
1212 Francette	M0	2067 Aksnes	M0
1236 Thais	D3	2081 Sazava	B1
1245 Calvinia	S0	2090 Mizuho	S0
1256 Normandia	D0	2111 Tselina	S0
1266 Tone	C0	2131 Mayall	S0
1268 Libya	C0	2156 Kate	S0
1269 Rollandia	D0	2196 Ellicott	C0
1275 Cimbria	M0	2207 Antenor	D0
1277 Dolores	C0	2208 Pushkin	D0
1284 Latvia	DS	2241 Alcathous	D0
1336 Zeelandia	S0	2246 Howell	D0
1390 Abastumani	C0	2260 Neoptolemeus	D1
1418 Fayeta	S0	2266 Tchaikovsky	D0
1439 Vogtia	B2	2311 El Leoncito	D0
1461 Jean-Jacques	M0	2312 Duboshin	D0
1467 Mashona	C0	2345 Fucik	S0
1493 Sigrid	C0	2357 Phereclos	D0
1509 Esclangona	S0	2379 Heiskanen	C0
1512 Oulu	M0	2405 Welch	B3
1556 Wingolfia	M0		
1576 Fabiola	B0		

ANNEXE 2

Classification dans des classes taxonomiques pour les astéroïdes d'ECAS qui présentent des données incomplètes.

Astéroïde	G-mode	Tholen	Variables	Filtre ECAS
9 Metis	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
13 Egeria	GC	CG	5	u,b,w,x,A
14 Irene	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
19 Fortuna	G	G	7	s,u,b,w,x,p,z
24 Themis	C	C	7	s,u,b,w,x,p,z
27 Euterpe	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
33 Polyhymnia	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
48 Doris	CG	CG	7	u,b,w,x,p,z,A
50 Virginia	C	EMP	8	s,u,b,w,x,p,z,A
64 Angelina	M	E	7	s,u,b,w,x,p,z
68 Leto	B	S	8	s,u,b,w,x,p,z,A
99 Dike	C	C	8	s,u,b,w,x,p,z,A
152 Atala	D	D	7	s,u,b,w,x,p,z
167 Urda	S	S	5	u,b,w,x,A
181 Eucharis	S	S	5	u,b,w,x,A
184 Dejopeja	M	EMP	5	u,b,w,x,A
189 Phthya	S	S	5	u,b,w,x,A
190 Ismene	CM	P	7	s,u,b,w,x,p,z
206 Hersilia	C	C	7	s,u,b,w,x,p,z
208 Lacrimosa	S	S	5	u,b,w,x,A
210 Isabella	C	CF	5	u,b,w,x,A
223 Rosa	CM	EMP	5	u,b,w,x,A
275 Sapientia	CM	EMP	4	u,b,w,x
296 Phaetusa	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
361 Bononia	D	DP	5	u,b,w,x,A
417 Suevia	SV	EMP	5	u,b,w,x,A
421 Zehringia	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
433 Eros	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
434 Hungaria	M	E	7	s,u,b,w,x,p,z
462 Eriphyla	S	S	5	u,b,w,x,A
469 Argentina	C	C	5	u,b,w,x,A
488 Kreusa	C	C	5	u,b,w,x,A
497 Iva	MC	M	6	u,b,w,x,p,z
505 Cava	ECM	FC	7	s,u,b,w,x,p,z
548 Kressida	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
622 Esther	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
624 Hektor	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
650 Amalashuntha	---	---	7	s,u,b,w,x,p,z

664 Judith	C	EMPC	8	s,u,b,w,x,p,z,A
675 Ludmila	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
687 Tinette	M	EMP	7	s,u,b,w,x,p,z
695 Bella	S	S	5	u,b,w,x,A
699 Hela	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
761 Brendelia	CS	SC	7	s,u,b,w,x,p,z
768 Struveana	CME	EMP	7	s,u,b,w,x,p,z
776 Berbericia	C	C	8	s,u,b,w,x,p,z,A
798 Ruth	M	M	5	u,b,w,x,A
821 Fanny	C	C	7	s,u,b,w,x,p,z
849 Ara	M	M	8	s,u,b,w,x,p,z,A
864 Aase	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
884 Priamus	D	D	7	s,u,b,w,x,p,z
887 Alinda	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
901 Brunsia	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
958 Asplinda	---	---	7	s,u,b,w,x,p,A
1012 Sarema	CB	F	5	u,b,w,x,A
1025 Riema	M	E	7	s,u,b,w,x,p,z
1038 Tuckia	---	DTU	8	s,u,b,w,x,p,z,A
1047 Geisha	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
1061 Paeonia	C	C	7	s,u,b,w,x,p,z
1078 Mentha	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
1088 Mitaka	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
1103 Sequoia	M	E	7	s,u,b,w,x,p,z
1108 Demeter	C	CEMP	8	s,u,b,w,x,p,z,A
1133 Lugduna	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
1139 Atami	S	S	4	u,b,w,x
1143 Odysseus	SD	D	5	u,b,w,x,A
1144 Oda	D	D	8	s,u,b,w,x,p,z,A
1148 Rarahu	S	S	5	u,b,w,x,A
1180 Rita	MC	P	7	s,u,b,w,x,p,z
1185 Nikko	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
1215 Boyer	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
1249 Rutherfordia	S	S	5	u,b,w,x,A
1251 Hedera	CM	E	7	s,u,b,w,x,p,z
1280 Baillauda	CM	EMP	8	s,u,b,w,x,p,z,A
1307 Cimmeria	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
1310 Villigera	S	S	4	u,b,w,x
1342 Brabantia	M	EMP	5	u,b,w,x,A
1345 Potomac	CM	EMP	5	u,b,w,x,A
1350 Rosselia	S	S	5	u,b,w,x,A
1355 Magoeba	M	EMP	7	s,u,b,w,x,p,z
1391 Carelia	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
1422 Stromgrenia	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
1434 Margot	S	S	5	u,b,w,x,A
1442 Corvina	S	S	4	u,b,w,x
1445 Konkolya	CMEB	??	7	s,u,b,w,x,p,z

1453 Fennia	S	S	8	s,u,b,w,x,p,z,A
1508 Kemi	CB	BCF	7	s,u,b,w,x,p,z
1529 Oterma	CM	P:	7	s,u,b,w,x,p,z
1564 Srbija	CM	EMP	7	s,u,b,w,x,p,z
1601 Party	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
1619 Ueta	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
1620 Geographos	VS	S	5	u,b,w,x,A
1625 The NORC	GC	C	4	u,b,w,x
1627 Ivar	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
1644 Rafita	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
1655 Comas Sola	C	EMPFU	8	s,u,b,w,x,p,z,A
1657 Roemera	---	---	7	s,u,b,w,x,p,z
1665 Gaby	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
1711 Sandrine	VS	S	7	s,u,b,w,x,p,z
1740 Paavo Nurmi	C	F	4	u,b,w,x
1746 Brouwer	D	D	8	s,u,b,w,x,p,z,A
1748 Manderli	D	D	7	s,u,b,w,x,p,z
1768 Appenzella	BC	F	8	s,u,b,w,x,p,z,A
1842 Hynek	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
1862 Apollo	V	Q	7	s,u,b,w,x,p,z
1863 Antinous	CVSG	SU	7	s,u,b,w,x,p,z
1865 Cerberus	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
1902 Shaposhnikov	MC	EMP	5	u,b,w,x,A
1915 Quatzalcoatl	S	SMU	7	s,u,b,w,x,p,z
1919 Clemence	MC	EMP	4	u,b,w,x
1920 Sarmiento	MC	EMP	4	u,b,w,x
1943 Anteros	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
1990 Pilcher	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
2001 Einstein	M	EMP	7	s,u,b,w,x,p,z
2010 Cebyshev	B	BU:	7	s,u,b,w,x,p,z
2035 Stearns	CM	E	7	s,u,b,w,x,p,z
2048 Dwornik	CME	E	7	s,u,b,w,x,p,z
2050 Francis	VS	S	7	s,u,b,w,x,p,z
2060 Chiron	CB	B	4	u,b,w,x
2083 Smither	MCE	EMP	7	s,u,b,w,x,p,z
2100 Ra-Shalom	C	C	7	s,u,b,w,x,p,z
2139 Makharadze	B	F	7	s,u,b,w,x,p,z
2223 Sarpedon	---	DU	8	s,u,b,w,x,p,z,A
2272 Montezuma	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
2278 Gotz	BC	FC	4	u,b,w,x
2279 Barto	CB	F	4	u,b,w,x
2363 Cebriones	D	D	5	u,b,w,x,A
2375 Radek	D	D	7	s,u,b,w,x,p,z
2407 Hang	C	C	7	s,u,b,w,x,p,z
2411 Zellner	S	S	4	u,b,w,x
2449 Kenos	CM	E	7	s,u,b,w,x,p,z
2491 Tvashtri	CM	EMP	7	s,u,b,w,x,p,z

2501 Lohja	A	A	4	u,b,w,x
2510 Shandong	S	S	7	s,u,b,w,x,p,z
2577 Litva	S	EU	4	u,b,w,x
2674 Pandarus	D	D	5	u,b,w,x,A
2735 Ellen	---	SDU	4	u,b,w,x
2744 Brigitta	VS	S	4	u,b,w,x
2760 Kacha	MC	EMP	5	u,b,w,x,A
2809 Vernadskij	CBE	BEMPF	4	u,b,w,x
2830 Greenwich	S	S	4	u,b,w,x
2893 Peiroos	D	D	5	u,b,w,x,A
3102 Krok	V	QRS	7	s,u,b,w,x,p,z
3123 Dunham	B	F	4	u,b,w,x
3124 Kansas	CG	CG	7	s,u,b,w,x,p,z
3169 Lomnický Stit	SDV	TS	4	u,b,w,x
3199 Nefertiti	VS	S	7	s,u,b,w,x,p,z
3288 Seleucus	SV	S	7	s,u,b,w,x,p,z
3757 1982 XB	VS	S	4	u,b,w,x
4015 Wilson-Harrington	CEB	CF	6	u,b,w,x,p,z
4688 1980 WF	---	QU	7	s,u,b,w,x,p,z

ANNEXE 3

Classification des données SMASS par l'intermédiaire de G-mode (colonne 2) et la comparaison avec les différentes estimations existantes dans la littérature (Barucci, Binzel, Tholen).

Astéroïde	G-mode	Barucci	Binzel	Tholen	N. variab.	Variables
3 Juno	S	S0		S	4	x,w,p,A
4 Vesta	V	V0		V	5	b,x,w,p,A
6 Hebe	VS	S0		S	4	x,w,p,A
7 Iris	S	S0		S	4	x,w,p,A
8 Flora	S	S0		S	4	x,w,p,A
10 Hygiea	BGC	C0		C	4	x,w,p,A
14 Irene	S			S	4	b,x,w,p
18 Melpomene	S	S0		S	4	x,w,p,A
22 Kalliope	M	M0		M	5	b,x,w,p,A
25 Phocaea	S	S0		S	4	x,w,p,A
28 Bellona	S	S0		S	4	b,x,w,p,A
29 Amphitrite	S	S0		S	4	x,w,p,A
32 Pomona	S	S0		S	4	x,w,p,A
36 Atalante	C			C	4	x,w,p,A
38 Leda	C	C0		C	4	x,w,p,A
39 Laetitia	S	S0		S	4	x,w,p,A
42 Isis	S	S0		S	4	x,w,p,A
43 Ariadne	S	S0		S	4	x,w,p,A
53 Kalypso	CG		C*	XC	4	x,w,p,A
54 Alexandra	C	C0		C	5	b,x,w,p,A
55 Pandora	M	M0		M	4	x,w,p,A
61 Danae	S	S0		S	3	x,w,A
68 Leto	S	S0		S	4	x,w,p,A
71 Niobe	S	S0		S	5	b,x,w,p,A
72 Feronia	DS		STD*	TDG	4	x,w,p,A
73 Klytia	S			S	4	x,w,p,A
82 Alkmene	S	S0		S	4	x,w,p,A
86 Semele	C	C0		C	4	x,w,p,A
88 Thisbe	BCG			C	3	x,w,A
111 Ate	C	C0		C	4	x,w,p,A
116 Sirona	S	S0		S	4	x,w,p,A
124 Alkeste	S	S0		S	4	x,w,p,A
126 Velleda	S			S	3	x,w,A
128 Nemesis		C0	CX*	C	3	b,w,x,A
131 Vala	M CVS	S0	CX*	SU	4	x,w,p,A
134 Sophrosyne	CG	C0		C	4	x,w,p,A

137 Meliboea	C	C0		C	3	x,w,A
138 Tolosa	S			S	4	x,w,p,A
149 Medusa	S			S	4	x,w,p,A
157 Dejanira	VGC		C		3	x,w,p
158 Koronis	S	S0		S	5	b,x,w,p,A
167 Urda	VS			S	4	x,w,p,A
169 Zelia	SA	S0		S	4	x,w,p,A
185 Eunike	C	C0		C	4	x,w,p,A
186 Celuta	S	S0		S	4	x,w,p,A
196 Philomela	S	S0		S	4	x,w,p,A
204 Kallisto	S	S0		S	4	x,w,p,A
211 Isolda	C	C0		C	3	x,w,A
218 Bianca	S			S	4	x,w,p,A
221 Eos	S	S0		S	4	x,w,p,A
230 Athamantis	S	S0		S	5	b,x,w,p,A
231 Vindobona	CM		X		4	x,w,p,A
234 Barbara	S	S0		S	4	x,w,p,A
235 Carolina	S			S	5	b,x,w,p,A
237 Coelestina	S			S	4	x,w,p,A
239 Adreastea	SD		ST		4	x,w,p,A
243 Ida	S	S0		S	4	x,w,p,A
245 Vera	S	S0		S	4	x,w,p,A
248 Lameia	M		X		4	x,w,p,A
256 Walpurga	M		X		4	x,w,p,A
287 Nephthys	S	S0		S	4	x,w,p,A
289 Nenetta	A	A0		A	4	x,w,p,A
290 Bruna	S		S		3	x,w,p
291 Alice	S		S		4	x,w,p,A
292 Ludovica	S		S		4	x,w,p,A
297 Caecilia	S		S		4	x,w,p,A
314 Rosalia	C		C		4	x,w,p,A
319 Leona	MC		X		3	x,w,A
339 Dorothea	S	S0		S	4	x,w,p,A
345 Tercidina	C	C0		C	4	x,w,p,A
346 Hermentaria	S	S0		S	4	x,w,p,A
349 Dembowska	V	V0		R	4	x,w,p,A
350 Ornamenta	C	C0		C	4	x,w,p,A
354 Eleonora	S	S0		S	4	x,w,p,A
371 Bohemia	SV		S*	QSV		b,w,x,A
374 Burgundia	S	S0		S	5	b,x,w,p,A
384 Burdigala	S			S	4	x,w,p,A
402 Chloe	S	S0		S	4	x,w,p,A
416 Vaticana	S	S0		S	5	b,x,w,p,A
430 Hybris	GBC		C		4	x,w,p,A
441 Bathilde	SM			M	4	x,w,p,A
446 Aeternitas	A	A0		A	4	x,w,p,A
456 Abnoba	S		S		4	x,w,p,A

467 Laura	SD		T		4	x,w,p,A
470 Kilia	S	S0		S	3	x,w,A
471 Papagena	S	S0		S	5	b,x,w,p,A
474 Prudentia	CM		X		5	b,x,w,p,A
477 Italia	S	S0		S	4	x,w,p,A
480 Hansa	S	S0		S	4	x,w,p,A
481 Emita	C			C	3	x,w,p
495 Eulalia	C		C		3	x,w,A
509 Iolanda	S	S0		S	4	x,w,p,A
511 Davida	C	C0		C	4	x,w,p,A
512 Taurensis	S	S0		S	4	x,w,p,A
518 Halawe	VS		S		4	x,w,p,A
519 Sylvania	MS	S0		S	4	x,w,p,A
529 Preziosa	S	S0		S	4	x,w,p,A
541 Deborah	CG		C		4	x,w,p,A
550 Senta	S			S	4	x,w,p,A
563 Suleika	S	S0		S	4	x,w,p,A
582 Olympia	S	S0		S	4	x,w,p,A
599 Luisa	S	S0		S	3	x,w,A
631 Philippina	S	S0		S	4	x,w,p,A
639 Latona	S	S0		S	4	x,w,p,A
653 Berenike	S	S0		S	4	x,w,p,A
675 Ludmilla	S			S	3	x,w,p
683 Lanzia	C		C		4	x,w,p,A
702 Alauda	C	C0		C	5	b,x,w,p,A
720 Bohlinia	VS			S	4	x,w,p,A
722 Frieda	S		S		3	x,w,p
724 Hapag	GC		C		3	x,w,p
732 Tjilaki	D		D		4	x,w,p,A
737 Arequipa	S			S	5	b,x,w,p,A
752 Sulamitis	CM		X		4	x,w,p,A
774 Armor	S		S		4	x,w,p,A
787 Moskva	S		S		4	x,w,p,A
788 Hohensteina	GC		C		4	x,w,p,A
803 Picka	S		TD		4	x,w,p,A
808 Merxia	S		S		4	x,w,p,A
811 Nauheima	MS	S0		S	3	x,w,p
813 Baumeia	S		S		4	x,w,p,A
851 Zeissia	S	S0		S	4	x,w,p,A
863 Benkoela	---	rejecte	d	A	4	x,w,p,A
879 Ricarda	S		S		3	x,w,p
900 Rosalinde	S		SD		4	x,w,p,A
915 Cosette	S		S		3	x,w,p
918 Itha	S		S		4	x,w,p,A
951 Gaspra	S	S0		S	3	x,w,p
1063 Aquilegia	SM		X		4	x,w,p,A
1071 Brita	SM		X		4	x,w,p,A

1084 Tamariwa	G		C		4	x,w,p,A
1110 Jaroslawa	S		S		3	x,w,p
1143 Odysseus	D		D		4	x,w,p,A
1144 Oda	D		D	TD*	4	x,w,p,A
1145 Robelmonte	S		TDS		4	x,w,p,A
1165 Imprinetta	CM		CX		3	x,w,A
1166 Sakuntala	S		S		4	x,w,p,A
1198 Atlantis	S		S		3	x,w,p
1257 Mora	GBC		C		3	x,w,p
1264 Letaba	C		C		4	x,w,p,A
1273 Helma	V		V		3	x,w,p
1279 Uganda	CE		CX		3	x,w,p
1289 Kuttaissi	MS			S	4	x,w,p,A
1302 Werra	B		C		3	x,w,p
1325 Inanda	S		S		4	x,w,p,A
1358 Gaika	C		C		4	x,w,p,A
1375 Alfreda	S		S		3	x,w,p
1379 Lomonosowa	MS		S		3	x,w,p
1393 Sofala	ADS		S		3	x,w,p
1451 Grano	VS		S		3	x,w,p
1463 Nordenmarkia	M		X		4	x,w,p,A
1471 Tornio	DS		D		4	x,w,p,A
1478 Vihuri	A		S		3	x,w,p
1480 Aunus	S		S		3	x,w,p
1501 Baade	S		S		4	x,w,p,A
1518 Rovaniemi	S		S		3	x,w,p
1534 Nasi	C		C		4	x,w,p,A
1577 Reiss	S		S		3	x,w,p
1584 Fuji	S	SO		S	4	x,w,p,A
1607 Mavis	S		S		4	x,w,p,A
1626 Sadeya	S		S		3	x,w,p
1628 Strobel	CM		X		4	x,w,p,A
1646 Rosseland	CE		CX		3	x,w,p
1651 Behrens	S		S		3	x,w,p
1653 Yakhontovia	CVG		C		3	x,w,p
1658 Innes	S		S*	AS	3	x,w,p
1679 Nevanlinna	M		X		4	x,w,p,A
1697 Koskenniemi	SM		TX		3	x,w,p
1712 Angola	CM		X		4	x,w,p,A
1722 Goffin	S		S		3	x,w,p
1725 Crao	MCS		S		3	x,w,p
1743 Schmidt	C		C		4	x,w,p,A
1749 Telamon	D		D		4	x,w,p,A
1772 Gagarin	S		S		3	x,w,p
1781 Van Biesbroeck	SM		XS		3	x,w,p
1807 Slovakia	S		S		3	x,w,p
1854 Skvortsov	S		S		3	x,w,p

1892 Lucienne	DSA	S	3	x,w,p
1906 Naef	SAV	V	3	x,w,p
1907 Rudneva	VS	S	3	x,w,p
1929 Kollaa	V	V	3	x,w,p
1933 Tinchén	V	V	3	x,w,p
1934 Jeffers	S	S	4	x,w,p,A
1967 Menzel	S	S	3	w,x
1995 Hajek	M	X	3	x,w,p
2011 Veteraniya	V	J	3	x,w,p
2014 Vasilevskis	S	S	3	x,w,p
2017 Wesson	S	S	3	x,w,p
2024 McLaughlin	SA	S	3	x,w,p
2060 Chiron	C		3	x,w,p
2070 Humason	S	S	4	b,x,w,p
2074 Shoemaker	S	S	4	b,x,w,p
2078 Nanking	VCS	S?	3	x,w,p
2091 Sampo	VMG	CX	4	x,w,p,A
2098 Zyskin	SM	TX	3	x,w,p
2105 Gudy	S	S	4	x,w,p,A
2107 Ilmari	S	S	4	x,w,p,A
2113 Ehrdni	V	V	3	x,w,p
2119 Schwall	S	S	3	x,w,p
2128 Wetherill	VC	X	3	x,w,p
2130 Evdokiya	S	S	3	x,w,p
2140 Kemerovo	CM	X	4	x,w,p,A
2143 Jimarnold	DS	S	3	x,w,p
2149 Schwambraniya	S	S	4	b,x,w,p
2159 Kukkamaki	SA	S	3	x,w,p
2174 Asmodeus	AS	S	3	x,w,p
2204 Lyyli	M	X	4	x,w,p,A
2215 Sichuan	S	S	4	x,w,p,A
2253 Espinette	S	S	4	b,x,w,p
2259 Sofievka	C	C	4	x,w,p,A
2299 Hanko	S	S	3	x,w,p
2327 Gershberg	A	S	3	x,w,p
2365 Interkosmos	S	S	3	x,w,p
2403 Sumava	S	S	3	x,w,p
2420 Ciurlionis	S	S	3	x,w,p
2440 Educatio	S	S	3	x,w,p
2442 Corbett	V	J	3	x,w,p
2444 Lederle	M	X	3	x,w,p
2503 Liaoning	VCG	C	3	x,w,p
2538 Vanderlinden	S	S	3	x,w,p
2558 Viv	S	S	3	x,w,p
2590 Mourao	V	V	3	x,w,p
2599 Veseli	S	S	3	x,w,p
2645 Daphne Plane	M	X	4	x,w,p,A

B

2728 Yatskiv	GC	C	4	x,w,p,A
2775 Odishaw	S	S	3	x,w,p
2790 Needham	S	S	3	x,w,p
2908 Shimoyama	C	C	4	x,w,p,A
2920 Automedon	D	D	4	x,w,p,A
2923 Schuyler	C	C	3	x,w,p
2946 Muchachos	CM	CX	3	x,w,p
2965 Surikov	SV	S	3	x,w,p
2966 Korsunia	S	S	3	x,w,p
3109 1974 DC	SM	X	4	x,w,p,A
3153 Lincoln	V	V	3	x,w,p
3155 Lee	V	J	3	x,w,p
3158 Anga	S	S	3	x,w,p
3167 Babcock	S	S	4	x,w,p,A
3220 Murayama	S	S	3	w,x
3231 Mila	C	C	3	x,w,p
3268 De Sanctis	V	V	3	x,w,p
3285 Ruth Wolfe	AS	S	4	x,w,p,A
3321 Dasha	SV	S	3	x,w,p
3332 Raksha	S	S	3	x,w,p
3354 McNair	S	S	3	x,w,p
3381 Mikkola	CME	X	3	x,w,p
3431 Nakano	GB	C	3	x,w,p
3494 PurpleMountain	SV	V		w,x
3501 Olegiya	AD	D	4	x,w,p,A
3523 Arina	S	S	3	x,w,p
3528 1981 EW3	S	S	3	x,w,p
3559 Violaumayer	C	C	3	x,w,p
3578 Carestia	M	CX	4	x,w,p,A
3586 Vasnetsov	S	S	3	x,w,p
3628 Boznemcova	V	O	3	x,w,p
3657 Ermolova	V	J	3	x,w,p
3665 1979 FE	SM	X	3	x,w,p
3674 Erbisbuhl	S	S	3	x,w,p
3677 Magnusson	S	S	3	x,w,p
3740 Menge	VCSE	X	3	x,w,p
3748 Tatum	S	S	3	x,w,p
3759 Piironen	C	C	4	x,w,p,A
3760 Poutanen	S	S	3	x,w,p
3792 Preston	S	S	3	x,w,p
3869 Norton	V	J	3	x,w,p
3915 Fukushima	C	C	4	x,w,p,A
3935 Toatenmongi	S	S	3	x,w,A
3944 Halliday	V	V	3	x,w,p
3963 1969 TP2	S	S	3	x,w,p
3968 Koptelov	V	V	3	x,w,p
3999 Aristarchus	C	C	4	x,w,p,A

4002 Shinagawa	S	S	3	x,w,p
4005 Dyagilev	V	J	3	x,w,p
4006 1972 YR	SM	X	4	x,w,p,A
4025 Ridley	S	S	3	x,w,p
4031 Mueller	M	X	3	x,w,p
4038 Kristina	SAV	V	4	x,w,p
4062 Schiaparelli	S	S	3	x,w,p
4085 Weir	S	S	3	x,w,p
4104 Alu	S	S	3	x,w,p
4145 Maximova	SAV	S	3	x,w,p
4147 Lennon	V	V	3	x,w,p
4156 1988 BE	C	C	3	x,w,p
4159 Freeman	S	S	4	x,w,p,A
4165 1976 GS3	SM	XS	3	x,w,p
4179 Toutatis	VS	S	3	x,w,p
4215 Kamo	V	J	3	x,w,p
4219 Nakamura	BGC	C	3	x,w,p
4282 Endate	C	C	3	x,w,p
4353 Onizaki	M	X	3	x,w,p
4370 Dickens	S	S	3	x,w,p
4373 Crespo	S	S	3	x,w,p
4376 Shigemori	S	S	3	x,w,p
4440 1984 YV	M	X	3	x,w,p
4510 Shawna	S	S		w,x
4546 Franck	V	V	3	x,w,p
4562 1979 UD2	CB	C	4	x,w,p,A
4606 Saheki	S	S	3	x,w,p
4635 Rimbaud	C	C	3	x,w,p
4640 Hara	AS	S	3	x,w,p
4673 Bortle	S	S	3	x,w,p
4761 1981 QC	S	S	3	x,w,p
4939 1986 QL1	S	S	3	x,w,p
4948 1988 VF1	S	S	3	x,w,p
4956 Noymer	CVM	XT	3	x,w,p
5065 1990 FP1	CVM	C	3	x,w,p
5118 1988 RB	S	S	3	x,w,p
5143 Heracles	V	V	3	x,w,p
5145 Pholus	---		4	b,x,w,p
1991 VK	S	S	3	x,w,p
1991 WA	S	S	3	x,w,p
1991 XB	CE	SX	3	x,w,p
1992 CC1	S	S	3	x,w,p
1992 NA	GC	C	3	x,w,p
1992 TC	M	X	3	x,w,p
1992 UB	CME	X	3	x,w,p

Z**

Bibliographie

Alvarez L.W., Alvarez W., Asaro F., Michel H.V. - '*Extraterrestrial cause for the Cretaceous-Tertiary extinction*', Science, **208**, 1095-1108, 1980 ;

Angeli-Bourget C. - '*Determination des proprietes rotationnelles d'asteroides: des indices pour interpreter leur histoire evolutive*', These de doctorat, Paris, 1995;

Barucci M.A. - '*Etude de la Physique, la dynamique et la chimie des petits corps du systeme solaire*'. Habilitation a diriger des recherches ès Science Physiques, Universite Paris VII, 1993 ;

Barucci M.A., Casacchia R., Fulchignoni M., Burchi R., Di Paoloantonio A., Giuliani C., Milano L., Scaltriti F., Zappala V. - '*Laboratory simulation of photometric lightcurves of asteroids*' The Moon and the Planets **27**, 387-395, 1982;

Barucci M.A., Capria M.T., Coradini A., Fulchignoni M., '*Classification of asteroids using G-mode analysis*', Icarus **72**, 304-324, 1987;

Barucci M.A., Capria M.T., Fulchignoni M., Harris A.W. - '*On the shape and albedo variaion of asteroids: results from Fourier analysis of synthetic and observed lightcurves*' Icarus **78**, 311-322, 1989;

Barucci M.A., Fulchignoni M. - '*Constrains on the origin of the solar system by the asteroid population*' Annales Geophysicae **8**, vol **9**, 571-578, 1990;

Barucci M.A., Cellino A., De Sanctis C., Fulchignoni M., Lumme K., Zappala V., Magnusson P. - '*Ground-based Gaspra modelling: comparison with the first Galileo image*' Astron. & Astrophys. **266**, 385-394, 1992;

Barucci M.A., Di Martino M., Dotto E., Fulchignoni M., Rotundi A. - '*Rotational properties of small asteroids: photoelectric observations of 16 asteroids*' Icarus **109**, 267-273, 1994;

Birlan M. - '*On the physical and dynamical properties of asteroids*' Rom. Astron. J. vol **3**, n. **2**, 123-126, 1993;

Birlan M., Bocsa G. - '*Observations of minor planets in 1991-1994 at the Bucharest Astronomical Observatory*' Rom. Astron. J. vol **5**, n. **2**, 185-191, 1995;

Birlan M., Barucci M.A., Fulchignoni M. - '*G-mode analysis of the reflection spectra of 84 asteroids*', Astron. & Asptroph. **305**, 984-988, 1996;

Birlan M. - '*CCD photometry on the asteroid 2419 Moldavia*', Rom. Astron. J., vol. **6**, n. **1**, 31-34, 1996;

Birlan M., Barucci M.A., Angeli C., Doressoundiram A., De Sanctis M.C. - '*Rotational properties of minor planets: CCD observations of nine small asteroids*' vol **44**, n. **6**, 555-558, 1996;

- Birlan M., Fulchignoni M., Barucci M.A. - *'Effects of IRAS albedo correction on the G-mode asteroid taxonomy'* Icarus, **124**, 352-354, 1996 ;
- Bobrovnikoff N.T.- *'The spectrum of minor planets'* Lick Obs. Bull. **XIV**, 18-27, 1929;
- Brahic A. - *'System of colliding bodies in a gravitational field: I - numerical simulation of the standard model'* Astron. & Astroph. **54**, 895-907, 1977;
- Brahic A., Hénon M. - *'System of colliding bodies in a gravitational field: II - effect of transversal viscosity'* Astron. & Astrophys., **59**, 1-7, 1977;
- Burns R.G. - *'Mineralogical application of crystal field theory'* New York, Cambridge Univ. Press, 1970;
- Chapman C.R., Morrison D., Zellner B. - *'Surface properties of asteroids : A synthesis of polarimetry, radiometry and spectrophotometry'* Icarus, **25**, 104-130, 1975 ;
- Chapman C.R. - *'Implications of the inferred compositions of asteroids for their collisional evolution'* Mem. Soc. Astron. Italiana **57**, 103-114; 1986;
- Chapman C.R. - *'Physics, chemistry and collisional evolution of the asteroids'* in The Evolution of the Small Bodies of the Solar System eds M. Fulchignoni, L. Kresak, 78-90, 1987;
- Cloutis E.A., Gaffey M.J., Jackowski T.J., Reed K.L. - *'Calibration of phase abundance, composition and particle size distribution for olivine-orthopyroxene mixtures from reflectance spectra'* Journal of Geophysical Research, vol. **91**, NO. **B11**, 11,641-11,653, 1986 ;
- Colas F. , Arlot J.E. - *'Comparison of observations of the Martian satellites made in 1988 with ephemerides'* Astron. & Astroph., **152**, 402-409, 1991 ;
- Colas F. - *'Astrometric observations of Phobos and Deimos during the 1988 opposition of Mars'* Astron. & Astrophys. Suppl. Ser., **96**, 485-495, 1992 ;
- Colas F., Serrau M. - *'ASTROL 3,0 - Programme de traitement d'images astronomiques'* 1991;
- Coradini A., Fulchignoni M., Fanucci O., Gavrishin A.I. - *'A FORTRAN V program for a new classification technique: 'The G-mode central method'* Comp. & Geosci. **3**, 85-105, 1977;
- Cunningham C.J. - *'Introduction to asteroids'* Willmann-Bell Inc. Virginia, 1988;
- Davis D.R., Chapman C.R., Greenberg R., Harris A.W. - *'Collisional evolution of asteroids: populations, rotations and velocities'* in ASTEROIDS, ed Tom Gehrels, Univ. of Arizona Press, Tucson, 528-557, 1979;
- Dotto E. - *'Determinazione delle proprietà fisiche degli asteroidi; calibrazione dei metodi di inversione delle osservazioni da Terra sulla base di dati da sonde interplanetare'* Tesi di Dottorato, Università di Padova, 1993-1994;

- Dotto E., Barucci M.A., Fulchignoni M. - '*Ground-based Ida model: comparison with the first Galileo image*' Planetary & Space Science **43**, 683-694, 1995;
- Dumas C. - '*Nouveaux résultats d'optique adaptative: imagerie de l'astéroïde Vesta*', J.A.F., **52**, 20-26, dec. 1996;
- Ferraz-Melo S. - '*Kirkwood gaps and resonant gaps*' in Asteroids, Comets, Meteors 1993, Eds. A. Milani, M. Di Martino, A. Cellino, Kewler Academic Publishers London, 175-188, 1993;
- Fulchignoni M., Barucci M.A. - '*Numerical algorithms modeling asteroids*' B.A.A.S., **20**, 866, 1988;
- Fulchignoni M., Barucci M.A., Di Martino M., Dotto E. - '*On the evolution of the asteroid spin*', Astron. & Astroph. **299**, 929-932, 1995;
- Gaffey M.J. - '*Spectral reflectance characteristics of the meteorite classes*' J. Geoph. Res. **81**, 905-920, 1976;
- Gaffey M.J., Bell J.F., Cruikshank D.P. - '*Reflectance spectroscopy and asteroid surface mineralogy*' in ASTEROIDS II, eds. R.P. Binzel, T. Gehrels, M.S. Matthews, Univ. of Arizona Press, 97-127, 1989;
- Gehrels T. - '*Minor planets I. The rotation of Vesta*' Astron. J. **72**, 929-938, 1967;
- Greenberg R. - '*Planetesimal to planets*' in FORMATION of PLANETARY SYSTEMS, Ed. Andre Brahic, Centres National d'Etudes Spatiales-France, 1982 ;
- Groeneveld I., Kuiper G.P. - '*Photometric studies of asteroids*' Astrophys. J. **120**, 529-546, 1954;
- Harris A.W. - '*Asteroid lightcurves studies*' in Asteroids, Comets, Meteors II, 35-44, 1986;
- Harris A.W., Lupishko D.F. - '*Photometric lightcurve observations and reduction techniques*' in ASTEROIDS II, eds. R.P. Binzel, T. Gehrels, M.S. Matthews, Univ. of Arizona Press, 39-53, 1989;
- Harris A.W., Young J.W., Bowell E., Martin L.J., Millis R.L., Poutanen M., Scaltriti F., Zappala V., Schober H.J., Zeigler H.W. - '*Photometric observations of asteroids 3, 24, 60, 261 and 863*' Icarus **77**, 171-186, 1989;
- Howell S.B., Mitchell K.J., Warnock A. - '*Statistical error analysis in CCD time-resolved photometry with applications to variable stars and quasars*', Astronomical J. **95**, 247-256;
- Hoyle F. - '*The Cosmogony of the Solar System*', University College Cardiff Press, 1978 ;
- Kargel J.S. - '*Metalliferous asteroids as potential sources of precious metals*' Journal of Geoph. Res., vol **99** n. **E10**, 21129-21141, 1994 ;
- Kowal C.T. - '*Chiron*' in ASTEROIDS I, ed. T. Gehrels Univ. of Arizona Press, 436-439, 1979;

- Kowal C.T. - '*Asteroids their nature and utilization*' Ellis Horwood Ltd. 1988 ;
- Lagerkvist C.I., Barucci M.A. - '*Asteroids: distributions, morphologies, origins and evolution*' *Surveys in Geophysics*, **13**, 165-208, 1992;
- Lagerkvist C.I., Barucci M.A., Capria M.T., Dahlgren M., Fulchignoni M., Magnusson P. - '*Asteroid Photometric Catalogue*' second update, Uppsala University, 1991;
- Lazzarin M. - '*Studio spettrofotometrico dei corpi primitivi del sistema solare*' Tesi di Dottorato, Università di Padova, 1994;
- Landolt A.U. - '*UBVRI photometric standard stars around the celestial equator*' *Astron. J.*, **88**, 439-460, 1983;
- Lena P. - '*Methodes physiques de l'observation*' Editions du CNRS, 1989 ;
- Lebofski L.A., Spencer J.R. - '*Radiometry and thermal modeling of asteroids*' in *ASTEROIDS II*, eds. R.P. Binzel, T. Gehrels, M.S. Matthews, Univ. of Arizona Press, 128-147, 1989;
- Lupishko D.F., Akimov L.A., Belskaya I.N. - '*On photometric heterogeneity of asteroid surfaces*' *Asteroids, Comets, Meteors*, eds. C.I. Lagerkvist, H. Rickmann 63-72, 1983;
- Magnusson P. - '*Spin vectors of asteroids: determination and cosmogonic significance*' in *Observations and physical properties of small Solar System bodies*, eds A. Brahic, J.-C. Gerard, J. Surdej, 163-180, Liege, 1992;
- Magnusson P., Barucci M.A., Drummond J.D., Lumme K., Ostro S.J., Surdej J., Taylor R.C., Zappala V. - '*Determination of pole orientations and shapes of asteroids*' in *ASTEROIDS II*, eds. R.P. Binzel, T. Gehrels, M.S. Matthews, Univ. of Arizona Press, 66-97, 1989;
- Meech K.J., Belton M.J.S. - '*The atmosphere of 2060 Chiron*' *Astron. J.* **100**, 1323-1338, 1990;
- Ostro S.J. - '*Radar observations of asteroids*' in *ASTEROIDS II*, eds. R.P. Binzel, T. Gehrels, M.S. Matthews, Univ. of Arizona Press, 192-212, 1989;
- Ostro S.J., Rosema K.D., Hudson R.S., Jurgens R.F., Giorgini J.D., Winkler R., Yeomans D.K., Choate D., Rose R., Slade M.A., Howard S.D., Mitchell D.L. - '*Extreme elongation of asteroid 1620 Geographos from radar images*' *Nature*, **375**, 474, 1995;
- Perret L. - '*Rotation, accretion et fragmentation dans les disques collisionnels*', thèse, 1997;
- Roth G.D. - '*The System of Minor Planets*', Faber & Faber Ltd., London, 1962;
- Russel H.N. - '*On the light-variations of asteroids and satellites*' *Astrophysical J.*, **24**, 1-18, 1906;
- Russel H.N. - '*On the albedo of the planets and their satellites*' *Astrophysical J.* **XLII**, n. **3**, 173-195, 1916;

- Scholl H. - *'History of evolution of Chiron's orbit'*, Icarus, (Special asteroid issue), 1979;
- Scholl H., Froeschlé Ch., Kinoshita H., Yoshikawa M., Williams J.G. - *'Secular resonances'*, in ASTEROIDS II, eds. R.P. Binzel, T. Gehrels, M.S. Matthews, Univ. of Arizona Press, 845-861, 1989;
- Spencer J.R., Akimov L.A., Angeli C., Angelini P., Barucci M.A., Birch P., Blanco C., Buie M., Caruso A., Chiornij V.G., Colas F., Dentchev P., Dorokhov N.I., DeSanctis M.C., Dotto E., Ezhkova O.B., Fulchignoni M., Green S., Harris A.W., Howell E.S., Hudecek T., Kalashnikov A.V., Kobleev V.V., Korobova Z.B., Koshkin N.I., Kozhernikov V.P., Krugly Y.N., Lazzaro D., Lecacheux J., MacConnell J., Yu S., Melnikov V., Micalowski T., Mueller B.E.A., Nakamura T., Neese C., Nolan M.C., Osborn W., Pravec P., Riccioli D., Shevchenko V.S., Shevchenko V.G., Tholen D.J., Velichko F.P., Venditti C., Wisniewski W., Young J., Zellner B. - *'The lightcurve of 4179 Toutatis : evidence for complex rotation'* Icarus, **117**, 71-89, 1995 ;
- Taylor R.C. - *'Pole orientation of asteroids'* in ASTEROIDS I, Ed. T. Gehrels Univ. of Arizona Press, Tucson, 480-493, 1979;
- Taylor R.C., Tedesco E.F. - *'Pole orientation of asteroid 44 Nysa via photometric astrometry, including a discussion of the method's application and its limitations'* Icarus, **54**, 13-22, 1983;
- Tedesco E.F., Matson D.L., Veeder G.J. - *'Classification of IRAS asteroids'* in ASTEROIDS II, eds. R.P. Binzel, T. Gehrels, M.S. Matthews, Univ. of Arizona Press, 290-297, 1989;
- Tedesco E.F., Williams J.G., Matson D.L., Veeder G.J., Gradie J.C., Lebofsky L.A. - *'A three-parameter asteroid taxonomy'* Astron. J., **97**, 580-606, 1989;
- Tedesco E.F. - *'The IRAS Minor Planet Survey'* Phillips Laboratory Technical Report No. PL-TR-92-2049, Hanscom Air Force Base, MA, 1992;
- Thébault P., Brahic A. - *'The role of a proto-Jupiter on the accretion of planetesimals in the inner solar system'* (en préparation);
- Tholen D.J., Barucci A.M. - *'Asteroid taxonomy'* in ASTEROIDS II, eds. R.P. Binzel, T. Gehrels, M.S. Matthews, Univ. of Arizona Press, 298-315, 1989;
- Tholen D.J. - *'Asteroid taxonomy from cluster analysis of photometry'*, Ph.D thesis, Univ. of Arizona, 1984;
- Vaduvescu O., Birlan M. - *'Software package for preparing and processing of an astronomical observation'*, Rom. Astron. J. vol. **6**, n. **1**, 1996;
- Vass G. - *'LogoMatematica'*, Ed. Alternative, Bucuresti, 1995 ;
- Wilson L., Keil K. - *'Volcanic eruptions and intrusions on the asteroid 4 Vesta'*, Journal of Geoph. Res, vol. **101**, no. **E8**, 18,927-18,940, august 25, 1996;
- Xu S., Binzel R.P., Burbine T.H., Bus S.J. - *'Small Main-Belt Asteroid Spectroscopic Survey : Initial Results'* Icarus, **115**, 1-35, 1995 ;

Wetherill G.W., Chapman C.R. - '*Asteroids and meteorites*' in METEORITE AND THE EARLY SOLAR SYSTEM, Eds. J.F. Kerridge, M.S. Matthews, Univ. of Arizona Press, 1988 ;

Zappala V., Knezevic Z. - '*Rotation axes of asteroids: results for 14 objects*' Icarus **59**, 436-455, 1984;

Zappala V., Bendjoya P., Cellino A., Farinella P., Froeschlé Cl. - '*Asteroid families: Search of a 12,487 asteroid sample using two different clustering techniques*' Icarus **116**, 291-314, 1995;

Zappala V., Cellino A., Farinella P., Milani A. - '*Asteroid families: Extension to unnumbered multi-opposition asteroids.*' Astron. J., **107**, 772-801, 1994;

Zellner B., Gradie J. - '*Minor planets and related objects. XX. Polarimetric evidence for the albedos and compositions of 94 asteroids*' Astron. J. **81**, 262-280, 1976 ;

Zellner B. - '*Asteroid taxonomy and the distribution of the compositional types*' in ASTEROIDS I, Ed. T. Gehrels, Univ. of Arizona Press, Tucson, 783-806, 1979;

Zellner B., Tholen D.J., Tedesco E.F., '*The Eight Color Asteroid Survey: Results for 598 minor planets*' Icarus **61**, 355-416, 1985;

LISTE DE PUBLICATIONS

ARTICLES A COMITE DE LECTURE

Mirel BIRLAN, Maria Antonietta BARUCCI, Claudia ANGELI, Alain DORESSOUNDIRAM, Maria Cristina DeSANCTIS - '*Rotational properties of asteroids: CCD observations of nine small asteroids*' en *Planetary and Space Science* vol. 44, n. 6, 555-558, 1996;

Mirel BIRLAN - '*CCD photometry of the asteroid 2419 Moldavia*', en *Romanian Astronomical Journal* vol. 6, n. 1, 31-34, 1996;

Mirel BIRLAN, Maria Antonietta BARUCCI, Marcello FULCHIGNONI - '*G-mode analysis of reflection spectra for 84 asteroids*' en *Astronomy & Astrophysics* vol 305 n. 2, 984-988, 1996;

Mirel BIRLAN, Marcello FULCHIGNONI, Maria Antonietta BARUCCI - '*Effects of IRAS albedo corrections on Barucci's asteroid taxonomy*', en *ICARUS*, 124, 352-354, 1996;

Mirel BIRLAN - '*On the physical and dynamics properties of asteroids*', en *Romanian Astronomical Journal* vol. 3, n. 2, 123-126, 1993;

Mirel BIRLAN, Gheorghe BOCSA - '*Observations of minor planets in 1990-1994 at the Bucharest Astronomical Observatory*', en *Romanian Astronomical Journal*, vol. 5, n. 2, 185-191, 1995;

Ovidiu VADUVESCU, Mirel BIRLAN - '*Software package for preparing and processing of an astronomical observation*', en *Romanian Astronomical Journal* vol. 6, n. 1, 97-99, 1996;

Gheorghe VASS, Gheorghe BOCSA, Victor IONESCU, Ana ALEXIU, Mirel BIRLAN - '*Wide field plate archive data base in Bucharest*', en *Romanian Astronomical Journal* vol. 4, n. 2, 179-181, 1994;

Marcos FLORCZAK, Elisabetta DOTTO, Maria Antonietta BARUCCI, Mirel BIRLAN, Anders ERIKSON, Marcello FULCHIGNONI, A. NATHUES, Laure PERRET, Philippe THEBAULT - '*Rotational properties of main belt asteroids: Photoelectric and CCD observations of 15 objects*' en *Planetary and Space Science* (accepté le 20 mai 1997);

ARTICLES EN COMPTE-RENDU

Maria Antonietta BARUCCI, Mirel BIRLAN - *Photométrie CCD: application aux astéroïdes* soumis pour la Quatrième rencontres des Carcassonne sur les techniques de detection optique en astronomie, Carcassonne, Mai, 1996;

ARTICLES EN PREPARATION

Marcello FULCHIGNONI, Mirel BIRLAN, Maria Antonietta BARUCCI - *The extension of the G-mode asteroid taxonomy*;

COMMUNICATIONS

'On the physical and dynamics properties of asteroids' - 30-th Astronomical Colloquium, Liege, Belgium, 1992;

'Celestial maps in Turbo Pascal 6.0' - Scientific session of the Romanian Academy - Cluj, 1992;

'Computer image reconstruction' - Scientific session of the Romanian Academy - Bucharest, 1992;

'Lightcurves statistic; a classification of asteroids' - European Geophysical Society-General Assembly, 1993;

'Astrometrical measurements of minor planets in 1991-1992' - Asteroids, Comets, Meteors, 160-th I.A.U. Symposium, Belgirate, Italy, 1993;

'Statistical study for Trojan asteroid groups' - Scientific session of the Romanian Academy, Iasi, 1993;

'G-mode analysis of the reflection spectra for 85 asteroids' - European Geophysical Society-General Assembly, Grenoble, 1994;

'Software package for preparing and processing of an astronomical observation' - CELESTIAL MAPS version 4.5' - Second international school in astronomy and astrophysics, Rozen, Bulgaria, 1994;

'Extension of the G-mode method' - Symposium of the small bodies of the Solar System and their interrelation, Uppsala, Sweden, 1994;

'An extension of the Barucci's asteroid taxonomy' - Department of Planetary Science session, Minneapolis, 1994;

'Mineralogy of S-type asteroids' - Scientific session of the Romanian Academy, Bucharest, 1994;

'Atomic line emissions in the impacts of comet SL9 into Jupiter' - SL9 Colloquium, Baltimore, USA, 1995;

'Influence of the revised IRAS albedos on the G-mode asteroid taxonomy' - D.P.S. meeting Mauna Lani, October 1995;

'Atomic line emissions in the plume and splashback of Shoemaker-Levy 9 impact L on Jupiter' - D.P.S. meeting Mauna Lani, October 1995;

'Pratique de la photométrie des astéroïdes' - Quatrièmes rencontres sur les techniques de détection optique en astronomie, Carcassonne, May 1996;

'The extension of the G-mode asteroid taxonomy' - Asteroids Comets Meteors, Versailles, 1996;

'Visible spectroscopy of EOS family' - Asteroids Comets Meteors, Versailles, 1996;

'CCD photometry; results of the ESO asteroid campaign' - Scientific session of the Romanian Academy, Bucharest, 1997;



Rotational properties of asteroids: CCD observations of nine small asteroids

M. Birlan,^{1,2} M. A. Barucci,² C. A. Angeli,² A. Doressoundiram² and M. C. De Sanctis³

¹Astronomical Institute of the Romanian Academy, str Cutitul de Argint-5, Bucharest 28, Romania

²Observatoire de Paris, 92195 Meudon Principal Cedex, France

³Univ. of Rome, Istituto Astronomico, Via Lancisi 29, 00161 Rome, Italy

Received 24 November 1995; revised 30 January 1996; accepted 30 January 1996

Abstract. The observational programme on small asteroids (diameter less than about 50 km) is continued to enlarge the available dataset of small asteroids. The results are presented of CCD observations of nine small asteroids ($D \leq 23$ km), performed in France with the 1.2 m telescope at Haute Provence Observatory and with the 2 m telescope at Pic du Midi Observatory. A total of 27 single night lightcurves for nine asteroids were obtained. All the objects were observed for the first time and rotational periods have been determined for all of the observed asteroids: 1992 Galvarino ($P_{\text{syn}} = 7^{\text{h}}.004$), 2419 Moldavia ($P_{\text{syn}} = 2^{\text{h}}.412$), 2921 Sophocles ($P_{\text{syn}} = 4^{\text{h}}.778$), 3247 Di Martino ($P_{\text{syn}} = 5^{\text{h}}.445$), 3623 Chaplin ($P_{\text{syn}} = 8^{\text{h}}.361$), 3986 Rozhkovskij ($P_{\text{syn}} = 4^{\text{h}}.26$), 4436 1983 EX ($P_{\text{syn}} = 6^{\text{h}}.656$), 5046 1981 DQ ($P_{\text{syn}} = 6^{\text{h}}.050$) and 1992 YG3 ($P_{\text{syn}} = 8^{\text{h}}.91$). Copyright © 1996 Elsevier Science Ltd

Introduction

The study of asteroid spin rates may provide information on the collisional evolution of main belt asteroids. Fulchignoni *et al.* (1995) have performed a statistical analysis of asteroid rotational periods and reanalysed the rotational rate distribution of a whole "high quality" sample of 516 asteroids. They found that the small object population ($D \leq 50$ km) can be represented by a linear combination of three Maxwellian functions which have been interpreted in terms of collisional evolution of the asteroid population. However, the present sample of asteroid rotations is still poor in the small diameter range and some bias exists. For this reason, we continue our

observational campaigns aiming to determine the rotational properties of small asteroids.

In this paper, the results of CCD observations of nine small asteroids ($D \leq 23$ km), carried out in France at Haute Provence Observatory and Pic du Midi Observatory, using respectively the 1.2 and 2 m telescopes, are presented. The aspect data are listed in Table 1, where in the last column we have reported the mean magnitude level $V(1,z)$, which corresponds to the zero level on the composite lightcurve plots. In Table 2 we summarize the values found for the synodic rotational period, the amplitude of the lightcurve, and the diameters (Tholen, 1992). The reported observations are not corrected for the light-time.

Observations and data reduction

Observations have been carried out in the V band, with the 2 m telescope (Pic du Midi Observatory) in January 1993, for the asteroid 1992 YG3, and with the 1.2 m telescope (Haute Provence Observatory) between April and October 1995 for the other objects. The transformation to the V magnitude has been carried out observing groups of standard stars (Landolt, 1983). When the conditions of the sky were not photometric, the data were reduced only taking into account the differential extinction between the asteroid and the comparison star.

For the nine observed asteroids we determined the synodic rotational period, and the corresponding uncertainty, by applying Fourier analysis as described in Harris *et al.* (1989). The composite lightcurves of the observed asteroids are presented in Figs 1-9.

Results

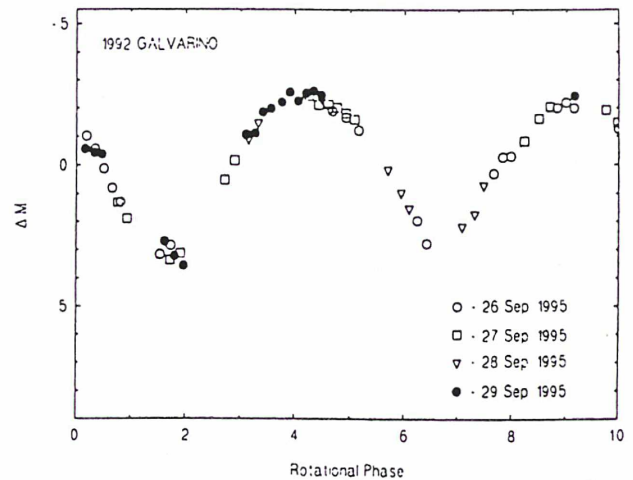
1992 Galvarino, considered by ESA as one of the alternative candidates of the Rosetta mission, was observed

Table 1.

Date 0 UT	R.A. 2000.0 h m s	Decl. 2000.0	Long 2000.0	Lat. 2000.0	<i>r</i> AU	Δ AU	Phase deg	V(1, z) mag
1992 Galvarino								
1995 09 26	03 28 29.5	+10 37.8	52.4	-8.0	3.058	2.320	14.63	10.35
1995 09 27	03 28 21.4	+10 32.9	52.4	-8.0	3.058	2.310	14.41	10.35
1995 09 28	03 28 12.0	+10 27.8	52.3	-8.1	3.059	2.300	14.18	—
1995 09 29	03 28 01.2	+10 22.7	52.2	-8.2	3.059	2.290	13.94	—
2419 Moldavia								
1995 09 26	01 17 05.9	+03 09.5	18.9	-4.6	2.168	1.190	7.81	11.50
1995 09 27	01 16 22.4	+03 00.4	18.7	-4.6	2.168	1.186	7.30	11.49
1995 10 02	01 12 30.1	+02 14.1	17.5	-5.0	2.163	1.171	4.81	—
2921 Sophocles								
1995 10 01	00 15 52.8	+00 17.2	3.7	-1.3	2.773	1.773	1.40	11.17
1995 10 02	00 15 10.2	+00 12.2	3.5	-1.3	2.774	1.775	1.80	—
3247 Di Martino								
1995 09 28	01 15 04.5	+04 21.8	18.9	-3.3	2.680	1.698	5.50	—
1995 09 29	01 14 10.9	+04 17.2	18.7	-3.3	2.679	1.695	5.07	—
1995 09 30	01 13 16.5	+04 12.6	18.5	-3.2	2.679	1.693	4.64	10.96
3623 Chaplin								
1995 10 01	23 12 23.0	-09 25.5	345.3	-3.9	2.615	1.661	8.37	10.43
1995 10 02	23 11 45.9	-09 29.3	345.2	-3.9	2.615	1.667	8.77	—
3986 Rozhkovskij								
1995 09 26	22 46 25.0	+01 05.7	343.4	+8.2	2.231	1.265	9.13	10.93
1995 09 27	22 45 35.9	+01 00.0	343.2	+8.2	2.230	1.268	9.60	10.93
4436 1983 EX								
1995 04 26	13 58 37.8	+11 44.5	203.1	+22.2	3.292	2.354	7.49	11.93
1995 04 27	13 57 51.7	+11 45.3	202.9	+22.2	3.293	2.357	7.64	11.94
1995 04 28	13 57 05.9	+11 45.9	202.7	+22.1	3.293	2.360	7.79	11.97
5046 1981 DQ								
1995 09 28	22 47 47.9	+10 03.2	347.3	+16.3	2.478	1.527	9.28	—
1995 09 29	22 47 12.7	+09 52.6	347.1	+16.2	2.478	1.530	9.57	—
1995 09 30	22 46 38.6	+09 41.9	346.9	+16.1	2.477	1.533	9.88	11.35
1992 YG3								
1993 01 17	07 57 55.6	+20 19.8	117.4	-0.3	2.701	1.717	0.22	—
1993 01 19	07 56 10.7	+20 26.1	117.0	-0.3	2.699	1.716	0.72	—
1993 01 20	07 55 18.2	+20 29.2	116.8	-0.3	2.699	1.716	1.16	—
1993 01 21	07 54 25.8	+20 32.3	116.6	-0.2	2.698	1.716	1.61	—
1993 01 22	07 53 33.6	+20 35.4	116.4	-0.2	2.698	1.717	2.05	—

Table 2.

Asteroid	Rot. period (h)	Amplitude (mag)	<i>D</i> (km)
1992 Galvarino	7.004 ± 0.003	≥ 0.59	10.50
2419 Moldavia	2.412 ± 0.003	0.14 ± 0.03	7.28
2921 Sophocles	4.778 ± 0.005	0.16 ± 0.04	8.35
3247 Di Martino	5.445 ± 0.006	0.51 ± 0.05	17.70
3623 Chaplin	8.361 ± 0.005	0.97 ± 0.02	13.80
3986 Rozhkovskij	4.26 ± 0.03	0.26 ± 0.05	10.50
4436 1983 EX	6.656 ± 0.006	0.40 ± 0.05	23.00
5046 1981 DQ	6.050 ± 0.003	0.21 ± 0.03	11.50
1992 YG3	8.91 ± 0.03	0.36 ± 0.05	15.10

Fig. 1. Composite lightcurve of the asteroid 1992 Galvarino in rotational phase. 0 phase corresponds to UT 1995 Sep. 26, 3^h.012

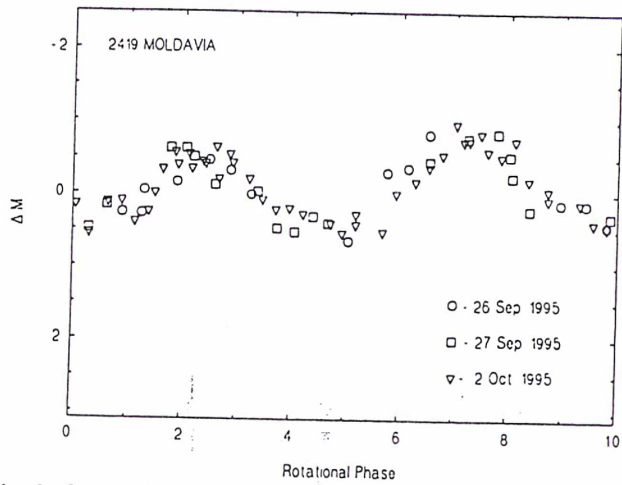


Fig. 2. Composite lightcurve of the asteroid 2419 Moldavia in rotational phase. 0 phase corresponds to UT 1995 Oct. 2, 0^h.205

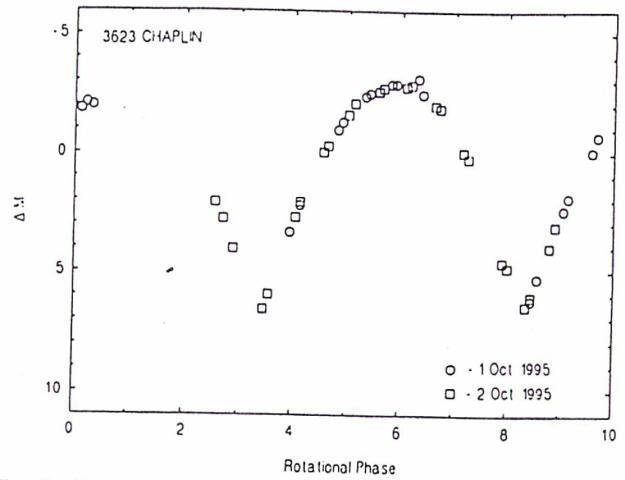


Fig. 5. Composite lightcurve of the asteroid 3623 Chaplin in rotational phase. 0 phase corresponds to UT 1995 Oct. 1, 0^h.185

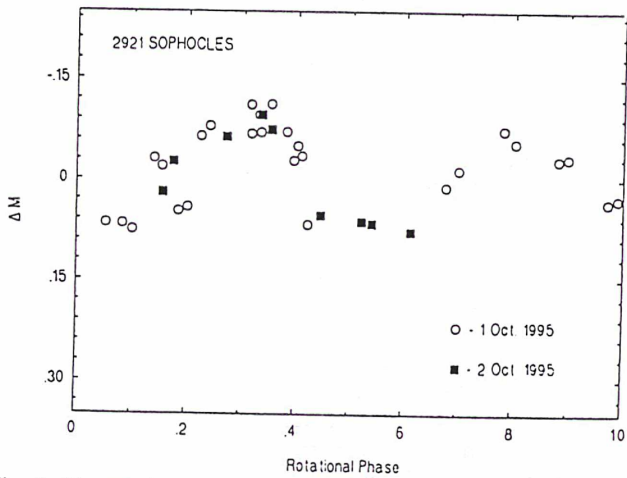


Fig. 3. Composite lightcurve of the asteroid 2921 Sophocles in rotational phase. 0 phase corresponds to UT 1995 Oct. 1, 0^h.279

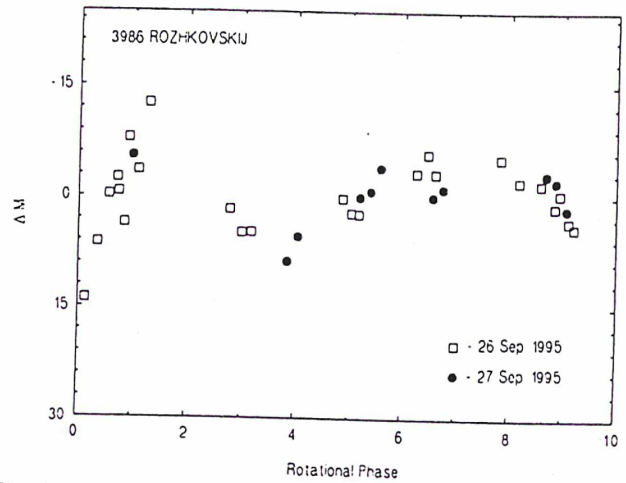


Fig. 6. Composite lightcurve of the asteroid 3986 Rozhkovskij in rotational phase. 0 phase corresponds to UT 1995 Sep. 26, 19^h.743

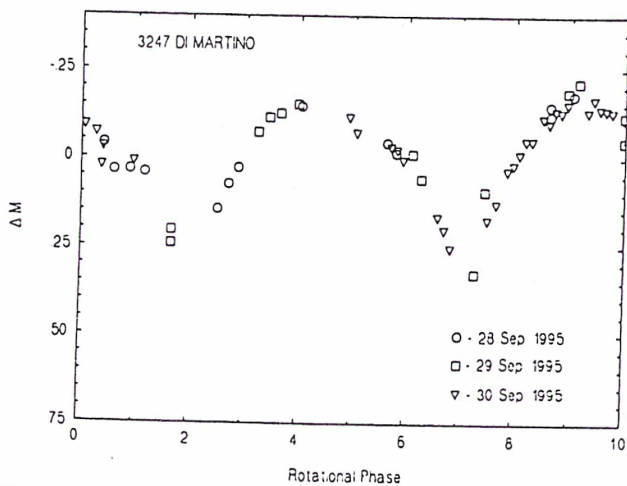


Fig. 4. Composite lightcurve of the asteroid 3247 Di Martino in rotational phase. 0 phase corresponds to UT 1995 Sep. 28, 2^h.239

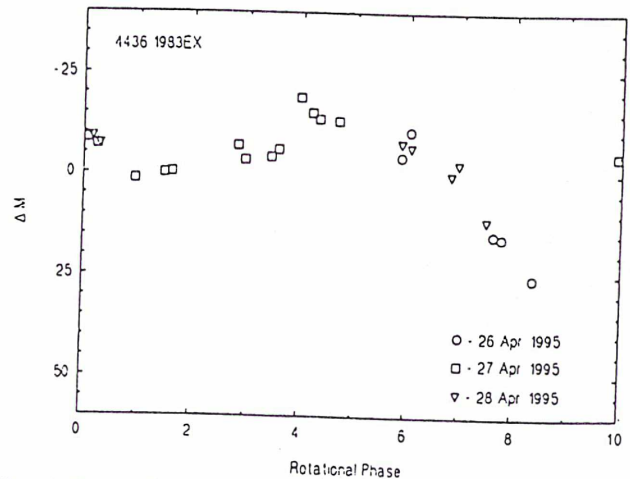


Fig. 7. Composite lightcurve of the asteroid 4436 1983 EX in rotational phase. 0 phase corresponds to UT 1995 Apr. 25, 21^h.366

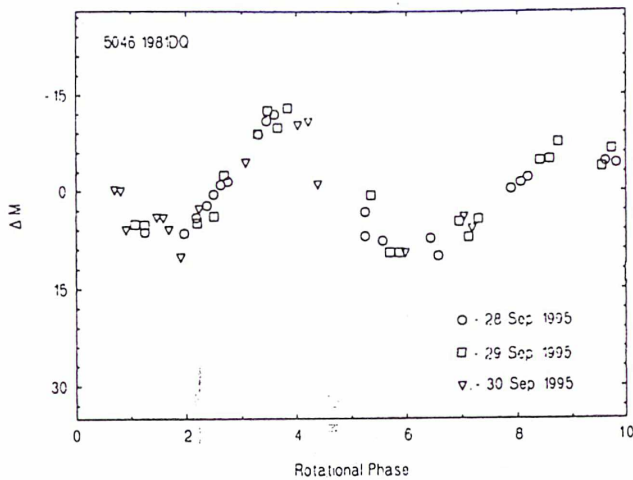


Fig. 8. Composite lightcurve of the asteroid 5046 1981 DQ in rotational phase. 0 phase corresponds to UT 1995 Sep. 27, 23^h.611

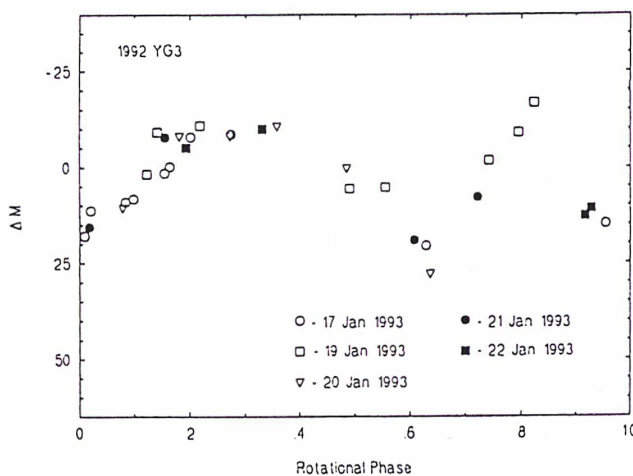


Fig. 9. Composite lightcurve of the asteroid 1992 YG3 in rotational phase. 0 phase corresponds to UT 1993 Jan. 16, 17^h.784

during four nights in 1995 (September 26–29). The composite lightcurve, fitted with a period of $7^{\text{h}}.004 \pm 0^{\text{h}}.003$, is shown in Fig. 1. The lightcurve amplitude can be larger than $0^{\text{m}}.59$ and seems symmetric even if the secondary minimum is not well defined.

2419 Moldavia was observed during three nights in 1995 (September 26, 27 and October 2). The composite lightcurve, shown in Fig. 2, has been obtained with a period of $2^{\text{h}}.412 \pm 0^{\text{h}}.003$. The lightcurve behaviour is almost regular with an amplitude of $0^{\text{m}}.14 \pm 0^{\text{m}}.03$.

2921 Sophocles was observed during two nights in 1995 (October 1 and 2). The composite lightcurve, shown in Fig. 3, is fitted with a rotational period of $4^{\text{h}}.778 \pm 0^{\text{h}}.005$. The obtained amplitude is $0^{\text{m}}.16 \pm 0^{\text{m}}.04$. Some irregu-

larities are present in the lightcurve, probably due to poor quality data.

3247 Di Martino was observed during three nights in 1995 (September 28–30). We obtained the best fit of the three single night lightcurves with a rotational period of $5^{\text{h}}.445 \pm 0^{\text{h}}.006$. The composite lightcurve is shown in Fig. 4. The secondary minimum is not well defined, the trend shows a small variation and the amplitude is $0^{\text{m}}.51 \pm 0^{\text{m}}.05$.

3623 Chaplin was observed during two nights (October 1 and 2) in 1995. The composite lightcurve, shown in Fig. 5, has been obtained with a rotational period of $8^{\text{h}}.361 \pm 0^{\text{h}}.005$. The behaviour of the lightcurve is regular, the minima are narrower than maxima, and the amplitude is $0^{\text{m}}.97 \pm 0^{\text{m}}.02$.

3986 Rozhkovskij was observed during two nights (September 26 and 27) in 1995. The composite lightcurve, shown in Fig. 6, has been obtained with a rotational period of $4^{\text{h}}.26 \pm 0^{\text{h}}.03$. The computed lightcurve shows an amplitude of $0^{\text{m}}.26 \pm 0^{\text{m}}.05$ and an irregular trend with fluctuations probably due to poor quality data. Other possible periods cannot be excluded.

4436 1983 EX was observed during three nights (April 26–28) in 1995. The composite lightcurve is shown in Fig. 7, obtained with a rotational period of $6^{\text{h}}.656 \pm 0^{\text{h}}.006$. The amplitude of the composite is $0^{\text{m}}.40 \pm 0^{\text{m}}.05$. The trend of the lightcurve is asymmetric with the first minimum deeper than the second with a magnitude difference of about 0.24 mag.

5046 1981 DQ was observed during three nights in 1995 (September 28–30). The composite lightcurve shown in Fig. 8 was obtained with a period of $6^{\text{h}}.050 \pm 0^{\text{h}}.003$. The resulting amplitude is $0^{\text{m}}.21 \pm 0^{\text{m}}.03$. The composite lightcurve shows a wider principal minimum.

1992 YG3 was observed for five nights in 1993 (January 17 and 19–22). The composite lightcurve, shown in Fig. 9, has been obtained with a period of $8^{\text{h}}.91 \pm 0^{\text{h}}.03$. The resulting amplitude is $0^{\text{m}}.36 \pm 0^{\text{m}}.05$.

Acknowledgements. We are grateful to Dr François Colas for his assistance with the image processing ASTROL software.

References

- Fulchignoni, M., Barucci, M. A., Di Martino, M. and Dotto, E., On the evolution of the asteroid spin. *Astron. Astrophys.* 299, 929–932, 1995.
- Harris, A. W., Young, J. W., Bowell, E., Martin, L. J., Millis, R. L., Poutanen, M., Scaltriti, F., Zappalà, V., Schober, H. J. and Zeigler, H. W., Photometric observations of asteroids 3, 24, 60, 261 and 863. *Icarus* 77, 171–186, 1989.
- Landolt, A. U., UBVRI photometric standard stars around the celestial equator. *Astron. J.* 88, 439–460, 1983.
- Tholen, D. J., Ephemerides program EPHEM (vers. 1.0). Celestech, 1992.

CCD PHOTOMETRY ON THE ASTEROID 2419 MOLDAVIA

MIREL BÎRLAN

*Astronomical Institute of the Romanian Academy,
Str. Cușitul de Argint 5, 75212 Bucharest 28, Romania*

Abstract. On September 26, 27 and October 2, 1995, observations are made at the Haute Provence Observatory on the asteroid 2419 Moldavia. The results show a fast rotator asteroid with the synodic period of 2.412 ± 0.003 hours.

Keywords: asteroids, CCD, photometry.

1. INTRODUCTION

In the last two decades we observe an increasing interest in the physical properties of the asteroids. The photoelectric observations are added to the "Photoelectric asteroid catalogue" which is now at the third update. This catalogue contains all the published lightcurves, the synodic periods, some physical data like the amplitude of the lightcurve and the slope parameter.

The asteroid 2419 Moldavia was discovered on September 19, 1974 by N. S. Chernykh.

This asteroid is characterized by the following dynamic parameters: perihelion distance: 2.0836866 a.u.; aphelion distance: 2.5078601 a.u.; semimajor axis: 2.2957734 a.u.; eccentricity: 0.0923814; for the mean equinox and the ecliptic of J2000.0 it has an inclination of $6^{\circ}.39053$, the ascending node of $168^{\circ}.17451$, and the argument of the perihelion of $261^{\circ}.04070$. For the mean anomaly we find $314^{\circ}.93807$. 2419 Moldavia's turn around the Sun is 3.47 years and its absolute magnitude is 13.60. The asteroid has a small size, the estimated diameter is 7.28 Km.

2. OBSERVATIONS AND DATA REDUCTION

The observations are obtained at the Haute Provence Observatory during three nights on September 26, 27 and October 2, 1995. We use a CCD camera with a 512×512 pixels matrix on a 1.20m telescope with Johnson V filter. The results are obtained with François Colas' ASTROL image processing software.

Figure 1 and Figure 2 present the measurements for the first and the second night of observation. From these measurements we cannot draw any conclusion about the synodic period of 2419 Moldavia. Figure 3 presents the individual lightcurve on the third night. These measurements are obtained after a systematic survey and give the possibility of making an estimation on the synodic period.

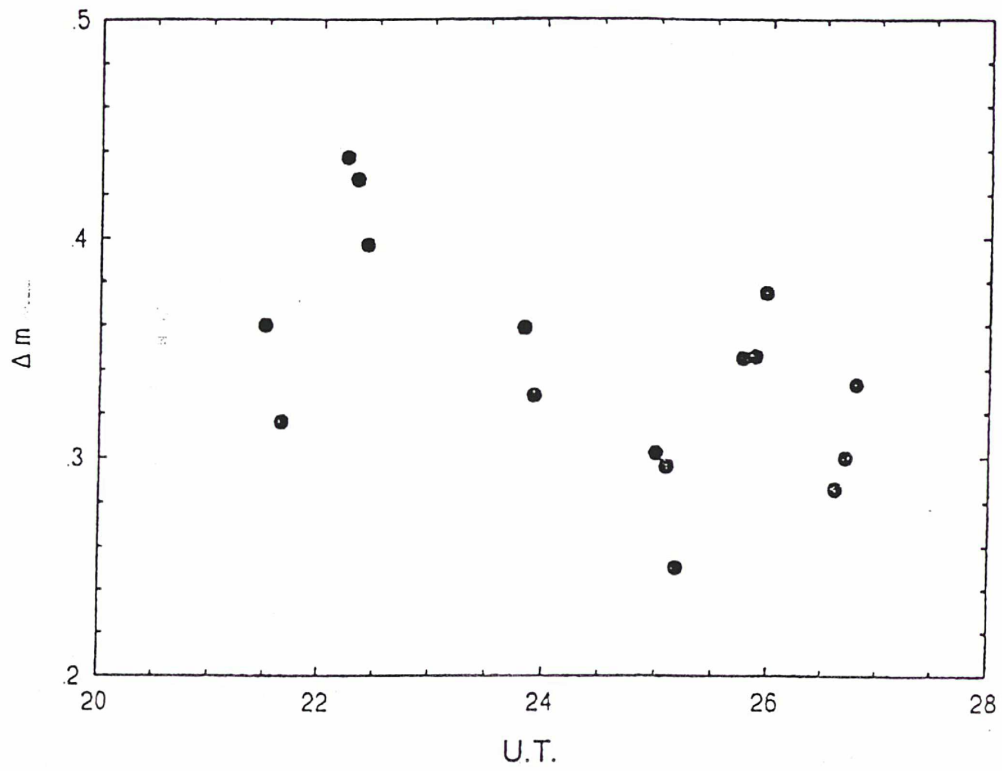


Fig. 1. — Individual lightcurve of the asteroid 2419 Moldavia on September 25–26, 1995.

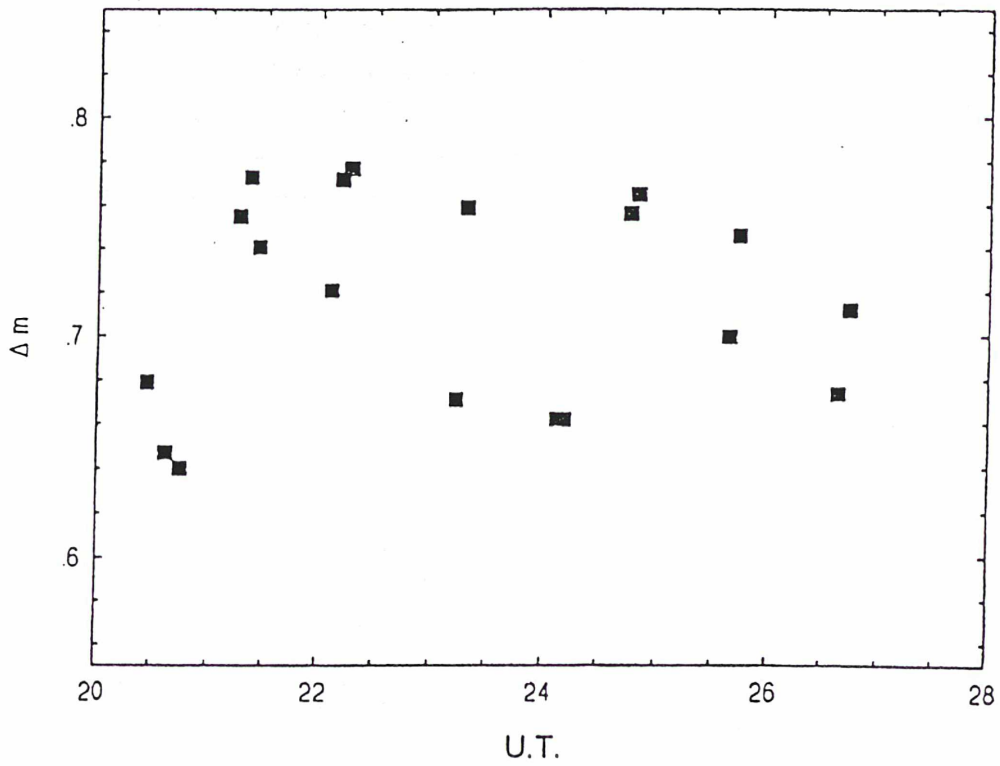


Fig. 2. — Individual lightcurve of the asteroid 2419 Moldavia on September 26–27, 1995.

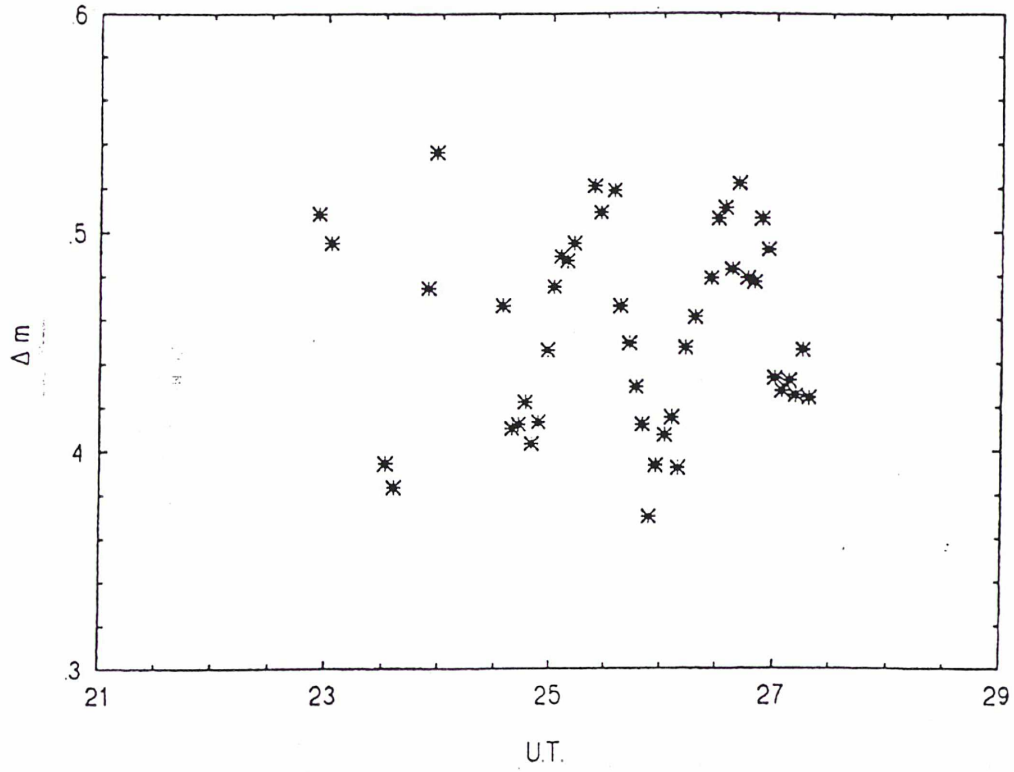


Fig. 3. — Individual lightcurve of the asteroid 2419 Moldavia on October 1-2, 1995.

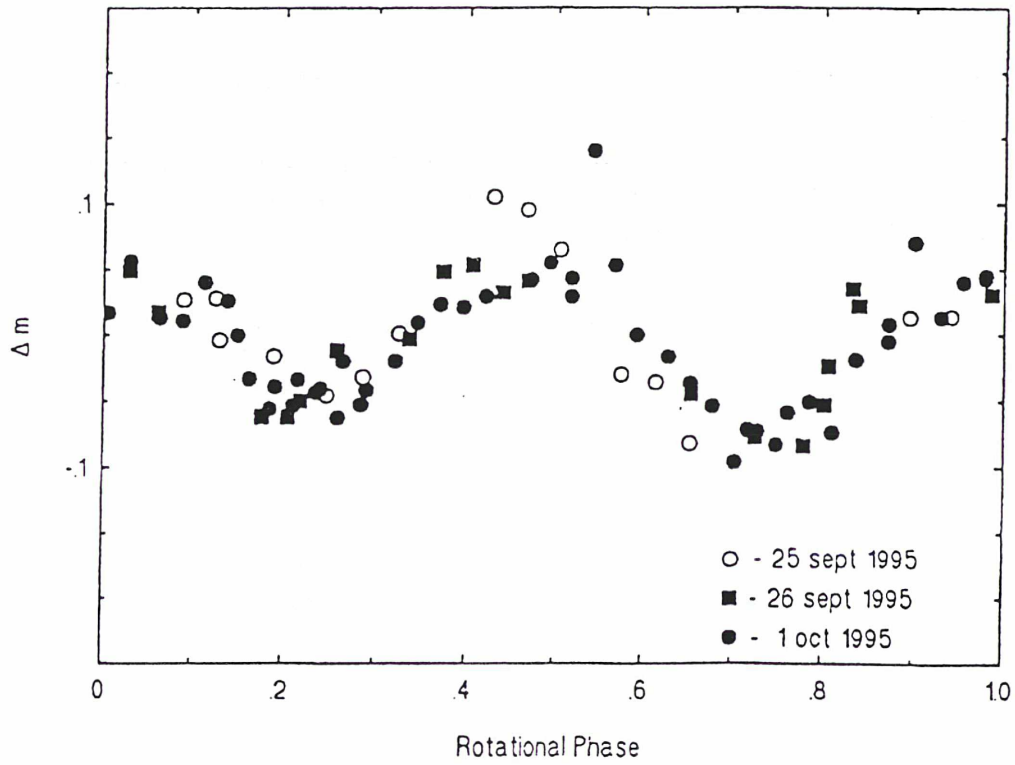


Fig. 4. — Composite lightcurve of the asteroid 2419 Moldavia. The 0 phase corresponds to JD 2449986.5. ($\Delta m = 0$ corresponds to the mean brightness).

The photometrical measurements are performed from the CCD images which are processed in the classical way: if we note the flat-field with FF , the off-set with Off , the image of the object with I , then the image IF which will be measured is:

$$IF = \frac{1}{N} \cdot \frac{I - Off}{FF - Off}$$

where N is the constant of normalization.

We eliminate the atmospheric extinction effects and transform the results into a standard magnitude system.

Figure 4 presents the composite lightcurve of the asteroid 2419 Moldavia. The synodic period is $P_{syn} = (2.412 \pm 0.003)$ hours and the amplitude of the lightcurve $A = (0.14 \pm 0.03)$ mag.

3. CONCLUSION

Fulchignoni et al. (1995) analyze the synodic periods of a sample containing 516 asteroids. They find three subpopulations which fit the observed distribution of the small asteroids ($D \leq 50$ Km):

- i) 66% of the small asteroids which are added to a subpopulation with a mean synodic period of 8.7 hr;
- ii) 23% of the small asteroids which are classified as "fast rotators" (mean synodic period of 4.1 hr);
- iii) 11% of the small asteroids which are "slow rotators" (mean synodic period of 24.7 hr).

Our observations on the asteroid 2419 Moldavia give the first photometrical result about it, and the synodic period of 2.412 hours classifies the asteroid as belonging to the fast rotators category.

Acknowledgements. The author acknowledges to Dr. A.M. Barucci and the E.U.R.O.P.A. team of Meudon Observatory. The research is made with the European Space Agency's support.

REFERENCES

- Fulchignoni M., Barucci M.A., Di Martino M., Dotto E.: 1995, *Astron. Astrophys.*, 299, 929.
 Harris A.W., Young J.W., Bowell E., Martin L.J., Millis R.L., Poutanen M., Scarlriti F., Zappala V., Schober H.J., Zeigler H.W.: 1989, *Icarus*, 77, 171.

Received on 5 February, 1996

G-mode analysis of the reflection spectra of 84 asteroids

M. Birlan¹, M.A. Barucci², and M. Fulchignoni³

¹ Astronomical Institute of the Romanian Academy str Cutitul de Argint – 5, Bucharest 28, Romania, visiting astronomer at the Observatoire de Paris, F-92195 Meudon Cedex, France

² Observatoire de Paris, F-92195 Meudon Cedex, France

³ Université Paris VII and Observatoire de Paris F-92195 Meudon Cedex, France

Received 12 January 1995 / Accepted 11 May 1995

Abstract. A revised version of the G-mode multivariate statistics (Coradini et al. 1977) has been used to analyse a sample of 84 asteroids. This sample of asteroids is described by 29 variables, namely 23 colours between 0.9 and 2.35 microns obtained from the data base collected by Bell et al. (Private communication), 5 colors between 0.3 and 0.85 microns from the ECAS survey (Zellner et al. 1985) and the revised IRAS albedo (Tedesco et al. 1992).

The G-mode method allows the user to obtain an automatic classification of the asteroids in spectrally homogeneous groups.

The role of the IR colours in separating the various groups is outlined, particularly with regard to the fine subdivision of S and C taxonomical types.

Key words: asteroids

1. Introduction

The knowledge of the chemical composition of asteroids can help in understanding the origin and the evolution of this population. Recently, several classifications obtained by means of statistical analysis of the ECAS + IRAS data (Tholen 1984; Barucci et al. 1987; Tedesco et al. 1989) concerning the chemico-physical parameters of the asteroids have been used to find the distribution of the taxonomical classes with heliocentric distance, to calculate the homogeneity level of the asteroids families, and to compare it with the results obtained from the analysis of meteorite spectra.

Bell et al. (1988) put together a data-base consisting in spectrophotometrical IR observations (in the range 0.90–2.50 microns) for 119 asteroids. This new data-base allows the extension of the statistical investigations in the IR region. Howell et al. (1994) studied the taxonomy obtained applying the neural network clustering technique to this sample.

The aim of this paper is to define asteroid groupings using the spectral region between 0.30–2.50 microns and to study possible links of these groups with already known taxonomical types by means of the automatic multivariate statistical method G-mode (Coradini et al. 1977) to a sample containing 84 asteroids.

2. The method used

The G-mode is a multivariate statistical clustering method already used in planetological (Barucci et al. 1987), geological (Poscoleri 1980) and astronomical problems (Giovannelli et al. 1981). This method allows the user to obtain an automatic classification of a statistical sample consisting in N elements with M variables. The taxonomical units are obtained with no a priori criteria, and looking for the 'true' number of degrees of freedom characterizing the groupings. A detailed description of this method in a planetological framework is given by Barucci et al. (1987). In this paper we point out only some aspects of the G-mode which are used in the description of the results.

The belonging of an asteroid to a given unit is based on the statistical inference rules. In the decision process the only user choice is for the confidence level $Q1$. The confidence level is the measure of the statistical decision. The larger the confidence level the less detailed the classification is.

The method also determines the linking between different groups. The parameter, named G , is the analog of the distance but in a $N \times M$ space. The bigger the G value between two groups the less similar the characteristics of these groups are. The results of the analysis of this generalized distance are displayed in a dendrogram (or tree diagram).

G-mode provides also the 'true' number of the degrees of freedom (DOF) for each group, which is the number of the variables which are sufficient to differentiate a group from the others.

3. Data-base

A homogeneous available data-set of 29 variables for each asteroid was used: 28 spectral reflectance values and the revised

Table 1. Variables used for each asteroid

Variable (filter)	wavelength (microns)	Origin	Variable (filter)	wavelength (microns)	Origin
s	0.3370	ECAS	18	1.2476	ATLAS
u	0.3590	ECAS	20	1.2976	ATLAS
b	0.4370	ECAS	29	1.5240	ATLAS
v	0.5500	ECAS	30	1.5490	ATLAS
w	0.7010	ECAS	31	1.5747	ATLAS
x	0.8530	ECAS	34	1.5520	ATLAS
4	0.9021	ATLAS	35	1.6130	ATLAS
6	0.9510	ATLAS	42	2.0260	ATLAS
7	0.9755	ATLAS	43	2.0830	ATLAS
8	1.0001	ATLAS	44	2.1400	ATLAS
9	1.0247	ATLAS	45	2.1950	ATLAS
11	1.0740	ATLAS	46	2.2500	ATLAS
13	1.1234	ATLAS	47	2.3050	ATLAS
14	1.1482	ATLAS	48	2.3590	ATLAS
15	1.1730	ATLAS	albedo		IRAS

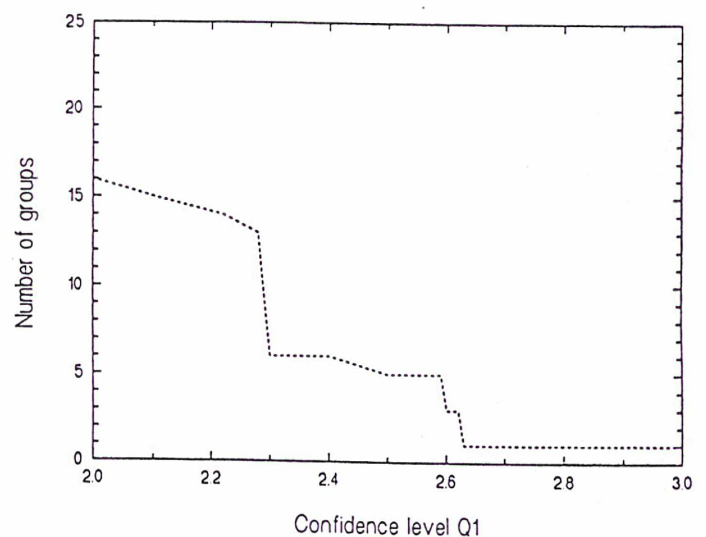
IRAS albedo. These variables cover the spectral intervals between 0.30–1.35; 1.50–1.60 and 2.00–2.35 microns. The records from the 1.35–1.50 microns and 1.60–2.00 microns intervals are influenced by the atmospheric water bands and were excluded. We were also constrained to exclude the records from the interval 2.35–2.50 microns which are at the edge of the detector sensitivity (Burbine 1991). Final sample consists of 84 asteroids. The variables are listed in Table 1.

4. Results

The G-mode decides the appartenance of an object to a class (a small group of asteroids having very close spectra, i.e. the values of their variables are very similar) on the basis of a statistical test. If the value of the G variable describing the asteroid is lower than a chosen value $Q1$ (confidence level) the hypothesis of appartenance of the asteroid to the examined class cannot be rejected. The number of different groups of asteroids obtained varying the confidence level $Q1$ is given in Fig. 1. In this paper we choose the critical value $Q1=2.28$: at this confidence level two asteroids out of 84 would be misassigned to a given taxonomic class due to the random fluctuations. Table 2 contains the characteristics of the 13 groups obtained with this $Q1$ and Fig. 2 shows the mean spectral profile for these groups.

We can compare also the mean spectral profile of these groups with the different profiles obtained for the more common taxonomical types (Barucci et al. 1987). In this case, we can observe the typical mean spectral reflectance profile of C0 type asteroids in the groups 3,4; the S0 type profile in the groups 1, 2, 5, 6, 7 (Fig. 3); the A0 type profile in the group 11; an EM intermediate profile in the group 9 and D0 profile to the group 10.

The spectral interval used reveals the parts of the reflected spectrum which are affected on second order from the heat radiated from the warm surface. The absorption features are produced by vibrational, crystal field, and charge transfer mecha-

**Fig. 1.** Variation of the groups with the confidence level $Q1$

nisms. In this spectral region mineralogy is the primary first-order determinant of spectral properties (Gaffey et al. 1989).

Interpreting the mean spectral profile for each group, the S asteroids belong to the most heterogeneous controversial asteroid taxonomic type. On our S type groups we find different absorption features. All S asteroids present the same strong absorption feature in UV region but different values for spectral reflectance in the IR wavelength interval. Asteroids of the group 6 present two absorption bands centered at 1.0 and 1.25 microns respectively. These two absorption features correspond to a surface plagioclase-pyroxene abundance (McFadden et al. 1978). Other S type-like groups are different due to the depth of the absorption band around 1.0 microns. For instance, this band has a good representation in groups 1, 2, 5, 7 then a small depth is present in group 6. If we consider that these bodies are the result of the initial accretion process, we can imagine the sce-

Table 2. Principal characteristics for the groups at Q1=2.28

GROUP	NUMBER	DOF	ALBEDO	ASTEROID NUMBER
1	4	2	0.228 ± 0.027	5; 6; 57; 82
2	13	5	0.183 ± 0.087	7; 11; 26; 27; 32; 33; 101; 103; 116; 258; 389; 532; 1036
3	7	3	0.072 ± 0.023	1; 10; 106; 431; 554; 704; 762
4	10	3	0.055 ± 0.010	46; 59; 86; 130; 145; 241; 379; 511; 521; 702;
5	11	3	0.206 ± 0.099	9; 12; 18; 25; 63; 80; 89; 352; 376; 639; 714;
6	9	4	0.158 ± 0.100	19; 22; 43; 65; 115; 135; 346; 476; 653
7	5	3	0.205 ± 0.113	15; 39; 113; 364; 1627
8	7	2	0.139 ± 0.068	16; 29; 92; 114; 153; 233; 387
9	6	3	0.328 ± 0.182	21; 44; 64; 69; 221; 317
10	3	2	0.044 ± 0.010	308; 336; 368
11	3	2	0.201 ± 0.032	246; 354; 446
12	3	2	0.321 ± 0.143	2; 4; 349
13	3	2	0.344 ± 0.222	849; 863; 980

nario for these bodies with partial melting of the elements in the specific conditions of temperature and pressure, so, different concentrations of minerals (like olivine and pyroxene) could be the evidence of differentiation of the S type asteroids. For the pyroxene specific absorption band around 2.0 microns we can analyze only the increasing branch. We can conclude only the probable existence of this band for groups 1, 2, 6.

The flat spectra of the groups 3, 4 are representative of the C type asteroids, and their separation is due to the albedo and IR region between 1.0-2.4 microns. The profile of the spectrum is conferred to a surface rich in carbon and hydrated silicates (Gaffey et al. 1989). Some objects in each group – 1,10,704 in group 3 and 130,511 in group 4 – have hydrated surfaces whereas the asteroid 554 is anhydrous (Jones et al. 1990). These data alone show that surface hydration is not the primary distinguishing characteristic of these two groups. The extension of the wavelength interval until 3.00 microns will allow us to investigate the presence of hydrated silicates as possible separation criterion of these two groups of C asteroids.

The almost linear spectra corresponding to D type asteroids and attributed to carbon or carbon-rich silicates is the spectral profile of the group 10. The asteroid 308 Polyxo is classified as D3 and the asteroid 368 Haidea as D2 in Barucci's taxonomy.

Group 8 is not easy to characterize in terms of spectral profile. The composition of this group is heterogeneous. Group 8 contains the asteroids already classified as M, S and D. The mean albedo is high in comparison with the D type asteroids and close to those characteristic of the S-type.

Group 11, with the deep absorption band around 1.0 microns caused by high olivine or olivine-metal concentration on the asteroid surface (Gaffey et al. 1989) is representative for the A type asteroids. We can observe also on group 12 the absorption bands around 1.0 and 2.0 microns probably due to the surface rich in pyroxene and feldspar associated with V type asteroids.

The mean spectral profile of group 9 is very flat. Generally a flat spectrum similar to that of group 9 is conferred by iron-poor silicates such as enstatite and forsterite (Gaffey et al. 1989). The asteroid 221 Eos is also included in this group because of its spectral reflectance profile in the IR region. The high variance of the albedo shows the degeneration of the group 9 in this variable.

Group 13 is not representative for our classification. From the Fig. 2 we can observe the great variance of the variables. This three asteroids contained in group 13 are very different from each other. In the region 0.30–1.30 microns the spectral profile corresponds to the AO type for the asteroid 863 Benkoela the its spectral reflectance has an abrupt increasing in the IR region at a value 2.5 times greater than the value in the visible. The abnormal growth in IR region is very different from that of the other asteroids contained in the sample, moreover the IRAS albedo of this object is also very high. In this group we find also the asteroid 980 Anacostia classified by Burbine (1992) as a possible fragment of the breakup of a spinel parent body.

Summarizing, we can read together the data contained in Table 2 and Fig. 2. Groups 3 and 4 are characterized by a small albedo and flat spectra, which allows us to classify them as C type asteroids groups. Then, with its low albedo but its different spectral reflectance we found the group 10 to be D type asteroids. Group 11 contains the A-like type asteroids and the groups 9 and 12 contain E,M-like and V-like asteroids. The albedo variation for the groups 9 and 12 could be interpreted as a degeneration of these groups in this variable. Groups 1, 2, 5, 6, 7 have a S-like spectral reflectance profile. Between D type asteroids and the other groups of S-type asteroids lies the group 8 which has the spectra closer to D type asteroid profiles.

The generalized distance G between the groups is plotted in Fig. 4. The stronger correlations are among group 1 and 6, 5 - 7 - 11, 2 and 8, 3 and 4; while the groups 9, 10, 12 are far away from the others.

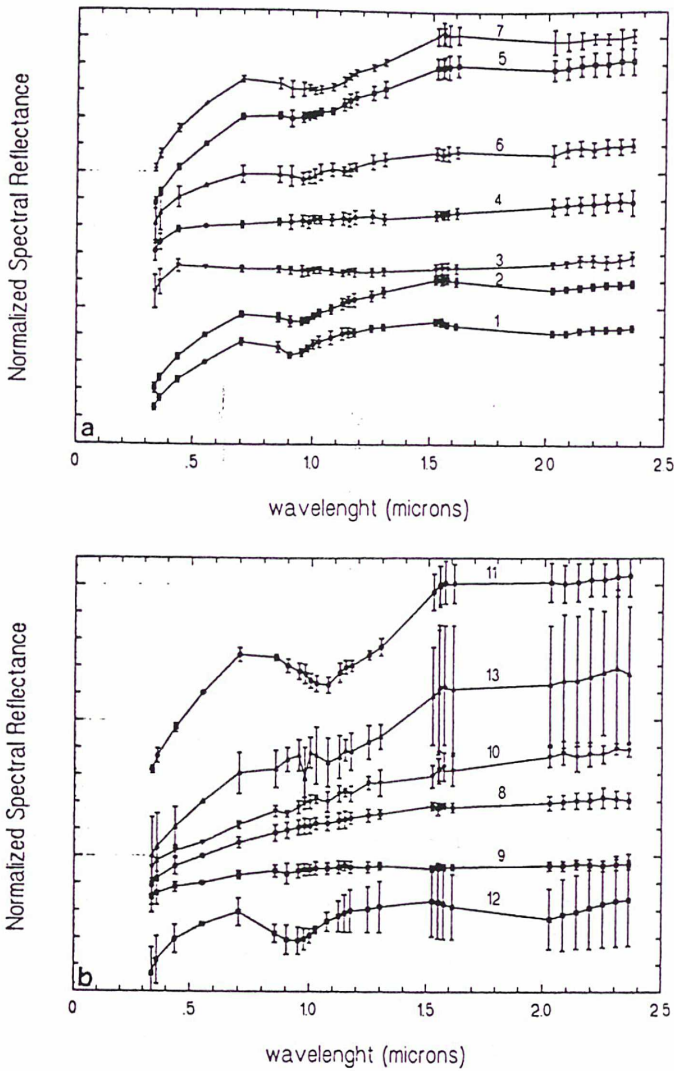


Fig. 2a and b. The mean normalized spectral reflectance spectra of the 13 groups. The spectra are normalized to 1.0 at V-filter ECAS. With error bars we represented the variance of the group in each variable. The spectra are offset for clarity

5. Conclusions

In recent years several authors used the 0.3–2.5 microns interval for statistical studies (Burbine 1991; Clark 1993; Gaffey et al. 1993; Howell et al. 1994).

Gaffey et al. (1993) present the results obtained for 39 S type asteroids observed in 52-Color Asteroid Survey. This is a mineralogical study based on the comparison of the absorption bands in the asteroid reflection spectrum with meteorite spectra. The subjects of the analysis are the absorption bands around 1.00 and 2.00 microns. The authors found seven S subclasses.

Howell et al. (1994) used an artificial neural network to define clusters based on the similarity of some spectra. This analysis reveals the presence of various groups of S-type asteroids with different olivine–pyroxene content, some differentiation between the C type asteroids and proves the consistency of almost all taxonomical types represented in the sample.

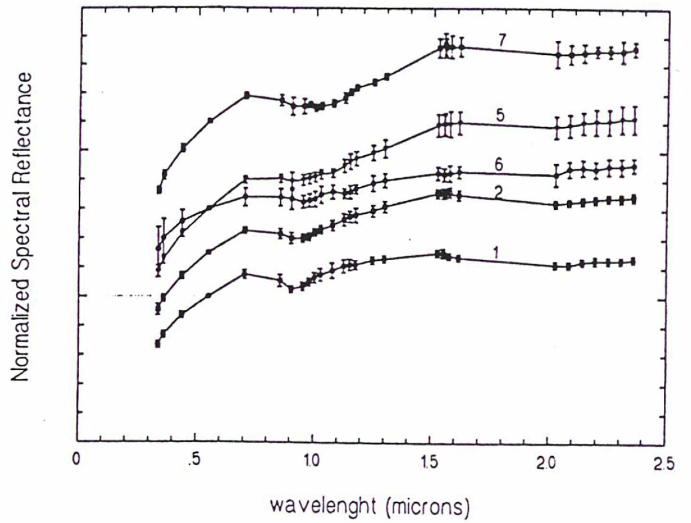


Fig. 3. The groups of the S-type asteroids are presented. The spectra are normalized to 1.0 at V-filter ECAS and the spectra are offset for clarity

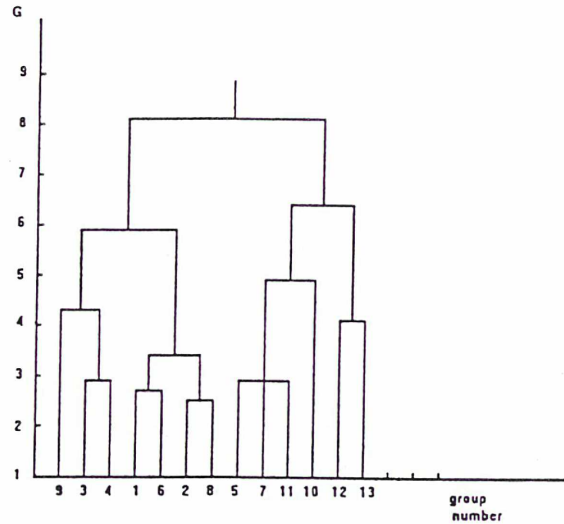


Fig. 4. The dendrogram, or tree diagram, for the confidence level $Q1=2.28$ present the generalized distance G between the groups

The results obtained with IR data are encouraging for continuing the observations in this region. The small number of asteroids with available data in this region increases the uncertainty because the new groups are composed of a small number of samples. If we analyze the 'true' number of degree of freedom for each group (Table 2), we can observe that only 2, 3, 4 or 5 variables are important for differentiating these groups and for this reason a convenient choice for the variables can be selected to obtain similar classification without all the details of the spectra. Using the Principal Component Analysis, Burbine (1991) got a similar result, finding five significant principal components that contain nearly all the variance in his sample. However, he did not include the albedo in his analysis.

However, this paper shows the consistency of almost all known taxonomical types and proves the possibility of finding fine structures for S and C type asteroids. It is interesting to investigate if there is a link between these groups and the asteroid families.

It is clear that increasing the number of variables describing the sample, will increase the information carried by each element of the sample and consequently its analysis will put in evidence finer details on the nature of the sample. Our results are in a reasonable agreement with those of Gaffey et al. (1993) and of Howell et al. (1994), confirming the fact that using different techniques of analysis on the same data base (i.e. analysing with different-but equivalent- methods the same information) gives similar results.

The advantage of the G-mode, in our opinion, lies in the possibility to indicate the number of degrees of freedom (i.e. independent variables) describing each group. The maximum DOF number in the present analysis is five: it means that with the choice of 5 selected variables (filters or a combination of filters) it is possible to obtain the described results.

Fulchignoni et al. (1995) pointed out that the current asteroid taxonomy can be obtained describing each asteroid by means of three variables ($u - v$, $v - x$ and albedo): our result indicates that it is possible to find a finer taxonomical structure when two more IR variables are added, but to individuate these new variables a larger complete sample is needed.

Acknowledgements. We thank to Dr J. F. Bell for '52-Color Asteroid Survey' data-base and Dr E. S. Howell for helpful suggestions. The work made by Mirel Birlan was supported by the European Southern Observatory *CEE Programme* and the European Space Agency.

References

- Barucci M.A., Fulchignoni M., 1990, *Adv. Space Res.*, vol 10,n. 3-4,141
- Barucci M.A., Capria M.T., Coradini A., Fulchignoni M., 1987, *Icarus* 72, 304
- Bell J.F., Hawke B.R., Owensby P.D., Gaffey M.J., Atlas of the asteroid infrared reflection spectra(0.8–2.5 microns)
- Bell J.F., Hawke B.R., Owensby P.D., Gaffey M.J., 1988, *Lunar Planet. Sci.*, XIX, 57
- Burbine T.H., 1991, Principal component analysis of asteroid and meteorite spectra from 0.3 to 2.5 microns, Master thesis, Univ. of Pittsburgh
- Burbine T.H., Gaffey M., Bell J.F., 1971, *Meteoritics* 27, 424
- Chapman R.C., 1990, in *The New Solar System-third edition*, eds Beatty J.K., O'Leary B. and Chaikin A., Cambridge Univ. Press,p. 97
- Chapman R.C., McCord T.B., Johnson T.V., 1973, *Astron. J.*, 78, 126
- Clark B.E., 1993, Spectral reflectance studies and optical surface alteration in the search for links between meteorites and asteroids, Doctoral thesis, Univ. of Hawaii
- Coradini M., Fulchignoni M., Fanucci O., Gavrishin A.I., 1977, *Comput. Geosci.* 3, 85
- Fulchignoni M., Barucci M.A., Tedesco E.F., 1995, *Planet. Sp. Sci.*(in press);
- Gaffey M.J., Bell J.F., Hamilton Brown R., Burbine T.H., Piatek J.L., et al., 1993, *Icarus* 61, 573
- Gaffey M.J., Bell J.F., Cruikshank D.P., 1989, in *Asteroids II* eds Binzel R.P., Gehrels T. and Matthews M.S., Univ. of Arizona Press, p. 98
- Howell E.S., Mereny E., Lebofsky L.A., 1994, *J.G.R.* 99, n. E5, 847
- Jones T.D., Lebofsky L.A., Lewis J., Marley M.S., 1990, *Icarus* 88, 172
- McFadden L.A., Gaffey M.J., 1978, *Meteoritics* 13, 556
- Russell H.N., 1916, *Astrophys. J.*, XLII, n.3, 173
- Tedesco E., Veeder G.J., Fowler J.W., Chillemi J.R., 1992, *IRAS Minor Planet Survey-final report*, Phillips Laboratory
- Tedesco E., Williams J.G., Matson D.L., Veeder G.J., Gradie J.C. et al., 1989, *Astronon. J.* 97, 580
- Tholen D., Barucci M.A., 1989, in *Asteroids II* eds Binzel R.P., Gehrels T. and Matthews M.S., Univ. of Arizona Press, P. 298
- Tholen D., 1984, Asteroid taxonomy from cluster analysis of photometry, Doctoral thesis, Univ. of Arizona
- Zellner B., Tholen D., Tedesco E., 1985, *Icarus* 61, 355

NOTE

Effects of IRAS Albedo Correction on the G-Mode Asteroid Taxonomy

MIREL BIRLAN

Astronomical Institute of the Romanian Academy, Street Cutitul de Argint n. 5, 75212, Bucharest-28, Romania, and Observatoire de Paris, 92195 Meudon Principal Cedex, France

MARCELLO FULCHIGNONI

Observatoire de Paris, 95195 Meudon Principal Cedex, and Universite Paris VII, Paris, France
E-mail: fulchignoni@obspm.fr

AND

MARIA ANTONIETTA BARUCCI

Observatoire de Paris, 95195 Meudon Principal Cedex, France

Received May 15, 1996; revised July 23, 1996

In this short note the differences induced in the taxonomy obtained with the G-mode analysis by the corrected values of the IRAS albedo are presented. The results reveal the consistence of the nine main taxonomic classes. © 1996 Academic Press, Inc.

INTRODUCTION

The final version of the IRAS catalogue (1992) for the minor bodies contains the corrected values of the asteroid albedos. These values sometimes differ significantly from the values contained in the 1986 preliminary version that was used by Barucci *et al.* (1987, hereafter referred as Paper I) to define their taxonomy based on the G-mode statistical method.

An update of the taxonomy has been carried out, taking into account the new albedo values. We will present here the changes in the taxonomy, obtained with the G-mode analysis, due to the corrected albedo values.

METHOD

We refer the readers to Paper I for the details of the method. We outline here that the structure of the method is such that a variation in one of the M variables ($M = 8$; seven spectral reflectances and albedo) describing the statistical sample of asteroids can strongly affect the definition of each independent class. An asteroid is assigned to a taxonomic class if it satisfies an appurtenance test based on the value of the new variable describing it

$$G_j = \sqrt{2 \cdot z_j^2} - \sqrt{2 \cdot f_a - 1}.$$

where

$$z_j^2 = K_a \cdot \sum_{i=1}^M \left(\frac{x_{ij} - \bar{x}_i}{\sigma_i} \right)^2$$

$$K_a = \frac{M}{\sum_{s,k=1}^M r_{sk}^2}$$

and the

$$f_a = M \cdot K_a.$$

If G_j is less than a critical value (which defines the errors in the assignment) the j th asteroid belongs to a given class a , defined by the \bar{x}_i mean values of the variables (spectral reflectances and albedo), their σ_i standard deviations, and the r_{sk} values of the correlation coefficients between the s th and the k th variables.

We rerun the G-mode on the same sample of asteroids with a probability of misassignment of 2.1%.

RESULTS

We obtained the same subdivision of the asteroid sample described in Paper I, in the nine main taxonomic classes and some subclasses. Table I contains the degree of freedom (dof), the average, and the standard deviation for each variable (spectral reflectance R_x normalized to visible, and the albedo) as well as the number of the asteroids from the classes and subclasses.

The main differences with the previous taxonomy are:

—the number of subclasses (less than in Paper I) and the population within the subclasses. The subclasses mark the transitions between the main classes, as shown in Fig. 1.

TABLE I
Synoptic Map of the Variables Describing Each Class

Classes (No. of samples)	Units and subunits (No. of samples)	dof	R_s (σ)	R_{ii} (σ)	R_b (σ)	R_w (σ)	R_x (σ)	R_p (σ)	R_z (σ)	Albedo (σ)
B(18)	B0(7)	3	0.891 0.060	0.936 0.039	1.020 0.036	0.960 0.043	0.910 0.056	0.876 0.062	0.810 0.156	0.091 0.045
	B1(5)	5	1.020 0.031	1.060 0.025	1.060 0.025	0.999 0.025	0.983 0.037	0.950 0.025	0.892 0.039	0.057 0.019
	B2(3)	2	1.040 0.052	1.100 0.072	1.080 0.063	1.060 0.032	1.070 0.025	1.050 0.111	0.959 0.136	0.072 0.045
	B3(3)	2	0.794 0.046	0.874 0.029	0.997 0.025	0.964 0.027	0.951 0.025	0.900 0.025	0.840 0.025	0.074 0.030
	E(3)	E0(3)	2	0.944 0.027	0.965 0.025	0.993 0.025	1.030 0.025	1.030 0.025	1.020 0.025	1.060 0.058
G(3)	G0(3)	2	0.660 0.025	0.750 0.039	0.917 0.065	0.982 0.026	0.988 0.025	0.953 0.045	0.986 0.025	0.121 0.037
C(187)	C0(187)	3	0.840 0.075	0.897 0.058	0.985 0.032	1.020 0.033	1.030 0.044	1.030 0.050	1.020 0.070	0.051 0.012
M(43)	M0(43)	4	0.917 0.051	0.945 0.034	0.977 0.025	1.070 0.025	1.110 0.033	1.140 0.041	1.140 0.070	0.151 0.064
D(30)	D0(18)	4	0.891 0.026	0.914 0.025	0.941 0.025	1.150 0.025	1.290 0.032	1.370 0.055	1.400 0.091	0.049 0.010
	D1(3)	2	0.852 0.216	0.845 0.065	0.893 0.025	1.160 0.074	1.340 0.069	1.490 0.025	1.430 0.074	0.049 0.016
	D2(3)	2	0.847 0.031	0.880 0.025	0.947 0.026	1.100 0.025	1.190 0.025	1.240 0.036	1.290 0.070	0.077 0.058
	D3(3)	4	0.728 0.025	0.781 0.025	0.909 0.025	1.150 0.025	1.260 0.025	1.290 0.026	1.310 0.065	0.068 0.026
	DS(3)	6	0.756 0.025	0.810 0.025	0.913 0.025	1.100 0.025	1.200 0.025	1.210 0.025	1.180 0.025	0.093 0.010
S(146)	S0(134)	3	0.611 0.055	0.688 0.043	0.845 0.029	1.160 0.032	1.160 0.053	1.140 0.060	1.170 0.082	0.204 0.063
	S3(3)	2	0.551 0.025	0.613 0.025	0.794 0.025	1.230 0.029	1.310 0.038	1.290 0.073	1.350 0.041	0.195 0.026
	SV(3)	2	0.616 0.087	0.698 0.085	0.840 0.084	1.070 0.025	1.060 0.051	0.973 0.047	1.010 0.026	0.250 0.021
	SA(3)	2	0.456 0.030	0.586 0.058	0.781 0.046	1.250 0.037	1.280 0.037	1.210 0.039	1.100 0.025	0.176 0.017
	SD(3)	2	0.658 0.072	0.751 0.048	0.900 0.033	1.000 0.025	1.080 0.025	1.090 0.035	1.060 0.041	0.097 0.010
V(3)	V0(3)	2	0.608 0.152	0.694 0.113	0.870 0.075	1.130 0.055	0.983 0.138	0.921 0.157	0.995 0.025	0.303 0.174
A(3)	A0(3)	2	0.425 0.054	0.517 0.058	0.727 0.038	1.290 0.056	1.200 0.050	1.090 0.034	1.000 0.077	0.248 0.015

—The taxonomic type of 35 asteroids (8% of the total sample) is changed. In Table II these asteroids are listed together with the old and the new designation of taxonomic type.

CONCLUSIONS

The G-mode method has been reapplied to the sample of 438 asteroids described in Paper I where the IRAS albedo-corrected values have been used. The resulting taxonomy produces the general structure of the previous one. Nine main taxonomic classes, with a few subclasses which seem representative of possible transition trails between the different groups, are obtained.

This result can be interpreted in terms of general stability in the classification of the asteroids based on their compositional characters. The asteroid population is clearly divided into nine major taxonomic classes indicated with a letter followed by zero. About 5% of the asteroids belong to subclasses which represent a fine subdivision of the main class (indicated with a major class letter and an integer which increases with the average albedo). Few objects (2.7%) belong to small classes characterized by intermediate behavior between the major classes: these classes are indicated by the two letters referring to those major classes. The intermediate or transition classes could be representative of the compositional evolution of the asteroids from more primitive materials toward the more processed endmembers. It is clear that the evolution history

TABLE II
Asteroids Which Have Changed Their Taxonomic Classification

Asteroid	Old class	New class	Asteroid	Old class	New class
2 Pallas	B3	B0	261 Pymno	B3	B0
25 Phocaea	S2	S0	339 Dorothea	S1	SV
51 Nemausa	S1	SD	354 Eleonora	S2	SA
55 Pandora	E0	M0	451 Patientia	B3	C0
62 Erato	B3	C0	498 Tokio	D3	C0
93 Minerva	B3	C0	512 Taurensis	S2	S0
113 Amalthea	S2	A0	640 Brambilla	G0	C0
114 Cassandra	D3	DS	651 Antikleia	S3	SA
115 Thyra	S1	SV	863 Benkoela	A0	rejected
119 Althaea	S2	S0	914 Palisana	D3	SD
130 Elektra	G0	C0	937 Bethgea	S2	rejected
131 Vala	S1	SD	996 Hilaritas	C0	B0
142 Polana	B1	C0	1019 Strackea	S2	S3
148 Gallia	S1	G0	1080 Oechis	B1	C0
192 Nausikaa	V0	S1	1284 Latvia	D3	DS
228 Agathe	S2	S0	1604 Tombaugh	D3	SD
233 Asterope	D3	DS	2156 Kate	S2	S0
246 Asporina	A0	SA			

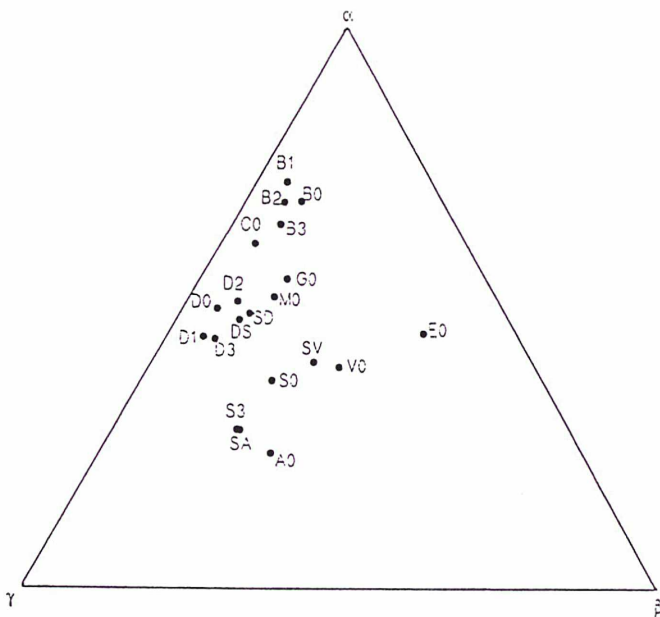


FIG. 1. Ternary diagram where the variables are grouped so that in each point $(R_s + R_u + R_b)/3 + \text{albedo} + (R_w + R_r + R_p + R_c)/4 = 1$. The corners of the triangular diagram are characterized by the following percent values:

	$(R_s + R_u + R_b)/3$	Albedo	$(R_w + R_r + R_p + R_c)/4$
α	0.60	0.00	0.40
β	0.25	0.35	0.40
γ	0.25	0.00	0.75

(changes in thermal and dynamical environment, differentiation, collisions, etc.) of the planetesimal swarm that was the parent of the asteroid population could explain this behavior of the classes. The problem is to understand which amount of real information can be extracted from the unavoidable noise induced in the classification.

It seems wise to consider the base of the classification while disregarding the subclasses, which may represent a spectral trend which is not completely covered by the adopted set of variables describing the sample. That means the subclasses and the transition classes contain the minority of asteroids having extreme characters, while the statistics smooth the trend, putting together in the major classes those samples having closer spectral characteristics.

REFERENCES

1. BARUCCI, M. A., M. T. CAPRIA, A. CORADINI, AND M. FULCHIGNONI 1987. Classification of asteroids using G-mode analysis. *Icarus* **72**, 304-324.
2. TEDESCO, E. F., G. J. VEEDER, J. W. FOWLER, AND J. R. CHILLEM 1992. *The IRAS Minor Planet Survey*, Philips Laboratory.

ON THE PHYSICAL AND DYNAMICAL PROPERTIES OF ASTEROIDS

MIREL BIRLAN

*Astronomical Institute of the Romanian Academy,
str. Cuştilor de Argint no. 5, 75212 Bucharest 28, Romania*

Abstract. The paper presents an attempt to study the connection between the physical and the dynamical properties of the asteroids. We have studied a sample consisting of 301 asteroids, taking into account eight physical parameters and three dynamical parameters. The method used is the Principal Components Analysis, with which we have searched clusters of asteroids in the histograms obtained in appropriate plans of the parameter space. We have presented also a first comparison with the Tholen taxonomy and with the Hirayama families.

Key words: asteroids; multivariate analysis; principal components method.

1. THE METHOD

The Principal Components Method (PCM) is used for data processing.

1.1. The Principle of the Method

The PCM permit the data-set analysing through the change of the initial parameters, that can be correlated, by new linear independent parameters. These new variables are called principal components (Rao, 1965). The change of coordinates in the measurements space is done so that the new coordinates are ordered decreasingly in relation to the dispersions on the principal components (Vass, 1980).

If the measurements have the same physical nature, the first principal components will contain, generally, most of the information. The sight of histograms, in the plane of the first two principal components, permits the definition of consistent classes, by reducing the number of dimensions and retaining the maximum of information. If the data are physically nonhomogeneous the problem will be more complicated, especially because of the impossibility of a real weighting. Thus, the hierarchy of principal components may not be useful, because some initial parameters will introduce a great but irrelevant dispersion. It is therefore necessary to analyse more principal components, because it is possible that the "weak" histograms (as absolute dispersion) should express better some classes.

1.2. THE PROGRAMS

The programs, written in FORTRAN for the SPADAM system (Vass, 1980), have been translated for an IBM PC 386 with a VGA display

and completed with the interactive graphic procedures. They permit to calculate the principal components, to raise the histograms by any two components, to cut the chosen clusters and to filter the established classes.

2. DESCRIPTION OF THE CLASSIFICATION

2.1. The Data Used

The set of data we have used comes largely from 'Asteroid Photometric Catalogue' (Lagerkvist et al. 1987). Additionally, we have used other physical data concerning 10 asteroids (Barucci et al., 1991). Dynamical elements have been selected from 'Ephemerides of Minor Planets' (Batrakov et al., 1992). First, we have created a sample of 520 asteroids, but, because of exclusion of asteroids whose data were incomplete, the sample has been reduced to 301 asteroids with 11 parameters: spin, amplitude range, absolute magnitude, slope parameter, diameter, $U-B$, $B-V$, albedo, inclination, eccentricity and semimajor axis.

2.2. The Method Testing

The method has been tested on a sample of 301 elements, characterized by 8 physical parameters. We succeeded in separating two classes in the plane of the first and second principal components. After that, each class was divided in two subclasses. The average of the parameters are given in Table 1 for all the four classes.

The composition of the classes are given in Table 2, with respect to the Tholen taxonomy, which uses the same statistical method for analysis. We notice that the division of the two initial classes as obtained by means of the principal components 6 and 7 is dominated by the colours and the albedo.

Table 1

Mean values of the parameters for the 4 classes

No	Class	T/10	A	H	G	D/100	U-B	B-V	Albedo
1	1.1	0.38	0.32	9.30	0.25	0.60	0.27	0.69	0.14
2	1.2	0.48	0.29	8.88	0.25	0.70	0.44	0.85	0.17
3	2.1	0.63	0.18	8.23	0.15	1.44	0.34	0.70	0.05
4	2.2	0.51	0.21	7.97	0.13	1.59	0.31	0.71	0.06

Table 2

Compounds of the classes with respect to Tholen taxonomy

No	Class	Total	S	C	M	N	F	P	B	G	T	D	E	V	A	R
1	1.1	42	—	1	20	6	5	1	5	—	1	—	3	—	—	—
2	1.2	138	128	3	2	1	—	—	1	1	—	—	—	—	1	1
3	2.1	71	—	55	—	4	1	8	2	1	—	1	—	—	—	—
4	2.2	43	3	18	1	3	7	2	—	2	2	2	—	—	—	—

2.3 The Classification Using Physical and Dynamical Parameters

During the test described in 2.2, we found out that the spin, amplitude and slope parameter do not have an effective influence on the class definition. Consequently, only five physical parameters were retained and three dynamical parameters were added.

The sample consisting of 301 asteroids was separated in six classes using the histogram for components 3 and 4. The next step was the analysis of the principal components of these classes.

Thus, the classes 2, 3 and 5 permit each a separation in 2 subclasses: 2.1, 2.2, ... The subclass 5.2 permits a separation in 3 subclasses: 5.2.1

Table 3

Mean values of the parameters

No	Class	H	D/100	U-B	B-V	Albedo	i/10	e	a
1	1	7.86	0.93	0.43	0.85	0.19	0.85	0.17	2.39
2	2.1	8.10	0.81	0.44	0.86	0.18	1.13	0.15	2.81
3	2.2	8.05	0.91	0.26	0.71	0.17	0.96	0.17	2.81
4	3.1	8.46	1.23	0.33	0.71	0.07	1.03	0.17	2.62
5	3.2	9.61	0.62	0.46	0.86	0.17	1.03	0.18	2.47
6	4	11.41	0.28	0.39	0.80	0.09	0.65	0.16	2.33
7	5.1	7.97	1.60	0.33	0.70	0.06	1.09	0.15	3.10
8	5.2.1	10.35	0.32	0.42	0.81	0.13	0.63	0.07	2.94
9	5.2.2	9.95	0.62	0.27	0.71	0.05	1.15	0.17	2.96
10	5.2.3	10.33	0.45	0.34	0.67	0.08	0.53	0.20	3.15
11	6	8.26	2.33	0.33	0.73	0.08	0.99	0.16	3.09

5.2.2, 5.2.3. The averages of the initial parameters for all the 11 classes are presented in Table 3. The number and composition of the classes are given in Table 4 with respect to the Tholen taxonomy.

Table 4

The compounds of classes with respect to Tholen taxonomy

No	Class	Total	S	C	M	X	F	P	B	G	T	D	E	V	A	R
1	1	42	37	1	2	1	—	—	—	—	—	—	1	—	—	—
2	2.1	52	49	—	—	—	—	—	—	1	—	—	—	—	1	—
3	2.2	23	1	2	16	3	—	—	—	—	—	—	1	—	—	—
4	3.1	66	1	38	4	5	5	5	—	2	3	1	1	—	—	—
5	3.2	10	9	1	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—
6	4	15	7	1	—	1	2	1	1	—	1	1	—	—	—	—
7	5.1	40	1	27	1	3	1	5	1	1	—	—	—	—	—	—
8	5.2.1	26	24	1	—	1	—	—	—	—	—	—	—	—	—	—
9	5.2.2	3	—	—	1	1	—	1	—	—	—	—	—	—	—	—
10	5.2.3	11	1	3	—	—	2	—	5	—	—	—	—	—	—	—
11	6	13	2	3	—	—	3	2	1	—	—	1	—	1	—	—

3. THE RESULTS

With respect to the Tholen taxonomy we notice the existence of classes which represent well some taxonomical types (e.g. 1, 2.1, 2.2, 3.2, 5.1, 5.2.1 classes). Some classes (e.g. 3.1 or 6) present a large diversity of taxonomical types, which makes the drawing of any conclusion difficult.

We have expected the following separation of the taxonomical types to be not so good because in Tholen taxonomy there are used 7 colour indices and we had at our disposal only 2 colour indices.

The analysis of the mean-values of the initial parameters for all the 11 classes shows interesting and expected things. For example, the classes 1, 2.1, 3.2 and 5.2.1 have almost the same values for colour indices and albedo (these classes are constituted mostly by the same taxonomical type). So, the separation was made exclusively by the other five parameters.

An inclination-semiaxis diagram for the class 5.2.1 shows two clearly separated groups. The identification of asteroids suggests that this class is disputed between the Coronida and Eos families.

Interesting results were obtained from the class 5.2.3, which contains few asteroids but which represent very well the Themis family. The class 4 contains asteroids from the Flora family : in the class 6 there are the Amor asteroids and the Trojans ones.

4. CONCLUSIONS

Obviously, better results can be obtained with a larger sample and using more parameters. In order to obtain more objective results, we intend to use automated clustering algorithms to separate the subclasses.

Acknowledgements. The author is grateful to Dr. Gheorghe Vass for his assistance in using the programs and for many helpful discussions.

REFERENCES

- Barucci, M. A., DiMartino, M., Fulchignoni, M.: 'Rotational Properties of Small Asteroids', 1991 (preprint).
- Batrakov, Yu. V. et al.: 'Ephemerides of Minor Planets — 1992' Sankt Petersburg, 'Nauka', 1991.
- Lagerkvist, C. I., Barucci, M. A., Capria, M. T., Fulchignoni, M., Magnusson, P., Zappala V.: 'Asteroid Photometric Catalogue', 1987, Consiglio Nazionale delle Ricerche, Roma, 1988.
- Rao, C.R.: 'Linear Statistical Inference and Its Applications'. John Wiley & Sons Inc., New York — London — Sydney, 1965.
- Vass, G.: 'Remote Sensing Multispectral Digital Data Processing', Analele I.G.F.C.O.T. Bucharest, 1980 (in Romanian).



OBSERVATIONS OF MINOR PLANETS
IN 1991–1994
AT THE BUCHAREST ASTRONOMICAL OBSERVATORY

MIREL BÎRLAN and GHEORGHE BOCȘA

*Astronomical Institute of the Romanian Academy
5, Cușitul de Argint str., 75212 Bucharest 28, Romania*

Abstract. The precise positions of asteroids observed at Bucharest Observatory in 1991–1994 period are presented.

Key words. Astrometry, minor planets.

This paper presents the observations of minor planets, obtained in 1991–1994 with a 380/6000 mm astrograph. Astrophotographic plates with a $2^\circ \times 2^\circ$ field were used. The measurements were carried out by means of an ASCORECORD measuring machine. Both Turner's constants and Schlesinger's dependence methods were used for the computation of the normal coordinates of the object.

In Table 1 the observations of minor planets are presented: the date of the observation and the UT values, the right ascension and the declination, the (O–C) values on the ascension respectively the declination and the observer's initials.

Table 2 presents the reference stars used to compute the values for the 1 Ceres, 2 Pallas, 4 Vesta, 6 Hebe, 7 Iris, 11 Parthenope, 39 Lactitia, 148 Gallia, 389 Industria, 532 Herculina asteroids which are selected in the "Establish the fundamental plane of an inertial reference system" program. Table 2 contains the index number (the same as that in Table 1), the BD number from the catalogue for reference stars, the ascension (s), the declination (") and the dependences.

Table 1

No	Date and UT	$\alpha_{1950.0}$	$\delta_{1950.0}$	$(O-C)_\alpha$	$(O-C)_\delta$	O.C.					
1991											
3 JUNO											
		h	m	s	°	'	"	s	"		
1	9.76072	Sep.	19	00	31.67	-10	27	52.6	-0.062	+0.64	GB
2	9.77457	"	19	00	31.72	10	27	57.7	-0.068	+0.69	GB
3	12.77408	"	19	00	52.74	10	46	23.9	-0.040	+0.45	MB
4	12.77784	"	19	00	52.85	-10	46	28.7	-0.042	+0.58	MB
6 HEBE											
5	9.84659	Sep.	22	21	21.52	-20	48	37.2	-0.039	-0.50	MB
6	9.85491	"	22	21	21.20	20	48	44.3	-0.009	-0.91	MB
7	10.81858	"	22	20	43.99	21	01	20.6	-0.058	-0.11	MB
8	10.82689	"	22	20	43.66	-21	01	26.8	-0.050	+0.27	MB
7 IRIS											
9	26.76347	Sep.	22	33	56.01	+2	29	36.0	-0.079	-0.75	GB
10	26.769	"	22	33	55.74	2	29	33.6	-0.095	-0.82	GB
11	27.78740	"	22	33	16.47	2	23	09.6	-0.061	-0.60	GB
12	27.79295	"	22	33	16.24	2	23	07.1	-0.071	-0.45	GB
13	30.81141	"	22	31	29.80	2	04	13.1	-0.045	-0.50	GB
14	30.81834	"	22	31	29.53	2	04	10.7	-0.065	-0.35	GB
15	7.82727	"	22	28	27.07	1	22	13.8	+0.022	+0.18	MB
16	7.83628	"	22	28	26.88	+1	22	10.5	+0.024	-0.13	MB
39 LAETITIA											
17	9.73786	Sep.	18	24	26.58	-15	02	31.3	+0.023	-0.40	GB
18	9.74895	"	18	24	26.86	15	02	34.6	+0.010	-0.30	GB
19	10.74205	"	18	24	55.98	15	07	31.6	+0.026	+0.17	GB
20	10.75314	"	18	24	56.30	-15	07	35.2	+0.028	-0.11	GB
1992											
532 HERCULINA											
21	24.82830	Jun.	16	11	35.32	-6	32	37.7	-0.023	-0.03	GB
22	24.83869	"	16	11	34.93	-6	32	42.3	-0.015	+0.14	GB

Table 1 (continued)

1993

No	Date and UT			$\alpha_{2000.0}$			$\delta_{2000.0}$			$(O-C)_\alpha$	$(O-C)_\delta$	O.C.
1 CERES												
23	11.85165	Oct.	h	m	s	°	'	"	s	"		
			2	16	44.40	+0	00	19.7	-0.068	+0.33	GB	
24	11.86065	"	2	16	44.00	+0	00	18.8	-0.026	+0.14	GB	
2 PALLAS												
25	3.76738	Sep.	21	40	12.08	+6	15	07.5	-0.008	+0.15	GB	
26	3.77915	"	21	40	11.56	6	14	58.9	-0.028	+0.23	GB	
27	10.75450	"	21	35	37.41	4	47	59.4	-0.041	-0.68	GB	
28	10.76835	"	21	35	36.88	4	47	48.9	-0.052	-0.73	GB	
29	13.73385	"	21	33	51.86	4	10	15.2	-0.065	-0.65	GB	
30	13.74770	"	21	33	51.38	+4	10	5.6	-0.061	-0.28	GB	
4 VESTA												
31	7.82329	Sep.	22	32	37.56	-20	00	39.4	+0.058	-0.64	GB	
32	7.83022	"	22	32	37.20	20	00	40.7	+0.074	+0.44	GB	
33	10.83310	"	22	30	3.79	20	16	32.8	+0.014	-0.30	GB	
34	10.84003	"	22	30	3.50	20	16	34.1	+0.080	+0.53	GB	
35	13.81280	"	22	27	39.41	20	30	16.1	+0.058	-0.94	GB	
36	13.82388	"	22	27	38.82	20	30	18.4	+0.010	-0.42	GB	
37	11.79071	"	22	15	20.08	20	56	42.5	+0.044	-0.34	GB	
38	11.80040	"	22	15	20.02	20	56	41.0	+0.025	-0.13	GB	
39	13.73227	"	22	15	17.97	20	52	13.3	+0.050	-0.63	GB	
40	14.74196	"	22	15	17.97	-20	52	11.9	+0.032	-0.71	GB	
11 PARTHENOPE												
41	11.80906	Oct.	1	1	47.47	-1	42	23.9	-0.049	-0.13	GB	
42	11.82083	"	1	1	46.83	-1	42	27.6	-0.040	+0.20	GB	

Table 1 (continued)

No	Date and UT				$\alpha_{2000.0}$	$\delta_{2000.0}$		$(O-C)_\alpha$	$(O-C)_\delta$	O.C.	
80 SAPPHO											
43	26.80669	Jul.	18	33	56.84	-7	39	46.2	-0.070	-0.40	GB
44	26.81708	„	18	33	56.36	-7	39	47.4	-0.070	-0.40	GB
148 GALLIA											
45	27.76779	Apr.	11	56	10.15	+23	40	22.3	-0.045	+0.15	GB
46	27.77957	„	11	56	9.91	+23	40	23.0	-0.014	+0.20	GB
389 INDUSTRIA											
47	11.83087	Oct.	1	32	42.19	+22	53	36.5	+0.037	-0.30	GB
48	11.84126	„	1	32	41.61	22	53	33.5	+0.032	-0.43	GB
49	13.75270	„	1	30	57.41	22	44	23.8	-0.004	-0.09	GB
50	13.75962	„	1	30	57.07	+22	44	21.6	+0.042	-0.27	GB
409 ASPASIA											
51	26.83474	Jul.	19	43	34.67	-5	13	34.7	-0.070	+0.00	GB
52	26.84617	„	19	43	34.02	-5	13	35.3	-0.070	+0.00	GB
1994											
48 DORIS											
53	1.77282	Sep.	20	56	55.65	-10	44	7.1	+0.040	+0.10	GB
54	1.78667	„	20	56	55.16	-10	44	11.2	+0.040	-0.10	GB
179 KLYTAEMNESTRA											
55	1.80329	Sep.	21	24	19.03	-2	38	50.4	-0.010	+0.60	GB
56	1.81714	„	21	24	18.39	-2	38	54.1	-0.010	+0.60	GB
216 KLEOPATRA											
57	1.83376	Sep.	23	20	37.52	+14	23	46.4	+0.190	+0.00	GB
58	1.84484	„	23	20	37.13	+14	23	41.7	+0.170	+0.10	GB

Table 2

No	BD	$(\alpha_i)^s$	$(\delta_i)''$	Dependences	
1-2	-10-4904	22.629	44.35	0.010349	0.010110
	-10-4912	20.512	36.44	.186698	.185447
	-10-4918	49.884	34.91	.043847	.045221
	-10-4930	52.496	34.59	.271566	.272689
	-10-4934	23.503	12.25	.487540	.486534
3-4	-10-4918	49.968	33.99	0.283145	0.282661
	-11-4849	19.500	62.81	.236471	.237827
	-10-4931	14.138	17.74	.200104	.198219
	-11-4869	4.865	55.11	.143360	.144196
	-10-4946	14.344	37.91	.136919	.137099
5-6	-22-5897	50.581	61.78	-0.196843	-0.194913
	-21-6207	12.816	52.11	+0.057731	+0.058379
	-21-6213	48.267	0.59	.454236	.453187
	-21-6214	1.017	14.05	.421114	.419989
	-2215881	31.378	3.91	.263761	.263359
7-8	-22-5897	50.581	51.78	0.187275	0.188238
	-21-6207	12.816	52.11	.281005	.281265
	-21-6213	46.267	0.59	.300064	.299629
	-2215889	52.994	11.33	.053406	.053671
	-21-6226	23.206	25.32	.178250	.177197
9-10	2 4520	23.721	10.93	0.196177	0.196768
	1 4629	36.930	6.09	.051275	.052065
	2 4528	20.439	14.09	.383204	.382658
	1 4634	43.549	55.11	.072350	.072533
	1 4637	24.537	42.35	.296993	.295977
11-12	2 4520	23.721	10.93	0.279808	0.280326
	1 4629	36.930	6.09	.169692	.170267
	2 4528	20.439	14.09	.297213	.296874
	1 4634	43.549	55.11	.104583	.104658
	1 4637	24.537	42.5	.148703	.147875
13-14	1 4623	49.130	43.84	0.220136	0.221198
	1 4626	14.520	4.89	.250585	.251687
	2 4520	23.721	10.93	.172965	.172518
	1 4629	36.930	6.09	.201374	.301047
	1 4631	57.031	9.28	.154939	.153551
15-16	0 4884	47.386	38.82	0.256246	0.258078
	1 4620	48.130	6.67	.472409	.471684
	0 4891	6.204	57.41	.171442	.170693
	0 4892	8.054	46.22	.075199	.075462
	0 4894	7.811	4.71	.024704	.024084

Table 2 (continued)

No	BD	$(\alpha_i)^*$	$(\delta_i)^{**}$	Dependences	
17-18	-15-4965	45.795	55.77	0.157403	0.156880
	-14-5044	16.029	25.32	.274611	.273365
	-15-4972	39.240	19.78	.114593	.115391
	-14-5065	15.320	11.26	.287454	.287138
	-15-4982	25.879	59.14	.165938	.167226
19-20	-15-4965	45.795	55.77	0.098672	0.098071
	-14-5044	16.029	25.32	.155637	.154273
	-15-4972	39.240	19.79	.187286	.188182
	-14-5065	15.320	11.26	.264060	.263700
	-15-4982	25.879	59.14	.294345	.295774
21-22	-6-4377	20.089	4.11	0.213139	0.213789
	-5-4254	15.359	56.64	.239434	.239337
	-7-4230	32.437	53.85	.162543	.163534
	-6-4393	47.032	20.50	.168198	.167909
	-5-4267	21.444	1.00	.216686	.215431
23-23	-0-0336	43.050	35.55	0.152210	0.153101
	-1-0307	13.152	52.85	.128012	.128848
	-0-0338	38.335	40.87	.222278	.222466
	-1-0311	19.190	31.11	.163099	.162848
	-0-0345	41.514	54.02	.334401	.332737
25-26	5 4831	48.182	10.95	0.106449	0.108678
	6 4868	58.932	25.96	.077545	.077900
	6 4878	48.969	13.71	.197881	.196569
	5 4841	5.705	5.66	.269397	.270066
	5 4847	43.702	15.08	.348729	.346786
27-28	3 4575	11.067	47.37	0.168670	0.170501
	4 4701	35.900	5.01	.172569	.171682
	3 4581	47.409	29.97	.205539	.207403
	4 4705	18.515	36.77	.202240	.200457
	3 4588	5.909	59.06	.250982	.249958
29-30	3 4570	38.579	6.23	0.039674	0.040874
	3 4572	8.549	3.37	.050991	.053487
	3 4577	22.048	13.94	.287993	.285402
	3 4578	36.746	10.05	.217563	.218668
	3 4581	47.409	29.97	.403779	.401569
31-32	-20-6439	42.516	4.40	0.098737	0.099416
	-20-6441	36.985	21.80	.244490	.245254
	-20-6442	11.737	8.22	.082042	.081994
	-21-6248	58.268	40.15	.361169	.360881
	-20-6453	33.015	56.72	.213561	.212455

Table 2 (continued)

No	BD	$(\alpha_i)^*$	$(\delta_i)^{**}$	Dependences	
33-34	-21-6221	0.931	40.25	0.211939	0.212382
	-20-6431	20.222	43.69	.167310	.167487
	-21-6241	22.974	13.13	.260651	.260842
	-20-6445	46.430	6.17	.147861	.147865
	-21-6248	58.268	40.15	.212239	.211865
35-36	-21-6221	0.931	40.25	0.349610	0.351567
	-20-6431	20.222	43.69	.214223	.214659
	-21-6230	30.650	51.30	.274254	.274819
	-20-6439	42.516	4.40	.046092	.044422
	-21-6241	22.974	13.13	.115820	.114532
37-38	-21-6175	46.699	25.41	0.004560	0.004746
	-21-6178	38.952	19.72	.096919	.097141
	-22-5867	56.126	18.06	.250922	.250593
	-21-6185	11.976	28.78	.265527	.265809
	-21-6188	9.021	18.42	.382072	.381712
39-40	-21-6175	46.699	25.41	-0.005056	-0.005045
	-21-6178	38.952	19.72	+0.128226	+0.128444
	-22-5867	56.126	18.06	.185342	.185013
	-21-6185	11.976	28.78	.337970	.338266
	-21-6188	9.021	18.42	.353519	.353322
41-42	-2-0136	3.672	8.43	0.160997	0.163225
	-2-0137	5.470	29.44	.315737	.316281
	-2-0148	25.442	28.05	.111079	.111662
	-2-0154	25.756	43.18	.271700	.269537
	-2-0155	55.475	16.35	.140486	.139294
45-46	24 2405	34.277	39.60	0.349011	0.349742
	24 2407	2.883	24.80	.287224	.287466
	25 2439	54.988	9.86	.153410	.153520
	24 2414	16.544	19.21	.169672	.169207
	24 2416	5.939	21.56	.040684	.040064
47-48	22 0236	41.178	34.06	+0.099327	+0.100311
	22 0238	48.684	26.09	-0.011457	-0.010875
	21 0200	6.816	53.63	+0.198115	+0.199065
	22 0246	28.705	25.80	.276933	.275641
	21 0211	0.128	1.76	.437082	.435858
49-50	22 0236	41.178	34.06	0.277585	0.278170
	22 0238	48.684	26.09	.089981	.090235
	21 0200	6.816	53.63	.372071	.372704
	22 0246	28.705	25.80	.043505	.042735
	21 0211	0.128	1.76	.216859	.216155

Received on 10 April, 1995

SOFTWARE PACKAGE FOR PREPARING AND PROCESSING OF AN ASTRONOMICAL OBSERVATION

OVIDIU VĂDUVESCU, MIREL BÎRLAN
*Astronomical Institute of the Romanian Academy,
Str. Cușitul de Argint 5, 75212 București 28, Romania*

Abstract. This paper presents an astronomical software package which draws celestial charts. It was conceived taking into account the technical possibilities available for the Romanian astronomers and the actual trend of the observational astronomy. The software package, now to its third version, comes to decrease the time to prepare an observation and to perform accurate charts for searching and identification.

Key words: software, astrometry, star database, celestial maps.

1. GLOBAL PRESENTATION

The name of this program is "CELESTIAL MAPS". It was written in Turbo Pascal medium, under the MS-DOS operating system (Makkai et al., 1991; Bălănescu et al., 1992; Cristea et al., 1992). Previous oral papers have announced both old version (Văduvescu and Bîrlan, 1992) and the recent version (Văduvescu and Bîrlan, 1994). This version (4.5) was conceived with about 10,000 instructions in five distinct unities. The menu-bar system makes the program very easy to use. The program can print the display. The technical needs are: PC (IBM or compatible, recommended up from 386), display (CGA, EGA, VGA, SVGA) and printer.

2. PROGRAM DESCRIPTION

The software package can be used for photometrical observations, photographic astrometry or CCD astrometry. The program gives accurate charts for searching a certain zone of the sky. The dimension of this zone can be established by the user. These charts can be evolved in three topographical types of projection, on a surface tangent to the celestial sphere in a common chosen point (the center of the chart).

The stars are plotted depending on their spectral class and magnitude. The spectral class dependence is noted on a color display and allows an optimal choice in photometry for the comparison star. For a realistic image of the projected zone, the dimensions of the stars are plotted in terms of stellar magnitudes.

The dimensions of the sky zone have a minimum of 0.0001 degrees. So, in comparison with other softwares, one can plot small field charts. For instance, the dimension of the field for the refractor in Bucharest is $2^\circ \times 2^\circ$. The program is used to make charts for astrometrical measurements, which use astrophotographical plates.

The charts have a good accuracy, because there are procedures for reducing the epoch of the star catalogues to the observation epoch. These procedures include the corrections for precession, nutation, aberration, parallax and proper motions (Meeus, 1986; Oproiu et al., 1989).

From its second version, the program produces files containing information about the stars which appear in the field. These files are used for the reduction of the observations.

To simulate general conditions for an observation, the program also provides a global image of the sky for a given date and site on the Earth surface. Thus, the program projects the celestial sphere on the tangent plane in zenithal point. This branch offers the position of the planets, Sun and Moon (Văduvescu, 1991).

Another branch of the program shows the sky projection on a tangent plane to the celestial sphere in the North or South equatorial pole. This branch feigns the apparent motions of the planets. Optionally, it is also possible to plot the constellation lines and their name.

This software is endowed with a search procedure; optionally it also displays some nonstellar objects contained in a database.

3. DATABASE

The first version of our program used FK5 catalogue (1535 stars).

Celestial Maps 4.5 uses two 2000-epoch catalogues of the stars: "Catalogue of Positions and Proper Motions" (319494 stars) and "Smithsonian Astrophysical Observatory Catalogue" (258996 stars), selected from a CD-ROM (NASA, 1990). This selection increases the speed of execution and decreases the disk space. The choice of one of these catalogues is made in the second branch of the program, by selecting the option "large data base". The files containing the stars (type files) represent stripes of 10° of declination. Thus, the user can install partial database, in conformity with the disk space and the field of interest. The simple data base file is also a type file. These files contain four denominations of the stars (PPM, SAO, HD, DM). Also, there is another file (text) which contains additional stars, that can be modified by the user. The package requires min 1 Mb (simple database), 16 Mb (SAO large database) and/or 20 Mb (PPM large database).

4. CONCLUSIONS

Celestial Maps is useful for both professional and amateur astronomers, by using it for the scientific research and didactical activity.

If this program is used for preparing an observation night, the time will be shortened roughly with 15 minutes for each chosen object. In this way, the routine will be reduced.

Acknowledgement. The authors thank to the Informatics Department of the University of Craiova and especially Mr. Sorin Pescăruș for their scientific and technical support. Special thanks are extended to Dr. Gheorghe Vass and Dr. Vasile Mioc from the Astronomical Institute of the Romanian Academy for their ideas, suggestions and observations as to the program.

REFERENCES

- Bălănescu T., Gavril S., Georgescu H., Gheorghe M., Sofonea L., Văduva I.: 1992, *Pascal și Turbo Pascal*, Ed. Tehnică, București.
- Cristea V., Kalisz E., Athanasiu I., Pănoiu A.: 1992, *Turbo Pascal 6.0*, Ed. Teora, București.
- Makkai A., Andras M., Crișan C., Șandor K.: 1991, *Ghid de utilizare Turbo Pascal 5.0-5.5*, Romanian Software Company, Cluj-Napoca.
- Meeus J.: 1986, *Calculs Astronomiques à l'usage des amateurs*, Société Astronomique de France, Paris.
- Oproiu T., Pál A., Pop V., Ureche V.: 1989, *Astronomie. Culegere de exerciții, probleme și programe de calcul*, Universitatea din Cluj-Napoca.
- Văduvescu O.: 1991, *M. Sc. Thesis*, University of Craiova.
- Văduvescu O., Bîrlan M.: 1992, Communication held at "Cluj Academic Days", Cluj-Napoca, October, 1992.
- Văduvescu O., Bîrlan M.: 1994, Poster at The 2nd International School in Astronomy and Astrophysics, Rozhen, Bulgaria, April 1994.
- * * * *Selected Astronomical Catalogue*, 1, Astronomical Data Center, NASA 1990.

Received on 26 November, 1995

WIDE - FIELD PLATE ARCHIVE DATABASE IN BUCHAREST

G. VASS, G. BOCŞA, V. IONESCU, A. ALEXIU, M. BÎRLAN

*Astronomical Institute of the Romanian Academy
5, Cuşitul de Argint Str. 75212 Bucureşti 28
Romania*

Abstract: The paper presents the wide-field plates identification archive database made in Bucharest for the photographic observations performed here in more than 60 years: 1930 – 1993. This database was realised in cooperation with the IAU Working Group for Wide-Field Imaging and it is included in the Wide-Field Imaging Plate Database.

Key words: Wide-field imaging, astronomical databases, photographic astrometry, data archives.

1. GENERAL INFORMATION ABOUT THE OBSERVATORY, INSTRUMENTS AND PLATES

The Bucharest Astronomical Observatory has a longitude of $1^{\text{h}}44^{\text{m}}23^{\text{s}}.115$ East, a latitude of $44^{\circ}24'50''$ North and a height of 81 m.

With a Prin Mertz refractor ($f = 6$ m, $\Phi = 38$ cm) and a Zeiss Canon camera ($f = 80$ cm, $\Phi = 16$ cm), many astronomical observations were made beginning with the year 1930. The observations were made in the zone $-20^{\circ} < \delta < +70^{\circ}$.

Depending on the plate size, the refractor field is up to $2^{\circ}.3 \times 2^{\circ}.3$ (1 mm = $34''$) and that of Zeiss camera is of $7^{\circ}.4 \times 10^{\circ}.3$ (1 mm = $4''$).

All plates were used directly, with simple or (most generally) multiple exposure, the results being stellar images.

We did not use any filter.

The basic aim of the observations was to obtain accurate positions for minor planets, but many plates were made for other kinds of objects, occasionally or in different observational campaigns.

2. DATA VALIDATION

Because of the large extent of the considered period, we had some problems concerning the correctness of the primary registering of some identification data by the observers, problems which refer especially to the first series of observations (1930 – 1951).

That is why we worked initially with some database files, one for each characteristic period of observation and we made different specific verifications in order to ensure the correctness of the data and validate it.

These problems were very different. For example, there were many plates without the registering of the position of the plate center. We have succeeded in solving many of these cases by recalculating the position from the ephemeris of the minor planet, but there remain some plates with unknown centers that could not be included in the database. We keep these records in a separate database file for a future possible solution.

The other kinds of mistakes, like the alteration of names by the observer or during data input, were generally solved by multiple sortings of the databases, performed in order to make easily visible such kinds of mistakes and to correct them.

We hope that, finally, the database has not more than a usual amount of mistakes.

3. DESCRIPTION OF THE DATA BASE STRUCTURE

Once more because of the large extent of the considered period, it was sometimes necessary to change the structure of the database files. Finally, after the input of all data, we obtained a database structure that covered all the requirements in order to completely include the primary available information.

But this final structure became an "initial" one because the finish of the input allowed us to make a new structuring of data, more convenient for users. That is why we have two versions of the database, the initial and the final ones.

The final structure of the database is the following:

Field	Name	Type	Width	Description
1	S	Num	1	Contains the cypher "1" for the plates performed up to 1951, and the cypher "2" for the plates made after 1951;
2	NRC	Num	5	Current number of the plate; it begins with 1, for each of two mentioned series of plates;
3	L	Char	1	a letter intended to name the eventual multiple plates;
4	TE	Char	2	The name of the instrument: "PR" means "PRIN Refractor" (see I); "ZC" means "ZEISS Camera";
5	ZI	Num	2	The day of month of date;
6	LU	Num	2	The month of date;
7	AN	Num	4	The year of date (when the observation was performed);
8	HS	Num	2	The hour of observation (start), LOCAL SIDERAL TIME;
9	MS	Num	2	The minute of observation, idem;
10	EX	Num	2	The number of exposures;
11	TMA	Num	3	Maximum time of exposure, minutes;
12	TMI	Num	3	Maximum time of exposure, minutes;

13	EM	Char	2	The type of emulsion ¹⁾ ;
14	Q	Char	1	Quality of the plate (concerning the physical state, not the astronomical value ²⁾);
15	ALPHA	Num	7	Right Ascension, Hours;
16	DELTA	Num	7	Declination, Degrees;
17	EPOCH	Num	6	The Epoch of the center coordinates;
18	DIMAS	Num	7	Size of the plate, in ascension, Hours;
19	DIMDE	Num	6	Size of the plate, in declination, Degrees;
20	TIP	Char	4	Type of observed celestial object ³⁾ ;
21	NAME1	Char	4	First name of object (a number, for the Minor Planets);
22	NAME2	Char	30	(Second) name of object.

¹⁾ Lumiera Opta	- LO	Opta Ortho	- OO
Jongla	- JO	Westendorp	- WD
Agfa Cromcizorapid	- AC	Agfa Astro	- AA
Eastman Kodak	- EK	Guthrie	- GU
Imperia	- IM	FCMA	- FC
Agfa Gewuert	- AG	Eastman	- ES
Agfa Isocrom	- AI	Agfa Cromcizorapid	- CR

²⁾ - good plates	G
- satisfactory	S
- deteriorated	D

MAPL	- Major Planet;	PLAN	- Planetary Nebulae;
COMET	- Comet;	STAR	- Stars;
NRN	- Nova/Recurring Nova;	SN	- Supernovae;
VARI	- Variable Star;	UNID	- Unknown sources;

4. THE VOLUME OF THE ARCHIVE

Finally, the database contains the identification data for 12743 objects obtained at Bucharest Astronomical Observatory in 64 years (1929-1993).

In addition, 295 plates with incomplete identification data were also registered, in a separate database file.

The DataBase was created with dBASE4 and its contents were transferred in ASCII form to the IAU WGWFP.

Acknowledgements: The authors are indebted to V. G. S. for the data of Dr. Wasil and Dr. Tsvetkov, for the material of the plates, and to Dr. G. G. also for their valuable advice.

Received on 15 May, 1994

ROTATIONAL PROPERTIES OF MAIN BELT ASTEROIDS:
PHOTOELECTRIC AND CCD OBSERVATIONS OF 15
OBJECTS¹

M. Florczak ^{a,b,c}, E. Dotto ^{c,d}, M.A. Barucci ^c, M. Birlan ^e, A. Erikson ^f, M.
Fulchignoni ^{c,g}, A. Nathues ^f, L. Perret ^c, P. Thebault ^c.

^a ON/CNPq, Dep. Astrofísica, 20921 Rio de Janeiro, Brazil

^b CEFET, Dep. Física, 80000 Curitiba, Brazil

^c Observatoire de Paris, 92195 Meudon Principal Cedex, France

^d Università di Padova, Dip. di Fisica, V. Marzolo 8, 35131 Padova, Italy

^e Astronomical Institute of the Romanian Academy, str. Cutitul de Argint 5,
Bucharest 28, Romania

^f DLR, Institute of Planetary Exploration, Rudower Chausse 5, D-12489 Berlin,
Germany

^g Université Paris 7, France

Running title: Photometry of asteroids.

Manuscript pages: 15

Figures: 15

Tables: 2

Send correspondence to:

M. Antonietta Barucci

Observatoire de Paris

F-92195 MEUDON PRINCIPAL CEDEX – France

e-mail: 17671::BARUCCI

BARUCCI@obspm.fr

¹Based on observations carried out at the European Southern Observatory (ESO), La Silla, Chile.

Abstract

In this paper we present the results of several observational campaigns carried out during 1996 at the 1.2m telescope of the Haute Provence Observatory (France) and at the 1.5m Danish, 0.9m Dutch, 0.6m Bochum and 0.5m telescopes of the European Southern Observatory (ESO, La Silla, Chile), in order to enlarge the available sample of know asteroid rotational periods.

A total of 64 single night lightcurves for 15 asteroids were obtained. The rotational periods have been determined for 12 objects, with different quality code: *424 Gratia* ($P_{syn}=19.47$ hr), *440 Theodora* ($P_{syn}=4.828$ hr), *446 Aeternitas* ($P_{syn}=15.85$ hr), *491 Carina* ($P_{syn}=14.87$ hr), *727 Nipponia* ($P_{syn}=4.6$ hr), *732 Tjilaki* ($P_{syn}=12.34$ hr), *783 Nora* ($P_{syn}=34.4$ hr), *888 Parysatis* ($P_{syn}=5.49$ hr), *1626 Sadeya* ($P_{syn}=3.438$ hr), *2209 Tianjin* ($P_{syn}=9.47$ hr), *2446 Lunacharsky* ($P_{syn}=3.613$ hr) and *3776 Vartiovuori* ($P_{syn}=7.7$ hr). For *1246 Chaka*, *1507 Vaasa* and *1994 Shane* the complete rotational phase was not covered and for two of them it was possible to find only an indication of the rotational period.

Introduction

The knowledge of the asteroid spin rate is an important tool to gain information on the collisional evolution state of the asteroid population. Binzel *et al.* (1989) showed that the intermediate size range is important in terms of collisional evolution: the limit between 100 km and 125 km is considered as very representative because it seems to be the transition region between the larger primordial asteroids and the population of the smaller objects which are supposed to be the fragments, results of collisional events. Fulchignoni *et al.* (1995), analyzing the rotational rate distribution for a sample of 516 main belt asteroids, found, for small objects ($D \leq 50\text{km}$), the superimposition of three sub-populations: the more populated (similar to the distribution of larger objects) and the slow and the rapid rotator ones. Harris (1996), analyzing the rotational spin of asteroids with mean diameter $D \leq 10\text{ km}$, pointed out an absence of very rapid rotators, and an excess of slow rotators: the first characteristic (cut-off for period of less than 2.25 hours) seems to imply a “rubble pile” structure, while the excess of slow rotators can be due to a state of non-principal axis rotation, or “tumbling” (Harris, 1994).

In order to enlarge the available data set of asteroid spins, we are carrying out a long term observing program.

In this paper we present 64 lightcurves of 15 asteroids, obtained during 1996 by CCD observations at the 1.2m telescope of the Haute Provence

Observatory (France) and at 0.9m Dutch, 1.5m Danish and 0.6m Bochum telescopes of the European Southern Observatory (ESO, La Silla, Chile) and by photoelectric observations carried out with the 0.5m telescope at ESO. For all the objects, with the exception of *783 Nora*, lightcurves were measured for the first time. The survey has been carried out on small asteroids: 13 out of the 15 observed objects have a diameter $D < 50$ km, while the remaining objects have a diameter of about 90 km.

Two of the observed asteroids (*732 Tjilaki* and *2446 Lunacharsky*) are possible candidates for the Rosetta mission: *732 Tjilaki* is an alternative candidate for the mission to comet P/Wirtanen, while *2446 Lunacharsky* is a candidate for other Rosetta comet rendez-vous opportunities (ESA, SCI(93)7).

Observations and Data Reduction

All the observations reported here have been obtained in the V band. The transformation to the standard system has been carried out observing groups of standard stars, taken from the Harvard E-regions (Graham, 1982), Landolt (1983) and Guide Star Photometric Catalog (Lasker, Sturch *et al.*, 1988). The data reduction procedure has been carried out using the standard method described by Hardie (1962). The photoelectric observations have been reduced using the ESO photometric reduction package RANBO2. The CCD observations have been reduced with either the software package IRAF or ASTPHOT, a synthetic aperture photometric package developed at DLR. When the conditions of the sky were not photometric, the data have been reduced only taking into account the differential extinction between the asteroid and the comparison star. The aspect data, calculated using the Ephemerides Program Ephem (version 1.1, Tholen, 1996) and the telescope used are listed in Table I: the mean magnitude level $V(1,\alpha)$, reported in the ninth column, corresponds to the zero level of the respective composite lightcurve. We determined the synodic rotational period, and the corresponding uncertainty for 12 asteroids, by applying Fourier analysis as described in Harris *et al.* (1989). The composite or single lightcurves of the observed asteroids, corrected for the lighttime, are presented in Fig.1 to Fig. 15.

Results

The main results are listed in Table II: the synodic rotational period (when determined), the corresponding reliability code (according to Harris and Young, 1983), the amplitude of the lightcurve and the diameter of each object. The observations of individual objects are discussed below.

424 Gratia

was observed at the ESO during four night (July, 10, 21, 23, 24, 1996) for a total of more then 30 hours. The composite lightcurve, shown in Fig. 1, has been obtained with a period of 19.47 ± 0.01 hr. The lightcurve is quite regular with an amplitude of 0.32 ± 0.02 mag.

440 Theodora.

We observed this asteroid at the 0.9m Dutch telescope of the ESO during two nights (July, 24 and 25, 1996) for a total of about 18 hours. The composite lightcurve, shown in Fig. 2, is quite symmetric with well defined maxima and minima. The computed rotational period is 4.828 ± 0.004 hr and the maximum amplitude of the light variation is 0.43 ± 0.03 mag.

446 Aeternitas

was observed at the 0.5m ESO telescope during three nights (July, 8, 9, 10, 1996) for a total of about 17 hours. Figure 3 shows the composite lightcurve obtained with a rotational period of 15.85 ± 0.01 hr with an amplitude larger than 0.33 mag. The rotational phase is not well covered, only two minima

and one maximum are defined, and therefore the period is given with a quality code 2.

491 Carina.

We observed this object at ESO for 9 nights during 1996 for about 35 hours. The composite lightcurve shown in Fig. 4 has been obtained fitting the data with a synodical period of 14.87 ± 0.01 hr. The lightcurve amplitude is 0.12 ± 0.02 mag.

727 Nipponia

was observed at the 0.5m and 0.9m Dutch telescopes of the ESO during two nights (July 23, 24, 1996). More than 11 hrs of observations are available, but due to the poor quality of the data, only a tentative solution for the rotational period can be given. Figure 5 shows the composite lightcurve obtained with $P_{syn} = 4.6 \pm 0.1$ hr and a quality code 1.

732 Tjilaki

has been considered as an asteroid target in the Phase A study of the Rosetta mission for an alternative (non baseline) mission to comet P/Wirtanen. We observed this asteroid at ESO for 10 nights during february 1996 for about 35 hours and the best fitting rotational period is 12.34 ± 0.01 hr. The obtained composite lightcurves, shown in Fig. 6, is very asymmetric with a difference between the principal and secondary minima of 0.07 mag. The lightcurve amplitude is 0.19 ± 0.03 mag.

783 Nora.

This object was observed for one night during the 1990 apparition (Lagerkvist *et al.*, 1992) and the obtained lightcurve suggested a long rotational period. During the 1996 apparition we reobserved 783 Nora during 14 nights. The obtained data are very close to the opposition, phase angles ranging between 0.2 and 8 degrees. Figure 7 shows the composite lightcurve with a rotational period of 34.4 ± 0.5 hr. However due to the long rotational period, the big dispersion and the small amplitude (0.08 ± 0.02 mag) alternative rotational periods cannot be completely excluded.

888 Parysatis

We observed 888 Parysatis at ESO during two nights (July, 21 and 24, 1996) for a total of about 15 hours. The composite lightcurve, shown in Fig. 8, has been obtained by fitting the single night lightcurves with a rotational period of 5.49 ± 0.01 hr. The obtained amplitude is 0.23 ± 0.02 mag.

1246 Chaka

was observed at the 1.2m telescope of the OHP during 2 nights (3 and 4 October) for a total of about 20 hours. The two single night lightcurves (Fig. 9a,b) display two different wide minima suggesting a period longer than 20 hours.

1507 Vaasa

was observed during two nights (5 and 6 October) in 1996 at the 1.2m telescope of the OHP for about 14 hours. The available single night lightcurves, shown in Fig. 10(a,b), did not allow us to determine an unique rotational period. From the available data it seems longer than 14 hours.

1626 Sadeya

was observed during 1996 for 6 nights (February 9, 10, 11, 12, 22, 23) at ESO for more than 13 hours. The composite lightcurve, shown in Fig. 11, is very asymmetric with a principal maximum wider and brighter than the secondary one. The computed rotational period is 3.438 ± 0.009 hr and the obtained amplitude is 0.22 ± 0.02 mag.

1994 Shane.

This object has been observed at the 1.2m telescope of the OHP during two night (October 3 and 4, 1996). The individual lightcurves are shown in Fig. 12(a,b) and seem to cover the same maximum. This constraints the rotational period to be either 12 hr or a longer multiple of 6 hr (like 18 or 24 hr) but not definitive conclusion can be drawn from the available data.

2209 Tianjin

was observed with the 0.9m Dutch telescope at ESO during two night in 1996 (July, 25 and 26) for a total of about 16 hours. The composite lightcurve, obtained with a rotational period of 9.47 ± 0.01 hr, is shown in Fig. 13 with

a maximum amplitude of 0.42 ± 0.02 mag.

2446 Lunacharsky.

We observed this object in 1996 at the 0.9m Dutch telescope at ESO (July, 12 and 13) for more than 9 hours. Fig. 14 shows the composite lightcurve, obtained fitting the observed data with a rotational period of 3.613 ± 0.004 hr. The lightcurve is quite asymmetric with an amplitude of 0.41 ± 0.02 mag.

3776 Vartiovuori

was observed at the 0.9m Dutch telescope of the ESO for more than 15 hours (July, 12 and 13, 1996). The composite lightcurve, shown in Fig. 15, has been obtained fitting the single night lightcurves with a rotational period of 7.7 ± 0.1 hr. However somewhat longer rotational period (11.5 hr) cannot be completely excluded with the available data.

Acknowledgements

E. Dotto and M. Florczak thank ESA and CNPq, respectively, for the financial support during the present research.

References

Binzel, R., Farinella, P., Zappalà, V., Cellino V., Asteroid rotation rates: distributions and statistics, in *Asteroids II*, (edited by R. Binzel, T. Gehrels, M.S. Matthews), pp. 416–441. University of Arizona Press, Tucson, 1989.

- Fulchignoni, M., Barucci, M.A., Di Martino, M., and Dotto, E., On the evolution of the asteroid spin. *Astron. & Astrophys.*, **299**, 929-932, 1995.
- Graham, J.A., UBVRI standard stars in the E-regions. *P.A.S.P.*, **94**, 244-265, 1982.
- Hardie, R.H., Photoelectric reductions, in *Astronomical techniques - Vol. II: Stars and Stellar Systems* (edited by A.W. Hintler), pp. 178-208, 1962.
- Harris, A.W., Tumbling asteroids. *Icarus*, **107**, 209, 1994.
- Harris, A.W., The rotation rates of very small asteroids: evidence for "rubble-pile" structure. *Lunar and Planetary Science XXVII*, 493, 1996.
- Harris, A.W., Young, J.W., Asteroid rotation. IV. 1979 observations. *Icarus* **54**, 59-109, 1983.
- Harris, A.W., Young, J.W., Bowell, E., Martin, L.J., Millis, R.L., Poutanen, M., Scaltriti, F., Zappalà, V., Schober, H.J., Zeigler, H.W., Photometric observations of asteroids 3,24,60,261 and 863, *Icarus* **77**, 171-186, 1989.
- Lagerkvist, C.-I., Magnusson, P., Debehogne, H., Hoffmann, M., Erikson, A., De Campos, A., Cutispoto, G. Physical studies of asteroids. XXV - Photoelectric photometry of asteroids obtained at ESO and Hoher List Observatory, *Astron. Astrophys. Sup. Ser.*, **95**, 461-470, 1992.
- Landolt, A.U., UBVRI photometric standard stars around the celestial equa-

tor, *Astron. J.*, **88**, 439–460, 1983.

Lasker, B.M., Sturch, C.R., Lopez, C., Mallamas, A.D., McLaughlin, S.F., Russell, J.L., Wisniewski, W.Z., Gillespie, B.A., Jenkner, H., Siciliano, E.D., Kenny, D., Baumert, J.H., Goldberg, A.M., Henry, G.W., Kemper, E., Siegel, M.J., The Guide Star Photometric Catalog, *Astroph. J. Suppl. Ser.*, **68**, 1–90, 1988.

Tedesco, E.F., Veeder, G.J., Fowler, J.W., and Chillemi, J.R., The Iras Minor Planet Survey. *PL-TR-92-2049*, 1992.

Tholen, D.J., Ephemerides Program Ephem version 1.1, Celestech, 1996.

Figure Captions

Fig. 1.- Composite lightcurve of the asteroid *424 Gratia* in rotational phase. Zero phase corresponds to U.T. 1996 July 22.0.

Fig. 2.- Composite lightcurve of the asteroid *440 Theodora* in rotational phase. Zero phase corresponds to U.T. 1996 July 25.0.

Fig. 3.- Composite lightcurve of the asteroid *446 Aeternitas* in rotational phase. Zero phase corresponds to U.T. 1996 July 9.0.

Fig. 4.- Composite lightcurve of the asteroid *491 Carina* in rotational phase. Zero phase corresponds to U.T. 1996 February 21.0.

Fig. 5.- Composite lightcurve of the asteroid *727 Nipponia* in rotational phase. Zero phase corresponds to U.T. 1996 July 24.0.

Fig. 6.- Composite lightcurve of the asteroid *732 Tjilaki* in rotational phase. Zero phase corresponds to U.T. 1996 February 17.0.

Fig. 7.- Composite lightcurve of the asteroid *783 Nora* in rotational phase.

Zero phase corresponds to U.T. 1996 February 19.0.

Fig. 8.- Composite lightcurve of the asteroid *888 Parysatis* in rotational phase. Zero phase corresponds to U.T. 1996 July 24.0.

Fig. 9.- Single night lightcurves of the asteroid *1246 Chaka* for the nights a) 1996, October 3; b) 1996, October 4.

Fig. 10.- Single night lightcurves of the asteroid *1507 Vaasa* for the nights a) 1996, October 5; b) 1996, October 6.

Fig. 11.- Composite lightcurve of the asteroid *1626 Sadeya* in rotational phase. Zero phase corresponds to U.T. 1996 February 17.0.

Fig. 12.- Single night lightcurves of the asteroid *1994 Shane* for the nights a) 1996, October 3; b) 1996, October 4.

Fig. 13.- Composite lightcurve of the asteroid *2209 Tianjin* in rotational phase. Zero phase corresponds to U.T. 1996 July 26.0.

Fig. 14.- Composite lightcurve of the asteroid *2446 Lunacharsky* in rotational

phase. Zero phase corresponds to U.T. 1996 July 13.0.

Fig. 15.- Composite lightcurve of the asteroid *3776 Vartiovuori* in rotational phase. Zero phase corresponds to U.T. 1996 July 13.0.

Table I. Aspect data of the observed asteroids

Date (0 UT)	R.A. (2000)	Decl (2000)	Long (2000)	Lat (2000)	r (AU)	Δ (AU)	Phase	V (mag)	Obs.
424 Gratia									
96/07/10	19 34 13	-24 02 37	290.7	-2.3	2.996	1.981	1.39	—	0.5m ESO
96/07/21	19 24 11	-24 48 49	288.3	-2.7	2.988	1.982	3.35	—	"
96/07/23	19 22 24	-24 56 32	287.9	-2.8	2.986	1.985	4.11	—	"
96/07/24	19 21 31	-25 00 17	287.7	-2.8	2.985	1.988	4.49	—	0.9m Dutch ESO
440 Theodora									
96/07/24	20 08 49	-19 44 45	299.4	+0.3	2.444	1.428	0.57	—	0.9m Dutch ESO
96/07/25	20 07 43	-19 47 24	299.1	+0.4	2.444	1.428	1.07	—	"
446 Aeternitas									
96/07/08	19 13 18	-38 25 31	284.1	-15.9	2.484	1.491	6.47	—	0.5m ESO
96/07/09	19 12 16	-38 29 16	283.9	-15.9	2.483	1.491	6.54	—	"
96/07/10	19 11 13	-38 32 48	283.7	-15.9	2.483	1.491	6.64	—	"
491 Carina									
96/02/09	09 18 51	-00 57 21	141.7	-15.8	3.133	2.174	5.00	—	1.5m Danish ESO
96/02/10	09 18 08	-00 49 38	141.5	-15.7	3.134	2.173	4.93	—	"
96/02/11	09 17 24	-00 41 47	141.3	-15.6	3.135	2.174	4.88	—	"
96/02/22	09 09 50	+00 50 59	138.9	-14.7	3.145	2.195	6.07	9.6	0.6m Bochum ESO
96/02/23	09 09 12	+00 59 50	138.7	-14.7	3.145	2.199	6.29	9.6	"
96/02/24	09 08 35	+01 08 44	138.5	-14.6	3.146	2.203	6.52	9.6	0.9m Dutch ESO
96/02/25	09 07 58	+01 17 40	138.3	-14.5	3.147	2.208	6.76	9.6	"
96/02/26	09 07 22	+01 26 37	138.1	-14.4	3.148	2.212	7.00	9.6	"
96/02/27	09 06 47	+01 35 36	137.9	-14.3	3.149	2.217	7.26	9.6	"
727 Nipponia									
96/07/23	19 32 20	-14 08 50	291.8	+7.5	2.646	1.641	4.16	—	0.5m ESO
96/07/24	19 31 26	-14 16 47	291.6	+7.4	2.645	1.642	4.48	—	0.9m Dutch ESO
732 Tjilaki									
96/02/09	07 21 16	+08 27 30	109.9	-13.5	2.501	1.607	11.94	—	0.9m Dutch ESO
96/02/11	07 20 02	+08 41 53	109.6	-13.3	2.500	1.619	12.65	—	"
96/02/13	07 18 54	+08 56 21	109.3	-13.1	2.499	1.631	13.35	—	"
96/02/17	07 16 57	+09 25 20	108.7	-12.7	2.498	1.658	14.71	11.4	0.6m Bochum ESO
96/02/18	07 16 32	+09 32 34	108.6	-12.6	2.497	1.666	15.04	11.4	"
96/02/19	07 16 09	+09 39 47	108.5	-12.5	2.497	1.673	15.36	11.4	"
96/02/20	07 15 48	+09 46 58	108.4	-12.4	2.497	1.681	15.68	11.5	"
96/02/21	07 15 29	+09 54 07	108.3	-12.3	2.496	1.689	15.99	11.5	"
96/02/22	07 15 11	+10 01 15	108.2	-12.1	2.496	1.697	16.30	11.5	"
96/02/23	07 14 55	+10 08 21	108.1	-12.0	2.495	1.706	16.60	11.5	"

Table I. – *Continued*

Date (0 UT)	R.A. (2000)	Decl (2000)	Long (2000)	Lat (2000)	r (AU)	Δ (AU)	Phase	V (mag)	Obs.
783 Nora									
96/02/09	09 35 16	+13 57 39	140.8	−0.3	2.805	1.819	0.71	—	0.9m Dutch ESO
96/02/10	09 34 17	+14 05 23	140.5	−0.3	2.803	1.817	0.28	—	”
96/02/11	09 33 19	+14 13 07	140.3	−0.2	2.802	1.816	0.22	—	”
96/02/17	09 27 27	+14 59 13	138.7	−0.0	2.796	1.814	2.89	11.4	0.6m Bochum ESO
96/02/18	09 26 29	+15 06 47	138.4	+0.0	2.794	1.815	3.34	11.4	”
96/02/19	09 25 32	+15 14 18	138.2	+0.0	2.793	1.816	3.79	11.5	”
96/02/20	09 24 34	+15 21 45	137.9	+0.1	2.792	1.817	4.23	11.5	”
96/02/21	09 23 38	+15 29 08	137.7	+0.1	2.791	1.819	4.67	11.6	”
96/02/22	09 22 41	+15 36 27	137.4	+0.2	2.790	1.821	5.11	11.6	”
96/02/23	09 21 46	+15 43 42	137.2	+0.2	2.788	1.823	5.54	11.6	”
96/02/24	09 20 51	+15 50 51	136.9	+0.3	2.787	1.826	5.98	11.6	0.9m Dutch ESO
96/02/25	09 19 57	+15 57 55	136.7	+0.3	2.786	1.829	6.41	11.6	”
96/02/26	09 19 03	+16 04 54	136.4	+0.4	2.785	1.832	6.83	11.6	”
96/02/28	09 17 19	+16 18 34	136.0	+0.5	2.782	1.839	7.67	11.6	”
888 Parysatis									
96/07/21	19 20 49	−17 42 45	288.5	+4.3	2.977	1.971	3.49	—	0.5m ESO
96/07/24	19 18 10	−18 00 21	287.9	+4.1	2.972	1.975	4.57	—	0.9m Dutch ESO
1246 Chaka									
96/10/03	00 20 14	+37 50 37	20.6	+32.3	1.882	0.968	17.32	—	1.2m OHP
96/10/04	00 19 20	+37 47 30	20.4	+32.3	1.884	0.969	17.16	—	”
1507 Vaasa									
96/10/05	00 35 19	+25 35 30	17.8	+19.9	1.814	0.845	11.35	—	1.2m OHP
96/10/06	00 34 24	+25 30 58	17.6	+19.9	1.816	0.846	11.18	—	”
1626 Sadeya									
96/02/09	07 07 14	+01 27 53	107.3	−20.9	1.903	1.021	18.29	—	1.5m Danish ESO
96/02/10	07 06 35	+01 20 09	107.1	−21.0	1.905	1.030	18.71	—	”
96/02/11	07 05 59	+01 12 46	107.0	−21.2	1.908	1.039	19.11	—	”
96/02/12	07 05 25	+01 05 42	106.8	−21.3	1.911	1.048	19.51	—	”
96/02/22	07 02 13	+00 10 58	106.1	−22.3	1.939	1.148	22.96	12.5	0.6m Bochum ESO
96/02/23	07 02 08	+00 06 52	106.1	−22.4	1.942	1.159	23.26	12.5	”
1994 Shane									
96/10/03	00 07 31	+17 42 59	8.2	+15.4	2.198	1.217	6.99	—	1.2m OHP
96/10/04	00 06 48	+17 33 29	8.0	+15.3	2.199	1.219	7.02	—	”
2209 Tianjin									
96/07/25	18 12 45	−20 34 02	272.2	+2.8	2.959	2.033	9.74	—	0.9m Dutch ESO
96/07/26	18 12 08	−20 35 16	271.1	+2.8	2.959	2.039	10.07	—	”
2446 Lunacharsky									
96/07/12	22 03 02	−18 05 56	325.7	−5.7	2.031	1.124	17.48	—	0.9m Dutch ESO
96/07/13	22 02 42	−18 09 52	325.6	−5.7	2.032	1.117	17.04	—	”
3776 Vartiovuori									
96/07/12	18 07 18	−57 10 18	270.4	−33.7	3.128	2.265	11.56	—	0.9m Dutch ESO
96/07/13	18 06 05	−57 10 04	270.2	−33.7	3.129	2.269	11.69	—	”

Table II. Physical parameters of the observed asteroids

Asteroid	Rot. Period (hr)	Rel. Code*	Amplitude (mag)	D (km)
424 Gratia	19.47 ± 0.01	3	0.32 ± 0.02	87 ^a
440 Theodora	4.828 ± 0.004	3	0.43 ± 0.03	19 ^b
446 Aeternitas	15.85 ± 0.01	2	>0.33	45 ^a
491 Carina	14.87 ± 0.01	3	0.12 ± 0.02	97 ^a
727 Nipponia	4.6 ± 0.1	1	0.14 ± 0.02	32 ^a
732 Tjilaki	12.34 ± 0.01	3	0.19 ± 0.03	38 ^a
783 Nora	34.4 ± 0.5	2	0.08 ± 0.02	40 ^a
888 Parysatis	5.49 ± 0.01	3	0.23 ± 0.02	44 ^a
1246 Chaka	>20	1	—	18 ^a
1507 Vaasa	>14	1	—	10 ^b
1626 Sadeya	3.438 ± 0.009	3	0.22 ± 0.02	30 ^b
1994 Shane	—	—	—	26 ^b
2209 Tianjin	9.47 ± 0.01	3	0.42 ± 0.02	16 ^a
2446 Lunacharsky	3.613 ± 0.004	3	0.41 ± 0.02	10 ^b
3776 Vartiovuori	7.7 ± 0.1	2	0.12 ± 0.02	24 ^a

* Meaning of the reliability codes:

1: the result is based on fragmentary lightcurves, may be completely wrong;

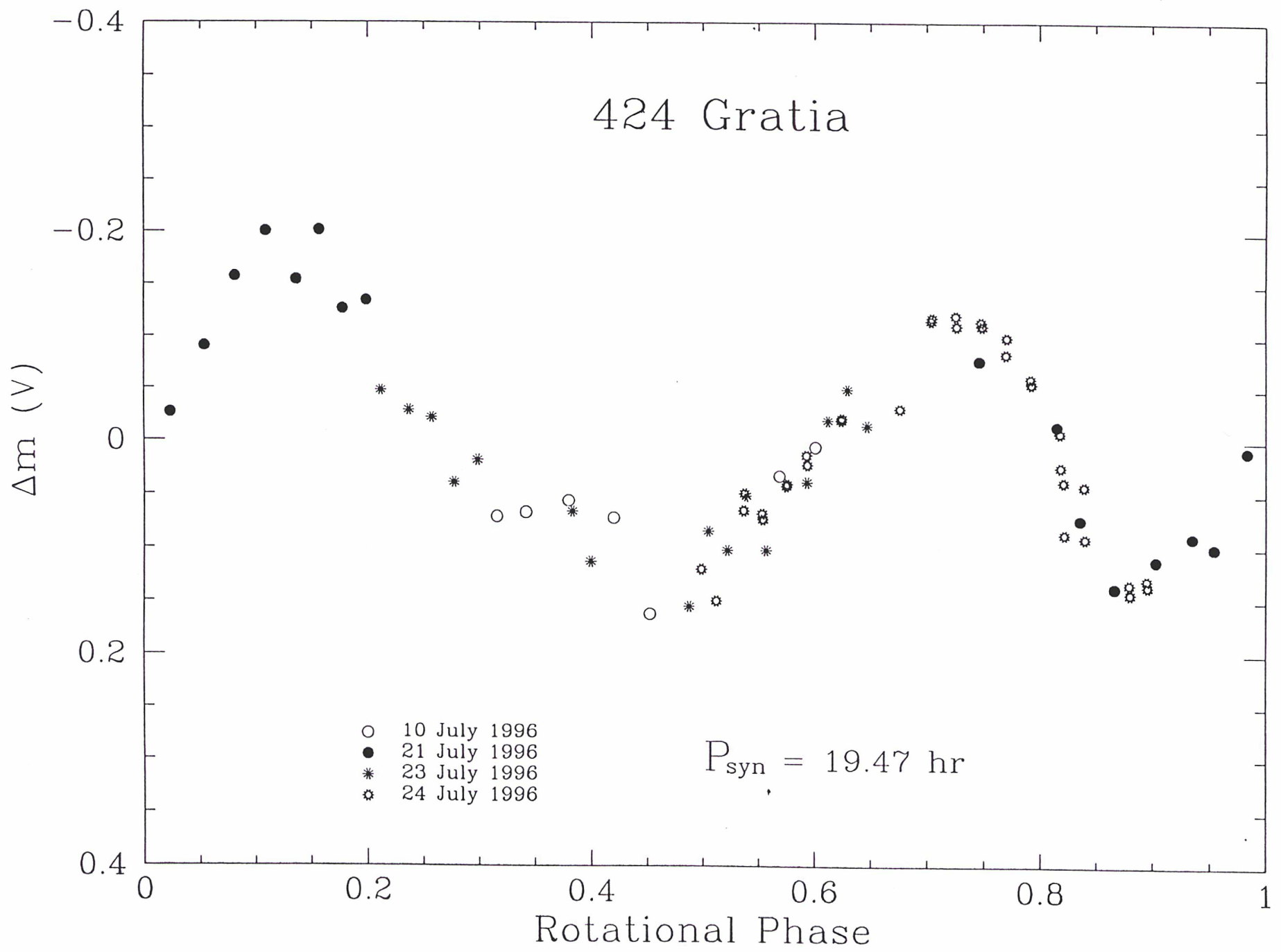
2: the result is based on less than full coverage, so that the period may be wrong by 30% or so;

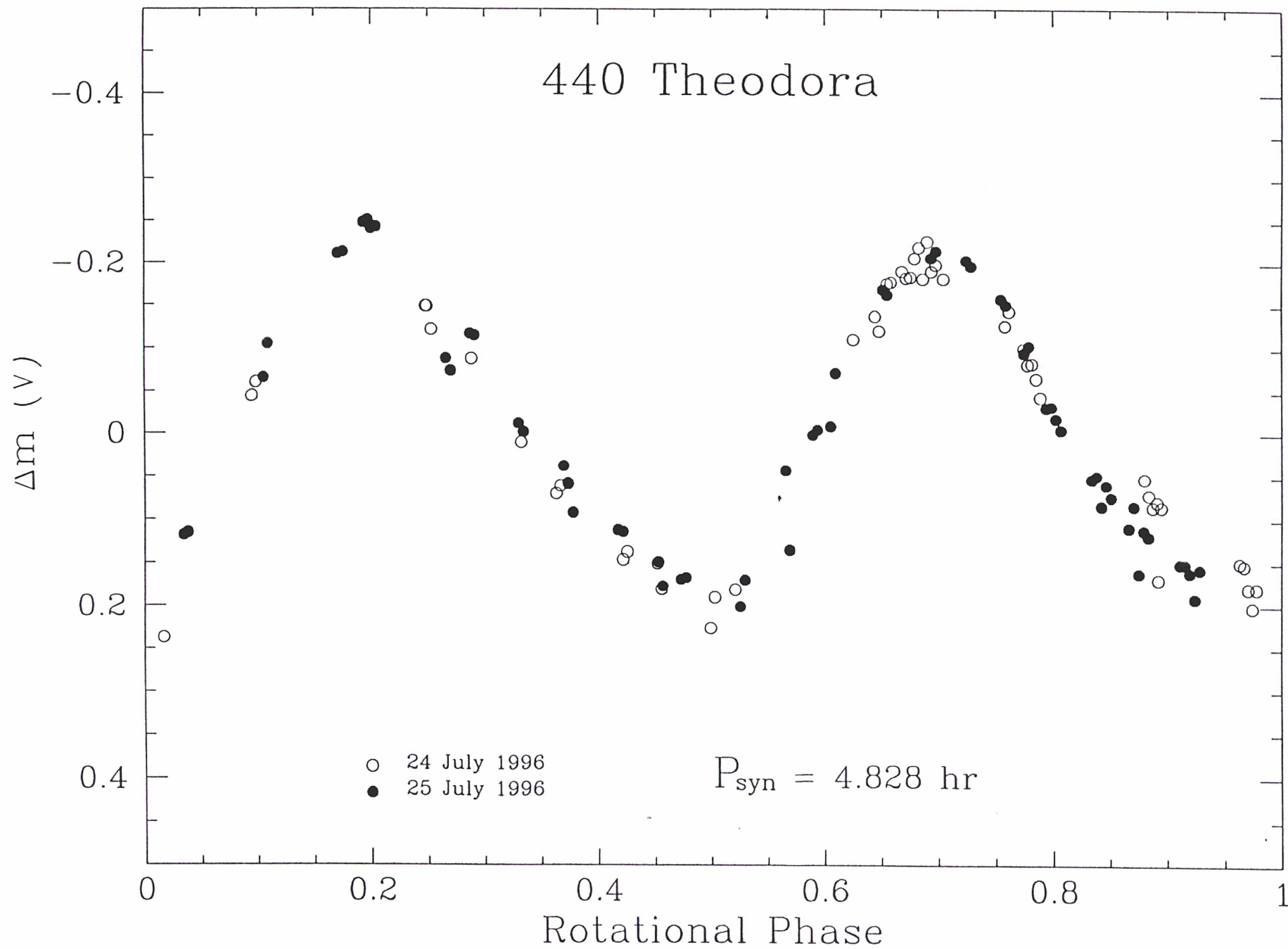
3: sure result with no ambiguity and full lightcurve coverage.

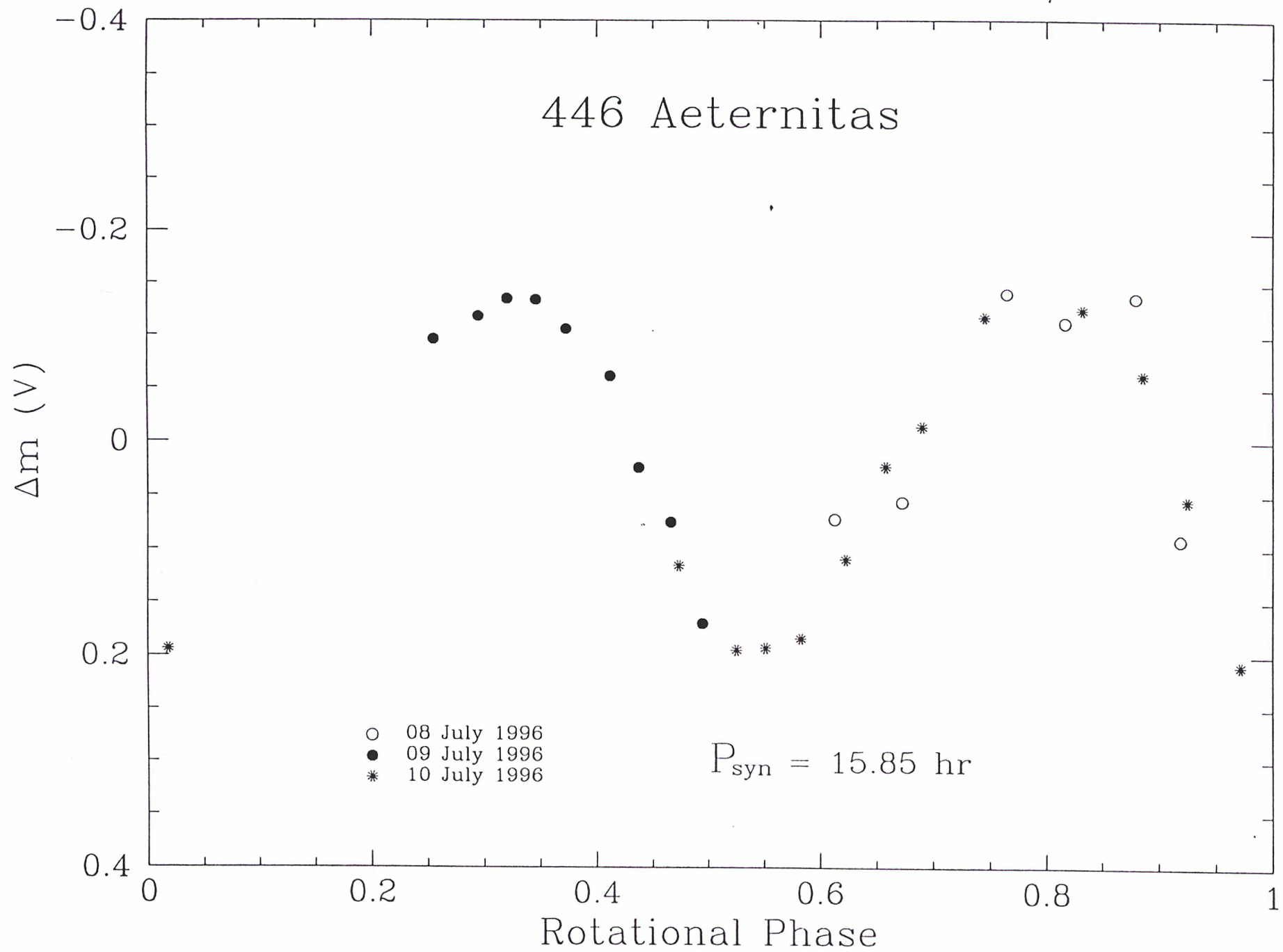
^a by IRAS (Tedesco *et al.*, 1992)

^b estimation by Tholen (1996), based on the values of the magnitude and the location on the Solar System.

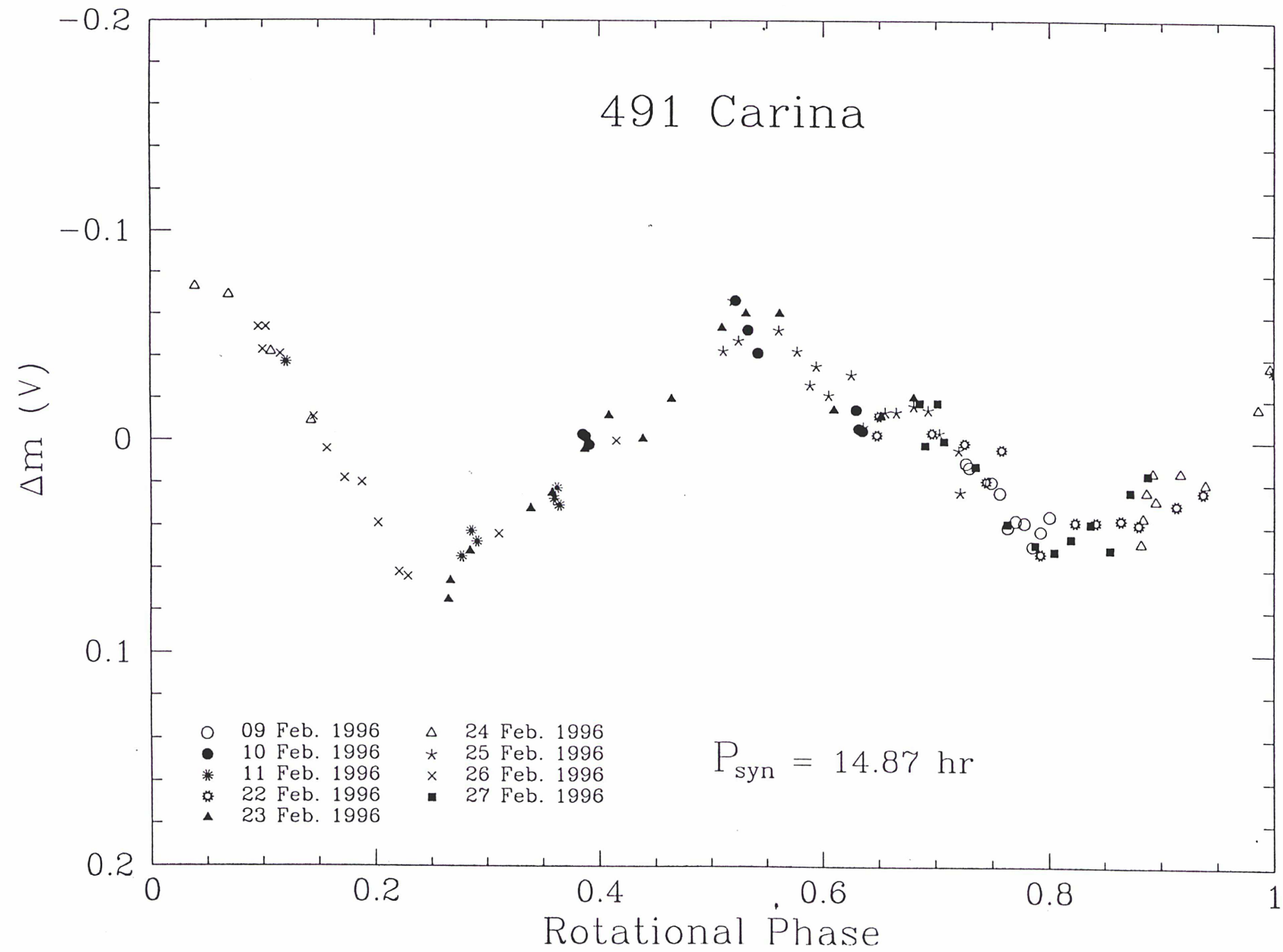
424 Gratia



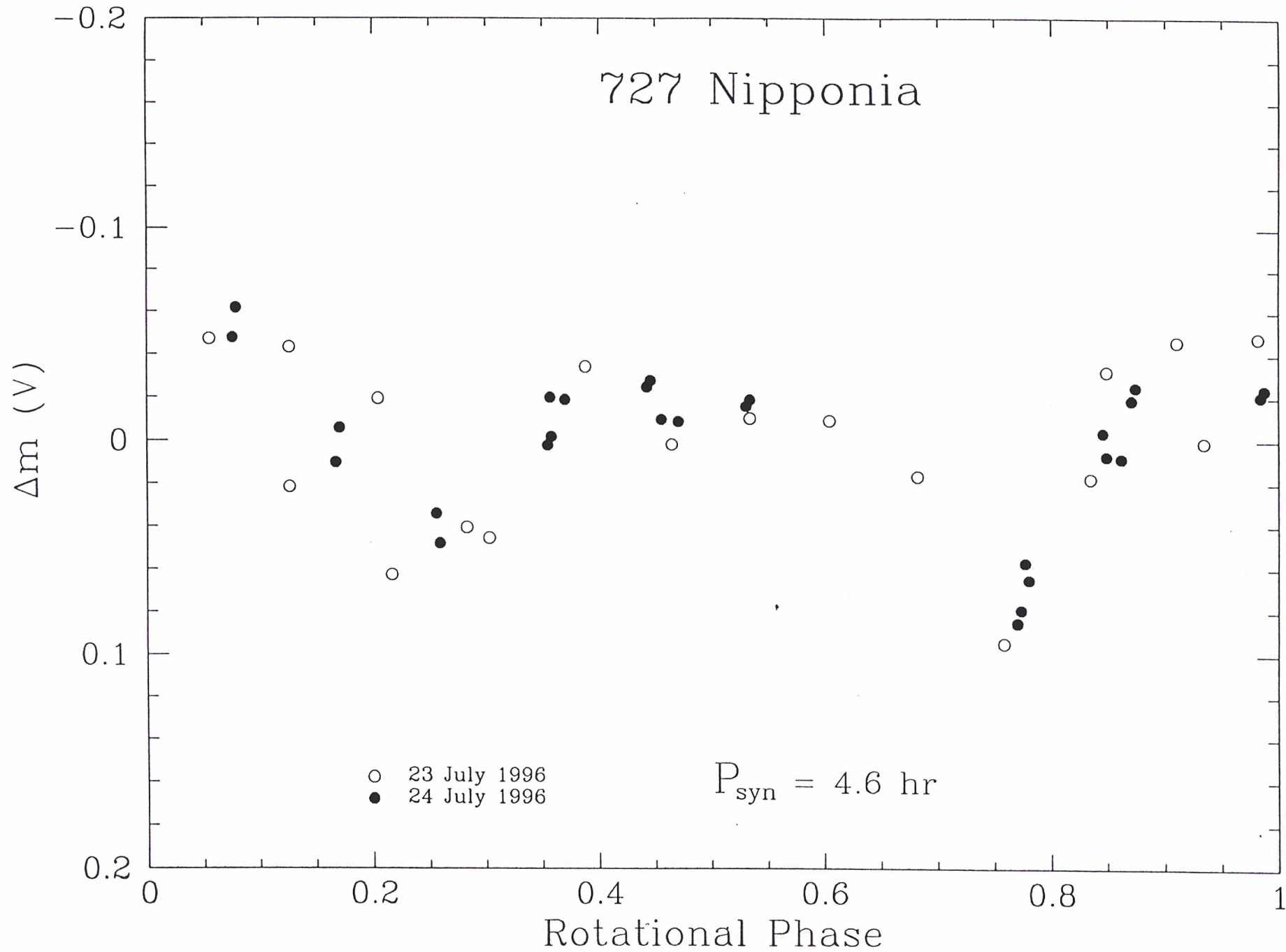




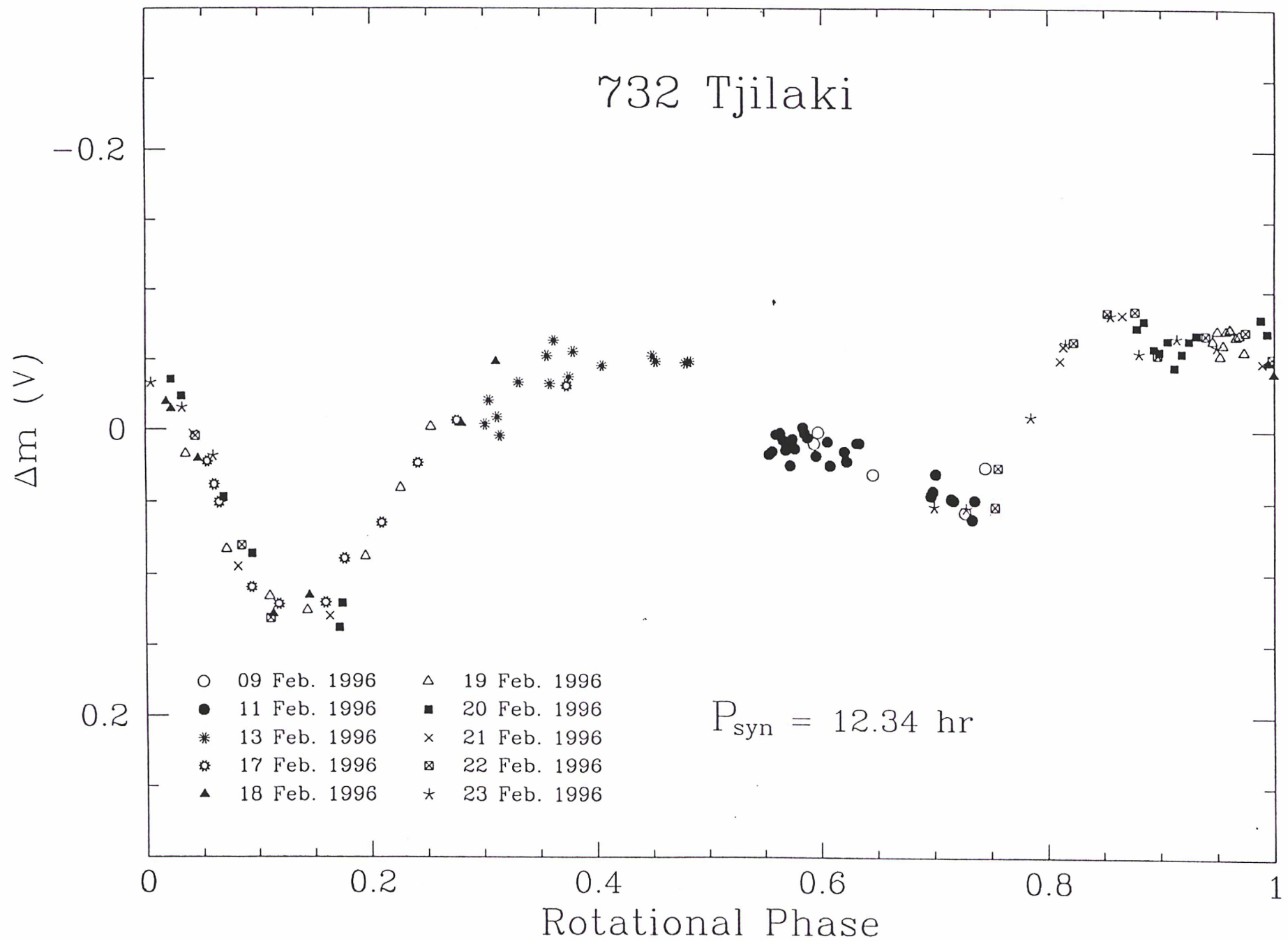
491 Carina



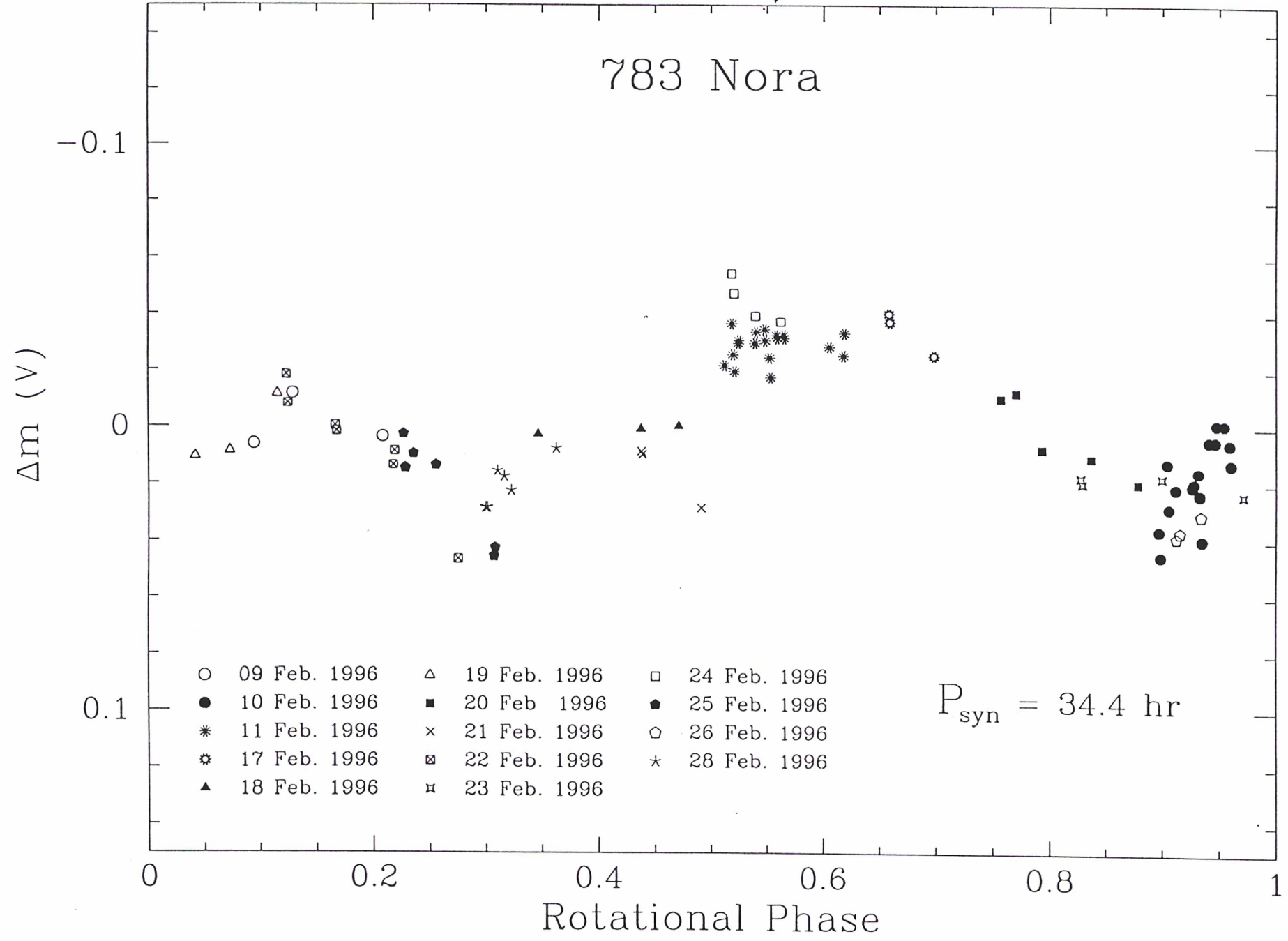
727 Nipponia

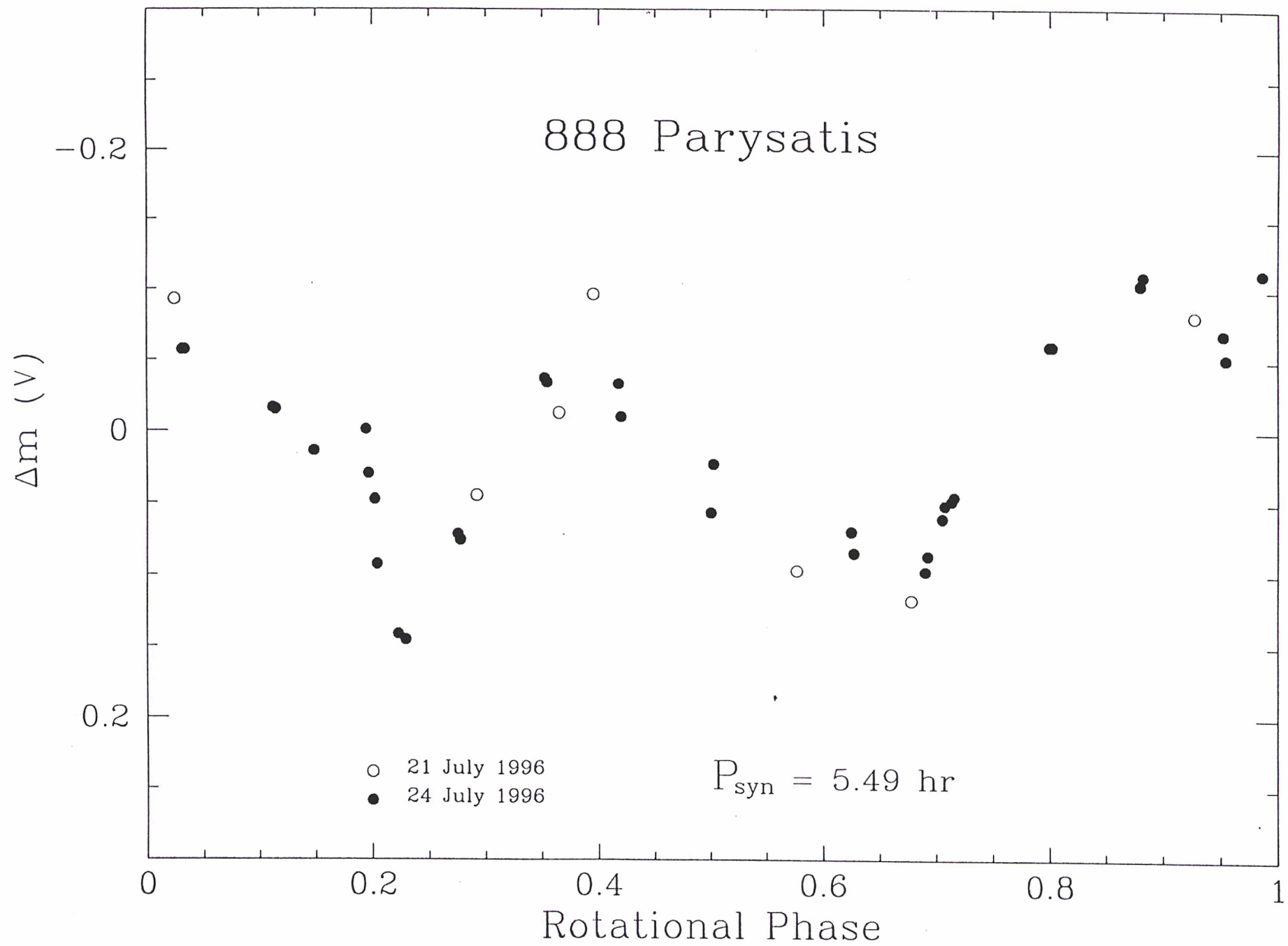


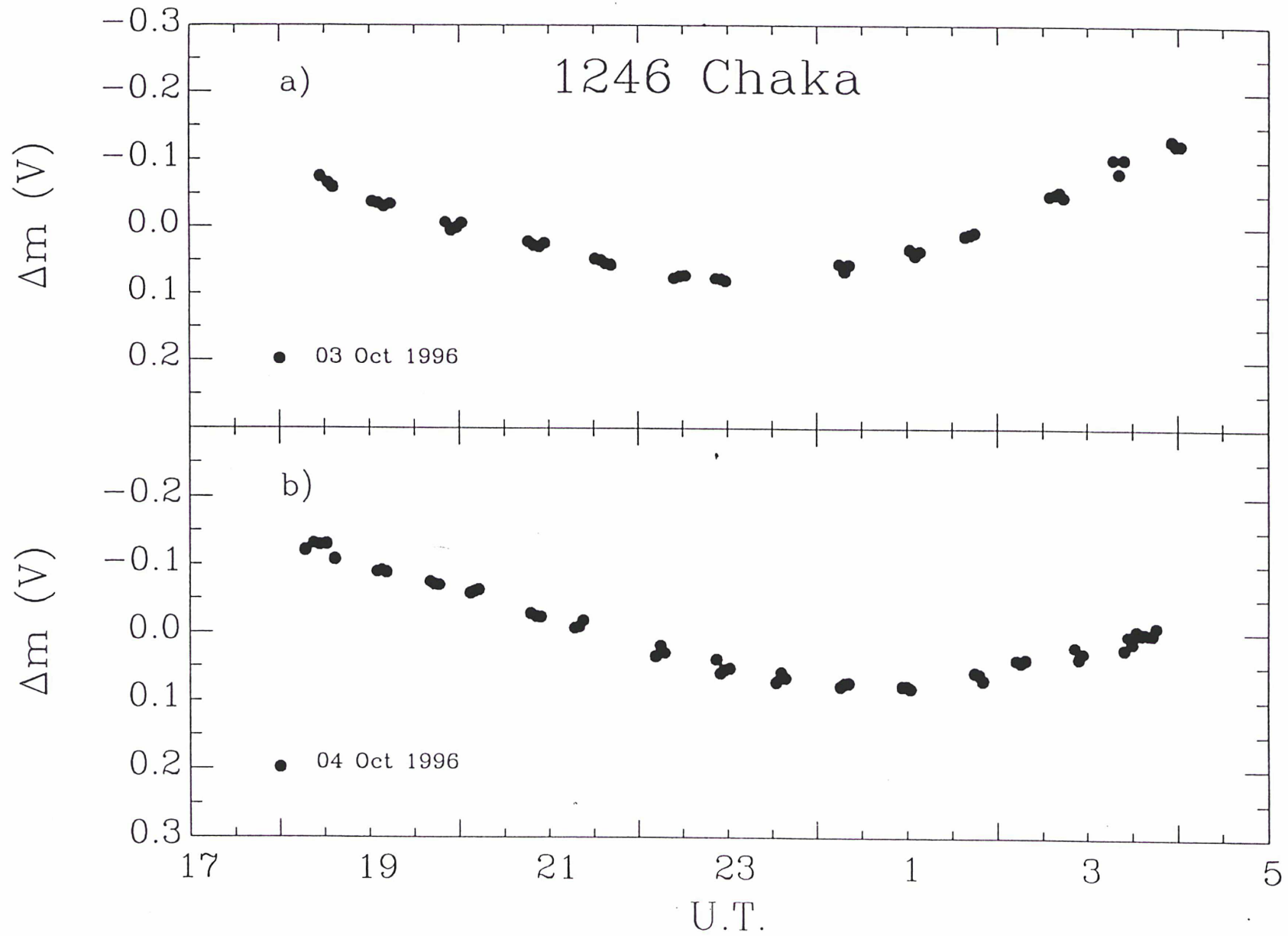
732 Tjilaki

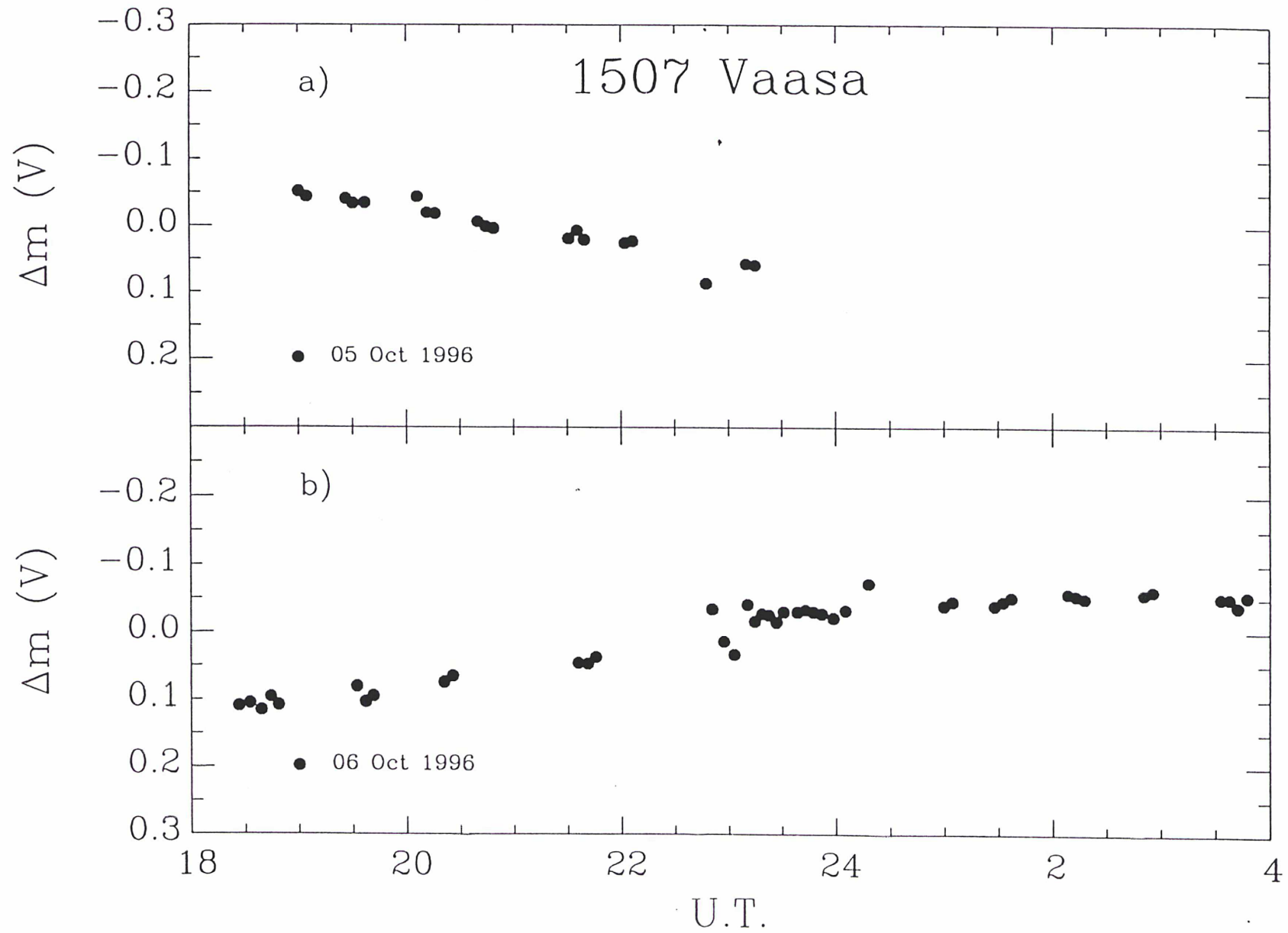


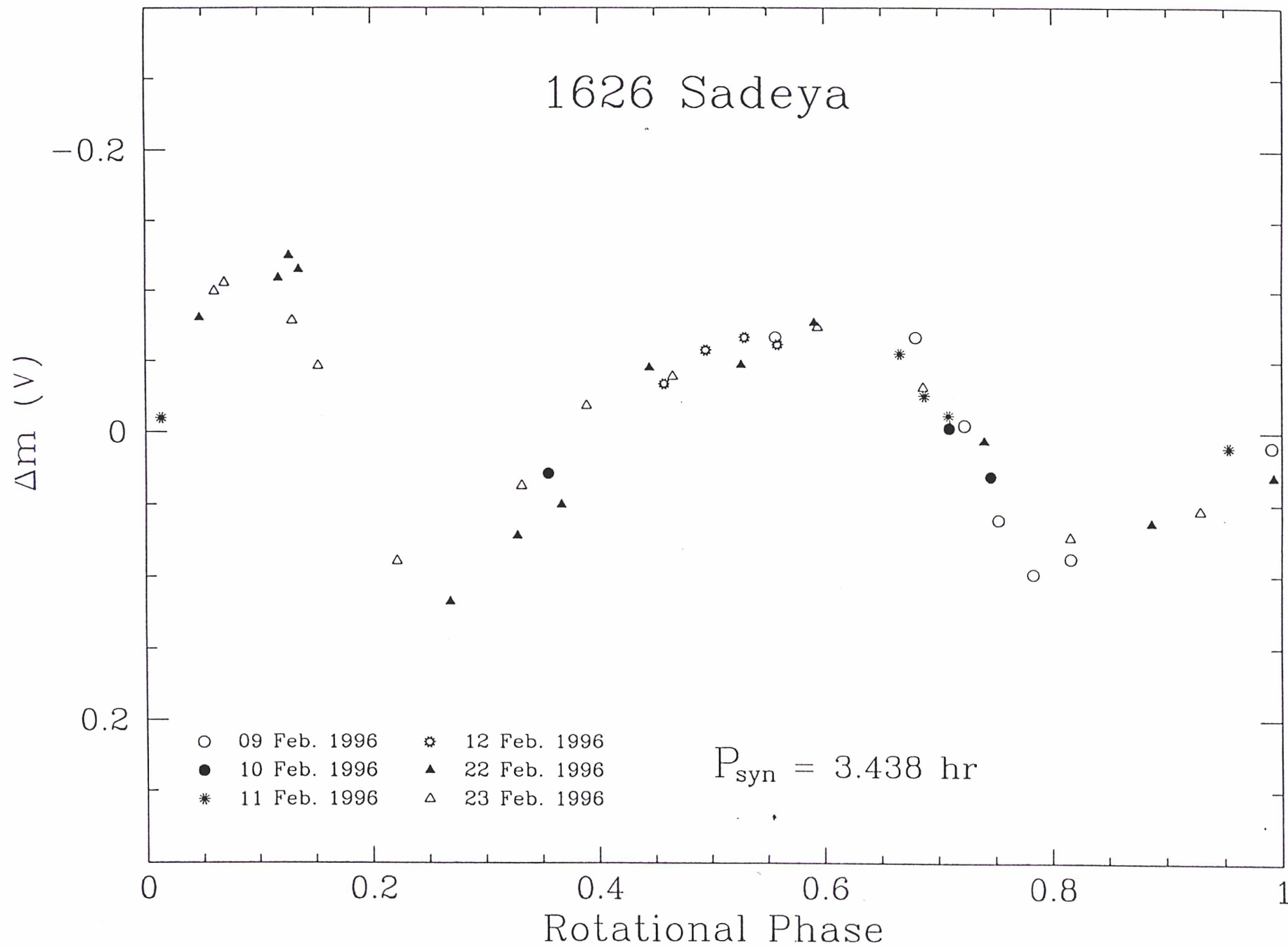
783 Nora

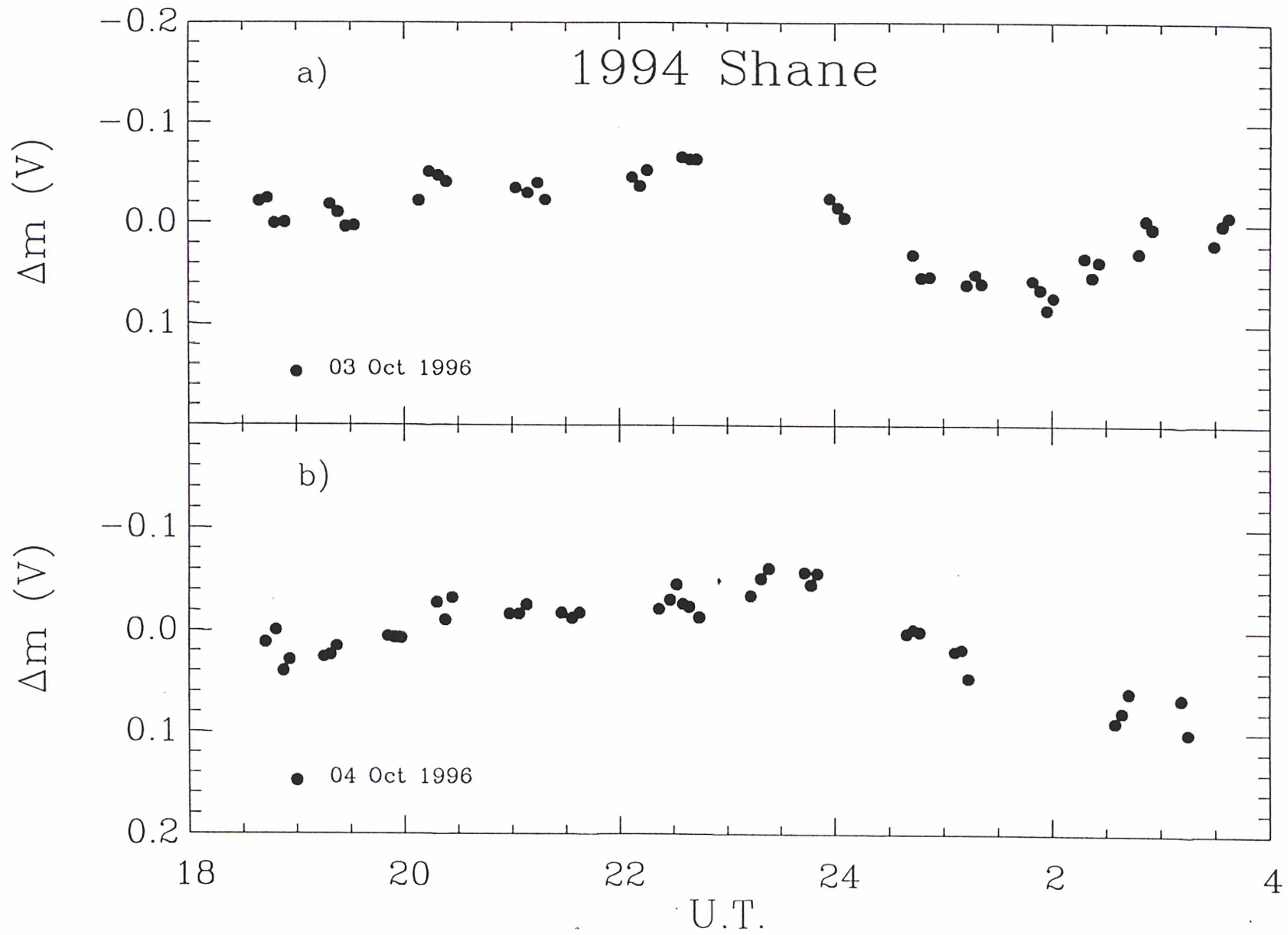


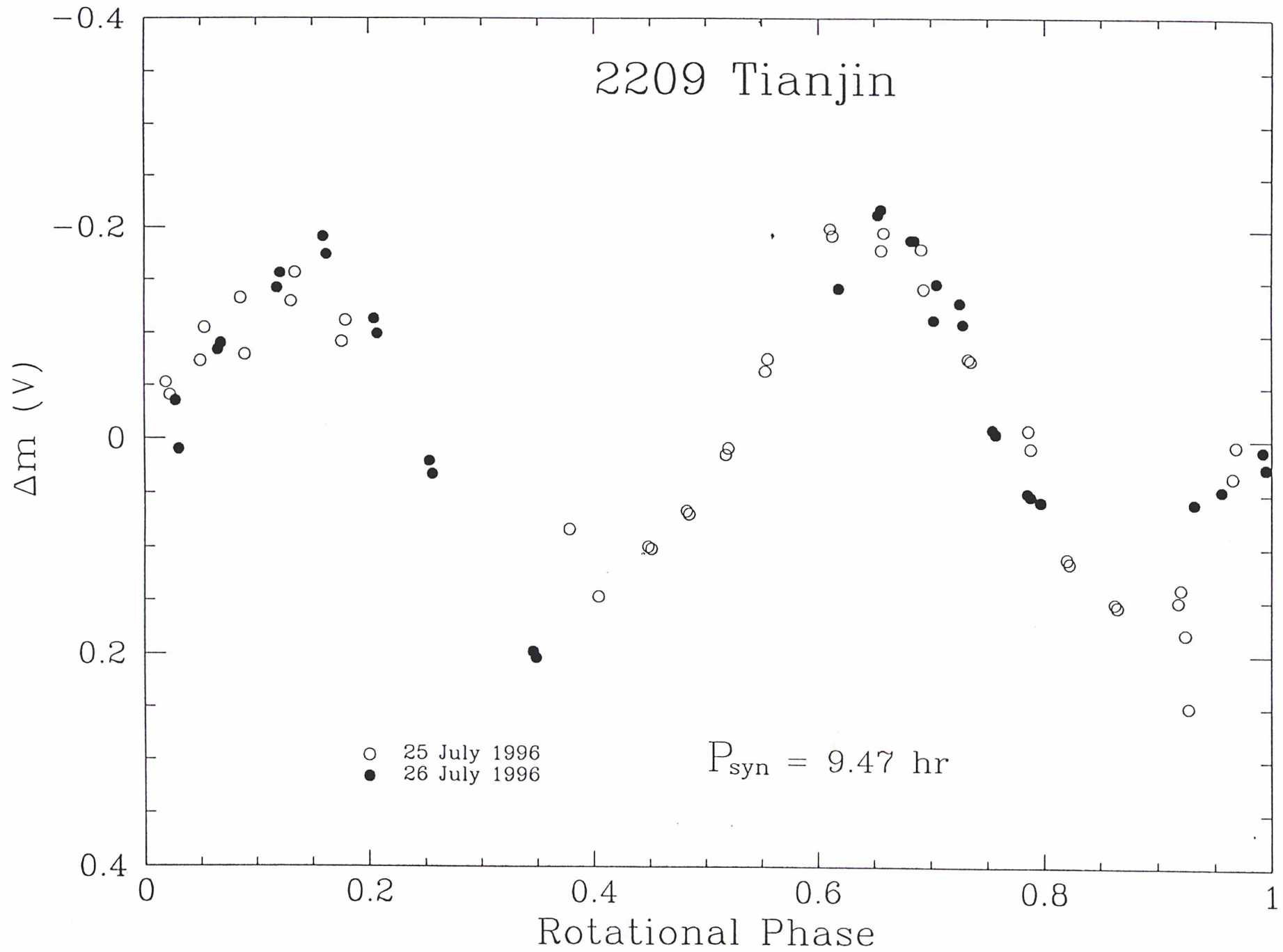




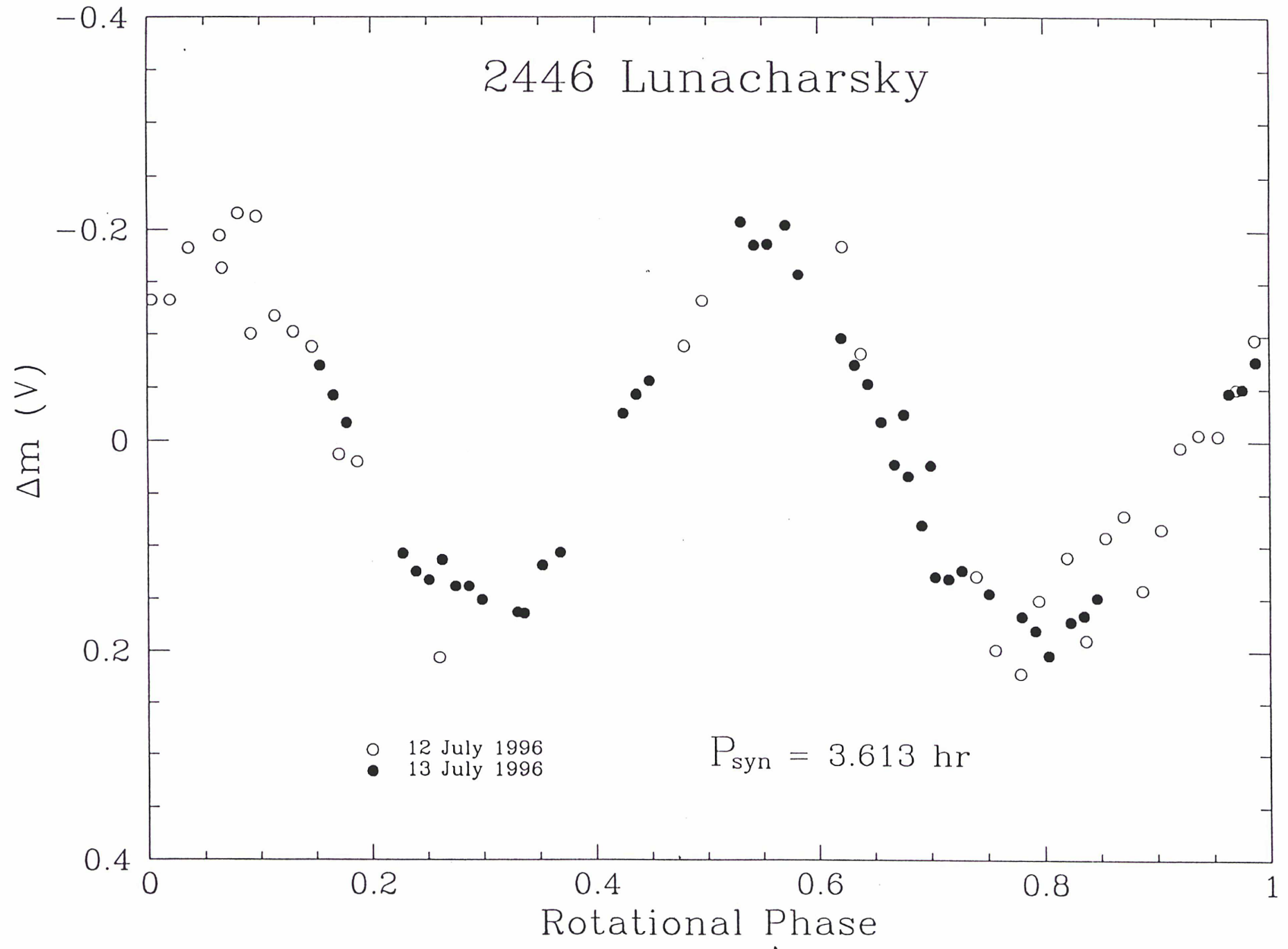








2446 Lunacharsky



PHOTOMETRIE CCD: APPLICATION AUX ASTEROIDES

Maria Antonietta BARUCCI

Observatoire de Paris-Meudon, 92195 Meudon Principal Cedex, France

Mirel BIRLAN

Astronomical Institute of the Romanian Academy str. Cutitul

de Argint n. 5, 75212, Bucharest-28, Romania and

Observatoire de Paris-Meudon, 92195 Meudon Principal Cedex, France

Dans les dernières années les CCD ont permis de déduire avec une très bonne précision des nombreuses informations en planétologie et en particulier pour les petites corps du Système Solaire. Au cours des derniers siècles, les astronomes

soumis CR de « **Quatrièmes rencontres sur les techniques de détection optique en astronomie** », Carcassonne, Mai, 1996

sont arrivés à identifier quelque 20 000 astéroïdes, et déterminé l'orbite précise pour plus de 7 000 d'entre eux. L'une des hypothèses concernant leur formation est celle que la population des astéroïdes représente les restes d'une planète avortée ([11]). À ce titre, ils ont d'importants témoignages sur le mécanisme, encore mal compris, de formation des planètes; ils révèlent les conditions qui régnaient dans le pré-Système Solaire.

Due à leur taille et à la distance par rapport à la Terre, les astéroïdes ne présentent aucun disque visible pour les télescopes au sol, les observateurs doivent déduire leurs caractéristiques physiques de l'intensité de la lumière solaire qu'ils réfléchissent et des particularités spectrales de cette lumière.

Les astronomes ont découvert rapidement que l'éclat de la plupart des astéroïdes n'est pas constant; il varie rapidement en raison de la forme de ces objets en rotation. Dans l'hypothèse où cette forme soit approximée par un ellipsoïde triaxial, au cours d'une période, on voit généralement deux faces étroites, la courbe représentant l'intensité lumineuse en fonction du temps présente deux maxima et deux minima.

L'amplitude maximale de cette variation révèle le rapport entre les dimensions de l'ellipsoïde qui approche l'astéroïde: les variations sont plus grandes pour les corps allongés que pour les corps sphéroïdaux. En moyenne, la période de rotation

des astéroïdes est d'une vingtaine d'heures, et leur luminosité varie d'environ 20%, mais certains astéroïdes ont des comportements extrêmes.

L'observation des astéroïdes en photométrie visible et l'obtention de courbes de lumière permet de déterminer les propriétés rotationnelles (période de rotation et orientation du pôle) et morphologiques (forme et état de surface) de ces corps. De plus, la variation de l'éclat en fonction de l'angle de phase est directement liée aux propriétés diffusantes de la surface, et donc de la texture et de la chimie de cette surface. L'ensemble de ces données est l'un de moyen d'étudier l'évolution de la ceinture des astéroïdes sous l'effet de leurs collisions mutuelles.

A partir des vitesses de rotation enregistrées, on a calculé les types de collisions subies par les astéroïdes. Chaque collision, quand elle n'est pas catastrophique, contribue de manière aléatoire à l'augmentation du moment cinétique de l'objet: au total, les petits astéroïdes sont plutôt accélérés, et les plus gros, qui possèdent un moment d'inertie supérieur, sont généralement ralentis.

Curieusement, cette loi s'inverse pour les astéroïdes de diamètre supérieur à environ 125 kilomètres: leur vitesse de rotation tend à croître avec leur taille. Ce phénomène est probablement d'origine gravitationnelle: au lieu de contribuer à l'augmentation du moment cinétique, les collisions importantes peuvent simplement fragmenter les astéroïdes de diamètre inférieur à 125 kilomètres, mais les

astéroïdes plus gros sont suffisamment massifs pour demeurer intacts ou provoquer l'accrétion des fragments de la collision en une masse tournant plus rapidement qu'avant la collision. De ce fait, on suppose que nombre de gros astéroïdes oblongs et de courte période de rotation sont des agrégats très fracturés.

Afin de mieux interpréter ces courbes, Barucci et Fulchignoni ([5], [8]) ont développé un algorithme numérique qui synthétise des courbes de lumière en fonction des paramètres géométriques et des propriétés diffusantes de la surface de ces corps. Dans le même but de pouvoir inverser le problème, ils ont réalisé un instrument qui permet de simuler en laboratoire les observations effectuées sur les astéroïdes. Une source de lumière de type solaire éclaire un échantillon, lui-même détecté par un photomètre avec un angle de phase arbitraire (Figure 1). Les échantillons ainsi étudiés ont été choisis parmi divers types de roches terrestres et de météorites. Tout ça a permis de déterminer quels paramètres influent de manière significative sur le comportement de toutes les courbes disponibles dans la littérature.

L'analyse de Fourier des courbes de lumière ([3], [7], [9]) des astéroïdes fournit de précieuses informations non seulement sur la période de rotation, mais aussi sur la présence de taches d'albedo ou d'assymétrie de structure à la surface du corps. Une telle analyse a permis de déterminer la forme d'une centaine d'astéroïdes.

En Figure 2 sont résumés les résultats de l'étude de la forme de la population d'astéroïdes.

Les variations lumineuses des astéroïdes permettent également de déterminer l'orientation de leur axe de rotation: la lumière réfléchiée par un astéroïde très allongé varie très peu quand son axe de rotation pointe vers l'observateur, mais beaucoup lorsque le mouvement orbital de cet astéroïde laisse voir son équateur.

Actuellement on connaît la distribution de l'axe de rotation d'environ 90 astéroïdes [12]. Le but de l'étude est de vérifier si la distribution actuelle des axes de rotation reflète les conditions initiales de ces corps dans la nébuleuse solaire primitive. En effet, ces données semblent montrer que les pôles des astéroïdes sont pointés dans une direction privilégiée. (Est-ce le résidu des conditions initiales préservées malgré les collisions?) Mais l'échantillon des observations est encore trop petit pour que l'anisotropie remarquée soit le signe que la population des astéroïdes, n'ayant subi que quelques collisions par objet, n'est pas encore complètement 'relaxée'.

De fait, les astéroïdes sont des corps primitifs et sont très vraisemblablement les uniques témoins des processus d'accrétion qui ont conduit à la formation des planètes. Pour cette raison, l'étude approfondie des petits corps peut nous aider à mieux comprendre la formation et l'évolution, lors des premières centaines de

millions d'années, de notre Système Solaire, ainsi que d'autres systèmes planétaires dans l'Univers.

Les mesures spectrophotométriques étudient la composition chimique des astéroïdes. Les spectres obtenus à partir des données de photométrie en huit couleurs (ECAS, Eight Color Asteroid Survey) de l'ultra-violet jusqu'à l'infra-rouge (de 0.3 à 1.2 micron) permettent de distinguer parmi l'ensemble des objets, différentes familles de composition chimique. Barucci et al. ([2]) ont obtenu une nouvelle classification des astéroïdes appliquant une méthode statistique multi-variée sur un échantillon de plus de quatre cents objets, pour lesquels on dispose d'un ensemble homogène de données de l'ECAS plus l'albédo déterminée par IRAS. Cette classification des astéroïdes a permis de distinguer aujourd'hui neuf classes principales: S,C,M,D,G,E,B,A,V. Ces classes se regroupent en trois superclasses: primitive, métamorphique et ignée. La classe des astéroïdes primitifs (types C et D) prédomine dans la région extérieure de la ceinture d'astéroïdes; celle des astéroïdes ignés (S,M,E) est plus courante dans la région intérieure et celle des astéroïdes métamorphes (G et B) est surtout représentée dans la région centrale de la ceinture astéroïdale. Pour mieux interpréter physiquement ces classes, Barucci et al. ([2]) ont représenté la classification dans un diagramme ternaire (Figure 3) dans lequel est tracé un modèle d'évolution chimique de la population des astéroïdes. Ce

diagramme est considéré pour les astéroïdes comme le diagramme H-R pour les étoiles. Quatre chemins principaux sont mis en évidence: tous partent de la classe des astéroïdes de type D qui contient principalement les Troyens et pourrait correspondre aux astéroïdes les plus primitifs. Les Troyens ont probablement été préservés de collisions violentes grâce à leur situation proche des points de Lagrange de Jupiter. La flèche dans chaque chemin représente aussi la diminution de la distance héliocentrique. Le premier chemin, qui va de la classe D à la classe B, peut être interprété comme une réduction du contenu d'éléments volatiles dont les astéroïdes B sont les plus pauvres. Les astéroïdes de ce chemin semblent suivre l'évolution de la nébuleuse solaire en formation avec des objets formés dans les zones à des températures de plus en plus élevée.

Les astéroïdes du deuxième chemin contiennent des matériaux qui se sont condensés à des températures de plus en plus élevées de la classe D à la classe E.

Les troisième et quatrième chemins semblent représenter l'augmentation de la différenciation, partant de matériel indifférencié (type D). Les différences entre ces deux chemins peuvent rendre compte de différentes histoires collisionnelles. Dans la troisième, les objets ont subi des collisions plutôt superficielles. Par contre, dans le quatrième chemin les objets ont subi une fragmentation totale. À chacune de ces classes sont associés des types de météorites, mais les relations génétiques entre

astéroïdes et météorites ne sont pas encore claires. Les relations entre les astéroïdes et les comètes restent aussi un problème ouvert avec la recherche d'éventuels éléments communs aux deux populations.

Les rencontres de la sonde spatiale Galileo avec les astéroïdes 951 Gaspra et 243 Ida ont fourni des données précieuses pour calibrer les méthodes d'inversion des observations au sol et les modèles que l'on peut déduire. À partir des observations au sol la période de rotation et l'axe de rotation ont été déterminées ainsi que la forme de l'astéroïde a été modélisée pour chacun de deux astéroïdes ([4], [6], [10]). Ces caractéristiques ont été confirmées par les informations fournies par la sonde Galileo. Depuis, on connaît les limites de validité des différentes techniques d'analyse des données.

L'information déduite de la photométrie représente encore un support essentiel dans l'étude des petites corps du Système Solaire. Il faut encore étudier cette population dans sa globalité pour comprendre les processus de formation planétaire. En fait il existe une telle diversité d'astéroïdes avec une si grande variation de minéralogie, forme et localisation dans le Système Solaire qu'ils peuvent donner des conditions aux limites importantes à des modèles d'évolution du Système Solaire.

Les campagnes internationales d'observation de 951 Gaspra et 243 Ida ef-

fectuées avant les rencontres ont montré qu'un effort coordonné, avec des moyens adéquats (moyen-grand télescopes, imagerie ou spectrophotométrie CCD, temps d'observations), produit des résultats remarquables. Il faut continuer dans cette direction, (non seulement pour des autres astéroïdes qui seront les sibles des prochaines missions spatiales comme NEAR ou ROSETTA) mais surtout pour augmenter la base de données disponibles pour l'interprétation de la nature de la population astéroïdale.

Figure 1. L'instrument représenté, le Système de Modélisation des Astéroïdes (S.A.M.), comprend une source lumineuse qui éclaire un modèle (ici, un bloc qui ressemble à l'astéroïde 29 Amphitrite) et un photomètre qui enregistre la lumière réfléchie sous différents angles de phase. On peut changer l'orientation de l'objet dans l'espace et enregistrer ainsi des courbes représentant les variations de la lumière réfléchie en fonction du temps.

Figure 2. L'analyse des courbes de lumière des astéroïdes montre que 23% des courbes traduisent une forme sphérique, 32% des ellipsoïdes allongés, 25% sont irrégulières et 20% caractérisent des variations d'albedo.

Figure 3. Diagramme ternaire dans lequel est tracé un modèle d'évolution chimique de la population astéroïdale.

References

- [1] Barucci M.A., Bocklee-Morvan D., Brahic A., Claiemidi S., Lecacheux J., Roques F.: 1986 'Asteroid spin axis: additional pole determination and theoretical implication'. *Astron. & Astrop.* 163, 261.
- [2] Barucci M.A., Capria M.T., Coradini A., Fulchignoni M.: 1987. 'Classification of asteroids using G-mode analysis'. *Icarus* 72, 304.
- [3] Barucci M.A., Capria M.T., Fulchignoni M., Harris A.: 1989: 'On the shape and albedo variation of asteroids: results from Fourier analysis of synthetic and observed lightcurves' *Icarus* 78, 311.
- [4] Barucci M.A., Celino A., et al.: 1992. 'Ground-based Gaspra modelling: comparison with the first Galileo image' *Astron. & Astroph.*, 266, 385.
- [5] Barucci M.A. and Fulchignoni M.: 1985. 'Studies of asteroids by numerical and laboratory simulation' *Asteroids, Comets, Meteors II* (C. I. Lagerkvist and H. Rickman eds.) Uppsala Universitet Reprocentralen, HSC, Uppsala, pp. 45-54.

- [6] Binzel R. P., Barucci M. A. et al.: 1994 'Asteroid 243 Ida: groundbased photometry and pre-Galileo physical model' *Icarus* 105, 310;
- [7] Capria M. T., De Sanctis M. C., Barucci M. A., Fulchignoni M.: 1996 'Fourier analysis of the lightcurves of 53 known pole asteroids' *Planetary and Space Science*, 44, 77;
- [8] Fulchignoni M. and Barucci M.A.: 1988. 'Numerical algorithms modeling asteroids'. *B.A.A.S.*, 20, 866.
- [9] Magnusson P., Barucci M.A., et al.:1989. 'Determination of pole orientation and shape parameters of asteroids'. *Asteroids II* (R.P. Binzel, T. Gehrels and M.T. Matthews-eds.) University of Arizona Press, Tucson, pp. 66-97.
- [10] Magnusson P., Barucci M.A., et al.: 1992. 'Asteroid 951 Gaspra: Pre-Galileo physical model' *Icarus* 97, 124.
- [11] Safronov, V.S.:1979. 'On the origin of asteroids' *Asteroids* (T. Gehrels ed.) University of Arizona Press, Tucson pp.975-993.
- [12] Asteroid Spin Vectors Data Archive at Uppsala (updated January 1996 by Per Magnusson)

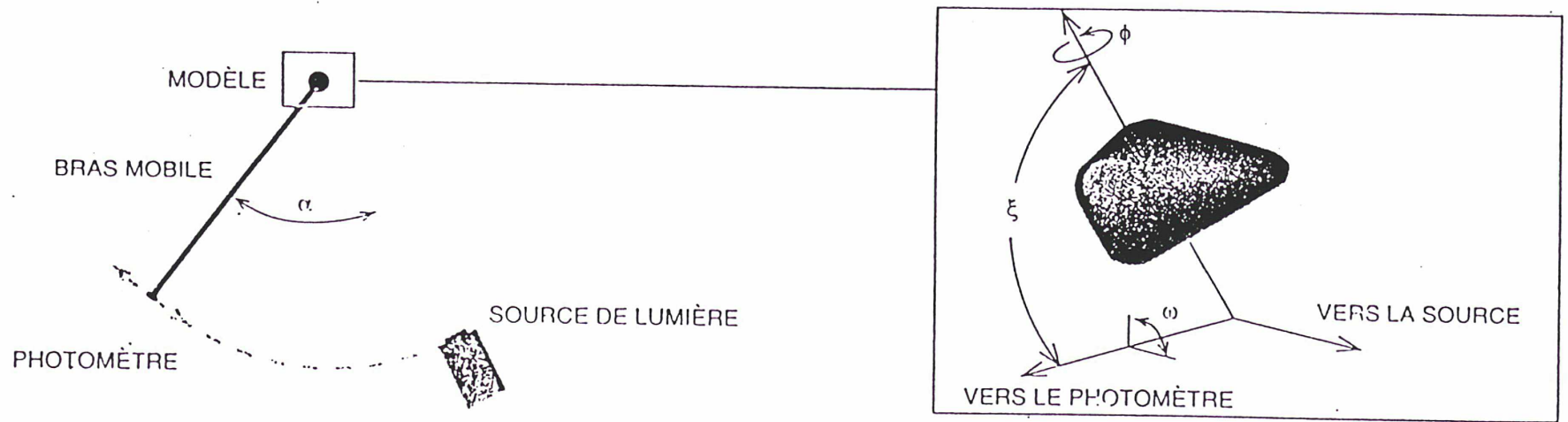


Figure 1

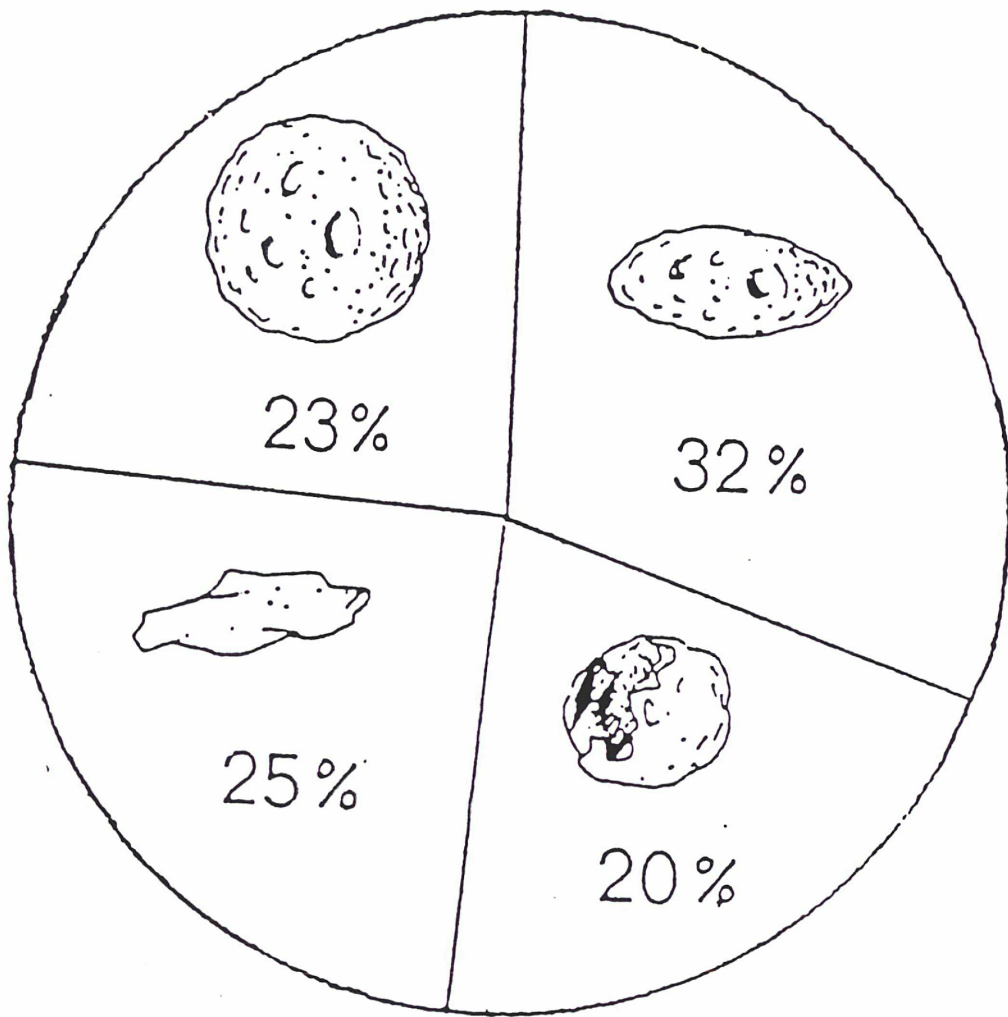


Figure 2.

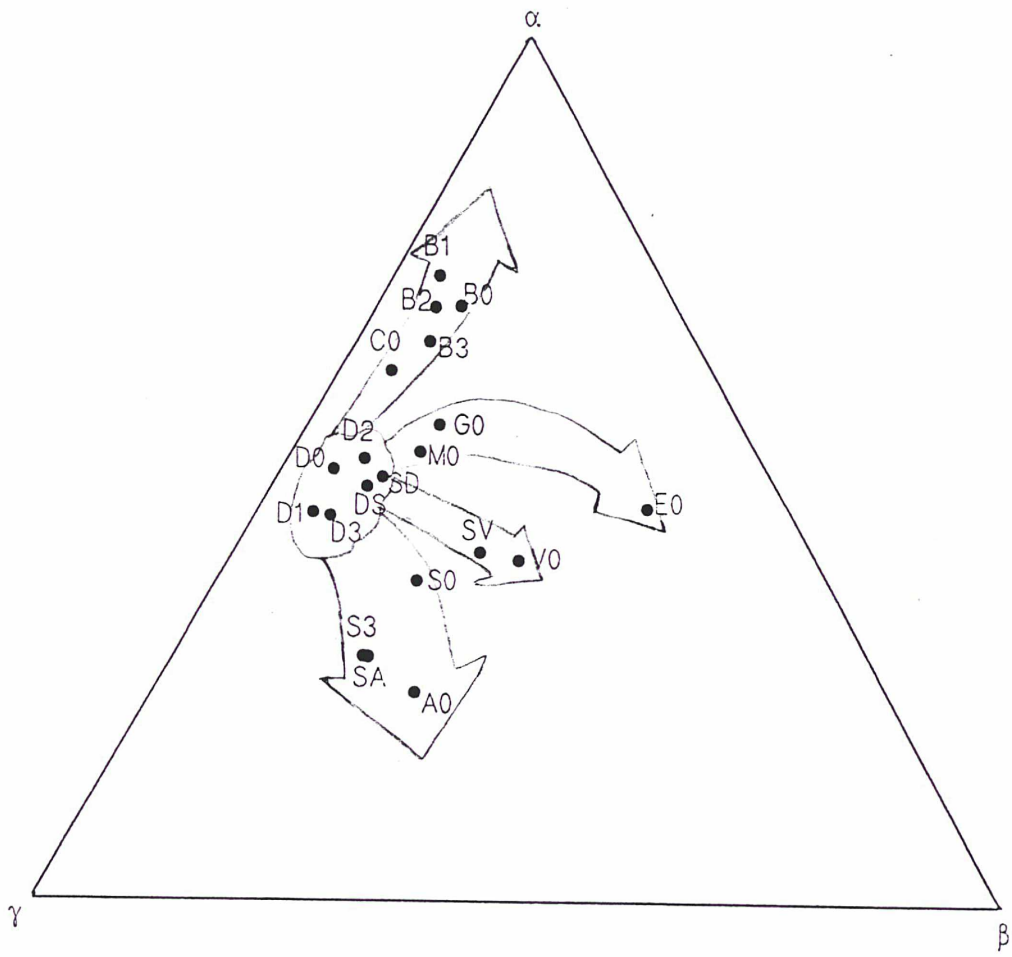


Figure 3.

THE EXTENSION OF THE G-MODE ASTEROID TAXONOMY

Mirel BIRLAN - Astronomical Institute of the Romanian Academy

Marcello FULCHIGNONI - Université Paris VII and Observatoire de Paris-Meudon

Maria Antonietta BARUCCI - Observatoire de Paris-Meudon

The G-mode statistical method (Barucci et al, 1987) defines each taxonomic class of objects, j , by means of the following statistical parameters: the averages values x_{ij} , and the standard deviations σ_{ij} (for each variable i in the class j), a statistical indicator of the variables independence, R_j , which is related both to the variance-covariance matrix of the j -class and to the number of degrees of freedom of the j class.

A new observed asteroid will be characterized by the x_i values of the i ($i=1, \dots, M$) variables. The parameter:

$$G_j = \sqrt{2 R_j \sum_{i=1}^M \left(\frac{x_i - \overline{x_{ij}}}{\sigma_{ij}} \right)^2} - \sqrt{2 R_j M - 1}$$

gives the statistical distance of the new sample from the taxonomic class j .

We consider a new sample defined by a complete data-set of variables. This sample will belong to the class j if $G_j \leq q_s$ where q_s is a pre-fixed threshold value. Iterating the procedure for all the taxonomic classes, it is possible to assign new sample to one of the classes which define the taxonomy. If more than one of these G_j values are under the threshold, the new object has intermediate characters between two (or more) classes.

If the new sample is represented by a small data-set of variables, then the G-method gives an estimations of the affinity of the sample to one (or more) already defined taxonomic class.

RESULTS

The 9 main taxonomic classes C,S,M,D,E,A,V,B,G, obtained by Barucci et al.(1987) using the ECAS (Zellner et al, 1985) spectral reflectances and the new revised IRAS albedo (Tedesco et al, 1992) were used as reference. In the figure the average values of the spectral reflectance and the albedo of the nine reference classes are shown. The used data-set describing each new asteroid are generally not complete, i.e. only a subset of the eight used variables is available. The method may be unable to distinguish between closer classes : in this case a multiple class designation has been adopted, taking into account all the classes verifying the condition $G_j < q_s$. The results of the extension of the classification to 149 asteroids from ECAS data-base and 316 asteroids from SMASS data-base (Xu et al, 1995) are reported in the table. The asteroid number, the number of available variables (filters s,u,b,w,x,p,z + albedo A) and the obtained classification are reported. The threshold value has been fixed to $q_s = 2.57$ which imply that 7 asteroids may be missassigned. When the asteroid classification is missed ('---') $G_j \gg q_s$ for all nine taxonomic classes.

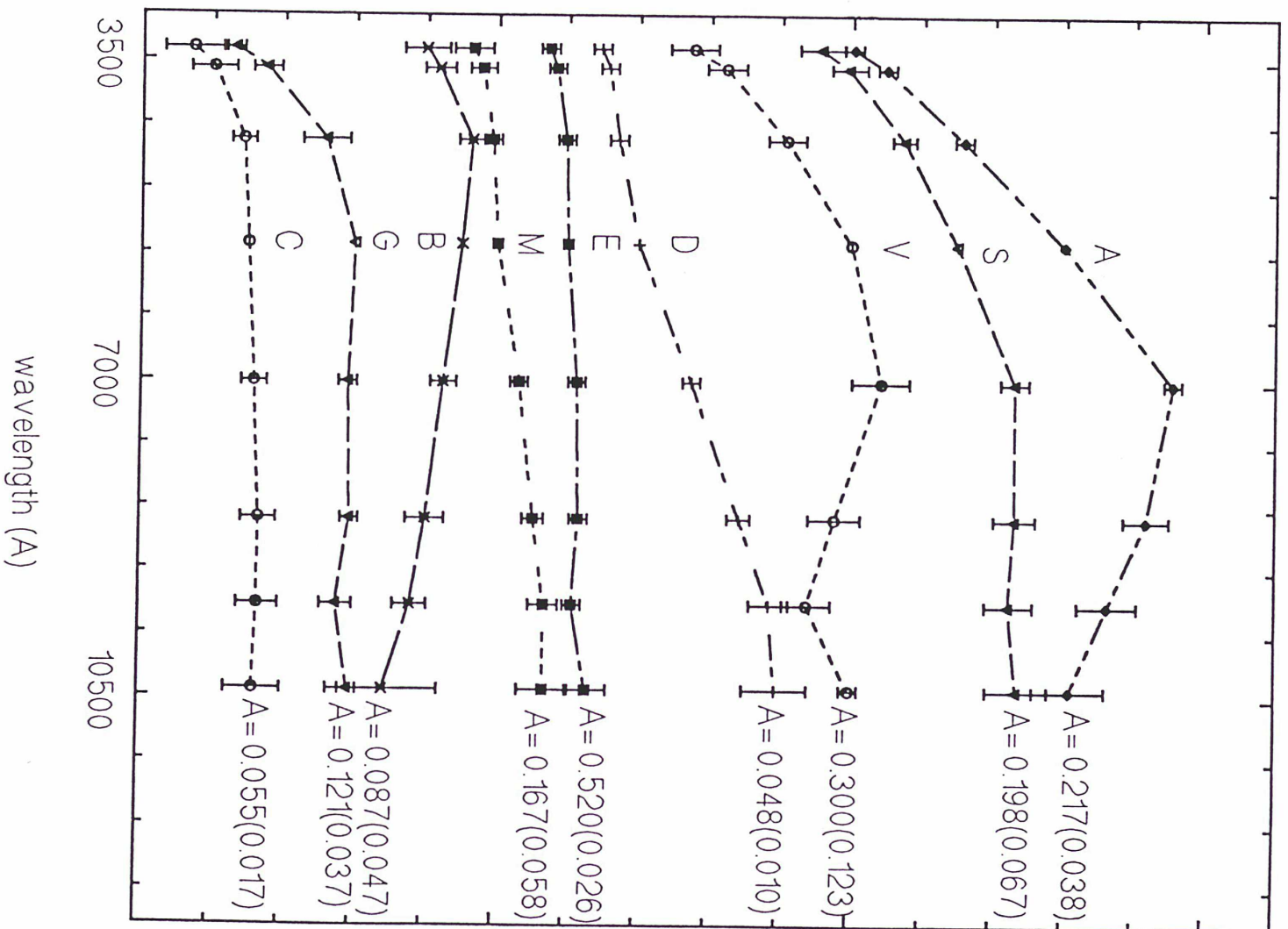
CONCLUSION

- The possibility to extend the G-mode asteroid taxonomy to newly observed asteroids represents the completion of the last step of the classification procedure which allow us to assign a new object to a class already defined in the set up of the taxonomy. Note that the method is working whatever is the reference taxonomy.

- The method can apply to objects described by non complete set of variables : in this case the results have to be considered as an indication of the appurtenance of the asteroid to a given classe.

- A sample that cannot be assigned to any reference classe ($G_j \gg q_s, j = 1, \dots, n$) imply that the used classification scheme is incomplete and the new sample contains characters which indicate the extension of the reference classification

Reflectance normalized to V



SMASS											
			137	w,x,A	C	384	w,x,p,A	S	788	w,x,p,A	GC
			138	w,x,p,A	S	402	w,x,p,A	S	803	w,x,p,A	S
Asteroid	Variables	G-Mode	149	w,x,p,A	S	416	b,w,x,p,A	S	808	w,x,p,A	S
number			157	w,x,p	VGC	430	w,x,p,A	GBC	811	w,x,p	MS
3	w,x,p,A	S	158	b,w,x,p,A	S	441	w,x,p,A	SM	813	w,x,p,A	S
4	b,w,x,p,A	V	167	w,x,p,A	VS	446	w,x,p,A	A	851	w,x,p,A	S
6	w,x,p,A	VS	169	w,x,p,A	SA	456	w,x,p,A	S	863	w,x,p,A	---
7	w,x,p,A	S	185	w,x,p,A	C	467	w,x,p,A	SD	879	w,x,p	S
8	w,x,p,A	S	186	w,x,p,A	S	470	w,x,A	S	900	w,x,p,A	S
10	w,x,p,A	BGC	196	w,x,p,A	S	471	b,w,x,p,A	S	915	w,x,p	S
14	b,w,x,p	S	204	w,x,p,A	S	474	b,w,x,p,A	CM	918	w,x,p,A	S
18	w,x,p,A	S	211	w,x,A	C	477	w,x,p,A	S	951	w,x,p	S
22	b,w,x,p,A	M	218	w,x,p,A	S	480	w,x,p,A	S	1063	w,x,p,A	SM
25	w,x,p,A	S	221	w,x,p,A	S	481	w,x,p	C	1071	w,x,p,A	SM
28	b,w,x,p,A	S	230	b,w,x,p,A	S	495	w,x,A	C	1084	w,x,p,A	G
29	w,x,p,A	S	231	w,x,p,A	CM	509	w,x,p,A	S	1110	w,x,p	S
32	w,x,p,A	S	234	w,x,p,A	S	511	w,x,p,A	C	1143	w,x,p,A	D
36	w,x,p,A	C	235	b,w,x,p,A	S	512	w,x,p,A	S	1144	w,x,p,A	D
38	w,x,p,A	C	237	w,x,p,A	S	518	w,x,p,A	VS	1145	w,x,p,A	S
39	w,x,p,A	S	239	w,x,p,A	SD	519	w,x,p,A	MS	1165	w,x,A	CM
42	w,x,p,A	S	243	w,x,p,A	S	529	w,x,p,A	S	1166	w,x,p,A	S
43	w,x,p,A	S	245	w,x,p,A	S	541	w,x,p,A	CG	1198	w,x,p	S
53	w,x,p,A	CG	248	w,x,p,A	M	550	w,x,p,A	S	1257	w,x,p	GBC
54	b,w,x,p,A	C	256	w,x,p,A	M	563	w,x,p,A	S	1264	w,x,p,A	C
55	w,x,p,A	M	287	w,x,p,A	S	582	w,x,p,A	S	1273	w,x,p	V
61	w,x,A	S	289	w,x,p,A	A	599	w,x,A	S	1279	w,x,p	CE
68	w,x,p,A	S	290	w,x,p	S	631	w,x,p,A	S	1289	w,x,p,A	MS
71	b,w,x,p,A	S	291	w,x,p,A	S	639	w,x,p,A	S	1302	w,x,p	B
72	w,x,p,A	DS	292	w,x,p,A	S	653	w,x,p,A	S	1325	w,x,p,A	S
73	w,x,p,A	S	297	w,x,p,A	S	675	w,x,p	S	1358	w,x,p,A	C
82	w,x,p,A	S	314	w,x,p,A	C	683	w,x,p,A	C	1375	w,x,p	S
86	w,x,p,A	C	319	w,x,A	MC	702	b,w,x,p,A	C	1379	w,x,p	MS
88	w,x,A	BCG	339	w,x,p,A	S	720	w,x,p,A	VS	1393	w,x,p	ADS
111	w,x,p,A	C	345	w,x,p,A	C	722	w,x,p	S	1451	w,x,p	VS
116	w,x,p,A	S	346	w,x,p,A	S	724	w,x,p	GC	1463	w,x,p,A	M
124	w,x,p,A	S	349	w,x,p,A	V	732	w,x,p,A	D	1471	w,x,p,A	DS
126	w,x,A	S	350	w,x,p,A	C	737	b,w,x,p,A	S	1478	w,x,p	A
128	b,w,x,A	C	354	w,x,p,A	S	752	w,x,p,A	CM	1480	w,x,p	S
131	w,x,p,A	MCVS	371	b,w,x,A	SV	774	w,x,p,A	S	1501	w,x,p,A	S
134	w,x,p,A	CG	374	b,w,x,p,A	S	787	w,x,p,A	S	1518	w,x,p	S

1534	w,x,p,A	C	2107	w,x,p,A	S	3158	w,x,p	S	4038	w,x,p	SAV
1577	w,x,p	S	2113	w,x,p	V	3167	w,x,p,A	S	4062	w,x,p	S
1584	w,x,p,A	S	2119	w,x,p	S	3220	w,x	S	4085	w,x,p	S
1607	w,x,p,A	S	2128	w,x,p	VC	3231	w,x,p	C	4104	w,x,p	S
1626	w,x,p	S	2130	w,x,p	S	3268	w,x,p	V	4145	w,x,p	SAV
1628	w,x,p,A	CM	2140	w,x,p,A	CM	3285	w,x,p,A	AS	4147	w,x,p	V
1646	w,x,p	CE	2143	w,x,p	DS	3321	w,x,p	SV	4156	w,x,p	C
1651	w,x,p	S	2149	b,w,x,p	S	3332	w,x,p	S	4159	w,x,p,A	S
1653	w,x,p	CVG	2159	w,x,p	SA	3354	w,x,p	S	4165	w,x,p	SM
1658	w,x,p	S	2174	w,x,p	AS	3381	w,x,p	CME	4179	w,x,p	VS
1679	w,x,p,A	M	2204	w,x,p,A	M	3431	w,x,p	GB	4215	w,x,p	V
1697	w,x,p	SM	2215	w,x,p,A	S	3494	w,x	SV	4219	w,x,p	BGC
1712	w,x,p,A	CM	2253	b,w,x,p	S	3501	w,x,p,A	AD	4282	w,x,p	C
1722	w,x,p	S	2259	w,x,p,A	C	3523	w,x,p	S	4353	w,x,p	M
1725	w,x,p	MCS	2299	w,x,p	S	3528	w,x,p	S	4370	w,x,p	S
1743	w,x,p,A	C	2327	w,x,p	A	3559	w,x,p	C	4373	w,x,p	S
1749	w,x,p,A	D	2365	w,x,p	S	3578	w,x,p,A	M	4376	w,x,p	S
1772	w,x,p	S	2403	w,x,p	S	3586	w,x,p	S	4440	w,x,p	M
1781	w,x,p	SM	2420	w,x,p	S	3628	w,x,p	V	4510	w,x	S
1807	w,x,p	S	2440	w,x,p	S	3657	w,x,p	V	4546	w,x,p	V
1854	w,x,p	S	2442	w,x,p	V	3665	w,x,p	SM	4562	w,x,p,A	CB
1892	w,x,p	DSA	2444	w,x,p	M	3674	w,x,p	S	4606	w,x,p	S
1906	w,x,p	SAV	2503	w,x,p	VCG	3677	w,x,p	S	4635	w,x,p	C
1907	w,x,p	VS	2538	w,x,p	S	3740	w,x,p	VCSE	4640	w,x,p	AS
1929	w,x,p	V	2558	w,x,p	S	3748	w,x,p	S	4673	w,x,p	S
1933	w,x,p	V	2590	w,x,p	V	3759	w,x,p,A	C	4761	w,x,p	S
1934	w,x,p,A	S	2599	w,x,p	S	3760	w,x,p	S	4939	w,x,p	S
1967	w,x	S	2645	w,x,p,A	M	3792	w,x,p	S	4948	w,x,p	S
1995	w,x,p	M	2728	w,x,p,A	GC	3869	w,x,p	V	4956	w,x,p	CVM
2011	w,x,p	V	2775	w,x,p	S	3915	w,x,p,A	C	5065	w,x,p	CVM
2014	w,x,p	S	2790	w,x,p	S	3935	w,x,A	S	5118	w,x,p	S
2017	w,x,p	S	2908	w,x,p,A	C	3944	w,x,p	V	5143	w,x,p	V
2024	w,x,p	SA	2920	w,x,p,A	D	3963	w,x,p	S	5145	b,w,x,p	---
2060	w,x,p	C	2923	w,x,p	C	3968	w,x,p	V	1991VK	w,x,p	S
2070	b,w,x,p	S	2946	w,x,p	CM	3999	w,x,p,A	C	1991WA	w,x,p	S
2074	b,w,x,p	S	2965	w,x,p	SV	4002	w,x,p	S	1991XB	w,x,p	CE
2078	w,x,p	VCS	2966	w,x,p	S	4005	w,x,p	V	1992CC1	w,x,p	S
2091	w,x,p,A	VMG	3109	w,x,p,A	SM	4006	w,x,p,A	SM	1992NA	w,x,p	GC
2098	w,x,p	SM	3153	w,x,p	V	4025	w,x,p	S	1992TC	w,x,p	M
2105	w,x,p,A	S	3155	w,x,p	V	4031	w,x,p	M	1992UB	w,x,p	CME

ECAS Asteroid number	Variables	G-Mode									
			650	s,u,b,w,x,p,z	---	1345	u,b,w,x,A	CM	2050	s,u,b,w,x,p,z	VS
			664	s,u,b,w,x,p,z,A	C	1350	u,b,w,x,A	S	2060	u,b,w,x	CB
			675	s,u,b,w,x,p,z	S	1355	s,u,b,w,x,p,z	M	2083	s,u,b,w,x,p,z	MCE
			687	s,u,b,w,x,p,z	M	1391	s,u,b,w,x,p,z	S	2100	s,u,b,w,x,p,z	C
9	s,u,b,w,x,p,z	S	695	u,b,w,x,A	S	1422	s,u,b,w,x,p,z	S	2139	s,u,b,w,x,p,z	B
13	u,b,w,x,A	GC	699	s,u,b,w,x,p,z	S	1434	u,b,w,x,A	S	2223	s,u,b,w,x,p,z,A	---
14	s,u,b,w,x,p,z	S	761	s,u,b,w,x,p,z	CS	1442	u,b,w,x	S	2272	s,u,b,w,x,p,z	S
19	s,u,b,w,x,p,z	G	768	s,u,b,w,x,p,z	CME	1445	s,u,b,w,x,p,z	CMEB	2278	u,b,w,x	BC
24	s,u,b,w,x,p,z	C	776	s,u,b,w,x,p,z,A	C	1453	s,u,b,w,x,p,z,A	S	2279	u,b,w,x	CB
27	s,u,b,w,x,p,z	S	798	u,b,w,x,A	M	1508	s,u,b,w,x,p,z	CB	2363	u,b,w,x,A	D
33	s,u,b,w,x,p,z	S	821	s,u,b,w,x,p,z	C	1529	s,u,b,w,x,p,z	CM	2375	s,u,b,w,x,p,z	D
48	u,b,w,x,p,z,A	CG	849	s,u,b,w,x,p,z,A	M	1564	s,u,b,w,x,p,z	CM	2407	s,u,b,w,x,p,z	C
50	s,u,b,w,x,p,z,A	C	864	s,u,b,w,x,p,z	S	1601	s,u,b,w,x,p,z	S	2411	u,b,w,x	S
64	s,u,b,w,x,p,z	M	884	s,u,b,w,x,p,z	D	1619	s,u,b,w,x,p,z	S	2449	s,u,b,w,x,p,z	CM
68	s,u,b,w,x,p,z,A	B	887	s,u,b,w,x,p,z	S	1620	u,b,w,x,A	VS	2491	s,u,b,w,x,p,z	CM
99	s,u,b,w,x,p,z,A	C	901	s,u,b,w,x,p,z	S	1625	u,b,w,x	GC	2501	u,b,w,x	A
167	u,b,w,x,A	S	958	s,u,b,w,x,p,A	---	1627	s,u,b,w,x,p,z	S	2510	s,u,b,w,x,p,z	S
181	u,b,w,x,A	S	1012	u,b,w,x,A	CB	1644	s,u,b,w,x,p,z	S	2577	u,b,w,x	S
184	u,b,w,x,A	M	1025	s,u,b,w,x,p,z	M	1655	s,u,b,w,x,p,z,A	C	2674	u,b,w,x,A	D
189	u,b,w,x,A	S	1038	s,u,b,w,x,p,z,A	---	1657	s,u,b,w,x,p,z	---	2735	u,b,w,x	----
190	s,u,b,w,x,p,z	CM	1047	s,u,b,w,x,p,z	S	1665	s,u,b,w,x,p,z	S	2744	u,b,w,x	VS
206	s,u,b,w,x,p,z	C	1061	s,u,b,w,x,p,z	C	1711	s,u,b,w,x,p,z	VS	2760	u,b,w,x,A	MC
208	u,b,w,x,A	S	1078	s,u,b,w,x,p,z	S	1740	u,b,w,x	C	2809	u,b,w,x	CBE
210	u,b,w,x,A	C	1088	s,u,b,w,x,p,z	S	1746	s,u,b,w,x,p,z,A	D	2830	u,b,w,x	S
223	u,b,w,x,A	CM	1103	s,u,b,w,x,p,z	M	1748	s,u,b,w,x,p,z	D	2893	u,b,w,x,A	D
275	u,b,w,x	CM	1108	s,u,b,w,x,p,z,A	C	1768	s,u,b,w,x,p,z,A	BC	3102	s,u,b,w,x,p,z	V
296	s,u,b,w,x,p,z	S	1133	s,u,b,w,x,p,z	S	1842	s,u,b,w,x,p,z	S	3123	u,b,w,x	B
361	u,b,w,x,A	D	1139	u,b,w,x	S	1862	s,u,b,w,x,p,z	V	3124	s,u,b,w,x,p,z	CG
417	u,b,w,x,A	SV	1143	u,b,w,x,A	SD	1863	s,u,b,w,x,p,z	CVSG	3169	u,b,w,x	SDV
421	s,u,b,w,x,p,z	S	1144	s,u,b,w,x,p,z,A	D	1865	s,u,b,w,x,p,z	S	3199	s,u,b,w,x,p,z	VS
433	s,u,b,w,x,p,z	S	1148	u,b,w,x,A	S	1902	u,b,w,x,A	MC	3288	s,u,b,w,x,p,z	SV
434	s,u,b,w,x,p,z	M	1180	s,u,b,w,x,p,z	MC	1915	s,u,b,w,x,p,z	S	3757	u,b,w,x	VS
462	u,b,w,x,A	S	1185	s,u,b,w,x,p,z	S	1919	u,b,w,x	MC	4015	u,b,w,x,p,z	CEB
469	u,b,w,x,A	C	1215	s,u,b,w,x,p,z	S	1920	u,b,w,x	MC			
488	u,b,w,x,A	C	1249	u,b,w,x,A	S	1943	s,u,b,w,x,p,z	S			
497	u,b,w,x,p,z	MC	1251	s,u,b,w,x,p,z	CM	1990	s,u,b,w,x,p,z	S			
505	s,u,b,w,x,p,z	ECM	1280	s,u,b,w,x,p,z,A	CM	2001	s,u,b,w,x,p,z	M			
548	s,u,b,w,x,p,z	S	1307	s,u,b,w,x,p,z	S	2010	s,u,b,w,x,p,z	B			
622	s,u,b,w,x,p,z	S	1310	u,b,w,x	S	2035	s,u,b,w,x,p,z	CM			
624	s,u,b,w,x,p,z	S	1342	u,b,w,x,A	M	2048	s,u,b,w,x,p,z	CME			



Les astéroïdes forment une population d'objets datant des premiers instants de la formation du système solaire. La connaissance de leurs propriétés devraient nous permettre de remonter aux conditions qui régnaient dans le système solaire primitif.

Afin de mieux connaître la population astéroïdale et de concevoir des modèles physiques correspondants, il est important d'observer la surface des astéroïdes et leur minéralogie, d'étudier les phénomènes de transfert radiatif pour des objets dénués d'atmosphère, de déterminer leur période de rotation propre (synodique), leur forme, le sens de leur rotation, et d'explorer des astéroïdes « in situ » grâce aux sondes spatiales.

Par la photométrie d'ouverture et l'imagerie CCD, je suis arrivé à établir les courbes de lumière et la période de rotation propre de 15 astéroïdes.

Par une approche statistiques j'ai mis en évidence: i) que l'influence de la nouvelle calibration d'albédo IRAS sur les taxonomies modernes n'est pas très grande; ii) que l'extension jusqu'à 2,5 μm de l'intervalle spectral utilisé dans l'analyse statistique nous permet d'étudier les structures possibles à l'intérieur des classes taxonomiques; iii) qu'un développement de l'algorithme statistique employée, permet de trouver les caractéristiques d'astéroïdes décrits par un nombre de variables inférieur à celui utilisé pour obtenir la taxonomie de référence.

Asteroids are believed to be remnant planetesimals from the crucial period of the planetary formation. The knowledge of their present properties can help us to understand the primordial processes which governed the evolution of the Solar System immediately after the collapse of the planetary nebula and before the formation of the planets.

The mineralogy of their surfaces, the mechanisms of radiative transfer of the atmosphere-less bodies, the computing of their synodic periods, shapes and spins, as well as the « in situ » observations by spacecrafts, will help us to understand the asteroidal population.

The lightcurves and synodical periods for 15 asteroids have been observed by photometrical and CCD photometry.

By statistical analysis I found that: i) there is a low influence of the new IRAS albedo on the modern taxonomies; ii) the enlargement of the spectral interval helps us to find some substructures into the taxonomic classes; iii) the extension of the G-mode algorithm allows us to classify more than 400 asteroids with an incomplete