



HAL
open science

Le Soleil, notre étoile

Jean-Marie Malherbe

► **To cite this version:**

| Jean-Marie Malherbe. Le Soleil, notre étoile. Licence. France. 2019. <cel-02107853>

HAL Id: cel-02107853

<https://hal.science/cel-02107853v1>

Submitted on 23 Apr 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.

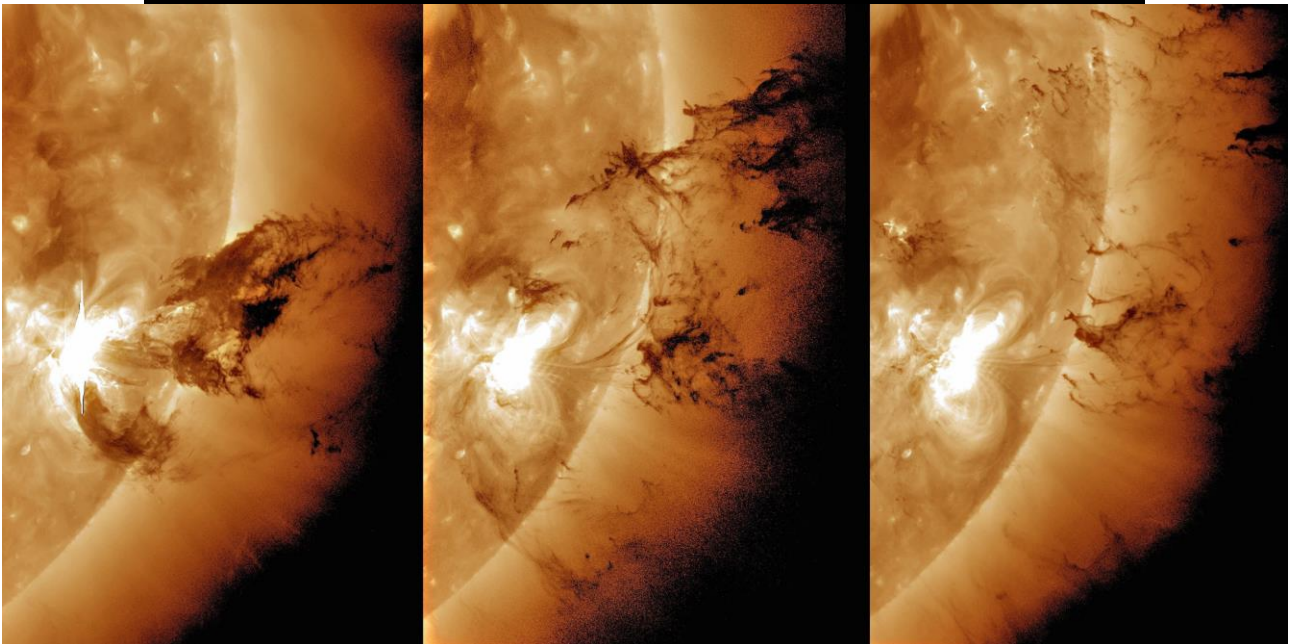
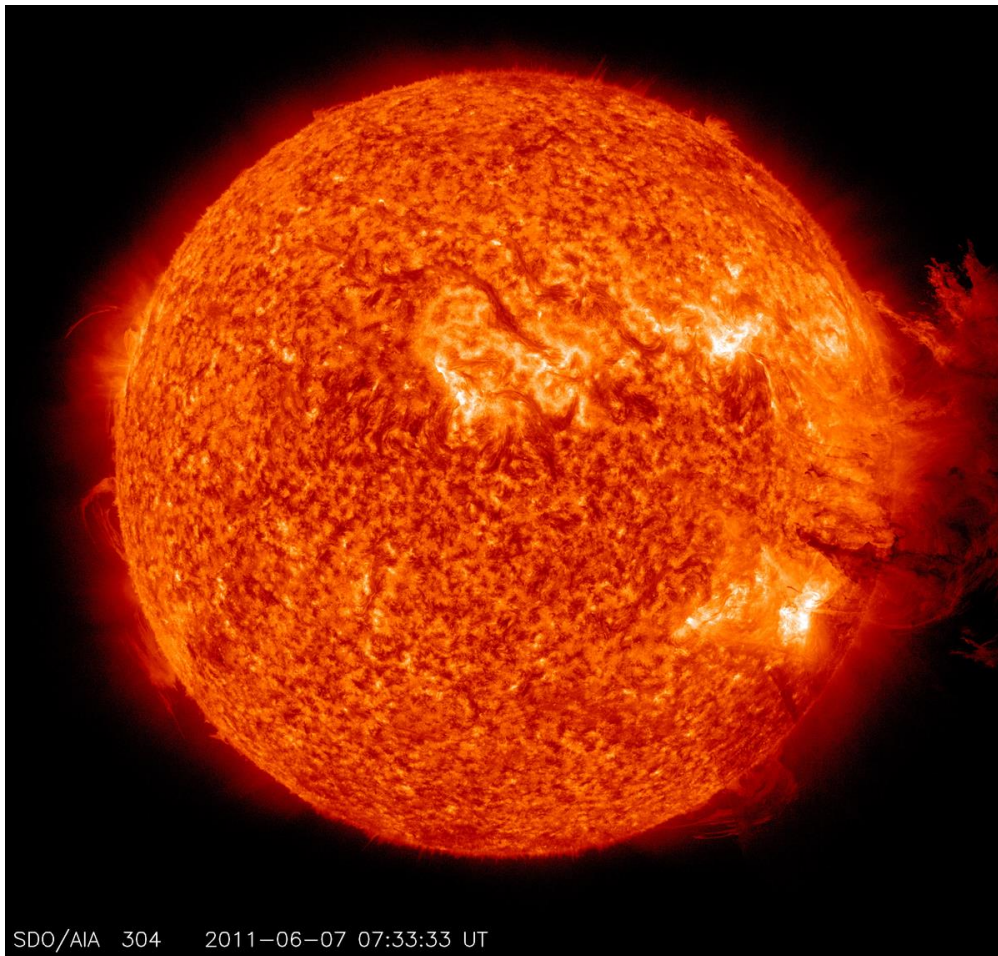


HAL Authorization

Le Soleil, notre étoile

Jean-Marie.Malherbe@obspm.fr

Avril 2019



Gigantesque éjection de masse coronale observée par le satellite Solar Dynamics Observatory en Ultra Violet le 7 Juin 2011. Le phénomène dure quelques heures ©AIA/SDO-NASA

SOMMAIRE

Chapitre 1 : l'observation du Soleil

Carte d'identité du Soleil	4
Naissance des techniques d'observations du Soleil	
Le XVIIème siècle et les taches	7
Le XIXème siècle, les révolutions de la photographie et de la spectroscopie	12
L'épopée du Mont Blanc	16
Instruments contemporains	
Observations systématiques (images de Meudon)	18
Que nous apportent les éclipses totales de Soleil ?	20
Observatoire européen des Canaries en optique	22
Radiotélescopes : Nançay, Nobeyama, ALMA	22
Pourquoi observer dans l'espace ?	27
GOES et l'environnement spatial	28
Rhessi, Stereo, Hinode et SDO	29
Instruments du futur	
DKIST (USA) et EST (Europe)	34
Solar Orbiter (ESA), Solar Probe (NASA), Solar C (JAXA)	35

Chapitre 2 : cycle et magnétisme solaire

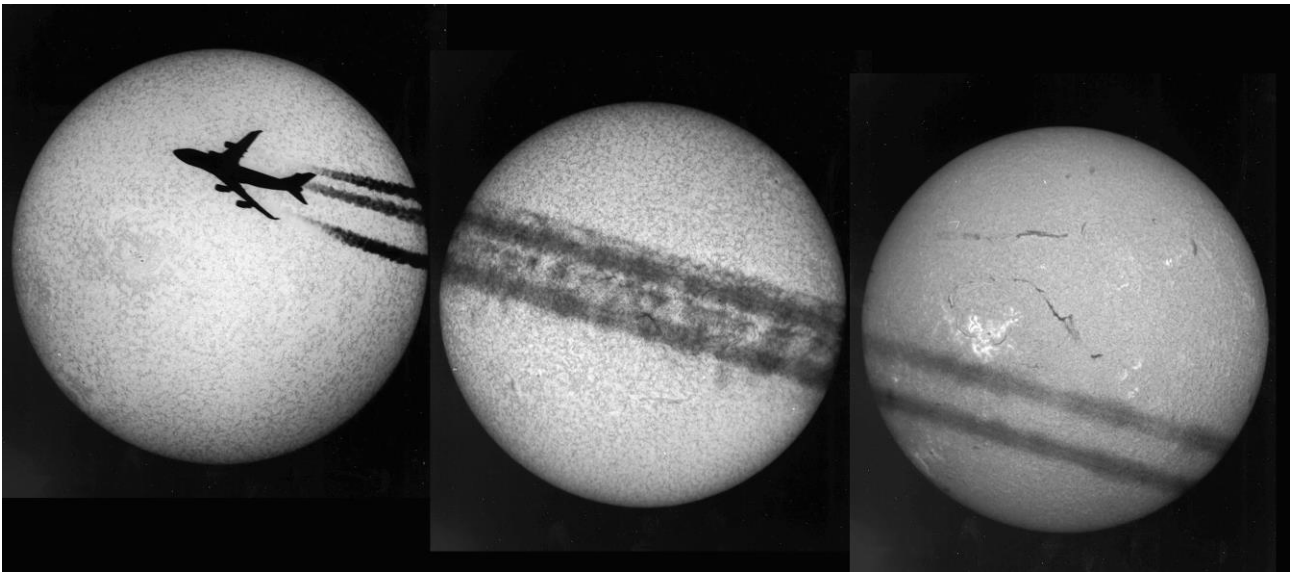
Caractéristiques et évolution du Soleil	
Masse, pression, dimensions, températures, rotation, âge...	39
Structure interne (noyau, fusion nucléaire, zone convective, radiative)	39
Evolution	42
Que nous apporte la spectroscopie ?	
Transitions atomiques et spectres de raies	42
L'effet Doppler et la mesure des vitesses	45
L'effet Zeeman et la mesure des champs magnétiques	45
Soleil calme	
Surface du Soleil et convection (granulation)	47
Le cycle solaire	
Cycle des taches	49
Les grands minima du millénaire	51
Le magnétisme solaire	
Le cycle magnétique	52
La dynamo solaire	54
Les taches, manifestation du magnétisme	55

Chapitre 3 : l'activité solaire

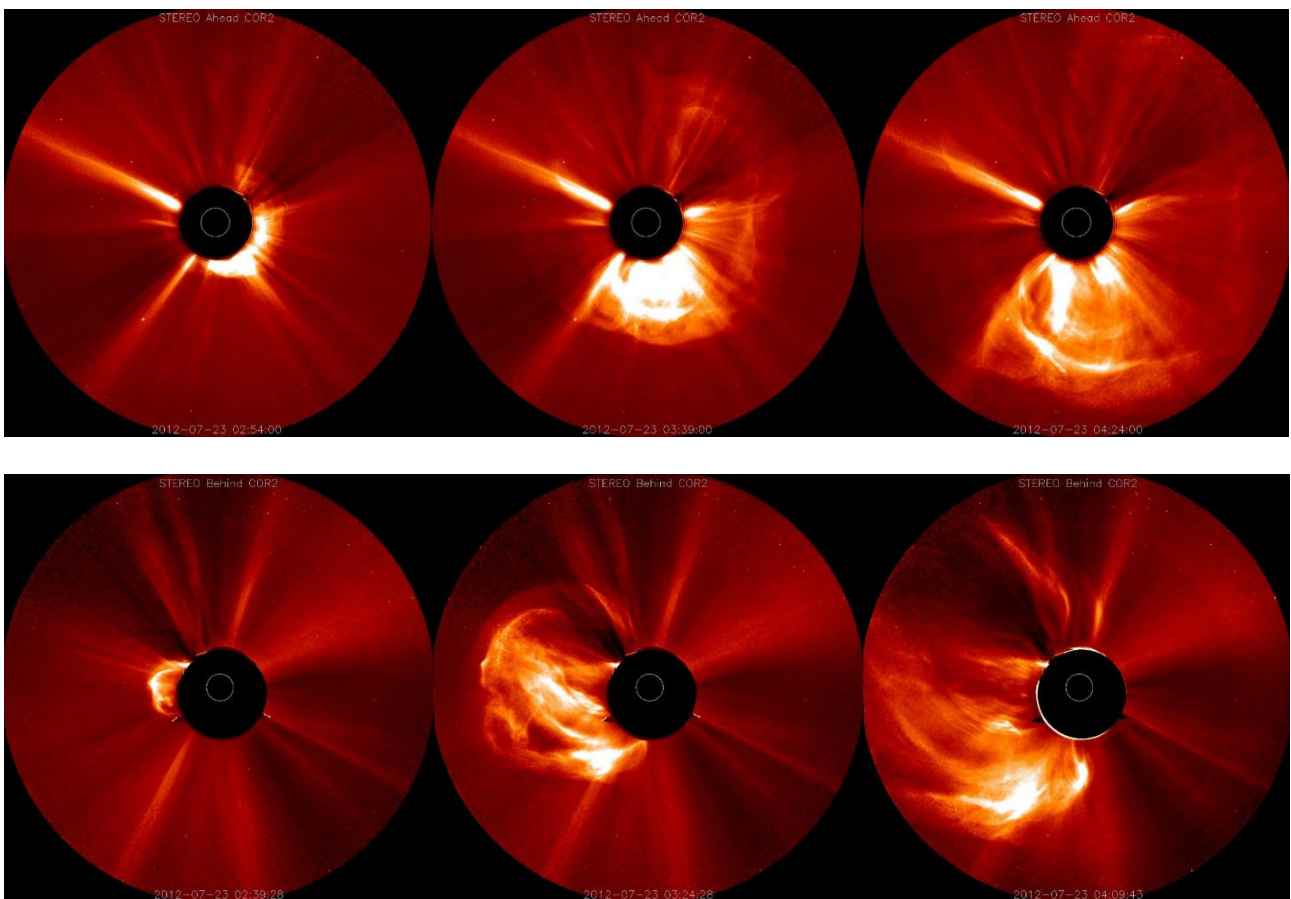
Activité des filaments et protubérances	62
Ejections de masse coronale	65
Eruptions	68
Qu'est ce que la reconnexion magnétique ?	73
Ondes coronales	76
Vent solaire	77
Relations entre le Soleil et la Terre : la météorologie de l'espace	78

Glossaire	81
------------------	-----------

Chapitre 1 : l'observation du Soleil



Un avion de ligne passe par hasard dans le champ des télescopes de Meudon ©OP



La grosse éjection de matière du 23 Juillet 2012 en vision stéréoscopique par les sondes STEREO A (haut) et B (bas), précédant et suivant la Terre sur son orbite autour du Soleil, alors écartées de 120°. Sous deux angles de vue, on peut prédire si l'environnement terrestre risque d'être affecté. Le phénomène dure quelques heures. Le cercle blanc représente le Soleil, le disque noir central est un occulteur anti éblouissement ©STEREO/NASA

Le Soleil est une étoile ordinaire parmi les 200 milliards que compte notre Galaxie, la Voie Lactée. Proche de nous, il présente un diamètre apparent sur le ciel d'un demi-degré (comme la Lune) : c'est la seule étoile qui révèle au télescope les détails de sa surface. Nous allons retracer la fabuleuse épopée des observations du Soleil depuis Galilée, avant d'aborder la façon dont on l'observe aujourd'hui, ainsi que les grands projets qui verront le jour dans la prochaine décennie.

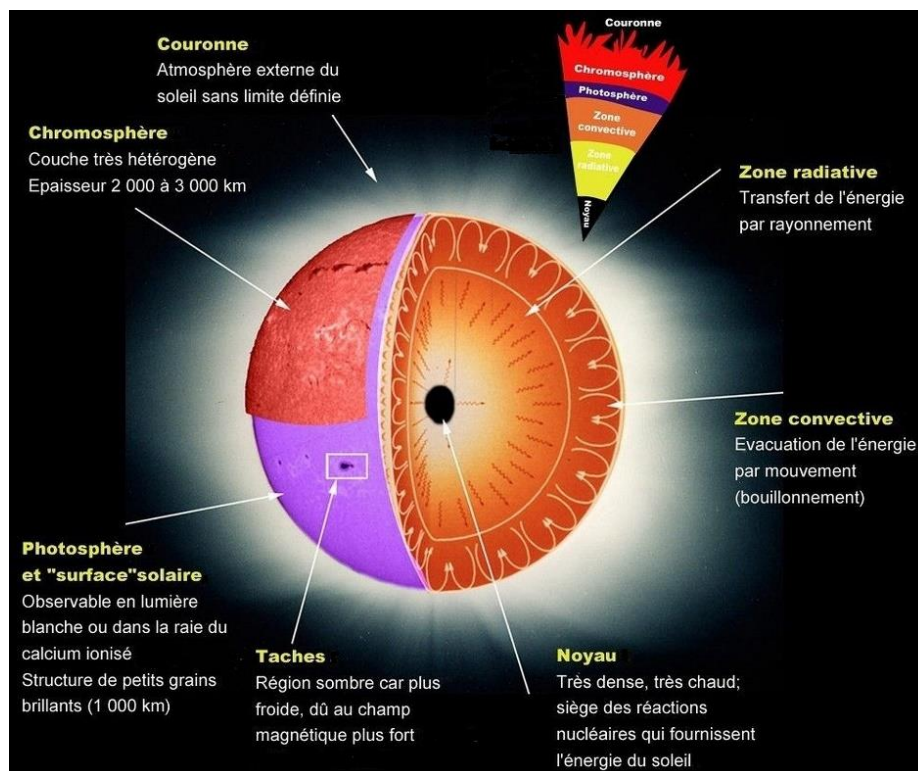
1 – Qu'est ce que le Soleil ?

Le Soleil est une étoile, sphère de gaz chauds qui produit en son cœur de l'énergie et rayonne dans l'espace. Il est composé de 90% d'Hydrogène et de 10% d'Hélium ; il existe beaucoup d'autres éléments plus lourds en trace, comme les métaux que l'on trouve sur Terre, mais à l'état gazeux. Une étoile particulière, qui a permis l'apparition de la vie sur Terre !

Au centre, des réactions thermonucléaires de fusion transmutent l'Hydrogène en Hélium en produisant de l'énergie. Celle ci traverse lentement l'étoile pour atteindre les couches superficielles où elle est émise sous forme d'ondes électromagnétiques. Le Soleil rayonne surtout en Ultra Violet (UV), lumière visible (VIS) et Infra Rouge (IR) ; cependant ses émissions couvrent tout le spectre électromagnétique, des rayons γ et X aux ondes radioélectriques. L'atmosphère de la Terre joue le rôle d'un filtre en nous protégeant des rayons dangereux.

L'observation du Soleil a commencé en 1610 avec la lunette de Galilée. En lumière blanche, on découvre la photosphère à 5750 K, surface visible parsemée de taches sombres dont le magnétisme sera identifié bien plus tard. L'observation intrigante des taches occupa beaucoup les astronomes aux XVIIème et XVIIIème siècles.

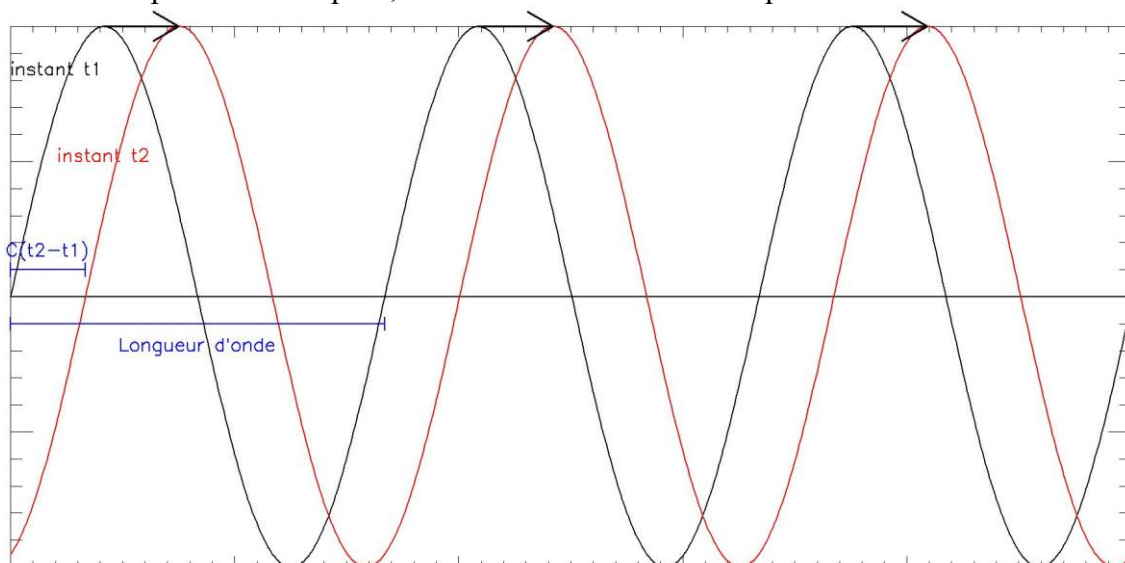
Au dessus de la photosphère se trouve la chromosphère (8000 K); elle n'apparaît qu'avec une technique spécialisée, la spectroscopie. C'est la raison pour laquelle elle ne devint accessible qu'au XIXème siècle. Au delà de la chromosphère, une atmosphère très diluée et chaude, la couronne (2 millions K), diffuse la lumière du disque et émet en UV. Elle raccorde le Soleil au milieu interplanétaire dans lequel baignent les planètes. Il a fallu attendre les instruments du XXème siècle pour l'étudier en dehors des éclipses totales, notamment avec l'avènement des télescopes en orbite.



Modèle en couches concentriques du Soleil : seule l'atmosphère (photosphère, chromosphère, couronne) est observable ©OP

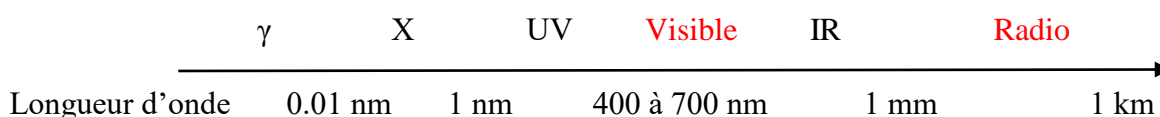
Les ondes électromagnétiques

Les ondes électromagnétiques nous renseignent sur le Soleil. Une onde est constituée d'une fluctuation de champ électrique qui se propage dans le vide ou un milieu transparent. On caractérise une onde par sa fréquence de vibration ν (nombre de vibrations par seconde ou Hertz) ainsi que par sa vitesse de propagation dans l'espace. La longueur d'onde λ est la distance au bout de laquelle le motif de l'onde se répète à l'identique. La lumière à laquelle nos yeux sont sensibles est une onde. Dans le vide, elle se propage à la vitesse $C = 300\,000\text{ km/s}$, elle mettra ainsi 8 minutes pour aller du Soleil à la Terre. Par exemple, une radiation verte possède une longueur d'onde de 0.5 microns et une fréquence de $6 \cdot 10^{14}$ Hertz. Sur la figure, l'onde se déplace vers la droite. Entre deux instants t_1 et t_2 , elle a parcouru la distance $C(t_2 - t_1)$. En un point de l'espace, l'onde se répète au bout d'une période $T = 1/\nu$; elle est donc périodique à la fois dans le temps et dans l'espace, et la relation entre ces deux périodes est $\lambda = C T$.

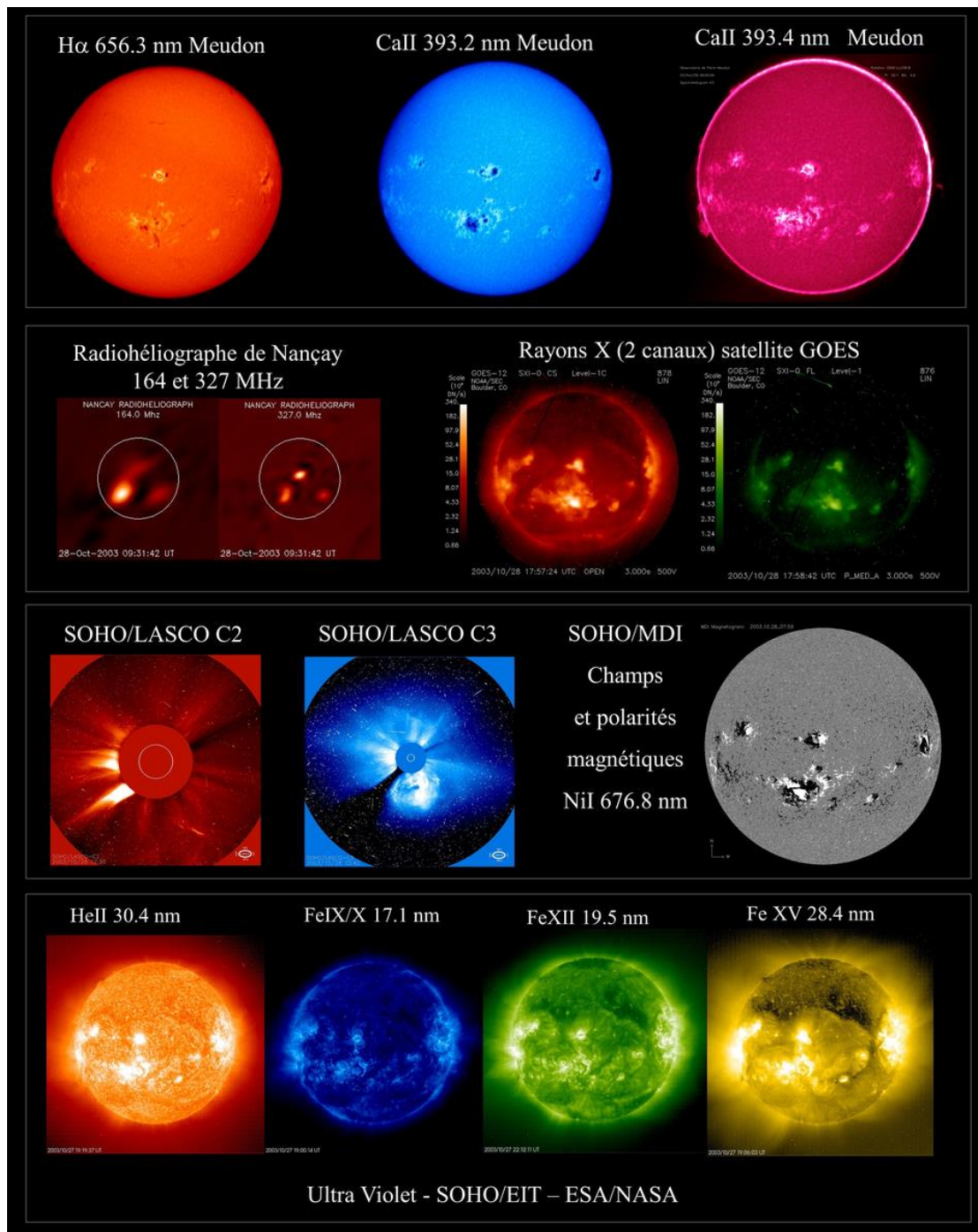


Le spectre électromagnétique

Le Soleil émet des ondes électromagnétiques d'énergies très différentes. Celle-ci est proportionnelle à la fréquence, ou inversement proportionnelle à la longueur d'onde. On appelle l'ensemble de ces émissions spectre électromagnétique. On peut classer les ondes par ordre d'énergie décroissante : rayons γ , X, UV, visible, IR, Radio. Nos yeux sont sensibles au domaine visible de 0.4 à 0.7 microns (couleurs de l'arc en ciel), c'est-à-dire à une infime partie du spectre, bien plus riche que ce que nous voyons ! L'IR représente la moitié de l'émission solaire. Le peu d'UV qui parvient au sol est responsable du bronzage de la peau. Les ondes radio ont des longueurs d'onde allant du mm au km : la télévision, la radiophonie, le Wifi, le four à micro ondes et les téléphones portables les utilisent. Les rayons γ et X sont les plus énergétiques, leur longueur d'onde est voisine des dimensions atomiques ; ils sont produits par les éruptions solaires. Les rayons X, absorbés par les os, servent à radiographier le corps humain.



L'atmosphère terrestre ne laisse passer que les rayonnements **visible** et **radio**.



Une vision multi-longueur d'onde du Soleil, le 28 Octobre 2003, jour où se produisit l'une des plus violentes éruptions de l'histoire moderne.

1^{ère} rangée : au sol à Meudon (OP), on observe la photosphère et la chromosphère dans la fourchette 5000 – 8000 K

2^{ème} rangée : les rayonnements radio des particules en mouvement (Nançay/OP) ; et dans l'espace, les rayons X des zones éruptives les plus chaudes (10 millions K, satellite GOES-NASA)

3^{ème} rangée : les coronographes spatiaux en lumière blanche montrent les éjections de matière loin du Soleil lors des éruptions (SOHO/LASCO-ESA/NASA) ; les champs magnétiques de surface (blanc/noir selon la polarité entrante ou sortante) sont observés par des instrument appelés « magnétographes » (SOHO/MDI-ESA/NASA).

4^{ème} rangée : la basse couronne de 80 000 à 2 millions de degrés se dévoile en UV selon les raies ou le degré d'ionisation d'un même élément comme le Fer (SOHO/EIT-ESA/NASA). Le Fer noté XV veut dire qu'il a perdu 14 électrons. De même, HeII désigne l'Hélium ayant perdu un électron.

Masse : $2 \cdot 10^{30}$ kg \approx 333 000 fois la Terre
 Diamètre : 1 392 000 km \approx 109 fois la Terre
 Diamètre angulaire sur le ciel : 0.53°
 Distance moyenne : 149,6 millions de km = 1 Unité Astronomique
 Densité moyenne : 1,4 (Terre = 5.52, eau = 1)
 Accélération de la pesanteur : 275 ms^{-2} (Terre 9.81 ms^{-2})
 Température au centre : 15 millions de degrés
 Température de surface (photosphère) : 5 750 degrés
 Température de la couronne (atmosphère externe) : 2 millions de degrés
 Vent solaire : 400 km/s à la Terre
 Perte de masse : 1 million de tonnes par seconde
 Luminosité (puissance rayonnée dans l'espace) : $3,86 \times 10^{26}$ W
 Puissance reçue par la Terre : $1\,362 \text{ W/m}^2$
 Composition chimique (nombre d'atomes) : hydrogène 94 %, hélium 6 %, traces d'autres éléments
 Composition chimique (en masse) : hydrogène 73 %, hélium 25 %, autres éléments 2 %
 Combustible : hydrogène (fusion en hélium dans le cœur)
 Rotation différentielle : 26 jours à l'équateur, 32 jours aux pôles
 Cycle d'activité : 11 ans
 Cycle magnétique : 22 ans
 Champ magnétique des taches : 0.2 Tesla
 Age : 5 milliards d'années
 Durée de vie : 10 milliards d'années

La loi de Wien et le rayonnement thermique

Tout corps rayonne ! Pour connaître la longueur d'onde λ du rayonnement thermique d'un corps de température absolue T (en Kelvin ou K), on applique la loi de Wien $\lambda T = 0.0029$.
 Notre corps est à la température absolue de 310 K. Il rayonne des ondes électromagnétiques IR à 10 microns. La Terre et les objets familiers émettent dans l'IR. L'effet de serre est dû à la réflexion du rayonnement IR terrestre par l'atmosphère vers le sol ; il permet d'entretenir une température compatible avec la vie, car sans lui la Terre serait un désert glacé.
 Les étoiles rayonnent dans le visible car elles sont chaudes (3000 à 15000 K). La surface solaire à 6000 K émet dans le visible ; mais la couronne, 200 fois plus chaude (le million de K), rayonne à des longueurs d'onde 200 fois plus courtes, dans l'UV, que seuls les satellites peuvent observer (car l'atmosphère terrestre les arrête).

2 - Naissance des techniques d'observation du Soleil

Le Soleil et la Lune sont les premiers objets dont la lunette astronomique s'est emparée en 1610 ; puis la physique solaire est née de l'apparition de la photographie et de la spectroscopie dans la seconde moitié du XIXème siècle.

2.1 - Le XVIIème siècle et les taches

Le « grand siècle » a joué un rôle majeur dans l'exploration du Soleil grâce à l'invention de la lunette. On a découvert les taches (ou confirmé leur existence, car des groupes de grosseur exceptionnelle semblent avoir été aperçus à l'œil nu) ; on a décrit leur forme, leur mouvement

apparent, leur répartition sur le disque, étudié la rotation solaire ; à partir de 1650 une anomalie est survenue (quasi absence de taches durant 50 ans) en même temps qu'un refroidissement climatique, dont l'explication n'est toujours pas établie.

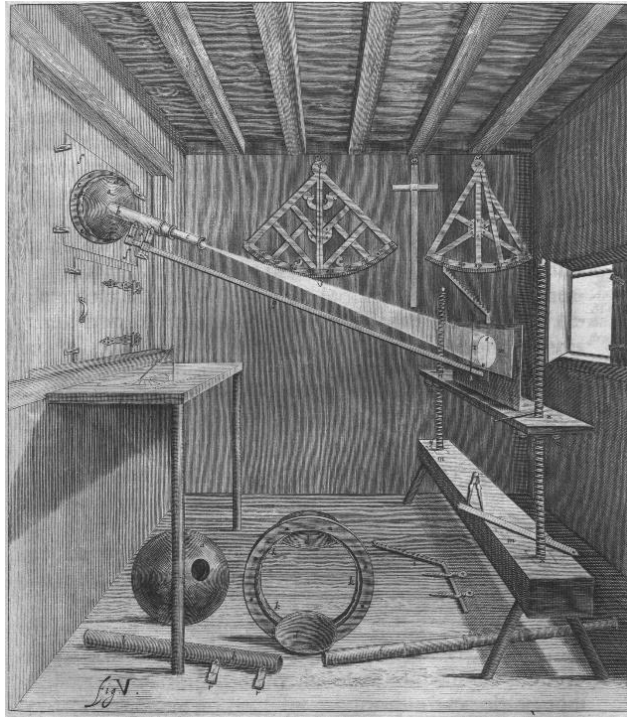
C'est le Roi Soleil qui a structuré le développement des sciences en France, sous l'impulsion de Colbert, par la création de l'Académie des Sciences en 1666, et qui a organisé l'astronomie, par la fondation de l'Observatoire de Paris en 1667.



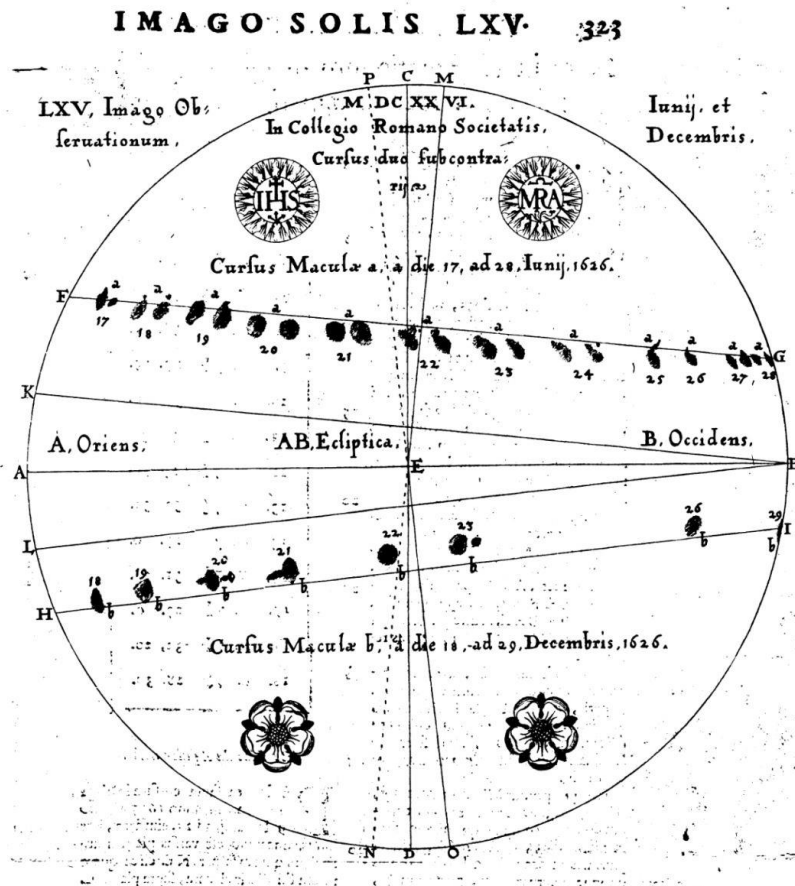
Colbert présente l'Académie des Sciences au Roi. Jean-Dominique Cassini (à la tête de l'Observatoire) est à gauche parmi les académiciens. Dans le fond, l'Observatoire Royal (architecte Claude Perrault). Peinture d'Henri Testelin (1616-1695). Château de Versailles. Wikimedia Commons.

Plusieurs astronomes eurent l'idée d'observer le Soleil à l'aide de la lunette de Galilée (1564-1642), mise au point en 1609, puis perfectionnée par Johannes Kepler (1571-1630). Ils s'intéressèrent aux taches, sujet de choix à la portée de ces lunettes. Il s'agit de Johannes Fabricius (1587-1616) en Hollande, Thomas Harriot (1560-1621) en Angleterre, Galilée en Italie, Christoph Scheiner (1575-1650) en Allemagne et Johannes Hevelius (1611-1687) en Pologne. Harriot aurait effectué la première observation des taches solaires en Décembre 1610. Fabricius comprit que la dérive des taches d'un jour à l'autre (décalage moyen de 13° par jour) était dû à la rotation du Soleil sur lui-même. Néanmoins, ce sont Galilée, Scheiner et Hevelius qui furent les plus assidus dans les observations des taches. Galilée démontra que les taches sont bien des structures solaires, et ne peuvent être attribuées au transit de planètes intérieures passant entre le Soleil et la Terre. Le Soleil étant très lumineux, il convenait de prendre des précautions pour ne pas se brûler les yeux : on observait les taches par projection sur un écran en papier sur lequel on dessinait. Ces instruments étaient appelés « machines héliotropiques » par Hevelius, qui compte 4000 journées d'observations entre 1642 et 1684.

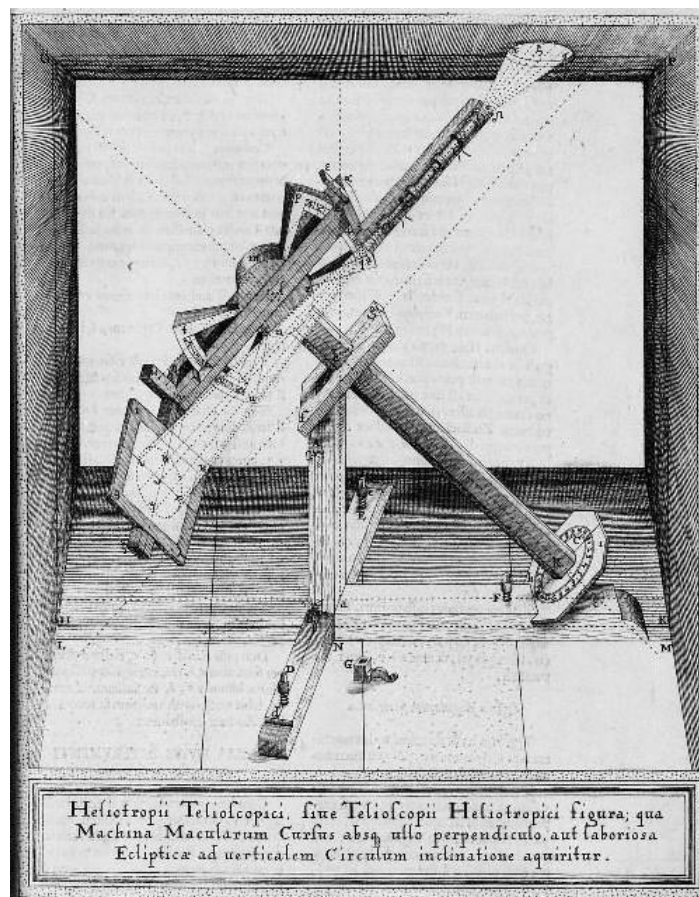
Christoph Scheiner a décrit les variations des trajectoires des taches en fonction de la saison d'observation, qui résulte d'effets géométriques de projection sur le ciel, liés à l'inclinaison de l'axe des pôles terrestres sur le plan de l'écliptique (23.5°) et à celle de l'axe des pôles solaires (7°). Ses dessins montrent que la trajectoire des taches n'est pas rectiligne mais incurvée, matérialisant des parallèles imaginaires sur la surface solaire. Scheiner a aussi inventé la monture équatoriale, permettant de suivre le mouvement des astres en n'agissant que sur un seul axe pour compenser la rotation de la Terre. C'est un progrès par rapport au montage présenté par Hevelius où il fallait agir simultanément sur deux axes pour maintenir l'image solaire fixe au foyer de la lunette.



Télescope héliotropique d'Hevelius (1611-1687) présenté dans son ouvrage « *Machinae Coelestis* » (1673, numérisation Carnegie Mellon) : il s'agit d'une lunette dont l'oculaire est tiré pour fonctionner en objectif de projection sur écran.



Observations de Juin et de Décembre 1626 reportées sur le même dessin par Scheiner dans son ouvrage « *Rosa Ursina* » (1630, numérisation Gallica/BNF).



Télescope héliotrope de Scheiner, l'ancêtre des montures équatoriales (« Rosa Ursina », 1630, Gallica/BNF) ; elle supporte une lunette par projection qui permettait de dessiner les taches.

En France, la fondation de l'Observatoire de Paris va contribuer à l'essor de l'observation astronomique en rassemblant les talents de l'époque. Jean-Dominique Cassini (1625-1712), invité par Colbert à la tête de l'Observatoire sur recommandation de l'Abbé Jean Picard (1620-1682), académicien, organise les observations.

La création de l'Observatoire va s'avérer extrêmement féconde car elle va donner naissance à des instruments de mesure dont la précision était inconnue jusqu'alors. Adrien Auzout (1622-1691) met au point l'oculaire micrométrique à fils et Christian Huygens (1629-1695) des horloges précises à la seconde près sur 24 heures.

En 1672, Jean-Dominique Cassini et Jean Richer (1630-1696) réalisent une prouesse : ils déterminent à 10% près la distance du Soleil à la Terre en profitant d'une opposition de la planète Mars (alignement parfait Soleil Terre Mars). Les deux observateurs mesurent simultanément la position angulaire de Mars depuis Paris et Cayenne. L'écart permet le calcul de la distance Terre Mars. A partir de cette valeur, la troisième loi formulée en 1618 par Kepler leur permet de calculer la distance Soleil Terre. Ils trouvent 130 millions de km, valeur proche des 149,6 actuels !

Isaac Newton (1643-1727) découvre en 1666 à l'aide d'un prisme que la lumière blanche est en fait la superposition d'une infinité de radiations colorées (explication de l'arc en ciel). On lui doit aussi l'invention du télescope à miroirs (1672) universellement utilisé aujourd'hui. Mais surtout, Newton énonce la loi de la gravitation universelle, dans laquelle la force d'attraction entre deux corps est proportionnelle au produit de leur **masse** et inversement proportionnelle au carré de leur distance. Mathématicien brillant, il parviendra en 1687 à démontrer les lois empiriques de Kepler, ce qui permettra d'évaluer la masse du Soleil. Le calcul est présenté dans « Principia Mathematica ». Il partit du principe que le mouvement d'une planète résulte d'un équilibre entre la force centrifuge du mouvement orbital et l'attraction solaire.

La loi de la gravitation universelle de Newton

La force F d'attraction entre deux corps de **masse** m et M s'exprime sous la forme :

$$F = G m M / d^2$$

où G est la constante d'attraction universelle et d la distance entre les deux corps. Cette constante ($6.67 \cdot 10^{-11}$) a été mesurée avec précision en 1798 par Henry Cavendish (1731-1810).

La force a pour direction la droite qui joint les deux corps.

A la surface d'un astre, cette force porte le nom de **poids** : un objet de masse m possède un poids $P = m g$ où g désigne l'accélération de la pesanteur (9.81 m/s^2 sur Terre, 275 m/s^2 sur le Soleil).

Les lois de Kepler

Les planètes du système solaire décrivent une ellipse dont le Soleil est le foyer. Si a désigne le demi grand axe de l'ellipse et T la période de révolution autour du Soleil, le rapport T^2/a^3 est une constante commune (proportionnelle à la masse du Soleil). Ainsi, plus les planètes sont loin du Soleil, et plus leur période est longue puisqu'elle varie selon la puissance $3/2$ de la distance.

Distance angulaire et distance linéaire

Les astronomes mesurent sur le ciel des distances angulaires entre deux objets (petit angle α égal à une fraction de radian), et non des distances linéaires (d en kilomètres). Si l'on connaît la distance D des objets à la Terre, ces quantités sont liées par la relation $\alpha \approx \tan(\alpha) = d / D$

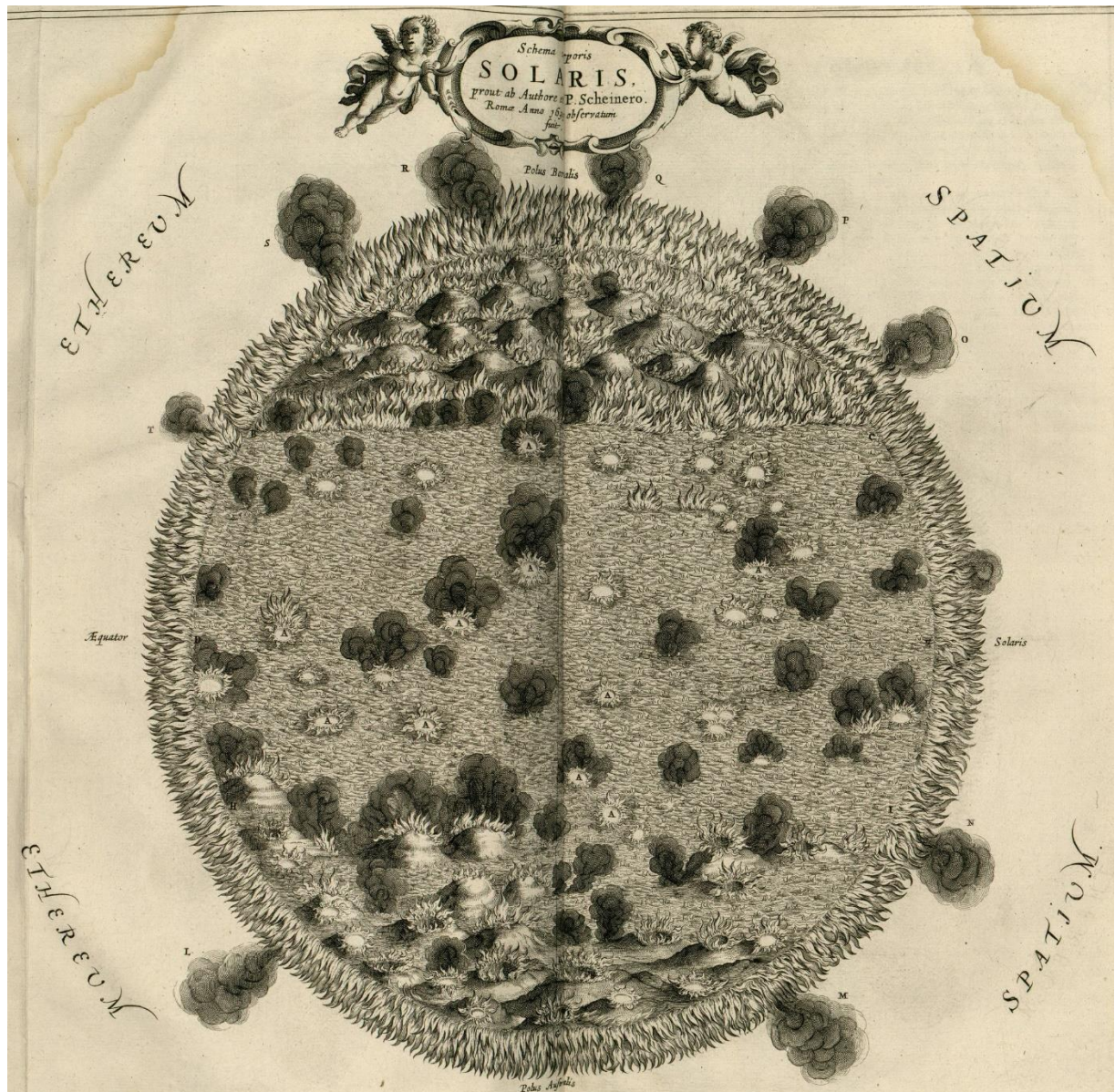
A l'Observatoire de Paris, Jean Picard s'emploie à réaliser des observations du diamètre angulaire solaire, ce qui permet d'évaluer le diamètre linéaire de l'étoile (en km) connaissant la distance Soleil Terre. C'est le début d'une nouvelle ère : la lunette, instrument d'imagerie, va devenir un instrument de mesure de position. Picard utilise en 1667 une lunette munie de l'oculaire micrométrique à fil mobile d'Adrien Auzout. Il parvient à faire des mesures à la seconde de degré près ($1/3600$ de degré), une précision fantastique pour l'époque. Il importait de connaître la dimension réelle de l'étoile et ses variations angulaires sur le ciel, dont on déduit l'excentricité de l'orbite de la Terre (nombre qui caractérise l'écart entre une ellipse et un cercle, et qui vaut actuellement 0.017). La mesure du diamètre solaire revêt encore une importance considérable, car ses infimes variations pourraient engendrer des fluctuations de luminosité de l'étoile (car proportionnelle à sa surface), donc avoir des répercussions climatiques sur Terre.

Philippe de la Hire (1640-1718) poursuit l'oeuvre de l'abbé Picard, mais il utilise une autre méthode, celle des passages ou des transits, qui se développe grâce au gain en précision des horloges à pendule de Huygens. La Hire peut ainsi chronométrer le temps de passage du Soleil au méridien (ce phénomène dure 2 minutes) avec une précision d'une demi seconde de temps, lui donnant une incertitude de quelques secondes de degré sur la valeur du diamètre solaire.

Michel Toulmonde a effectué en 1997 une compilation de toutes les mesures anciennes et a conclu que les écarts entre différents auteurs pourraient être fictifs et imputables à des biais instrumentaux mal connus et non corrigés. C'est qu'en réalité, les mesures du diamètre solaire pratiquées au sol, d'hier et d'aujourd'hui, sont très délicates en raison des perturbations de l'atmosphère terrestre, qui déforme et agite les images. C'est la raison pour laquelle on effectue désormais ce type de travail avec des instruments en orbite.

A la fin du XVII^{ème} siècle, une grande moisson d'observations de taches et de diamètres solaires a été obtenue : cette époque a fait éclore des techniques précises de mesures de positions, dites « astrométriques ». Mais il faudra attendre le XIX^{ème} siècle et l'accumulation d'un important

volume de données pour que la physique solaire, c'est-à-dire la science s'attachant à comprendre le fonctionnement du Soleil, se mette en place.



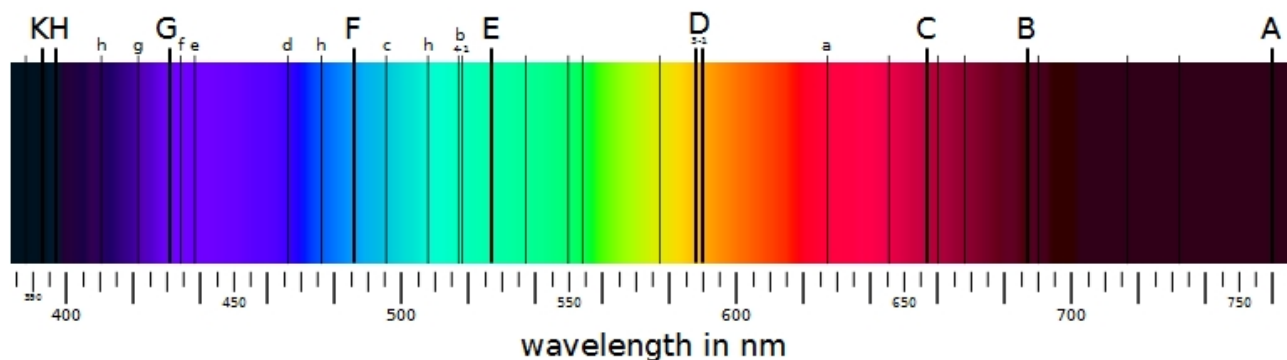
Une interprétation du Soleil selon Kircher (1602-1680) au XVII^{ème} siècle (Gallica/BNF, *Mundus Subterraneus*, 1664)

2.2 - Les grandes révolutions du XIX^{ème} siècle

Sur les traces de Newton, l'astronome anglais William Herschell (1737-1822) découvre en 1800 l'émission Infra Rouge (**IR**) du Soleil, de plus grande **longueur d'onde** que la lumière visible. Il constate une augmentation de température en plaçant un thermomètre au delà du secteur rouge de la lumière décomposée par un prisme : ce rayonnement invisible représente la moitié de l'énergie solaire rayonnée dans l'espace.

L'allemand Joseph Fraunhofer (1787-1826) identifie en 1817 dans le **spectre** solaire des « bandes noires » appelées **raies** spectrales qu'il attribue aux transitions atomiques caractéristiques d'éléments chimiques présents dans l'atmosphère solaire, comme l'Hydrogène, le Sodium, le Magnésium, le Calcium, etc... On sait aujourd'hui qu'il existe des milliers de raies (*chapitre 2*) qui

sont autant de signatures des éléments présents dans l'enveloppe gazeuse qui entoure le Soleil, la photosphère et la chromosphère. Les raies coronales ont été mises en évidence plus tard lors des éclipses totales.



Spectre de Fraunhofer, montrant les raies les plus larges du spectre solaire (©Wikimedia Commons) ; A,B=Oxygène ; C=Hydrogène ; D=Sodium ; E=Fer ; b=Magnésium ; F,f,h=Hydrogène ; G=molécule CH ; K,H=Calcium ionisé

Les transitions atomiques

Selon la mécanique quantique, les niveaux d'énergie possibles des **électrons** autour du **noyau** de l'atome (constitué de **protons** et de neutrons) ne peuvent pas prendre n'importe quelle valeur mais sont discrets et quantifiés. Lorsqu'un électron soumis au rayonnement ambiant passe d'un niveau d'énergie E_1 à un autre plus élevé E_2 , la transition met en jeu une « particule de lumière » fictive de masse nulle appelée **photon**, qui est absorbée, et dont l'énergie vaut $h \nu = E_2 - E_1$ (relation de Planck, h est la constante de Planck $6.62 \cdot 10^{-34}$).

A ce photon, qui se déplace à la vitesse de la lumière $C = 300\,000$ km/s, est associé une **onde** de **fréquence** ν et de **longueur d'onde** $\lambda = C / \nu$; c'est la dualité onde corpuscule, idée émise par Louis de Broglie en 1924, et pour laquelle le prix Nobel de physique lui fut attribué en 1929.

Les transitions de l'électron de l'atome d'Hydrogène

Les niveaux d'énergie possibles de l'unique **électron** de l'atome d'Hydrogène sont donnés par la loi $E(n) = -R / n^2$

n est le numéro du niveau : 1, 2, 3 ... jusqu'à l'infini. R est la constante de Rydberg.

Lorsque l'électron passe du niveau m vers le niveau $n > m$, il absorbe un **photon** d'énergie $h \nu = E(n) - E(m)$, et on a une raie d'absorption.

Si l'électron passe du niveau m vers le niveau $n < m$, il émet un **photon** d'énergie $h \nu = E(m) - E(n)$, c'est une raie d'émission.

Dans le **spectre** visible, on voit la série de Balmer des transitions $H\alpha$, $H\beta$, $H\gamma$, $H\delta$ à 656, 486, 432, 410 nm de longueur d'onde, raies qui ont en commun le niveau 2 : elles sont désignées sur le spectre de Fraunhofer par les lettres C, F, f, h.

Claude Pouillet (1790-1868) effectue en 1838 une tentative d'évaluation de la « constante » solaire ou énergie reçue par mètre carré de surface terrestre. Son pyrhéliomètre est constitué d'un volume d'eau tourné vers le Soleil et capoté de noir dont il mesure l'échauffement à l'aide d'un thermomètre. Cela conduira à la première estimation de la température de surface du Soleil, et par là de sa luminosité connaissant son rayon. La « constante » solaire est voisine de 1361.8 W/m² et porte mal son nom, car elle est sujette à de faibles fluctuations (0.1%) en liaison avec l'activité solaire.

Le cycle d'activité solaire de 11 ans (*chapitre 2*), caractérisé par une variation périodique du nombre de taches présentes sur le Soleil, est découvert en 1843 par l'astronome allemand Heinrich Schwabe (1789-1875), en compilant les données acquises depuis plus de cent ans.

L'anglais Edward Maunder (1851-1928) remarque le profond déficit de taches solaires dans les observations du cours de la seconde moitié du XVII^{ème} siècle sous le Roi Soleil. On constate un refroidissement durant cette période (dite du « minimum de Maunder »), mais ayant commencé bien avant ; c'est le « petit âge glaciaire » en climatologie de 1300 à 1850 environ. Il est possible qu'il y ait une corrélation avec le niveau anormalement faible de l'activité solaire, mais cette supposition reste controversée.

En 1852, Edward Sabine (1788-1883), qui s'intéresse à l'activité géomagnétique terrestre, c'est à dire aux fluctuations du champ magnétique de la Terre, trouve une corrélation étroite et quasiment parfaite avec le cycle solaire de Schwabe. L'environnement terrestre serait-il ainsi soumis aux fluctuations de notre étoile ? Sabine a mis le doigt sur une discipline actuellement en plein renouveau, qu'on appelle « météorologie spatiale » ou encore science des interactions entre le Soleil et la Terre. Les enjeux dépassent largement ceux de la connaissance fondamentale pour entrer dans le champ des applications économiques et sociétales : l'activité solaire (*chapitre 3*) peut perturber les lignes à haute tension, les télécommunications, dégrader les satellites, affecter la santé des personnels navigants soumis aux rayonnements ionisants.

Richard Carrington (1826-1875) observe pour la première fois, en 1859, une éruption solaire, sans doute la plus puissante jamais rapportée, dans un centre actif composé de taches. Les éruptions solaires (*chapitre 3*) sont des éjections de gaz ionisé liées à des instabilités d'origine magnétique. Ces phénomènes sont la clef des relations entre le Soleil et la Terre. Carrington, grâce à ses milliers d'observations de taches, a compris que le Soleil ne tourne pas sur lui même comme un corps solide, mais présente une rotation plus rapide à l'équateur (26 jours) qu'aux pôles (31 jours) : c'est la rotation différentielle.

2.2.1 Première révolution, la photographie céleste

Hippolyte Fizeau (1819-1896) et Léon Foucault (1819-1868) vont changer durablement l'Astronomie pendant plus de cent ans jusqu'à l'apparition des caméras numériques modernes (matrices photo sensibles de type CCD ou CMOS). Il réalisent le premier daguerréotype du Soleil en 1845. Dès lors, la perception de l'objet astronomique, en passant progressivement du dessin à la photographie, va s'affranchir de la subjectivité de l'observateur et permettre la conservation d'une information fidèle, exempte d'interprétation, à l'usage des générations futures. Cet immense pas va se conjuguer aux progrès de la spectroscopie qui va révéler les messages transmis par la lumière. L'alliance de ces deux techniques sera le moteur de l'astronomie physique, qui deviendra astrophysique au XX^{ème} siècle.

2.2.2 Seconde révolution, la spectroscopie

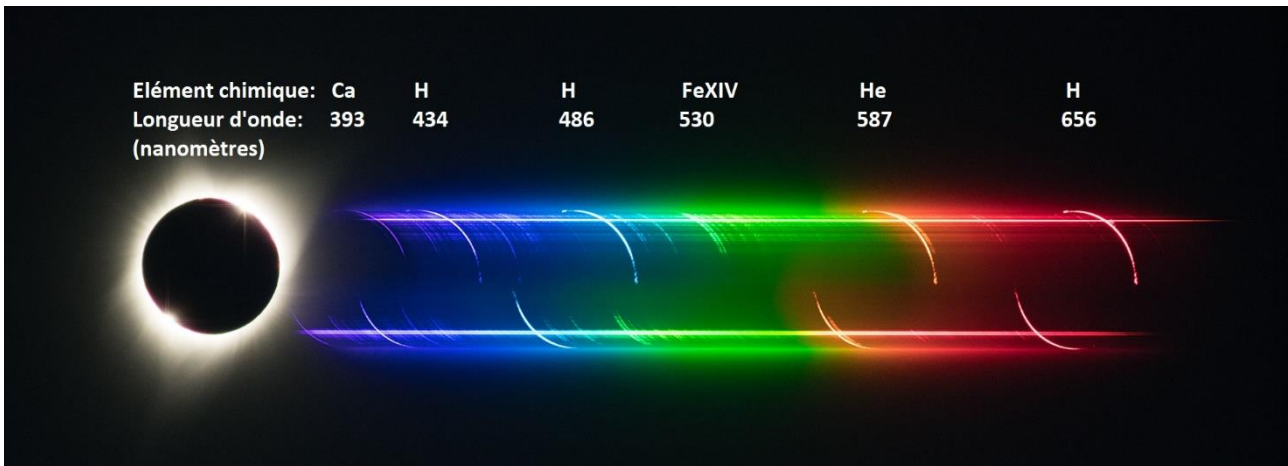
Le 18 Août 1868, jour d'une éclipse totale de Soleil par la Lune, on assiste à un véritable triomphe de la spectroscopie. Lors de l'éclipse, les astronomes Jules Janssen (1824-1907) et Norman Lockyer (1836-1920) aperçoivent des protubérances (*chapitre 3*) au delà du limbe solaire. Ces objets, constitués d'Hydrogène, apparaissent naturellement en rouge/rose – la lumière émise par la raie H α à 656.3 nm - lors des éclipses, alors qu'elles sont noyées dans la lumière de l'astre le reste du temps, donc invisibles. Après l'éclipse, Janssen et Lockyer pointent leur spectroscopie dans leur direction et les retrouvent ! Ils montrent ainsi qu'on peut observer les protubérances en tout temps, en isolant leur émission dans le spectre solaire. Cette découverte fondamentale est à l'origine d'une collection centenaire de clichés solaires à l'Observatoire de Meudon.



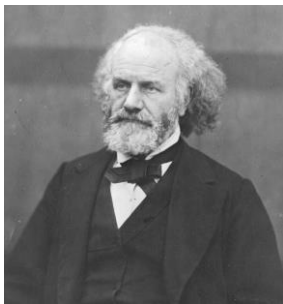
Janssen et Lockyer démontrent la possibilité d'observer les protubérances hors éclipse grâce à la spectroscopie (OP, sauf l'image centrale en lumière naturelle obtenue par l'IAP/CNRS en 1999). Les protubérances sont depuis observées quotidiennement à Meudon grâce à la spectroscopie.

Lors de cette éclipse, une seconde découverte majeure est attribuée aux mêmes observateurs. Ils orientent le spectroscopie dans la direction de la basse couronne solaire, qui apparaît lors des éclipses comme une vaste auréole de lumière blanche. Une raie jaune brillante, inconnue jusqu'ici, apparaît dans le spectre, à la longueur d'onde de 587.6 nm, au voisinage des deux raies du Sodium identifiées par Fraunhofer. Il s'agit d'un nouvel élément, que l'on décide de baptiser Hélium (du grec Hélios pour Soleil). C'est donc dans le Soleil que ce gaz, second constituant de l'Univers après l'Hydrogène, a été trouvé.

Un an plus tard, lors de l'éclipse du 7 Août 1869, l'astronome américain Thomas Young (1834-1908) constate qu'une autre raie inconnue apparaît dans le vert, à 530.2 nm de longueur d'onde, dans la basse couronne. Or il n'y a aucune raie à cet endroit dans le spectre du disque solaire ! C'est donc une nouvelle surprise : Young a vu une raie dite « interdite » de la couronne solaire (« interdite » parce qu'on ne peut l'observer que dans des milieux extrêmement dilués et chauds, dans des conditions non reproductibles en laboratoire). Ne sachant identifier cette raie, il l'attribue à un nouvel élément qu'il nomme « Coronium ». Il faudra attendre 70 ans pour comprendre que cette raie verte n'est autre que la signature d'atomes de Fer 13 fois ionisés (c'est à dire auxquels on a arraché 13 électrons, la moitié du cortège). Ce phénomène impose à la couronne d'être très chaude : une température supérieure au million de degrés. On a constaté depuis la présence d'autres raies « interdites » provenant d'atomes hautement ionisés, qui témoignent des conditions extrêmes qui règnent dans la couronne.



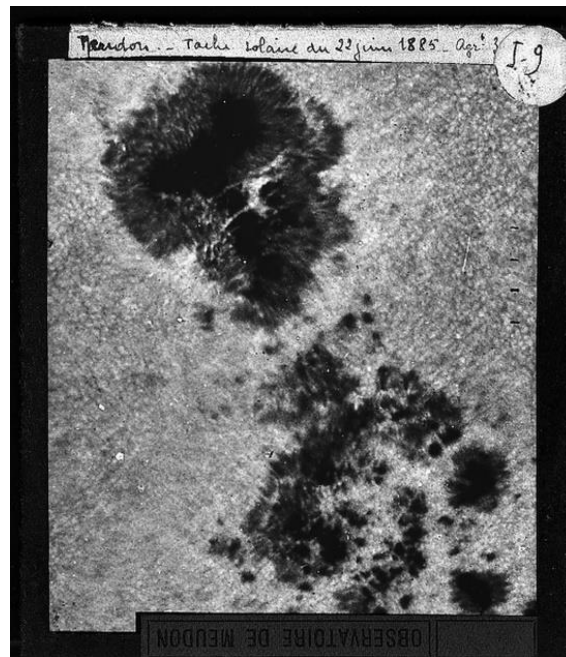
Découverte de l'Hélium et des raies interdites dans la couronne solaire : la raie verte du « Coronium » à 530.2 nm et la raie jaune de l'Hélium à 587.6 nm constituent une grande victoire de la spectroscopie au XIX^{ème} siècle (ce bel exemple de « spectre éclair » a été obtenu par Yujing Qin, Université d'Arizona, éclipse du 21 Août 2017 aux USA)



Jules Janssen (1824-1907), académicien, est le fondateur de l'Observatoire de Meudon (1876) et le père de l'Astrophysique française. Alors que l'Astronomie au XIX^{ème} siècle s'intéressait surtout au mouvement des astres et à la mécanique céleste, Janssen y introduit la physique, l'objectif étant de comprendre la nature, l'origine et l'évolution des corps composant l'Univers. Grâce à la spectroscopie, il découvre l'Hélium avec Norman Lockyer et la possibilité d'observer les protubérances en dehors des éclipses. Il inventa le revolver photographique pour observer le passage de Vénus de 1874 devant le Soleil, ancêtre du cinématographe (©OP).

2.3 L'épopée du Mont Blanc et le spectre solaire

Les découvertes de l'Hélium et des raies « interdites » de la couronne vont entraîner une accélération de l'étude de l'atmosphère du Soleil. Cette activité est impulsée par Jules Janssen à l'Observatoire fondé en 1876 sur le domaine de Meudon, laissé en friche par l'armée. Janssen y développe l'imagerie de la surface solaire à haute résolution (collection de 5000 clichés) et y introduit la spectroscopie avec son collaborateur Henri Deslandres (1853-1948) qui prendra ensuite la direction de l'établissement. Grâce à la photographie, nous avons conservé une mémoire fidèle des différentes étapes dans la progression des connaissances.



L'une des premières photographies des taches (1885) sur plaque de verre à Meudon (©OP)

Janssen complète les installations de Meudon par une station d'altitude peu banale au sommet du Mont Blanc. Il souhaite profiter de l'altitude exceptionnelle du site pour séparer du spectre solaire la composante tellurique. En effet, le spectre solaire observé au sol mêle les raies des éléments chimiques présents dans l'atmosphère terrestre (oxygène, azote, vapeur d'eau) à celles formées dans l'atmosphère solaire : en s'élevant à haute altitude, les raies telluriques s'effacent devant les raies solaires, ce qui permet d'identifier l'origine de chaque élément. L'observatoire du Mont Blanc, constitué de deux niveaux dont l'un enfoui dans les glaces du sommet, était pourvu d'une tourelle météorologique, d'une grande lunette polaire de 30 cm d'ouverture, et d'un spectroscopie. Construit à Meudon, acheminé en pièces détachées par des porteurs, il fut utilisé de 1893 à 1909, puis démantelé, car disloqué par la pression glaciaire. La tourelle subsiste au musée alpin de Chamonix.



Surprise pour les alpinistes de 1900 au Mont Blanc ! L'Observatoire (1893-1909) créé par Janssen pour étudier le spectre solaire trône fièrement sur la calotte sommitale (©OP)

3 - Instruments contemporains

Ils se classent en deux catégories : ceux dédiés à l'observation du disque Solaire entier, au jour le jour, pour suivre l'évolution globale de l'activité ; et ceux à champ de vue restreint (un centième du disque solaire), destinés à des études détaillées à haute résolution spatiale sur programme de recherche spécifique. Au sol ou dans l'espace, toutes les longueurs d'onde du spectre électromagnétique sont mises à contribution pour comprendre le Soleil.

La résolution ou le pouvoir séparateur d'un télescope

La résolution spatiale d'un instrument représente la dimension angulaire des plus petits détails discernables sur le ciel, donc la finesse de l'image. Elle est d'autant meilleure que le diamètre de l'instrument est grand et la longueur d'onde d'observation petite. Par exemple, un télescope d'un mètre d'ouverture peut voir des détails de 0.15 secondes de degré, soit 100 km, sur la surface solaire, dans le vert. Cependant, la résolution est limitée au sol par les effets de la turbulence de l'atmosphère terrestre, forte en plaine, atténuée en montagne.

En ondes radio, pour voir les mêmes détails, il faudrait un télescope un million de fois plus grand, c'est-à-dire de 1000 km de diamètre ! C'est évidemment impossible ; cependant, on sait obtenir des images satisfaisantes en répartissant sur une base de l'ordre du km plusieurs dizaines d'antennes de taille raisonnable (quelques mètres ou dizaines de mètres) que l'on couple par une méthode appelée « interférométrie ». La résolution des images devient alors équivalente à celle d'un télescope unique dont la taille serait voisine de la base sur laquelle sont réparties les antennes.

3.1 – Les observations systématiques du Soleil

Henri Deslandres met au point un instrument original, le spectrohéliographe, qui est entré en exploitation quotidienne en 1909. Il a servi (et sert encore après maintes modernisations) à produire une collection d'images monochromatiques unique au monde, sur 10 cycles solaires consécutifs, de la photosphère et de la chromosphère. Le dispositif était novateur car d'une sélectivité exceptionnelle, prélevant la lumière dans un intervalle spectral bien plus étroit que ne pouvaient le faire les filtres optiques de l'époque. Ces images répondent aujourd'hui à deux objectifs : scientifique, pour étudier la cyclicité solaire (*chapitre 2*), et appliqué, en termes de prévision et de suivi des perturbations de l'environnement spatial de la Terre sous l'influence des éruptions solaires (*chapitre 3*). George Hale (1868-1938) eut la même idée aux Etats Unis et développa un appareil similaire.

D'autres observations systématiques de surveillance du Soleil sont pratiquées en France, au Pic du Midi (CLIMSO) et sur le plateau de Calern (Côte d'Azur) en optique, et à Nançay en radio (Radiohéliographe et antenne ORFEES).

Les images quotidiennes de ces instruments sont ici :

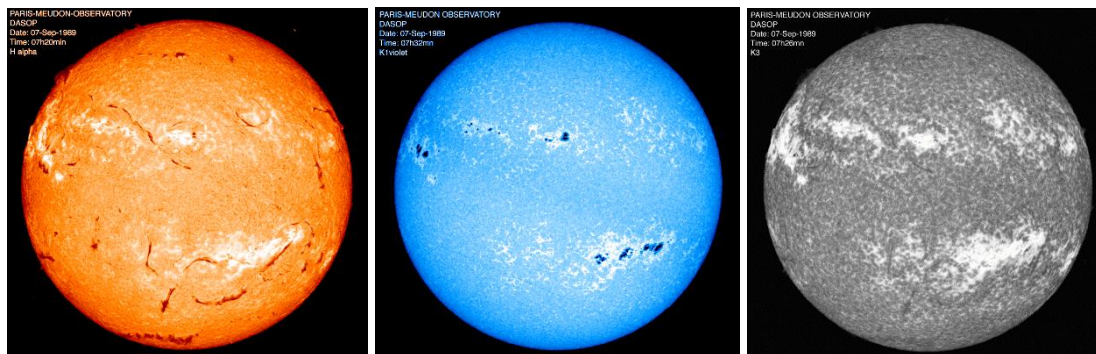
<http://bass2000.obspm.fr>

ou encore ici :

<https://observations-solaires.obspm.fr/>



Le spectrohéliographe est alimenté par un système à deux miroirs appelé coélostat, comportant un miroir mobile qui suit le Soleil dans son mouvement diurne et compense la rotation terrestre (©OP).



L'Observatoire de Meudon surveille l'activité solaire grâce au spectrohéliographe, à raison d'une série d'images par jour lorsque les conditions météo le permettent. Ce sont des images monochromatiques, isolant une raie du spectre solaire. Selon la raie sélectionnée (à gauche Hydrogène, au milieu et à droite Calcium), on découvre des aspects différents de l'atmosphère solaire, correspondant à plusieurs profondeurs de vision. Plus de 120 000 clichés ont été pris en 110 ans d'observations (©OP).



Henri Deslandres (1853-1948), académicien, spécialiste de spectroscopie et inventeur du spectrohéliographe, est convaincu que la physique et la chimie vont renouveler l'astronomie. Il rejoint Janssen à Meudon, auquel il succédera en 1907 à la tête de l'Observatoire. Il contribue au développement de l'Astrophysique et prend en 1926 la direction des observatoires de Paris et de Meudon réunis en une seule entité administrative (©OP).

Qu'est ce qu'une image monochromatique ?

Une telle image est formée en sélectionnant dans le spectre électromagnétique une fenêtre très étroite en longueur d'onde. En général, la fenêtre est positionnée sur une raie d'un atome caractéristique du milieu à étudier. Pour enregistrer ces images, inutile d'avoir une caméra couleur ! On utilise des capteurs sensibles seulement à l'intensité lumineuse. Une coloration artificielle (fausses couleurs) est souvent appliquée pour des raisons mnémoniques. Les images du Soleil à Meudon, dans la raie H α de l'Hydrogène à 656.3 nm, isolent une fenêtre de 0.02 nm de largeur spectrale. Le résultat est ensuite teinté en orange par ordinateur. Sans cette sélectivité, les structures solaires (hormis les taches) n'apparaîtraient pas. Les filtres de Charles Fabry et Alfred Pérot, ou de Bernard Lyot, apparus plus tard, ont des performances proches.

Les filtres monochromatiques sélectifs

Le filtre de Lyot, dont les principes ont été décrits en 1933, est basé sur l'interférence de l'onde ordinaire et de l'onde extraordinaire à la sortie d'un cristal biréfringent comme le spath d'Islande (ou la calcite). Un tel filtre est constitué de plusieurs étages en série. Le filtre de Fabry Pérot repose sur l'interférence d'ondes multiples à l'intérieur d'une cavité fermée par deux lames à faces parallèles partiellement réfléchissantes. Ces deux types de filtres sont très employés en Astronomie. Les lunettes H α pour amateurs utilisent souvent un petit Fabry Pérot de largeur spectrale comprise entre 0.05 et 0.1 nm.

3.2 - Que nous apportent les éclipses totales de Soleil ?

Lors d'une éclipse totale de Soleil, la Lune s'interpose parfaitement entre le Soleil et la Terre, et recouvre totalement le disque solaire. Cette occultation, très rare en un point donné du globe, ne dure jamais plus de quelques minutes. Elle fut jusqu'à l'ère des télescopes spatiaux le seul moyen d'apercevoir la couronne solaire, enveloppe ténue du Soleil composée d'électrons, ions et poussières, qui raccorde son atmosphère au milieu interplanétaire. L'observation des éclipses permet d'étudier la couronne intermédiaire, comme le montre cette image composite de 2017, qui présente des grands jets d'électrons diffusant la lumière. Les satellites voient en permanence la basse (en UV) ou la lointaine couronne (en lumière blanche).

La couronne solaire est plusieurs millions de fois moins brillante que le disque solaire, elle n'est pas plus lumineuse que le bleu du ciel quand il est pur (sans poussières). C'est pourquoi elle est difficilement observable au sol ; les astronomes ont, dès que possible, embarqué leurs instruments sur les satellites pour l'étudier, car dans l'espace, le ciel est noir ! L'intérêt des éclipses a donc quelque peu décru depuis qu'on voit en permanence la couronne depuis l'espace.

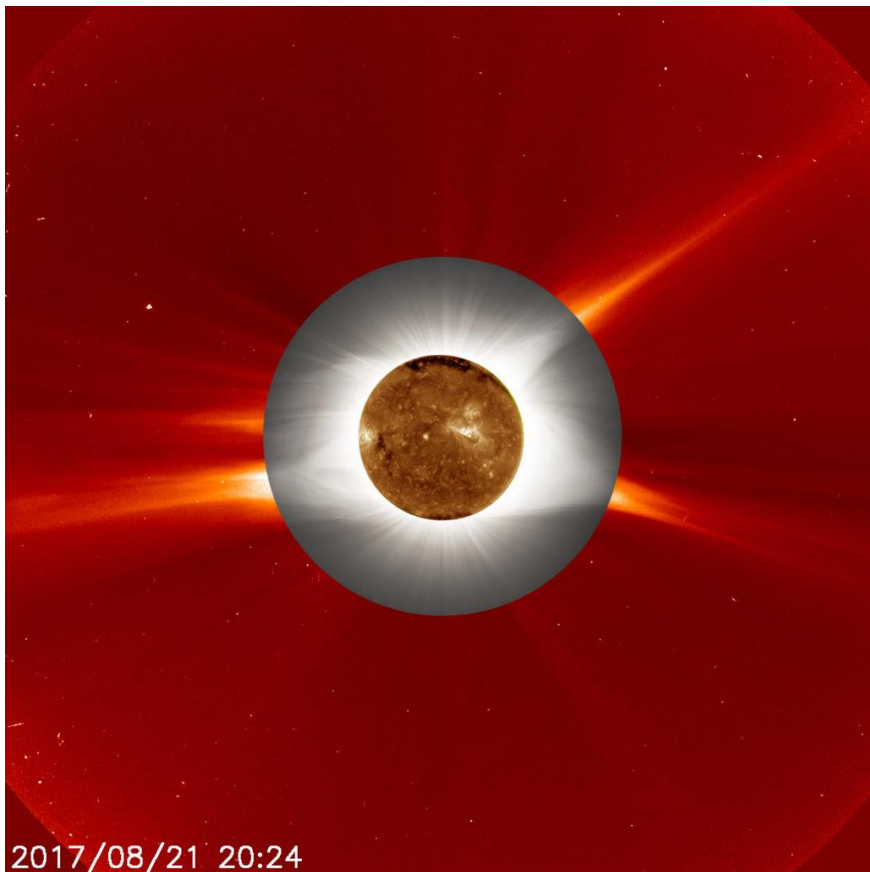
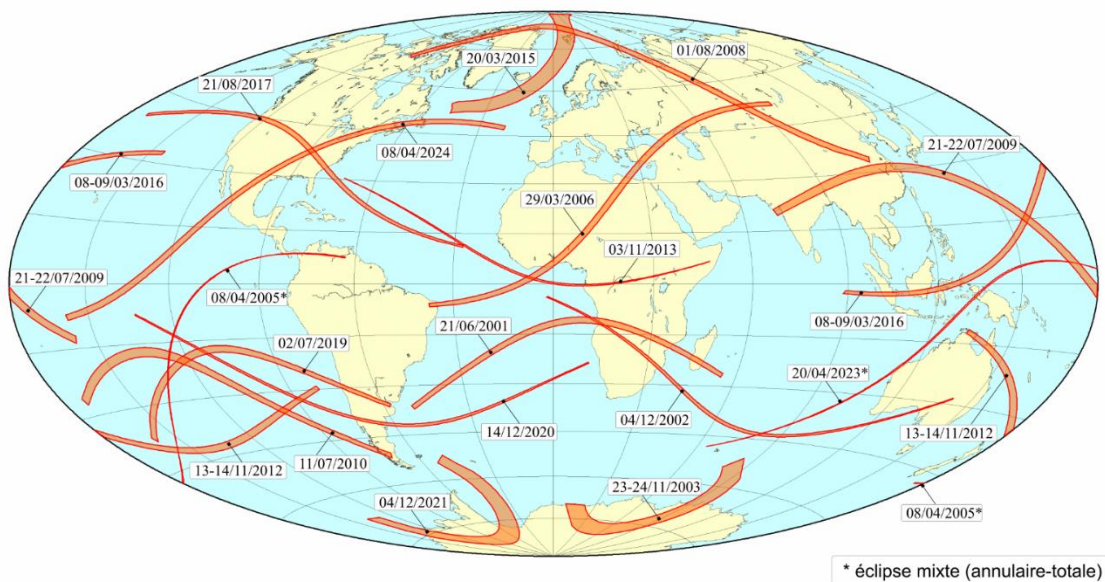


Image composite de la dernière éclipse totale du 21 Août 2017 aux USA ; le disque lunaire a été remplacé par une image UV du disque solaire (satellite SDO/NASA) ; la couronne solaire a grande distance a été observée par le télescope spatial SOHO/LASCO (ESA/NASA). La photo intermédiaire provient de l'expédition d'éclipse NSF/National Geographic. Document NASA.

Éclipses totales et mixtes de 2000 à 2025



Carte des éclipses totales dans le monde jusqu'en 2025 (IMCCE/OP). La prochaine éclipse totale aura lieu le 2 Juillet 2019 en Amérique du Sud. Les bandes oranges représentent la trajectoire de l'ombre sur la surface du globe. Elle se déplace à la vitesse de 2000 km/h. La dernière éclipse totale en France remonte au 11 Août 1999 ; la prochaine aura lieu le 3 Septembre 2081 !

3.3 – Le Soleil en optique à l’observatoire des Canaries

Les instruments européens de pointe, dédiés à l’observation détaillée des structures solaires dans le domaine visible et proche IR, sont situés à l’observatoire international des îles Canaries. Ce site espagnol a été choisi en raison de son ensoleillement et de la qualité des images qu’il fournit (turbulence atmosphérique modérée). Il existe deux observatoires, l’un à Tenerife près du volcan Teide, à 2350 m d’altitude, le second à La Palma, également au bord d’une caldeira à la même altitude. La France, l’Allemagne, les Pays Bas, la Suède y possèdent des instruments solaires spécialisés dans différents domaines. Le télescope suédois est optimisé pour l’imagerie à haute résolution spatiale ; l’instrument français est dédié à la spectroscopie et effectue des mesures des champs magnétiques et mouvements de la surface solaire. Ces télescopes nationaux, mis en service dans les années 1990, sont de la classe des « un mètre » ; leur successeur, prévu pour 2026, sera le fruit d’une large collaboration européenne.



Télescopes solaires sur le site de l’Observatoire du Teide à Tenerife ; au centre l’instrument français THEMIS du CNRS; à gauche les télescopes allemands (©OP).

3.4 – Le Soleil en radio à Nobeyama, Nançay, ALMA

Les radiotélescopes exploitent la seconde fenêtre de l’atmosphère terrestre transparente au rayonnement : la radio, qui va en astronomie des ondes millimétriques aux ondes décimétriques. Hormis les fenêtres visible et radio, notre atmosphère est opaque aux ondes électromagnétiques en provenance du cosmos. Les émissions radio du Soleil peuvent avoir des origines très diverses. Elles

Qu’est ce qu’un plasma ?

Il s’agit du quatrième état de la matière (les trois fondamentaux sont : solide, liquide et gazeux). Le plasma est un gaz ionisé, c’est-à-dire constitué non seulement d’atomes neutres, mais aussi d’**électrons** et d’**ions**. Un plasma reste globalement neutre (autant de charges positives que négatives) ; c’est un gaz conducteur dans lequel les particules chargées se déplacent sous l’action d’un **champ électrique** ou **magnétique**. On rencontre les plasmas dans des conditions extrêmes de température et de pression, rares sur Terre, mais courantes dans l’Univers (étoiles, haute atmosphère des planètes, aurores boréales, foudre, arcs électriques, machines à fusion expérimentales telles les tokamaks...)

prennent naissance dans le plasma de la couronne. Il peut s'agir d'un rayonnement naturel à la fréquence plasma électronique, mais aussi d'une émission liée à un mouvement accéléré ou décéléré d'électrons ou de protons lors des éruptions solaires, sous l'action de la **force de Lorentz** en présence de **champ électrique** ou **magnétique**. Toute charge en mouvement émet un rayonnement : dans un champ magnétique, il survient à la fréquence gyromagnétique.

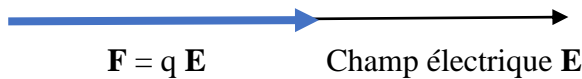
La fréquence gyromagnétique

Lorsqu'un électron spirale autour de la direction du **champ magnétique**, il décrit une hélice en tournant à la fréquence gyromagnétique $2.8 \cdot 10^{10} B$ Hertz, où B est l'intensité du champ magnétique (Tesla). Il émet alors un rayonnement radio, appelé cyclotron, dans la gamme de 10 à 3000 méga Hertz, selon la valeur du champ.

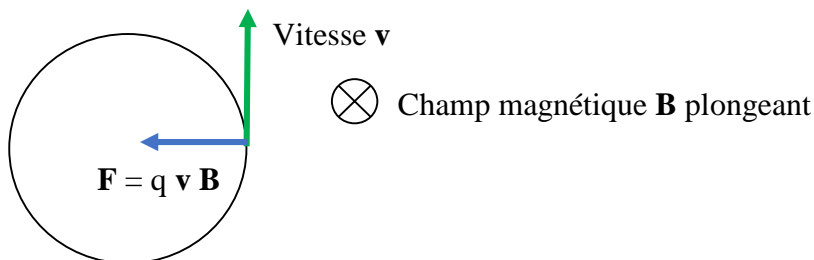
Le mouvement d'une particule chargée dans un champ électrique et magnétique

Toute particule chargée, en présence de champ électrique ou magnétique, subit une force, appelée **force de Lorentz**. La composante électrique de la force est dans la direction du champ électrique ; celui-ci accélère ou freine les particules. La composante magnétique est orthogonale au mouvement ; le champ magnétique dévie les charges. Les accélérateurs de particules, comme le cyclotron ou le synchrotron, utilisent cette force qui alterne entre phases d'accélération et de déviation. Les éruptions solaires accélèrent les électrons et les protons, qui spiralent ensuite le long des lignes du champ magnétique en décrivant des hélices. Ce mouvement se matérialise par l'émission d'un rayonnement radio, dit rayonnement cyclotron.

Partie électrique de la force de Lorentz **F** agissant sur une charge q (positive ici) :

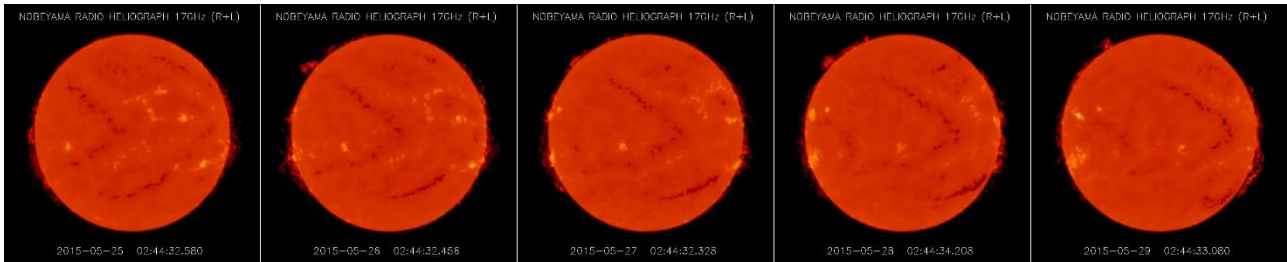


Partie magnétique de la force de Lorentz **F** agissant sur une charge q (positive ici) :



Toute particule chargée et accélérée rayonne

Les charges en mouvement accéléré (ou ralenti) rayonnent une **onde électromagnétique** dont l'intensité est proportionnelle au carré de leur accélération. Une charge qui tourne dans un champ magnétique possède une accélération proportionnelle au produit de sa vitesse par l'intensité du champ magnétique : c'est le rayonnement cyclotron. Lors d'un impact, c'est le rayonnement de freinage.



Observations du Soleil en ondes radio à 17 giga Hertz au radiotélescope de Nobeyama (Japon). On visualise à cette fréquence plasma la surface du Soleil (chromosphère) où l'on distingue les principales structures : longs filaments sombres et régions actives magnétisées brillantes. Images des 25, 26, 27, 28 et 29 Mai 2015 faisant apparaître la rotation solaire (©NAOJ).

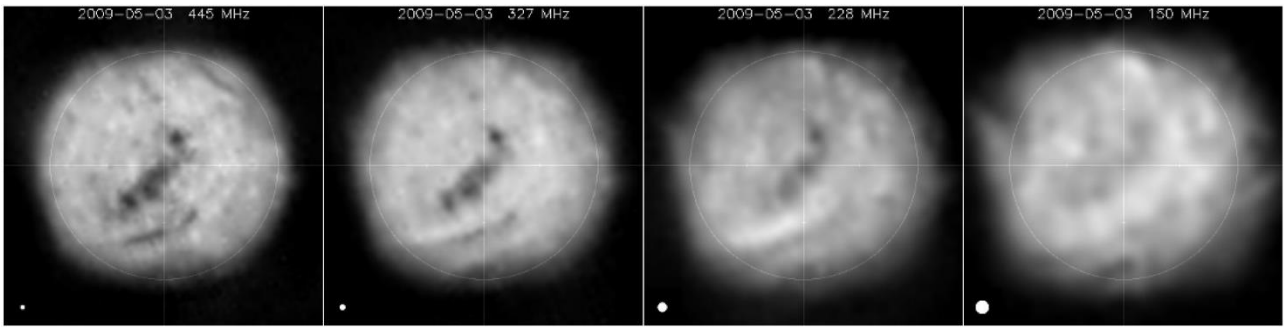
La fréquence plasma électronique

Un plasma comporte des atomes neutres et autant de charges positives que négatives. Les **électrons** sont les plus mobiles, car les plus légers. Lorsqu'un électron se déplace par rapport à sa position d'équilibre, un **champ électrique** local apparaît, et tend à le ramener à sa position initiale. Il en résulte une oscillation à la fréquence plasma, qui est proportionnelle à la racine carrée de la densité électronique n (nombre d'électrons par unité de volume) et vaut $9 \sqrt{n}$ Hertz. La fréquence plasma prend des valeurs très variables selon le milieu.

- Dans le Soleil, la densité électronique décroît avec l'altitude, il en est de même de la fréquence, ce qui fournit un outil pour explorer la stratification de l'atmosphère. La fréquence peut y varier de 100 méga à 100 giga Hertz.
- Dans l'ionosphère terrestre, couche à 100 km d'altitude, la fréquence est de 10 méga Hertz.
- Dans un métal, elle atteint 100 téra Hertz.



Radiotélescope de Nobeyama composé d'une centaine d'antennes alignées sur deux directions (©NAOJ). L'instrument a un pouvoir séparateur proche d'un télescope unique dont la taille serait voisine de l'alignement.



Observations multifréquences (445, 327, 228 et 150 MHz) à Nançay permettant de suivre la propagation d'évènements dans la couronne solaire (©OP). La fréquence diminue avec l'altitude.

Le radiohéliographe de Nançay est, comme celui de Nobeyama, un interféromètre composé de 47 antennes réparties en deux branches perpendiculaires formant un « T » : 19 antennes en Est Ouest réparties sur 3 km, et 25 antennes paraboliques en Nord Sud sur 2 km. Cet instrument est multifréquence : il observe sur plusieurs canaux entre 150 et 450 méga Hertz, et permet de suivre la propagation de faisceaux d'électrons accélérés lors des éruptions solaires. Les émissions dites de type III correspondent à une émission transitoire qui dérive des hautes fréquences vers les basses au fur et à mesure que le faisceau progresse. En effet, la fréquence plasma dépend de la densité électronique, qui décroît avec l'altitude.

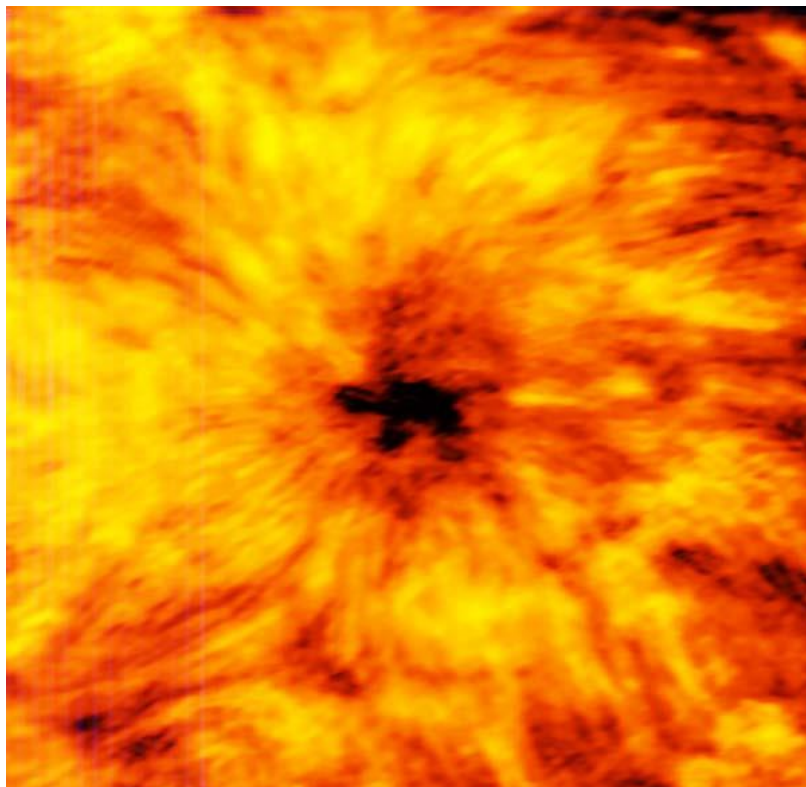


Radiohéliographe de Nançay composé de 47 antennes opérant dans la bande de fréquences radio de 150 à 450 méga Hertz, et délivrant des images de la couronne solaire (©OP).



Radiotélescope ALMA de l'Observatoire Européen Austral à 5000 mètres d'altitude dans le désert d'Atacama au Chili (©ALMA/ESO).

En 2013, le plus puissant radiotélescope européen jamais construit sous la forme d'un réseau d'antennes couplées, ALMA pour « Atacama Large Millimeter Array », est entré en service au Chili. Cet instrument n'est pas dédié à l'observation du Soleil, néanmoins il permet de faire des observations avec un **pouvoir séparateur** inédit, parce que ses antennes sont grandes, réparties sur un vaste espace, et captent des fréquences d'observations très élevées autour de 240 giga Hertz (1.25 mm de longueur d'onde). Les premières images solaires ont été obtenues en 2017 à cette fréquence, qui correspond à de fortes densités électroniques, dévoilant la structure profonde des taches.



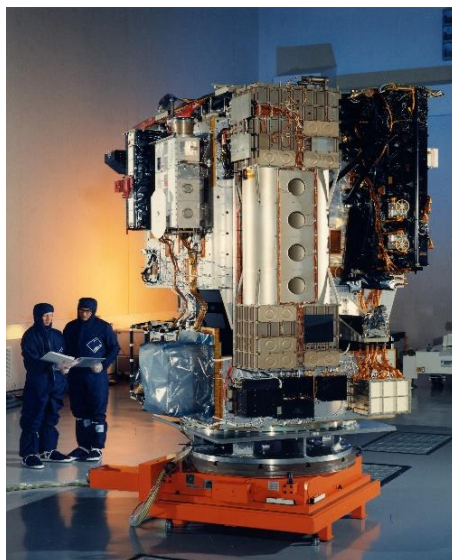
Première observation radio en haute définition d'une tache solaire (photosphère) par ALMA en 2017 à la fréquence de 240 giga Hertz (©ALMA/ESO).

3.5 - Pourquoi observer depuis l'espace ?

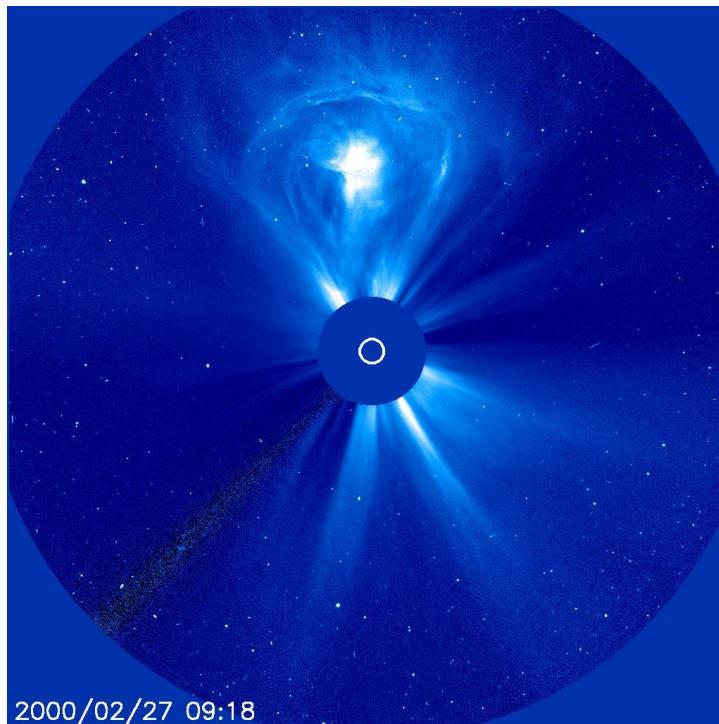
L'atmosphère terrestre gêne l'observation astronomique, parce qu'elle absorbe les rayonnements hormis le visible et la radio. En faisant obstacle aux rayons UV et X solaires, elle protège l'espace biologique terrestre. En réfléchissant le rayonnement IR de la Terre (c'est l'effet de serre), elle conserve une température propice à la vie. Pour observer les rayonnements éliminés par l'atmosphère, on a pensé aux ballons stratosphériques s'élevant à plusieurs dizaines de km, l'inconvénient étant la brièveté d'un vol. Audouin Dollfus (1924-2010) en fut précurseur en France (dès 1960), puis d'autres laboratoires épaulés par le Centre National d'Etudes Spatiales (CNES). Après les vols ballon éphémères, on s'est orienté vers l'espace et les satellites artificiels en orbite basse (200 km). La première grande moisson de données spatiales solaires en rayons UV et X revient au satellite Solar Maximum Mission (SMM) de la NASA dans les années 80. Cependant, les satellites en orbite basse (période de révolution de 90 minutes) ont souvent l'inconvénient des alternances jour nuit en passant dans l'ombre de la Terre. Il existe une position particulière du système Soleil Terre, dite point de Lagrange L1, situé entre le Soleil et la Terre, à 1.5 million de km de nous. Ce point, où les attractions des deux corps et la force centrifuge se compensent, autorise une observation 24 heures sur 24 du Soleil. En 1996, l'agence spatiale européenne (ESA) et la NASA placèrent SOHO (Solar and Heliospheric Observatory) en L1. Incroyable épopée que SOHO ! Cet observatoire multi instruments fonctionne encore, 22 ans après son lancement, ce qui est exceptionnel ; il reste le seul capable d'observer la couronne solaire à grande distance grâce à ses deux coronographes. SOHO est maintenu actif par les agences pour étudier les interactions Soleil Terre et prévoir leur influence sur les activités humaines.

Les images en temps réel de SOHO sont ici : <https://sohowww.nascom.nasa.gov/>

Le coronographe est un instrument inventé par Bernard Lyot dans les années 30 et mis au point au Pic du Midi où il est parfois possible d'observer la basse couronne lorsque le ciel est pur (c'est-à-dire exempt de poussières qui diffusent la lumière). L'instrument masque le disque solaire avec une lune artificielle et est optimisé pour éliminer la diffusion lumineuse dans ses composants optiques. Au sol, on n'accède qu'à la couronne proche du bord solaire, un million de fois moins lumineuse que le disque. Mais la moyenne et haute couronne restent invisibles car moins brillantes que le ciel ! Observer dans l'espace change la donne : comme le ciel est noir, SOHO voit la couronne lointaine jusqu'à 30 rayons solaires, en gagnant un facteur cent mille par rapport à ce qui est possible de voir en montagne !



SOHO pèse 2 tonnes et gravite autour du Soleil en synchronisme avec la Terre en un point particulier L1 à 1.5 millions de km de nous (©SOHO/ESA).



Ejection de masse vue au coronographe C3 de l'instrument LASCO sur SOHO. Le Soleil est indiqué par le cercle blanc ; le disque bleu autour est un occulteur anti éblouissement (une lune artificielle). Les points brillants sur le fond de ciel sont les étoiles de la Voie Lactée, notre galaxie (©SOHO/LASCO-ESA/NASA).



Bernard Lyot (1898-1952), académicien, fut astronome à l'Observatoire de Meudon. Il invente le coronographe, appareil permettant d'observer la couronne solaire en dehors des éclipses de Soleil par la Lune. Spécialiste de la polarisation de la lumière, il met au point le filtre monochromatique qui porte son nom. Les inventions de Lyot sont aujourd'hui mondialement utilisées. Victime d'une crise cardiaque, il décède prématurément au Caire à l'occasion d'une mission (©OP).

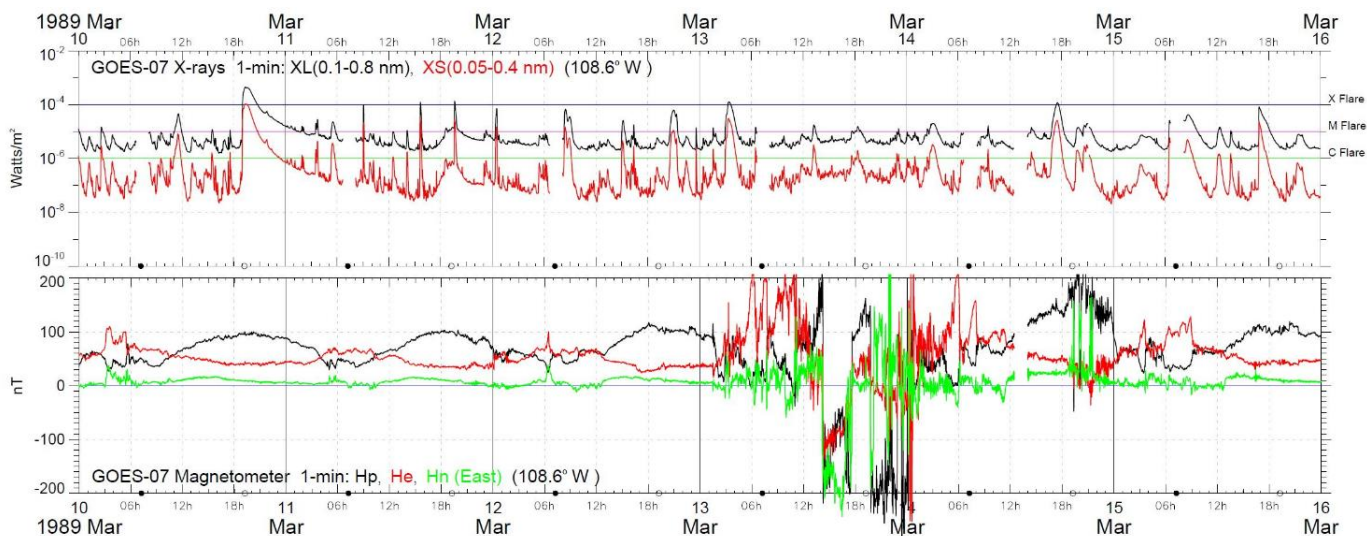
3.6 – GOES et la surveillance de l'environnement spatial

Depuis quelques décennies, la NASA et la NOAA (National Oceanic and Atmospheric Administration) surveillent l'environnement spatial de la Terre avec la série des satellites géostationnaires GOES (Geostationary Operational Environmental Satellite). Ils sont situés à 36000 km d'altitude et ont pour vocation primaire la prévision météo à l'échelle du continent américain. Ils embarquent des instruments de mesure de l'environnement spatial in situ (densité de protons, d'électrons, magnétomètre) et des rayons X du Soleil. GOES cherche à détecter des

événements liés aux éruptions solaires tels que celui ayant provoqué la grande panne électrique survenue au Québec en Mars 1989.

Le flux X solaire en temps réel observé par GOES est ici :

<http://www.swpc.noaa.gov/products/goes-x-ray-flux>



Grande éruption du 10 Mars 1989 enregistrée par GOES 7, dont les effets sont parvenus à la Terre 3 jours plus tard. En haut, le flux de rayons X solaires (pic le 10 à 19 heures) dans deux bandes spectrales ; en bas, la perturbation des trois composantes du vecteur champ magnétique au niveau du satellite à 36000 km de la Terre est décalée dans le temps, car voyage plus lentement.

Un magnétomètre

C'est un appareil permettant de mesurer les 3 composantes locales du vecteur champ magnétique ; de nombreux satellites comme GOES en portent pour contrôler les perturbations du champ terrestre liées à l'activité solaire.

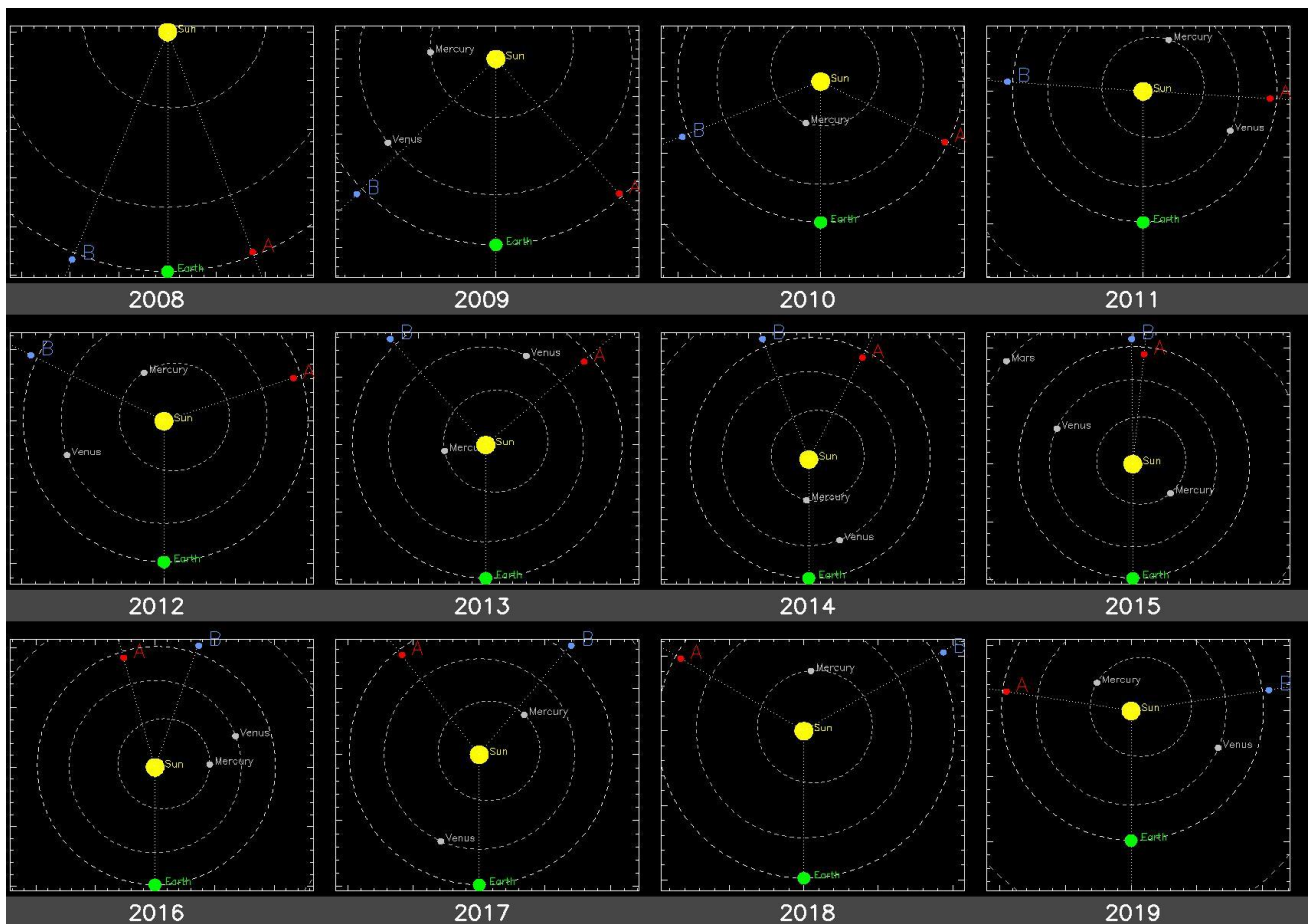
3.7 - STEREO, Hinode, SDO, RHESSI, des télescopes de recherche spatiale

La mission STEREO de la NASA a démarré en 2006. Elle répond à une question fondamentale : lorsqu'une éjection de matière solaire se produit, cette éjection est-elle susceptible d'atteindre la Terre ? Depuis l'environnement terrestre, toute éjection est vue en projection sur le ciel en deux dimensions ; STEREO apporte d'autres points de vue autour du Soleil, permettant une visualisation des phénomènes en trois dimensions. Cela permet d'identifier leur direction de propagation, d'où le nom de la mission. On a ainsi pu voir en même temps la face du Soleil tournée vers la Terre et la face opposée !

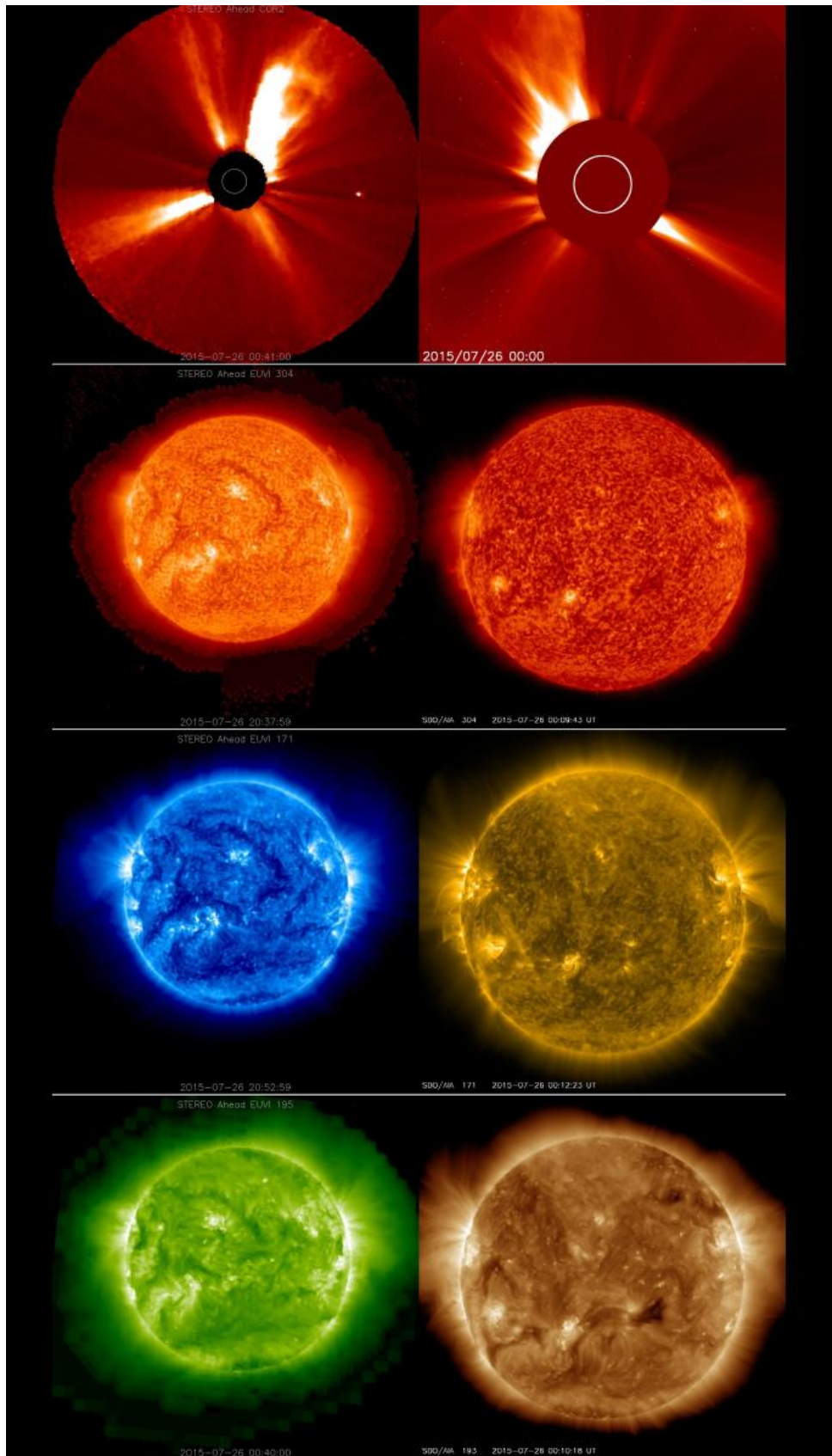
Les images temps réel de STEREO sont ici : <https://stereo.gsfc.nasa.gov/>

STEREO se compose de deux sondes identiques en orbite autour du Soleil. STEREO A, étant un peu plus près du Soleil, a une période de révolution plus rapide que la Terre ; inversement, STEREO B est un peu plus éloignée et donc plus lente. Accolées au lancement, elles se sont retrouvées en opposition par rapport au Soleil en 2011, voyant ainsi 100% de la surface. En 2015 elles étaient de nouveau réunies, mais en opposition par rapport à la Terre, 100% du Soleil étant encore visible en couplant STEREO à un autre instrument en orbite terrestre comme Solar Dynamics

Observatory (SDO). Aujourd'hui, seule STEREO A fonctionne, et l'on obtient des observations stéréoscopiques en couplant STEREO A à SDO et SOHO. STEREO porte des imageurs UV de la couronne solaire ainsi que des coronographes permettant de détecter les éjections se répandant dans le milieu interplanétaire.

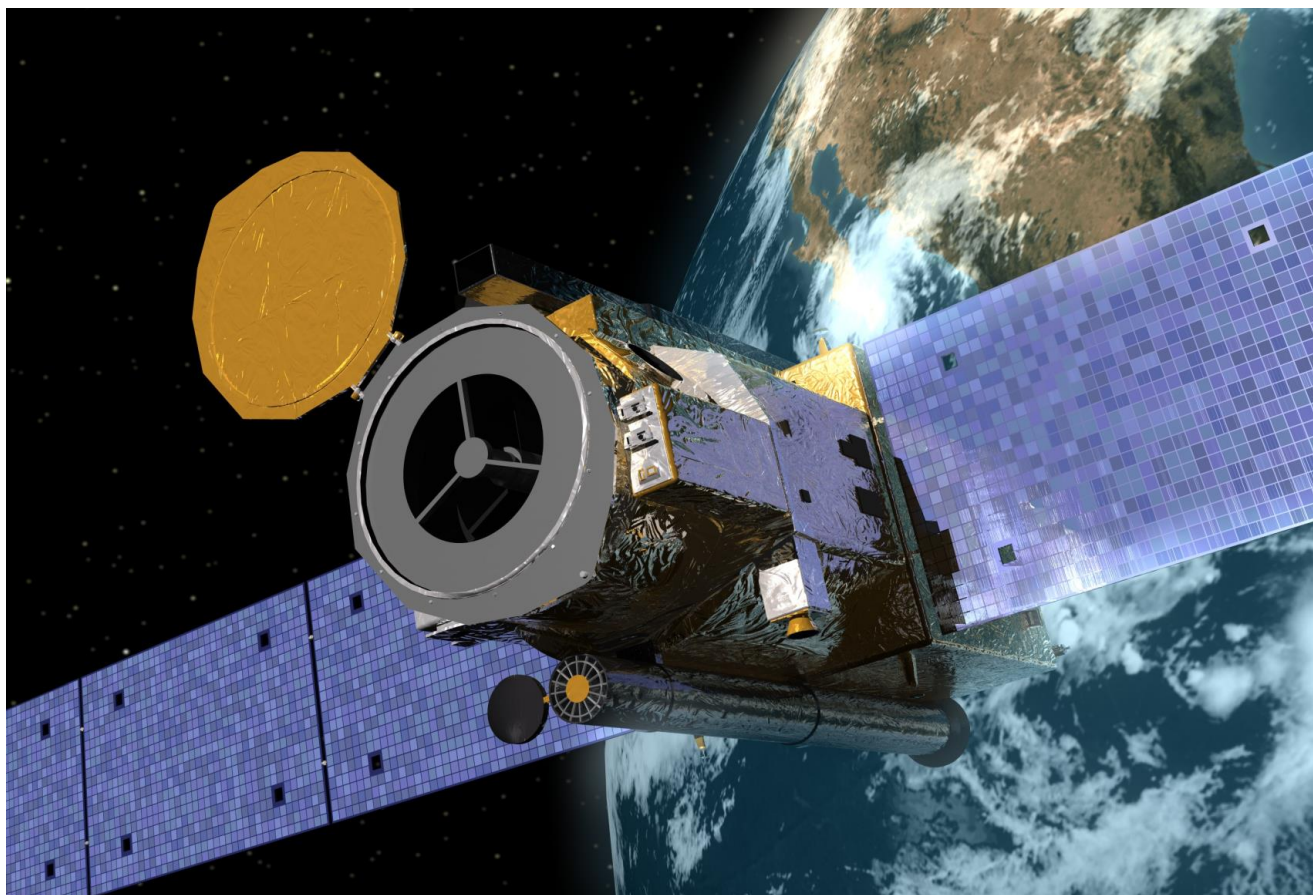


Trajectoire de STEREO A et B (en rouge et en bleu) entre 2008 et 2019. La Terre est en vert et le Soleil en jaune. A ce jour, STEREO A et la Terre donnent une vision stéréoscopique du Soleil (STEREO B est en panne depuis 2014). ©STEREO/NASA.



100% de la surface solaire visible au même instant ! Une vision stéréoscopique du Soleil le 26 Juillet 2015 alors que STEREO A se trouvait en opposition par rapport à la Terre, à 300 millions de km, de l'autre côté du Soleil. A gauche, la face opposée du Soleil ; à droite celle visible depuis la Terre. En haut, la couronne vue par STEREO (à gauche) et SOHO (à droite). Plus bas, les images en UV obtenues par STEREO (à gauche) et par AIA sur SDO (à droite) correspondant aux trois températures de 0.1, 1 et 2 millions de degrés. Fausses couleurs. ©NASA/ESA.

Hinode (« lever de Soleil » ou SOLAR B) est le successeur de Yohkoh (« rayon de Soleil » ou SOLAR A), placé sur orbite en 2006 par le Japon. Hinode est le fruit d'une collaboration entre la JAXA (agence spatiale japonaise) et la NASA avec une participation européenne. Ce satellite porte le plus puissant télescope jamais construit pour l'observation solaire depuis l'espace, le SOT (Solar Optical Telescope). Il a un diamètre de 50 cm et distingue dans le bleu des détails de 0.2 secondes de degré soit 150 km sur la surface solaire. Ce pouvoir séparateur a permis à Hinode de mieux comprendre le magnétisme solaire en révélant des détails jamais vus grâce à son imageur monochromatique et son spectrographe couplé à un dispositif d'analyse de la polarisation de la lumière. Hinode aura un successeur encore plus puissant, SOLAR C, vers 2025.



Le satellite Hinode et son télescope, le SOT ©JAXA/NASA/ESA.

Solar Dynamics Observatory (SDO) est un satellite d'observation solaire placé en 2010 par la NASA en orbite géostationnaire à 36000 km au dessus de nos têtes. Cette position était nécessaire en raison du débit de données extraordinaire de l'instrument, qui descend au sol une dizaine d'images 4000 x 4000 par minute et ceci 24 heures sur 24 ! Cela correspond à environ 500 giga octets de données par jour, soit environ 150 téra octets par an à stocker, archiver, conserver en ligne et sécuriser, donc à dupliquer en de nombreux exemplaires. SDO a pour objectif scientifique de suivre les phénomènes dynamiques solaires, comme les éruptions et éjections. Mais il a aussi pour but de comprendre la structure interne du Soleil. SDO a beaucoup bénéficié de l'expérience acquise sur SOHO ; il porte un imageur UV avec plusieurs canaux étagés entre 10 000 et 10 millions de degrés pour explorer l'atmosphère (Atmospheric Imaging Assembly, AIA, successeur de Extreme UV Imaging Telescope, EIT sur SOHO). SDO embarque aussi un instrument héliosismologique pour étudier les mouvements et champs magnétiques de la surface solaire, travaillant dans une raie du Fer à 617.3 nm de longueur d'onde (Helioseismic Magnetic Imager, HMI, successeur de Michelson Doppler Imager, MDI sur SOHO).



Installation de SDO dans la tête de la fusée Atlas (©SDO/NASA).

Les images en temps réel de SDO sont ici: <https://sdo.gsfc.nasa.gov/>

Enfin, RHESSI (Reuven Ramaty High Energy Solar Spectroscopic Imager), est un instrument de la NASA en orbite depuis 2002 et dédié à l'étude des éruptions solaires et des mécanismes d'accélération de particules chargées (électrons, protons, ions) jusqu'à une vitesse proche de celle de la lumière. RHESSI observe les rayonnements de ces particules de haute énergie en rayons X et γ avec une instrumentation spécialisée.

Les rayons X

Les rayons X ont des longueurs d'onde dans la gamme 0.01 à 1 nm, et les rayons γ , plus énergétiques, ont une longueur d'onde inférieure à 0.01 nm.

Un électron accéléré à 50% de la vitesse de la lumière possède une énergie correspondant aux rayons X ; un proton, 1840 fois plus massif, sera dans le domaine des rayons γ .

4 – Vers les grands instruments du futur...

La prochaine décennie sera riche en nouveaux instruments, tant au sol que dans l'espace. Au sol, on souhaite observer des détails de la surface solaire de plus en plus fins avec des télescopes géants. La nouvelle génération aura 4 mètres de diamètre et sera pourvue d'une « optique adaptative », capable de corriger les effets de la turbulence atmosphérique sur un champ d'observation étendu, sans quoi ces télescopes seraient inexploitable. Dans l'espace, on va tenter de s'approcher du Soleil pour l'examiner de plus près et faire des mesures in situ des quantités physiques

fondamentales que sont les champs électriques et magnétiques, les densités particulières, les vitesses, les températures locales... Ce sont des paramètres indispensables pour contraindre les modèles théoriques et les simulations numériques sur supercalculateurs qui tentent d'expliquer les phénomènes observés. Ainsi Solar Orbiter et Solar Probe vont s'approcher du Soleil à 55 rayons solaires pour l'un (approximativement la distance de Mercure au Soleil), et seulement 10 rayons solaires pour l'autre.

4.1 - DKIST et les champs magnétiques coronaux

DKIST, pour Daniel K. Inouye Solar Telescope (ancien sénateur d'Hawaï) est un projet américain financé par la NSF (National Science Foundation) et piloté par le NSO (National Solar Observatory) autour d'un consortium d'une vingtaine d'institutions. En construction à Aleakala, Hawaï, à 3000 m d'altitude, il bénéficiera d'un ciel très pur et sera achevé en 2020. Il sera muni d'instruments imageurs et de spectro polarimètres pour mesurer les champs magnétiques à haute résolution spatiale dans le proche Infra Rouge de 1 à 5 microns de longueur d'onde. La mesure des champs magnétiques de la couronne est un défi auquel DKIST va s'attaquer. L'IR facilite les mesures et justifie le grand diamètre du télescope ; en effet un miroir de 4 m a le même pouvoir séparateur dans l'IR que les télescopes de 1 m actuellement disponibles dans le visible.

Pour en savoir plus : <http://dkist.nso.edu/>

4.2 - EST, SOLAR C, le Soleil à la loupe !



Vue d'artiste du futur télescope EST aux Canaries (©consortium européen EST).

EST (European Solar Telescope) est le projet européen complémentaire de DKIST qui devrait être opérationnel en 2026. Il s'agit aussi d'un télescope de 4 m, mais axé sur l'observation à haute résolution spatiale de la surface solaire dans le domaine visible et la mesure des champs magnétiques de surface avec une très grande précision. EST est piloté par l'Institut d'Astrophysique des Canaries (IAC), basé à La Laguna (Tenerife) qui dispose de deux observatoires d'altitude sur les îles de

Tenerife et de La Palma. EST s'appuie sur un consortium de 15 pays participants dont la France (CNRS). Il devrait dévoiler, de temps en temps, des détails sur la surface solaire 4 fois plus fins (40 km) que ceux fournis par les meilleurs instruments actuels (150 km). EST n'atteindra cet objectif ambitieux que si l'on parvient à concevoir une optique correctrice de la turbulence atmosphérique suffisamment efficace : c'est la principale difficulté technologique.

Pour en savoir plus : <http://www.est-east.eu/>

SOLAR C devrait observer le Soleil en orbite basse à partir de 2026. Successeur de SOLAR B, son objectif est de percer les secrets des structures fines et des champs magnétiques de surface, comme EST au sol. Ce sera le plus gros télescope spatial jamais réalisé pour l'étude du Soleil avec son miroir de 1.50 mètre de diamètre, qui devrait lui permettre de distinguer des détails de 50 km, comme EST, mais en permanence car situé hors atmosphère. Bien que Solar C sera en orbite basse, son diamètre lui permettra de voir des détails plus fins que ses collègues Solar Orbiter et Solar Probe, pourtant plus près du Soleil, car leur mission prioritaire est différente. SOLAR C, piloté par le Japon, sera le fruit d'une importante coopération internationale.

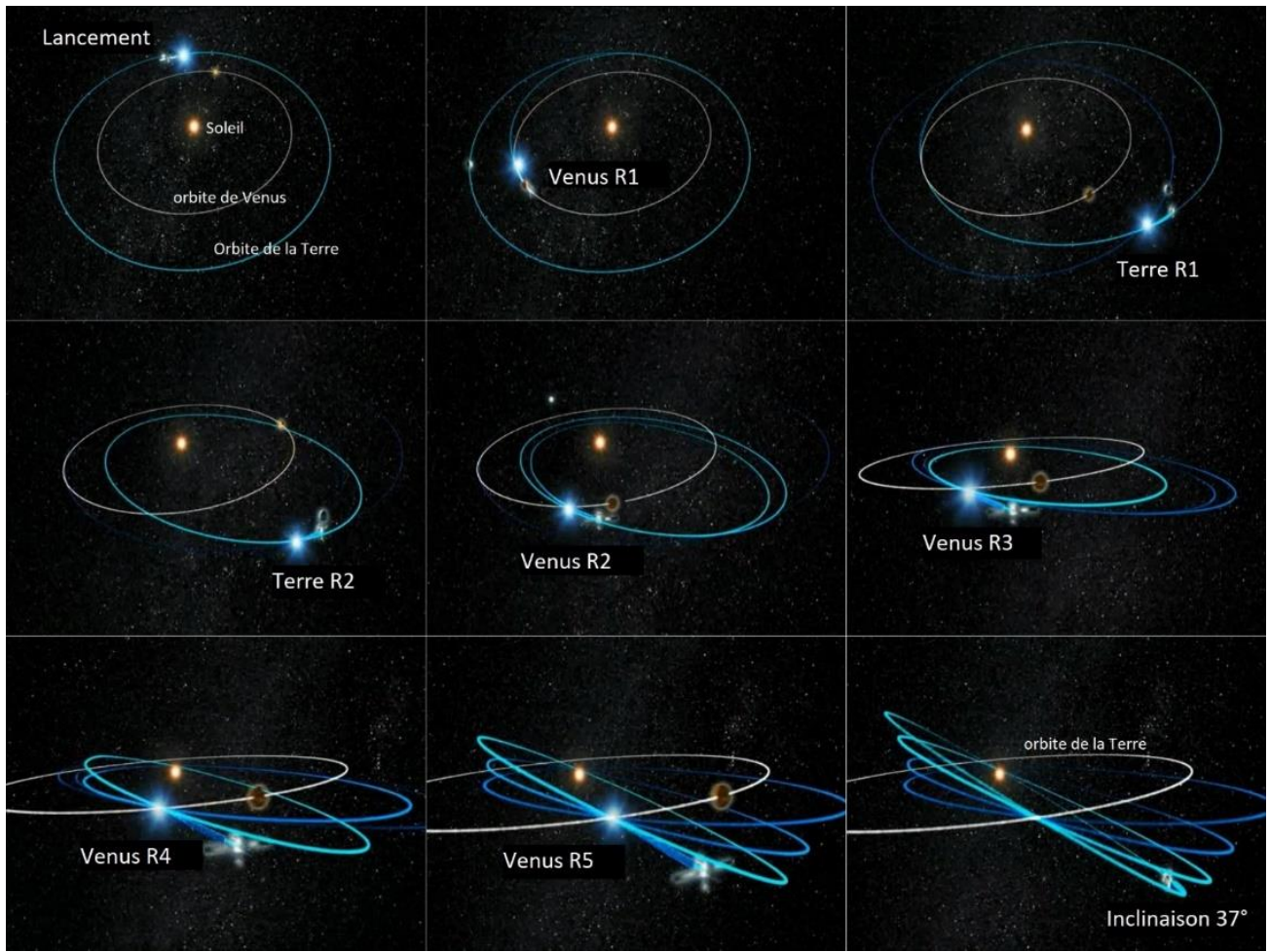
4.3 - Solar Orbiter et Solar Probe, plus près du Soleil

Solar Orbiter (SolO) est un projet de l'ESA en cours de préparation pour lancement en 2019. Cependant, la sonde ne sera opérationnelle qu'en 2022, car elle va mettre trois années à se positionner sur son orbite d'observation autour du Soleil. SolO doit profiter à plusieurs reprises de l'assistance gravitationnelle de la Terre et de Vénus pour infléchir sa trajectoire et atteindre l'orbite désirée. C'est une ellipse dont le périhélie (point le plus près du Soleil) se trouve au niveau de l'orbite de Mercure, à 0.25 UA, à une distance du Soleil jamais atteinte (sinon par Solar Probe). En même temps, le plan de l'orbite de SolO va s'incliner progressivement par rapport au plan de l'écliptique (plan de l'orbite terrestre) de manière à atteindre 37° et survoler les pôles du Soleil, qui sont peu visibles depuis la Terre. Seule la sonde Ulysses est sortie de ce plan, mais elle était très loin, à 2 UA du Soleil, et ne portait pas d'imageur.

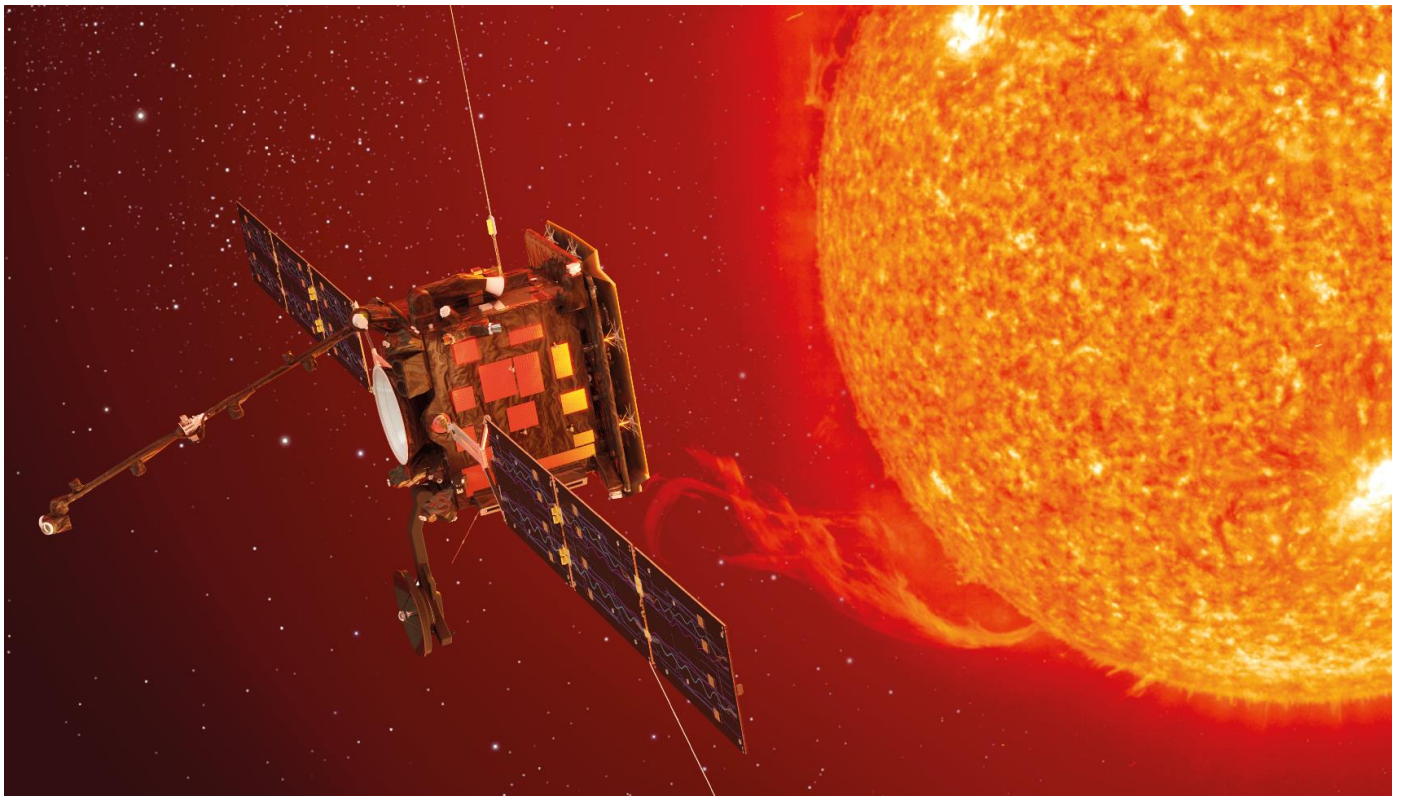
SolO embarquera plusieurs télescopes UV et X, cartographiera les champs magnétiques de la surface solaire et mesurera in situ de nombreux paramètres physiques environnementaux (densités des particules, vitesse, champ électrique et magnétique local). SolO devrait distinguer des détails de 150 km sur la surface solaire. Comme il sera soumis à un rayonnement 20 fois plus intense qu'en orbite terrestre, il sera protégé par des boucliers thermiques. C'est le grand projet spatial européen de la prochaine décennie très attendu par les spécialistes. Il sera complété sur d'autres aspects par le projet américain Solar Probe.

L'unité astronomique (UA)

1 unité astronomique = 1 UA = distance moyenne Soleil Terre = 149 597 871 km

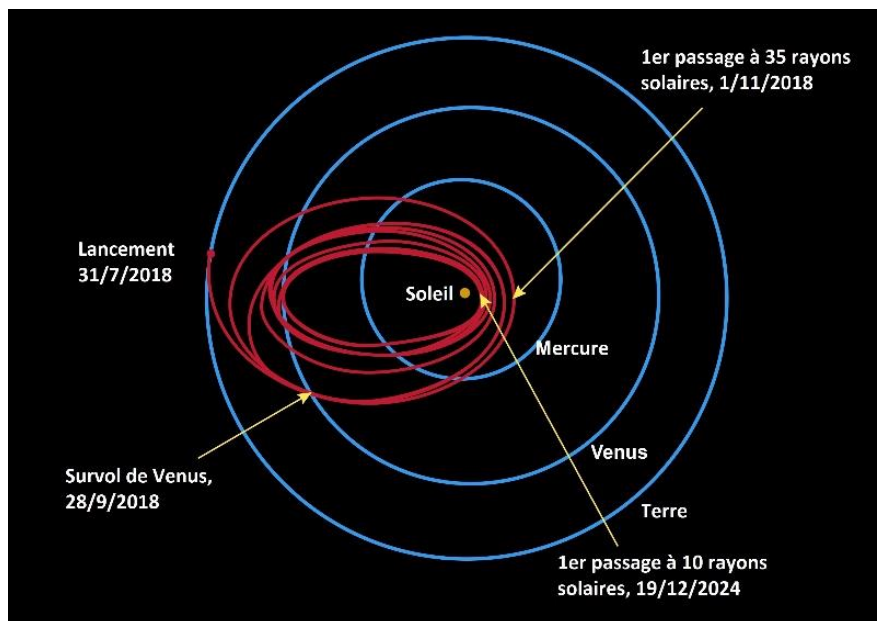


Solar Orbiter sort progressivement du plan de l'écliptique pour voir les pôles et se rapproche du Soleil grâce à des rebonds gravitationnels. R signifie rencontre avec la planète citée. (©ESA)

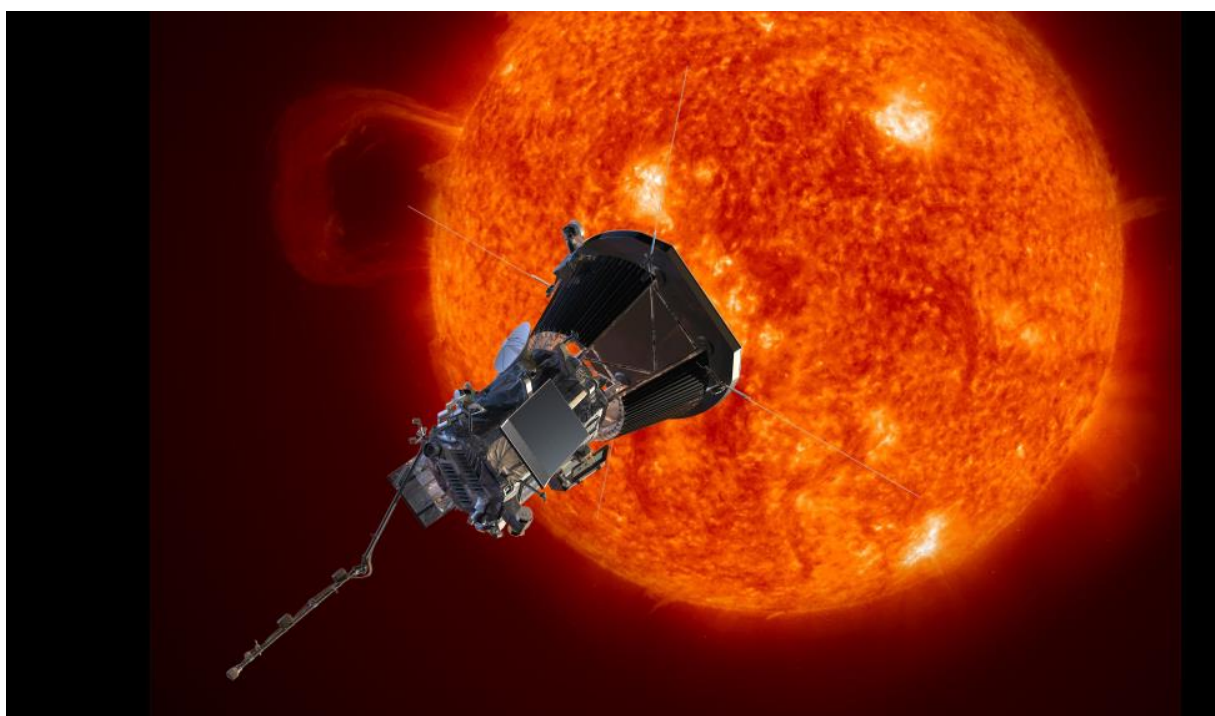


Vue d'artiste de Solar Orbiter (©ESA)

Parker Solar Probe rend hommage au physicien Eugène Parker, de l'Université de Chicago, qui a proposé le premier un modèle du vent solaire. C'est un flot de particules (électrons, protons, ions) issu de la couronne solaire, et qui balaie le milieu interplanétaire à une vitesse supersonique. Solar Probe sera lancé à l'été 2018 et sa mission est de se rapprocher le plus possible du Soleil, à seulement 10 rayons solaires en 2024, c'est-à-dire nettement plus près que Solar Orbiter (55 rayons solaires). Ainsi Solar Probe plongera franchement dans l'atmosphère du Soleil et étudiera, par des mesures in situ, la naissance du vent solaire et les mécanismes d'accélération des particules chargées. Solar Probe est un grand défi technologique car à 10 rayons solaires, l'intensité du rayonnement est multipliée par 500 par rapport à ce qu'un satellite reçoit en orbite terrestre. Son bouclier thermique fait 11.5 cm d'épaisseur et doit résister à une température de 1400 degrés, pour mettre à l'abri les instruments de mesure.

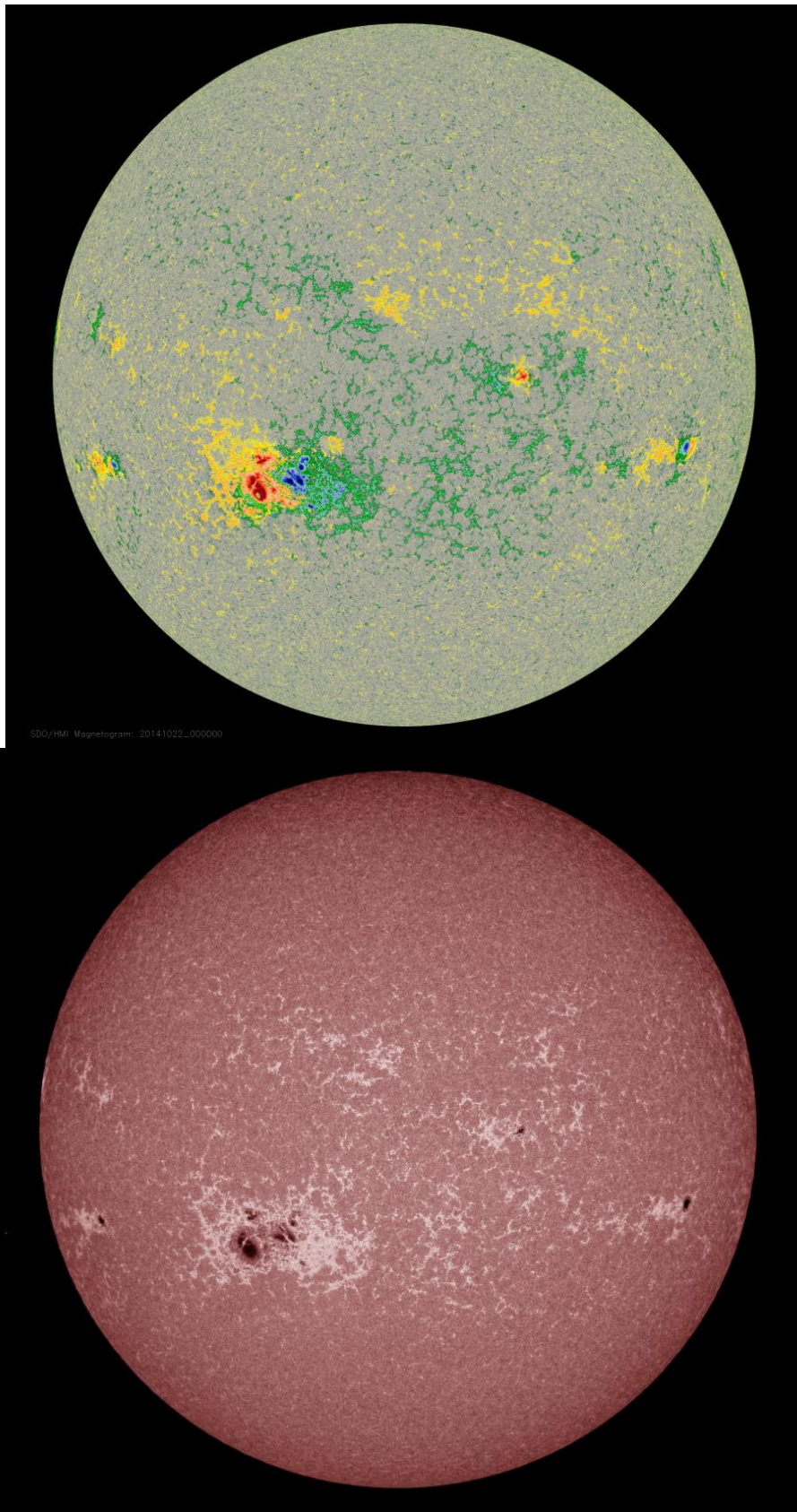


Parker Solar Probe (©NASA) reste dans le plan de l'écliptique mais se rapproche très près du Soleil, à 10 rayons, et pénètre dans la couronne solaire.



Vue d'artiste de Parker Solar Probe (©NASA) protégé par son épais bouclier thermique.

Chapitre 2 : cyclicité et magnétisme solaire



L'un des plus gros groupes de taches jamais observé, le 22 Octobre 2014, ici par SDO (NASA). En haut une carte des champs magnétiques, appelée magnétogramme (en vert/bleu, champs sortants; en jaune/rouge, champs entrants, en gris champ nul). Dans les taches le champ magnétique peut atteindre 0.25 Tesla. Autour, dans les brillances, il est plus dilué et plus faible.

Le Soleil est une étoile variable, dont l'aspect fluctue avec une période de 11 ans. Les champs magnétiques, dont les taches constituent la principale manifestation, gouvernent cette activité, qui est à l'origine des éruptions. Cependant nous verrons que le cycle magnétique dure 22 ans.

1 - Le Soleil : une étoile en évolution

Le Soleil est une étoile ordinaire, ni petite ni grosse, ni chaude ni froide, parmi les milliards que comporte la Galaxie, mais c'est notre étoile, et sans elle, nous ne serions pas là !

1.1 – Un objet très hétérogène

Le Soleil est un corps gazeux extrêmement hétérogène : du cœur vers la surface, la température passe de 15 millions à 6000 degrés, la pression de cent milliards à 0.01 bar (1 bar, c'est la pression atmosphérique terrestre), la densité de 150 à un millionième (1 est la densité de l'eau) ! Au dessus de la surface visible, pression et densité continuent à décroître au fur et à mesure qu'on s'éloigne, mais par contre la température remonte à plus d'un million de degrés. La surface du Soleil s'appelle photosphère : elle ne fait que 300 km d'épaisseur (moins d'un millième du rayon). La température y est de 5750 degrés, c'est elle qu'on voit à l'œil nu et qui présente des concentrations magnétiques sombres, plus froides : les taches. Au dessus d'elle se trouve la chromosphère, épaisse de 2000 km, de moindre densité ; la température y est de 8000 degrés. Elle est invisible sans instrument spécialisé, hormis pendant les éclipses totales où elle forme un mince liseré rose (à cause de l'émission de la raie H α à 656.3 nm) autour de la Lune. La chromosphère contient les régions actives, composées de zones magnétisées entourant les taches et de filaments sombres ; c'est ici que se déclenchent les éruptions (*chapitre 3*). Enfin, la couronne raccorde le Soleil au milieu interplanétaire. Très ténue et vaste, sa température est de 2 millions de degrés, et elle s'étend sur des millions de km. La remontée de température entre la chromosphère et la couronne se fait en seulement en quelques dizaines de km dans une fine couche appelée « zone de transition » : on pense qu'un chauffage résulte de la dissipation d'ondes acoustiques, dont le mécanisme est toujours débattu. Le vent solaire prend naissance dans la couronne : c'est un flot d'électrons, protons et ions qui se répand dans le milieu interplanétaire jusqu'à l'orbite de la Terre et au-delà. Ce vent s'écoule à 400 km/s. Il est guidé par les champs magnétiques solaires à grande distance. Ses variations, lors de phénomènes violents (éruptions, éjections) sont à l'origine des aurores boréales et australes qu'on observe sur Terre, mais aussi sur d'autres planètes. Le Soleil est une étoile dynamique !

1.2 Une vision multi-longueur d'onde de l'atmosphère solaire

Le Soleil est présent dans tout le spectre électromagnétique, des rayons γ aux ondes radio, en raison de l'hétérogénéité de son atmosphère (de 5000 à 2 millions de degrés) et de processus variés de rayonnements spécifiques. Lors des éruptions, on assiste à l'émission transitoire de rayons γ et X pouvant signifier une élévation de température locale à 100 millions de degrés, des émissions radio de particules accélérées (effet cyclotron, chocs hydrodynamiques), des rayonnements X de freinage (impacts de faisceaux sur la surface solaire), en sus des rayonnements permanents dits thermiques. La physique solaire d'aujourd'hui repose sur l'observation multi-longueur d'onde pour appréhender les phénomènes dans leur ensemble, en combinant observations au sol (optique, radio) et dans l'espace (γ , X, UV).

1.3 Structure interne du Soleil : noyau, zone convective, zone radiative

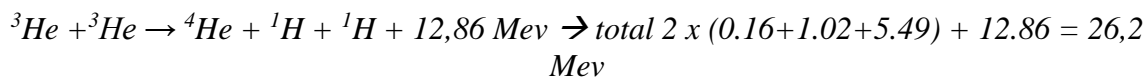
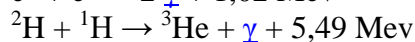
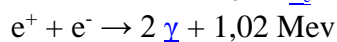
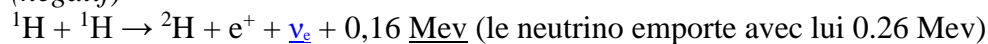
L'intérieur solaire n'est pas accessible aux télescopes car opaque ; les renseignements dont on dispose proviennent de modèles contraints par les observations de son enveloppe. Le Soleil tire l'énergie qu'il rayonne des réactions de fusion thermonucléaires de l'Hydrogène en Hélium dans son cœur. La principale source d'énergie est due aux réactions « proton – proton » qui transmutent 4

noyaux d'Hydrogène (4 protons) en un noyau d'Hélium (2 protons, 2 neutrons). Chaque réaction dégage 26.2 Mev et s'accompagne de la production de neutrinos et de rayons Gamma (γ) énergétiques. Sachant que seule 10% de la masse du Soleil est un réservoir de combustible utilisable d'Hydrogène, le calcul donne une durée de vie approximative de dix milliards d'années.

Chaque seconde, ce sont 900 millions de tonnes d'Hydrogène qui se transforment en Hélium au cœur du Soleil !

La principale chaîne proton – proton dans le cœur solaire et son bilan d'énergie

^1H , ^2H , e^+ , e^- désignent le proton, le deutérium, le positron (électron positif), l'électron (négatif)



Que désigne le Mev ?

En physique nucléaire, on mesure l'énergie en méga électron volt (Mev). L'électron volt est l'énergie d'une charge élémentaire (électron, proton, positron) placée dans un potentiel de 1 Volt, soit $1.6 \cdot 10^{-19}$ joule (J).

La chaîne « proton proton » génère un déficit de masse égal à 4 millions de tonnes par seconde car la masse d'un noyau d'Hélium est plus faible que celle de 4 protons. Cette perte de masse est convertie en énergie par la relation d'Einstein d'où la luminosité de l'étoile (énergie produite par seconde) qui rayonne au total $3.86 \cdot 10^{26}$ watts (W), soit cent milliards de fois la puissance consommée par l'humanité toutes sources d'énergie confondues! Mais en fin de vie, le Soleil est si massif qu'il aura perdu moins d'un millième de sa masse initiale.

La lumière produite au cœur du Soleil sous forme de rayons γ met 2 millions d'années à émerger sous forme visible à cause des interactions avec la matière (si elle sortait en ligne droite elle mettrait seulement 2 secondes). Elle diffuse lentement par collisions comportant des phénomènes multiples d'absorption et d'émission.

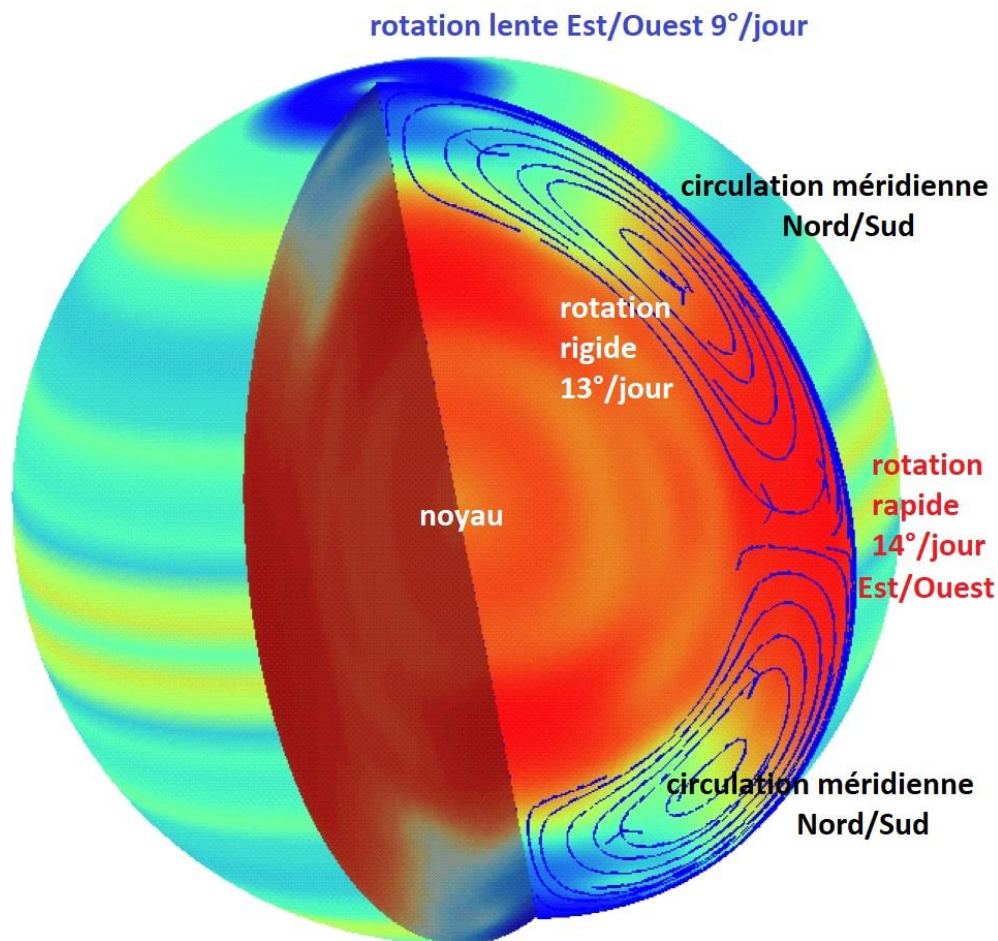
L'équivalence masse énergie

La célèbre relation d'Albert Einstein $E = m C^2$ établit l'équivalence entre la masse m (en kg) et l'énergie E (en J). C est la vitesse de la lumière (300 000 km/s). La fusion de noyaux légers comme l'Hydrogène en Hélium s'accompagne d'un déficit de masse converti en énergie.

30 m² de surface solaire ont la même puissance qu'une tranche de centrale nucléaire (2000 MW) !

Le cœur du Soleil s'étend sur le quart de son rayon. Au-delà, l'énergie est transportée vers l'extérieur par rayonnement (la zone radiative) puis par les mouvements (la zone convective). Elle émerge sous forme de lumière à la surface de l'étoile, qu'on appelle photosphère, très fine couche, c'est elle qu'on voit à l'œil nu !

Les informations dont on dispose sur la zone convective proviennent de l'analyse des mouvements de la surface solaire, la photosphère. Cette fine couche se comporte comme une membrane de tambour, avec des modes propres d'oscillation (fréquences très basses, de l'ordre du milli Hertz), qui sont le reflet de la structure interne. La discipline qui s'intéresse à l'analyse de ces vibrations s'appelle « héliosismologie » (« astérosismologie » pour les autres étoiles). Elle s'est développée récemment avec les instruments SOHO et SDO dans l'espace, ainsi qu'au sol (réseau GONG). L'observation des taches montre que la rotation de surface est différentielle : l'équateur du Soleil tourne plus vite que les pôles. L'héliosismologie permet de sonder en profondeur cette vitesse de rotation et suggère la présence d'une couche sous laquelle la rotation devient rigide : la « tachocline », à 0.65 rayon solaire. Cette technique révèle aussi une circulation méridienne du Soleil, en surface de l'équateur vers les pôles, organisée en grandes cellules qui jouent un rôle important dans la cyclicité du Soleil.



La rotation du Soleil (d'Est en Ouest) varie selon la latitude et la profondeur (bleu/vert : lente ; jaune/rouge : rapide). En surface elle passe de 14°/jour (équateur) à 9°/jour (pôles). En profondeur, la rotation devient rigide vers 0.65 rayon solaire à 13°/jour. Il existe aussi de grandes cellules à circulation méridienne dans la direction Nord Sud, de l'équateur vers les pôles en surface, à la vitesse de 10 m/s ; elle correspond à un transport compatible avec le cycle de 11 ans. SOHO/MDI – ESA/NASA.

1.4 Le futur du soleil

Le Soleil s'est formé à partir de la contraction d'un nuage d'Hydrogène interstellaire. Il est actuellement en équilibre hydrostatique, ce qui signifie que la pression du gaz s'oppose à son effondrement sous son propre **poids**. Il est en équilibre thermique entre la production d'énergie interne (fusion) et son rayonnement. Nous sommes à mi vie (5 milliards d'années).

Lorsque tout l'Hydrogène disponible (10% du Soleil) aura été consommé dans le noyau, les réactions de fusion ne pourront plus subvenir à entretenir la luminosité. Le Soleil va alors se contracter, la variation d'énergie résultante servant pour moitié à entretenir la luminosité, et pour moitié à accroître d'énergie thermique de l'étoile. La température va augmenter, provoquant la dilatation des couches extérieures. Cette dilatation implique une baisse de température de 5750 à 3000 degrés environ : on a affaire à une géante rouge, allant jusqu'à englober les planètes intérieures Mercure et Vénus. L'évolution s'accélère à mesure que la température centrale de l'étoile augmente, et la phase d'expansion prend fin lorsque la température centrale est suffisante (100 millions de degrés) pour amorcer les réactions de fusion de l'Hélium en Carbone. Dans le cas du Soleil, on n'ira pas au delà. La phase de géante rouge dure environ 1 milliard d'années.

La luminosité de la géante rouge est de 10 à 100 fois plus élevée. Lorsque les ressources en Hélium sont taries, la contraction du noyau reprend, mais la masse du Soleil est trop faible pour que la température de fusion du Carbone puisse être atteinte. La contraction du cœur va continuer pour former une naine blanche de 3000 km rayon seulement (dimensions d'une petite planète). La densité y est énorme, 10 millions de fois celle de l'eau ! La gravité à la surface d'un tel astre est plus d'un million de fois celle à la surface de la Terre, de sorte que si votre « poids » est de 70 kg, il serait de 70 000 tonnes sur une naine blanche !

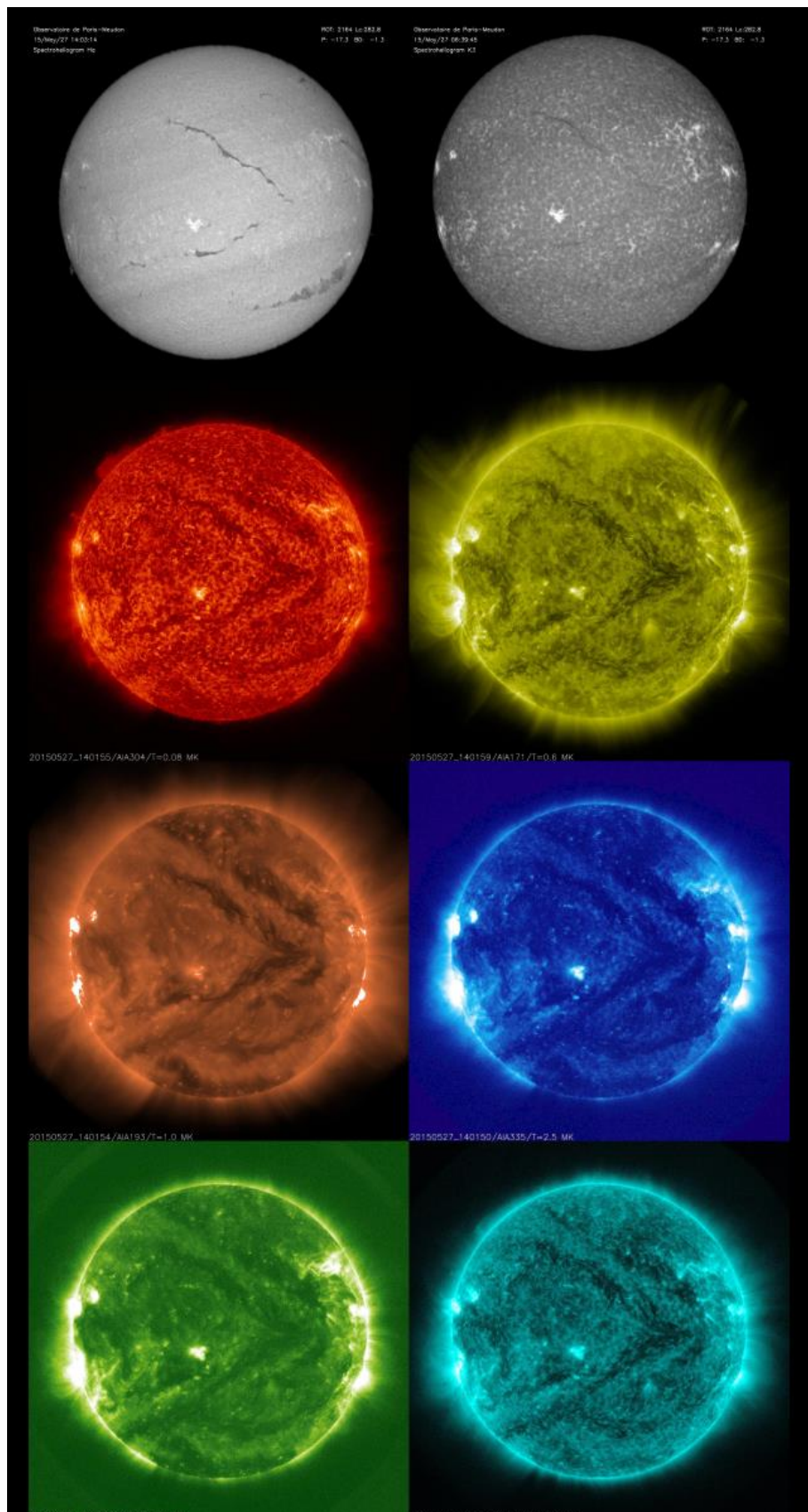
Que deviendra la naine blanche ? Elle se refroidira au fil du temps par rayonnement pour devenir une naine rouge, puis noire, corps froid invisible, dans lequel on pense que les noyaux de Carbone formeront un réseau cristallin solide.

2. Le spectre solaire : quels messages contient-il ?

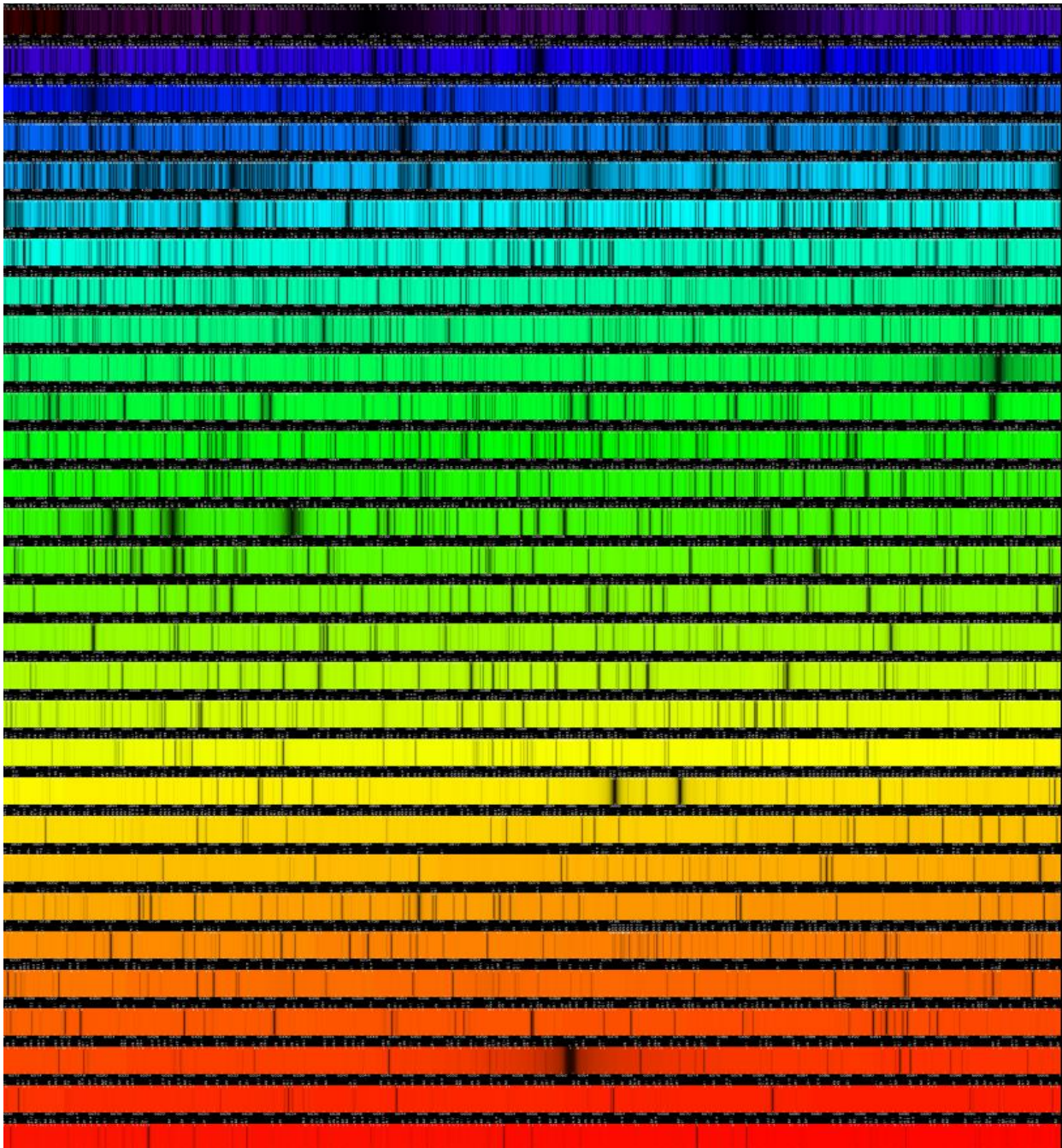
Les raies du spectre électromagnétique fournissent aux astronomes une source précieuse d'informations sur la composition chimique et les conditions physiques qui règnent dans l'atmosphère solaire.

2.1 Les raies et la température du milieu

Les raies des atomes neutres se forment dans la basse atmosphère (photosphère, chromosphère) entre 5000 et 10 000 degrés, dans le domaine visible du spectre. Celles d'**ions** impliquent des températures d'autant plus fortes que le degré d'ionisation (nombre d'électrons arrachés) est élevé ; elles sont émises en UV par la zone de transition chromosphère couronne (faible ionisation) et la basse couronne (forte ionisation), entre 20 000 et 10 millions de degrés.



Trois filaments quiescents exceptionnellement longs observés dans des longueurs d'onde variées et étagées en température. En haut à 656 et 393 nm (OP/Meudon). En dessous, depuis l'espace en UV, six raies d'atomes ionisés à 30, 17, 19, 33, 9 et 13 nm correspondant respectivement aux températures de 80 000 degrés (Hélium) puis 0,6, 1, 2,5, 6 et 10 millions de degrés (Fer). Le rayonnement UV révèle les couloirs magnétiques occupés par les filaments dans la basse couronne (27 Mai 2015, AIA - SDO/NASA).



Spectre du Jungfraujoch de L. Delbouille, avec ses milliers de raies qui sont la signature des éléments chimiques présents dans l'atmosphère solaire. Les bandes sont graduées en Angström (1 Angström = 0.1 nm, une bande = 10 nm) et les éléments indiqués par leur symbole. ATM veut dire raie formée dans l'atmosphère terrestre. SUN désigne une raie solaire non identifiée ©OP.

Pour expliciter les diagnostics qu'on peut tirer des raies du spectre solaire, en sus de la température, nous allons nous restreindre au domaine visible. Les quelques raies larges ont été attribuées par Fraunhofer à l'Hydrogène, Sodium, Calcium, Magnésium, etc... On a depuis découvert des milliers de raies fines d'éléments variés grâce au développement des techniques spectroscopiques. Ainsi, le spectre du Jungfraujoch (3450 m d'altitude) pris par l'Université de Liège au centre du disque présente une résolution fantastique de 0.0002 nm en longueur d'onde ! L'analyse du profil ou de la forme des raies (décalage, élargissement, dédoublement) permet de faire des diagnostics sur les mouvements de matière et les champs magnétiques. Ces paramètres sont essentiels pour modéliser les phénomènes solaires à l'aide des équations de la physique. Mais comment mesure t-on la vitesse et le champ magnétique dans l'atmosphère solaire ?

2.2 L'effet Doppler et la mesure des vitesses

Lorsqu'un objet en mouvement émet une onde électromagnétique vers un observateur fixe, la fréquence de l'onde perçue par l'observateur change : sa fréquence augmente si l'objet se rapproche ; elle diminue si l'objet s'éloigne. Cette variation de fréquence est proportionnelle à la vitesse de l'objet. C'est l'effet découvert en 1848 par Christian Doppler (1803-1853) et Hippolyte Fizeau (1819-1896), valable non seulement pour les ondes électromagnétiques, mais aussi pour les ondes acoustiques dans la matière.

L'effet Doppler Fizeau

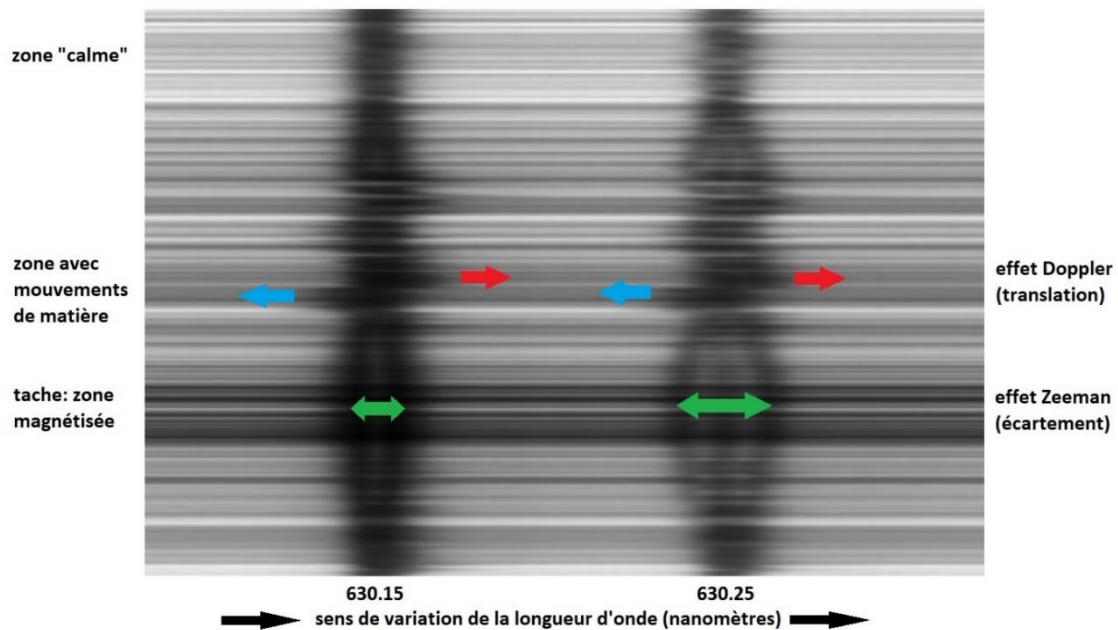
La variation de fréquence ($\nu - \nu_0$) d'une onde électromagnétique de fréquence ν_0 émise par un objet en déplacement à la vitesse V est égale à $[\nu_0 V / C]$, où C est la vitesse de la lumière. Cette formule, valable quand $V < 0.1 C$, est l'approximation d'une autre plus complexe issue de la relativité restreinte.

L'effet Doppler est utilisé dans nombre d'applications pratiques, par exemple pour contrôler l'écoulement du sang en médecine, la vitesse des véhicules sur la route... On le perçoit naturellement en bout de piste d'un aéroport. Un avion qui décolle à 300 km/h engendre une variation de fréquence sonore d'environ 25% : le son est plus aigu lorsqu'il vient vers vous, et plus grave lorsqu'il s'éloigne.

L'effet **Doppler** a permis à l'astronome américain Edwin Hubble (1889-1953) de découvrir l'expansion de l'Univers en observant un décalage vers le rouge des spectres des galaxies lointaines. On l'utilise en physique solaire pour mesurer la vitesse de la matière en déplacement. Les raies d'un spectre se décalent vers les petites ou grandes longueurs d'onde selon le sens du mouvement (approche ou éloignement). Cependant, cet effet ne donne accès qu'à la projection du mouvement sur la ligne de visée (ligne de l'observateur à l'objet). Les composantes du vecteur vitesse dans le plan du ciel nécessitent une analyse du mouvement propre des structures solaires, produisant une mesure indirecte, non instantanée et souvent imprécise car les structures se déforment dans le temps.

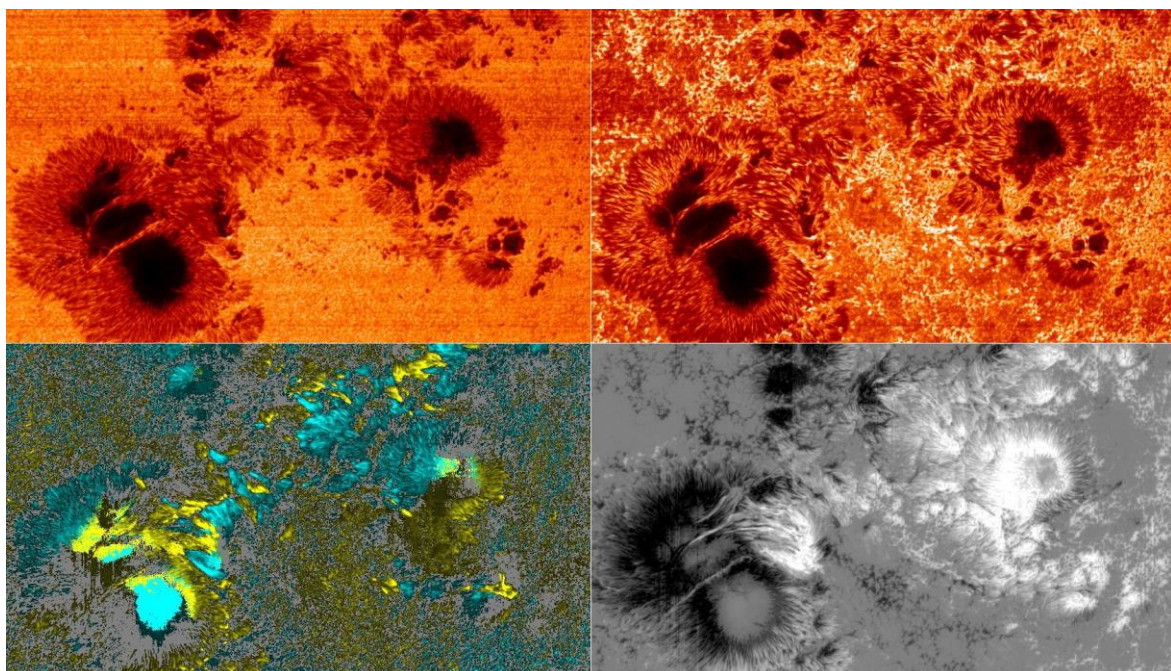
2.3 L'effet Zeeman et la mesure des champs magnétiques

En 1886, le physicien hollandais Pieter Zeeman (1804-1891) remarque que les raies spectrales d'un atome plongé dans un champ magnétique se scindent en deux ou trois composantes. Leur écartement en longueur d'onde est proportionnel au champ magnétique, ce qui autorise sa mesure. Cette découverte lui vaudra le prix Nobel en 1902. On peut donc déterminer les champs magnétiques à distance par leur effet sur les spectres atomiques du milieu qu'ils baignent. Les trois composantes du vecteur champ magnétique sont accessibles (à ceci près qu'il subsiste une incertitude de 180° sur la direction dans le plan du ciel) ; c'est la spécialité du télescope THEMIS du CNRS aux Canaries.



Exemple d'effet Zeeman sur deux raies du Fer dans une tache de champ magnétique intense. L'effet se caractérise par un écartement des composantes: la longueur des flèches *vertes* est proportionnelle au champ magnétique. On distingue aussi l'effet Doppler sur des zones non magnétisées, caractérisé par une translation des raies (flèches *rouges* et *bleues*). La longueur d'onde croît de gauche à droite (satellite Hinode, JAXA/NASA/ESA).

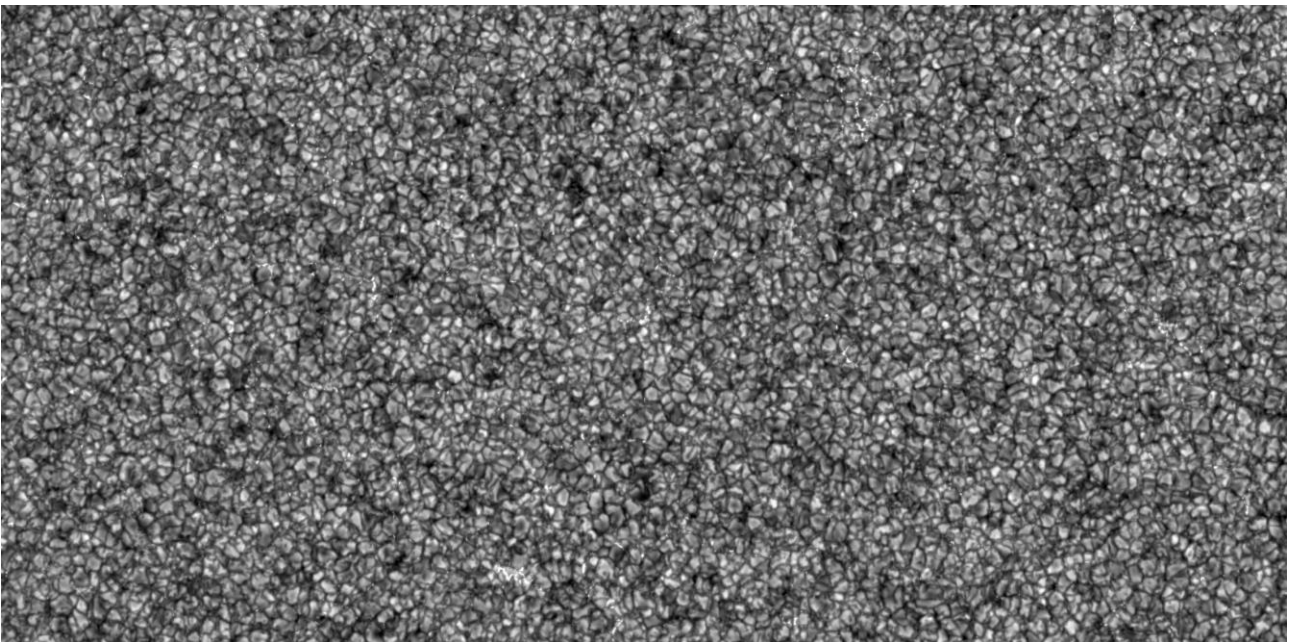
Les effets **Doppler** et **Zeeman** sont en réalité toujours présents simultanément : leur mesure produit des dopplergrammes (cartes des mouvements d'approche et d'éloignement) et des magnétogrammes (cartes des champs magnétiques de polarités Nord et Sud).



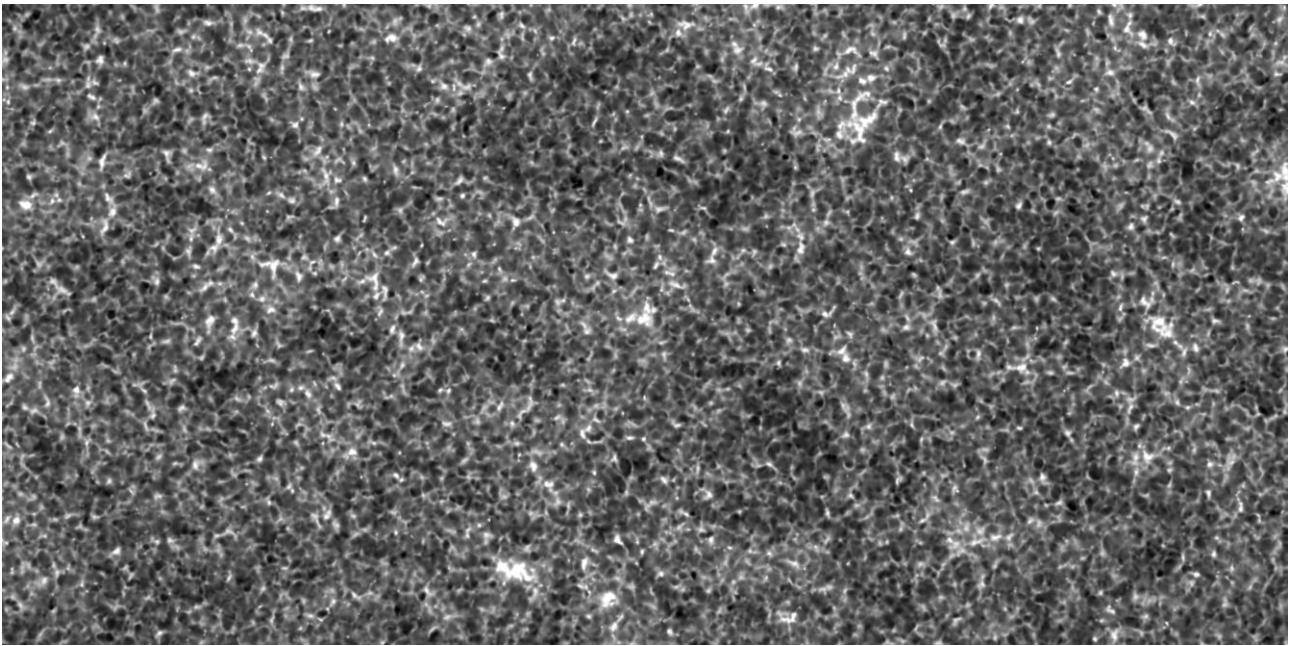
Résultat d'observations spectroscopiques d'une tache solaire par l'instrument Hinode/SP - JAXA/NASA/ESA : en haut, intensités à deux altitudes distantes de 100 km; en bas à gauche, un dopplergramme (mouvement d'approche en bleu et d'éloignement en jaune) ; en bas à droite, un magnétogramme (champ magnétique sortant ou polarité Nord en blanc, entrant ou polarité Sud en noir). La largeur du champ représente 190 000 km ou environ 14 fois le diamètre terrestre (la Terre a la taille d'une petite tache).

3 - Soleil calme

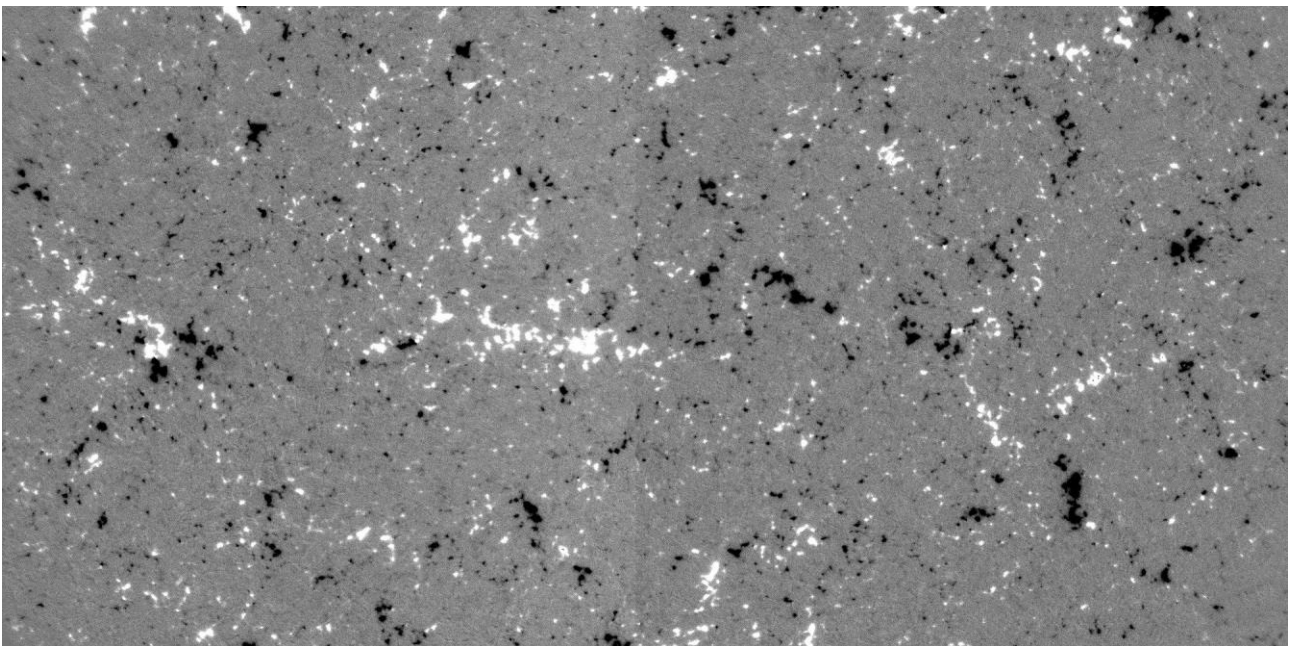
L'atmosphère solaire dite « calme » se trouve loin des taches ou des régions actives magnétisées. Elle couvre la majeure partie du Soleil. Que montre la photosphère « calme », fine couche constituant la surface du Soleil ? Comme elle se situe juste au dessus de la zone convective (qui est invisible), on y découvre la trace de mouvements convectifs: la granulation. Chaque granule possède la taille de la France (1000 km); la matière y est montante au centre et descendante à sa périphérie à la vitesses de 1 km/s. Les meilleures observations ont été faites par le télescope Hinode (SOLAR B) dans une bande spectrale étroite des molécules CH ou CN. Les détails les plus fins font 150 km. Dans les espaces intergranulaires (sombres), on distingue une myriade de points brillants éparpillés et non résolus, parfois regroupés en rubans: il s'agit de la signature de tubes minces de champ magnétique intense, plus de 0.1 Tesla. Ainsi, le Soleil est uniformément couvert de granules et de fins tubes magnétiques. Comprendre ces champs concentrés est un sujet de recherches actif, qui progressera encore avec SOLAR C et EST vers 2025, grâce à leur résolution inédite de 50 km. On espère élucider les mécanismes de formation et le rôle de ces tubes.



Photosphère « calme » au centre du disque à 430 nm, bande passante 0.7 nm ; le champ fait 10% du Soleil dans sa largeur et 5% du Soleil dans sa hauteur. Résolution 150 km. Hinode/BFI - JAXA/NASA/ESA. La surface est couverte de granules (taille élémentaire 1000 km) et de points brillants, des tubes magnétiques.



Chromosphère « calme » au centre du disque dans la raie H du Calcium à 397 nm, bande passante 0.3 nm ; le champ se superpose exactement à celui de l'image précédente et révèle la granulation à plus haute altitude. Les zones magnétisées (points blancs) sont renforcées car les tubes magnétiques s'évasent au fur et à mesure que l'on s'élève. Résolution 150 km. Hinode/BFI-JAXA/NASA/ESA.



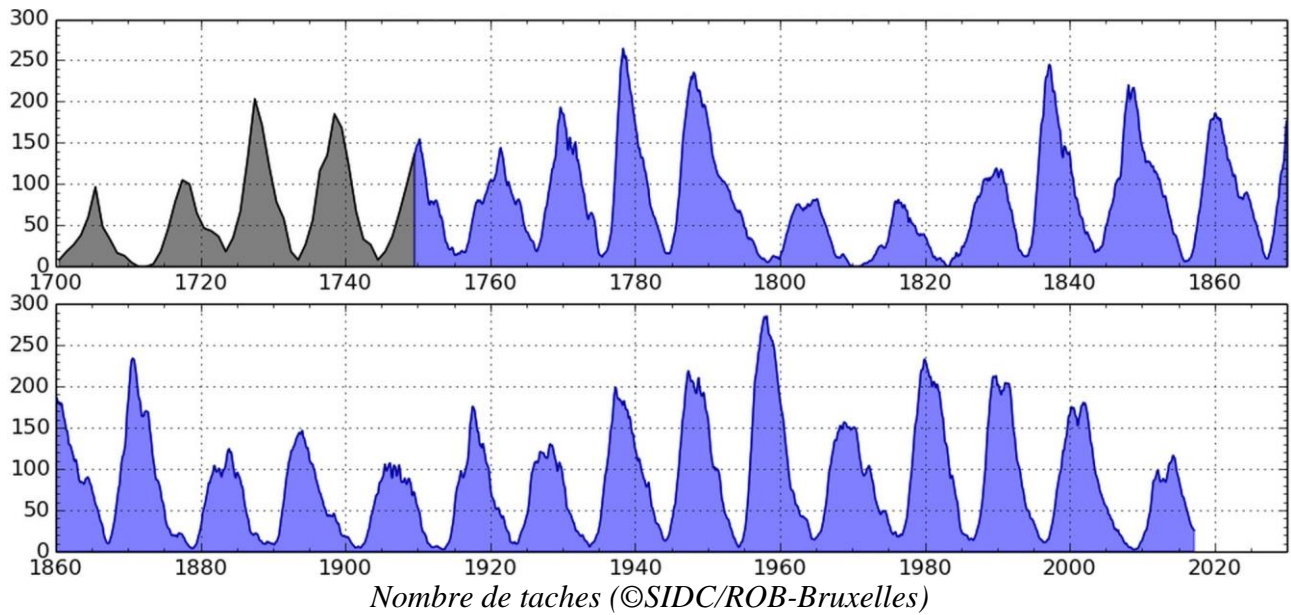
Les champs magnétiques du Soleil « calme » vus par effet Zeeman. Les polarités Nord (champ sortant) sont en blanc et Sud (champ entrant) en noir. La résolution, qui n'est que de 300 km, soit deux fois moins bonne que les images, révèle la présence de cellules magnétiques accolées, de contours variables, non fermées. Elle forment un réseau régulier appelé « supergranulation ». Les « supergranules » ont pour dimension moyenne 30 000 km. Leur formation proviendrait du transport des tubes magnétiques intra cellules par des flots horizontaux. Hinode/NFI- JAXA/NASA/ESA.

4 - Le cycle solaire

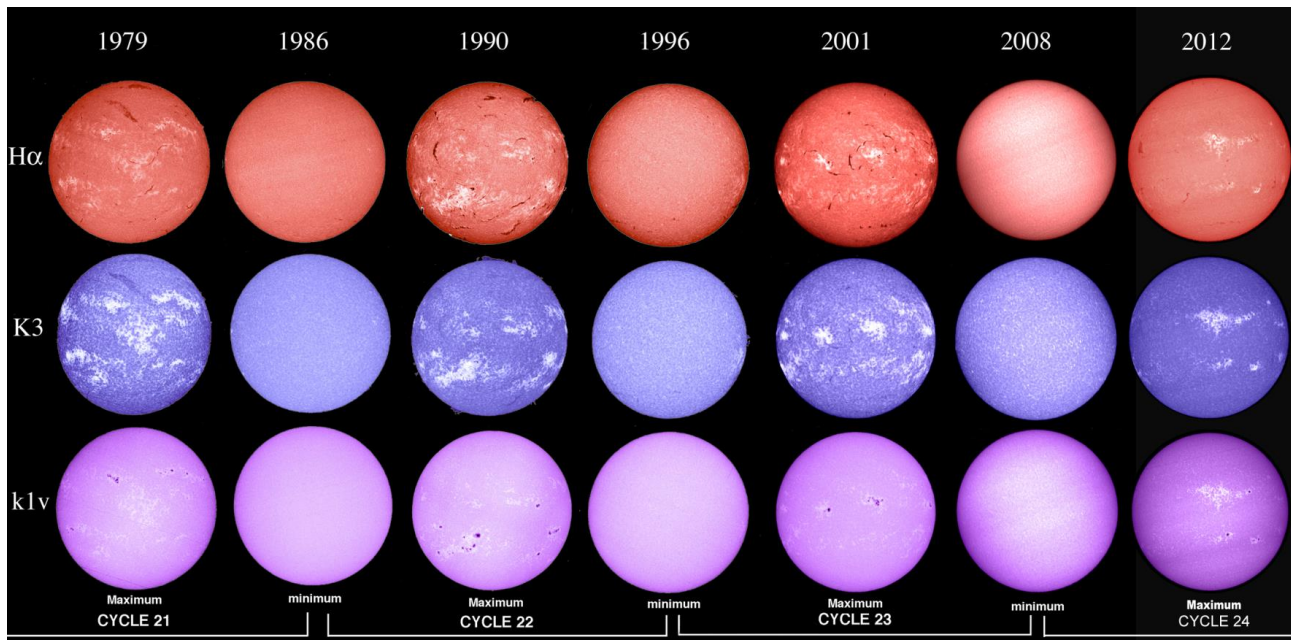
Nous n'avons pas conscience, dans notre vie courante, que le Soleil est une étoile variable ; et pourtant, certains phénomènes n'ont pas fini de nous surprendre.

4.1 Le cycle des taches

Les taches et groupes de taches sont comptés par le service « Solar Influences Data Center » (SIDC) de l'Observatoire Royal de Bruxelles. On dispose d'observations régulières depuis 1700 et plus sporadiques avant.



On constate une succession de pics espacés de 11 ans en moyenne (cela peut varier entre 10 et 12.5 ans) : c'est le cycle de Schwabe. Entre les minima et maxima, le Soleil se couvre de régions actives parfois étendues ainsi que le montrent les observations de Meudon.

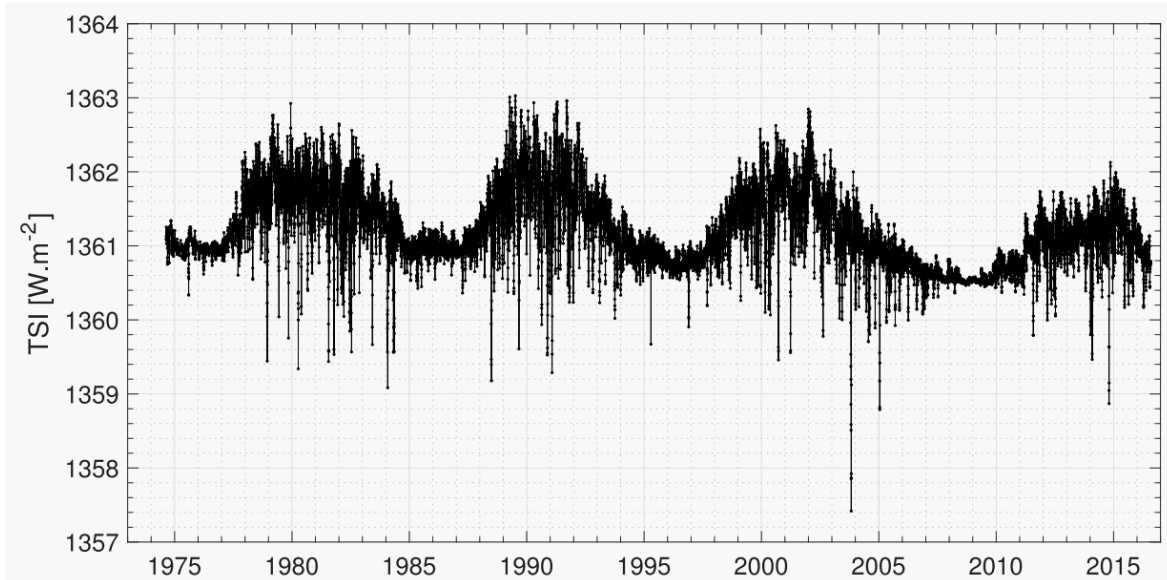


Succession de maxima (1979, 1990, 2001, 2012) et de minima solaires (1986, 1996, 2008).
©OP/Meudon.

Le dernier maximum a eu lieu en 2013. Le temps de montée des cycles est de 4 ans alors que celui de descente est de 7 ans. L'amplitude des pics n'est pas du tout constante, car il existe une modulation plus ou moins centennale appelée cycle de Gleissberg avec des séries de cycles faibles,

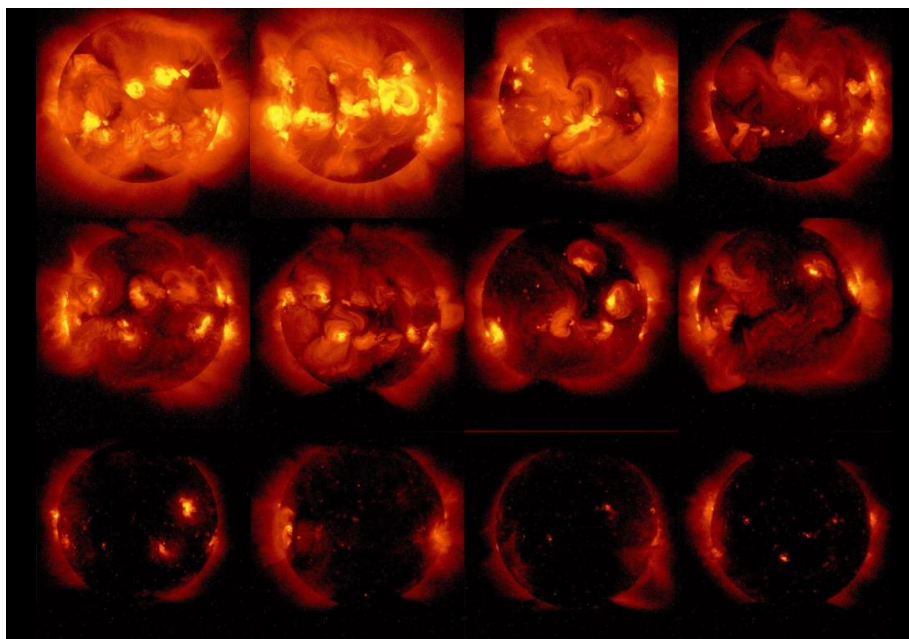
les « grands minima ». On les observe avant 1700 sous Louis XIV, vers 1810 sous Napoléon, vers 1900 à la Belle Epoque. On se dirige vers un grand minimum autour de 2030.

Le cycle solaire module l'irradiance totale du Soleil mesurée en orbite : c'est la puissance reçue par la Terre hors atmosphère par mètre carré, tous rayonnements confondus ; elle est maximale aux maxima du cycle solaire, ce qui peut paraître étrange puisque les taches sombres sont plus nombreuses. Mais la baisse de luminosité due aux taches est plus que compensée par des régions brillantes et étendues autour, qu'on appelle facules. Entre les minima et maxima, la variation n'est que de 1 W/m^2 sur 1362 W/m^2 , soit moins d'un millième.



Le cycle solaire en irradiance totale hors atmosphère est bien corrélé avec le cycle des taches (©M. Meftah, LATMOS/CNRS).

L'irradiance spectrale (dans un domaine restreint du spectre électromagnétique) en UV a un impact important sur la haute atmosphère. Son comportement suit l'irradiance totale, mais les fluctuations sont bien plus grandes, de l'ordre de 3%. Et dans le domaine des rayons X, la cyclicité est proche de 100%, toujours en phase avec le cycle des taches !



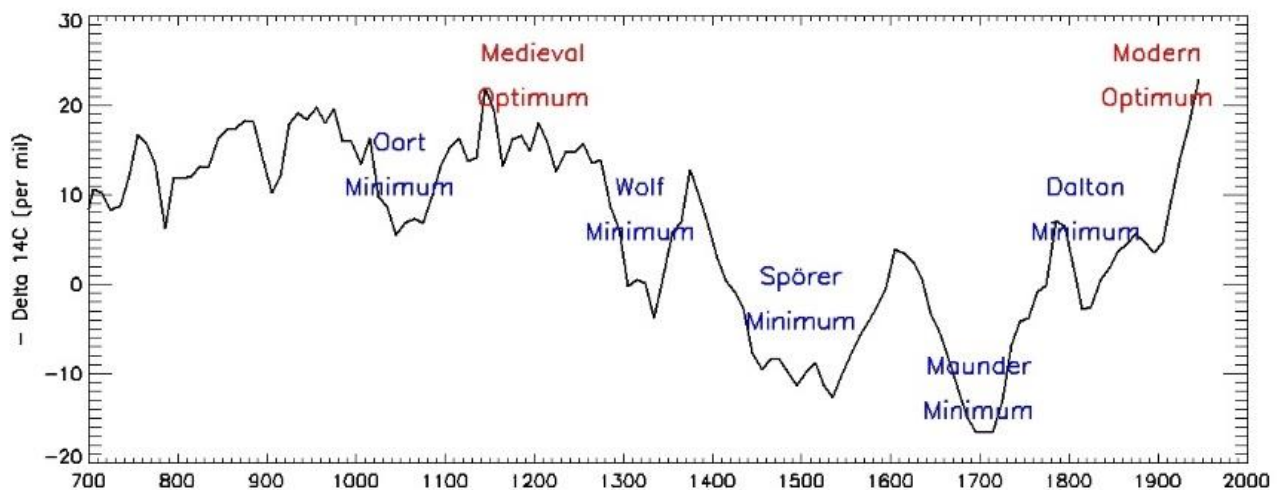
Le cycle solaire en rayons X (©Yohkoh SOLAR A/JAXA) du maximum de 1990 au minimum de 1997.

4.2 Les grands minima du millénaire

On sait reconstituer l'activité solaire sur le long terme (quelques milliers d'années) à l'aide d'un isotope « cosmogénique ». De quoi s'agit-il ? L'atmosphère de la Terre est sans cesse bombardée par les « rayons cosmiques », et les collisions avec les molécules provoquent l'apparition d'isotopes (atomes possédant le même nombre de **protons** mais pas de **neutrons**). Ainsi, le Carbone 12 (6 protons + 6 neutrons) peut se transmuter en Carbone 14 (6 protons + 8 neutrons) instable dont le temps moyen de désintégration est de 5000 ans. On l'utilise pour la datation de tissus biologiques morts, le pourcentage de C14 par rapport au C12 décroissant avec le temps. Lors des maxima solaires, la Terre est moins impactée par les particules cosmiques à cause de la recrudescence du champ magnétique solaire dans le milieu interplanétaire. Ainsi, on retrouvera moins de C14 dans les cernes des troncs d'arbres (qui fixent le gaz carbonique CO₂) lors des maxima solaires. Cette technique a permis de mettre en évidence quatre grands minima successifs profonds : Wolf, Spörer, Maunder, Dalton entre 1300 et 1850, le plus remarquable étant le minimum de Maunder à l'époque du roi Soleil.

Les rayons cosmiques

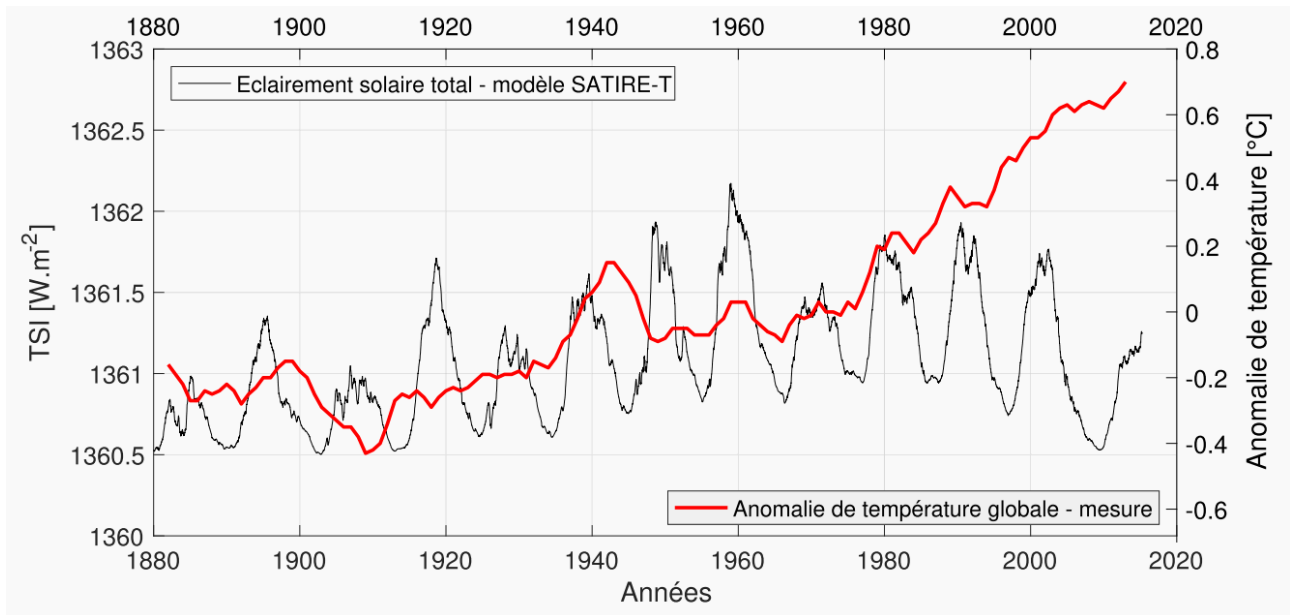
Ce ne sont pas des rayons, mais des particules chargées de très haute énergie (protons, noyaux) accélérés dans notre galaxie par des phénomènes violents (explosions d'étoiles ou supernovae) à des vitesses proches de la lumière (300 000 km/s). Lorsque le champ magnétique se renforce sous l'action du Soleil, le flux de rayons cosmiques décroît car ceux-ci sont déviés.



Grands minima d'activité solaire relevés par l'isotope cosmogénique C14 (©OP)

Cette période longue de 5 siècles correspond au petit âge glaciaire, où la température moyenne était inférieure à notre époque d'à peine un degré. Comme on sait que l'irradiance solaire est atténuée en période de minimum, une baisse prolongée de l'activité solaire a pu contribuer au refroidissement climatique. Les modèles montrent une assez bonne corrélation entre l'activité solaire et la température jusqu'en 1980 ; après, il y a divergence, sans doute en raison de l'accumulation de gaz à effet de serre.

Cependant, les grands minima solaires du petit âge glaciaire peuvent se conjuguer à d'autres causes en termes d'effets climatiques. On sait que le volcanisme opacifie l'atmosphère en raison des poussières qu'il y injecte, mais il faut pour cela de puissantes éruptions, dites « méga colossales », pour répandre des centaines de km³ de poussière de manière durable autour du globe et l'assombrir. Or il y en a eu deux en Indonésie dans la période qui nous intéresse, une au début (Samalás, 1257) et une à la fin (Tambora, 1815), lors des minima de Wolf et de Dalton. Par contre, il n'y a pas eu d'éruption de cette intensité aux minima de Spörer et de Maunder.

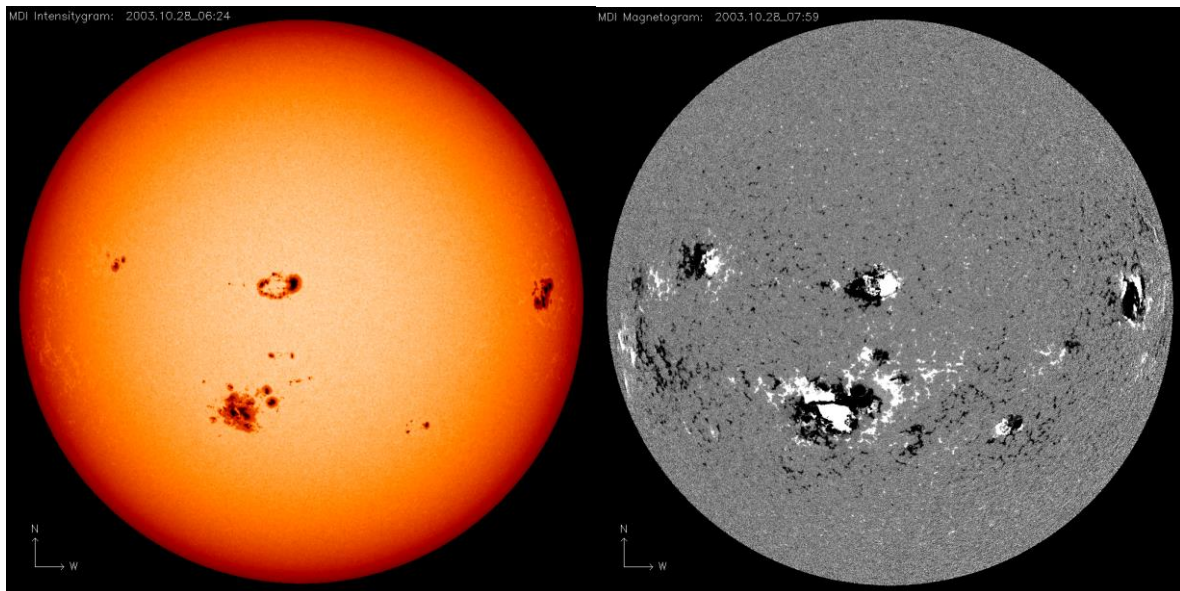


Anomalie de température terrestre et irradiance solaire (modèle SATIRE) : depuis 1980, l'irradiance décroît alors que la température monte (©M. Mefiah, LATMOS/CNRS).

5 - Le magnétisme solaire

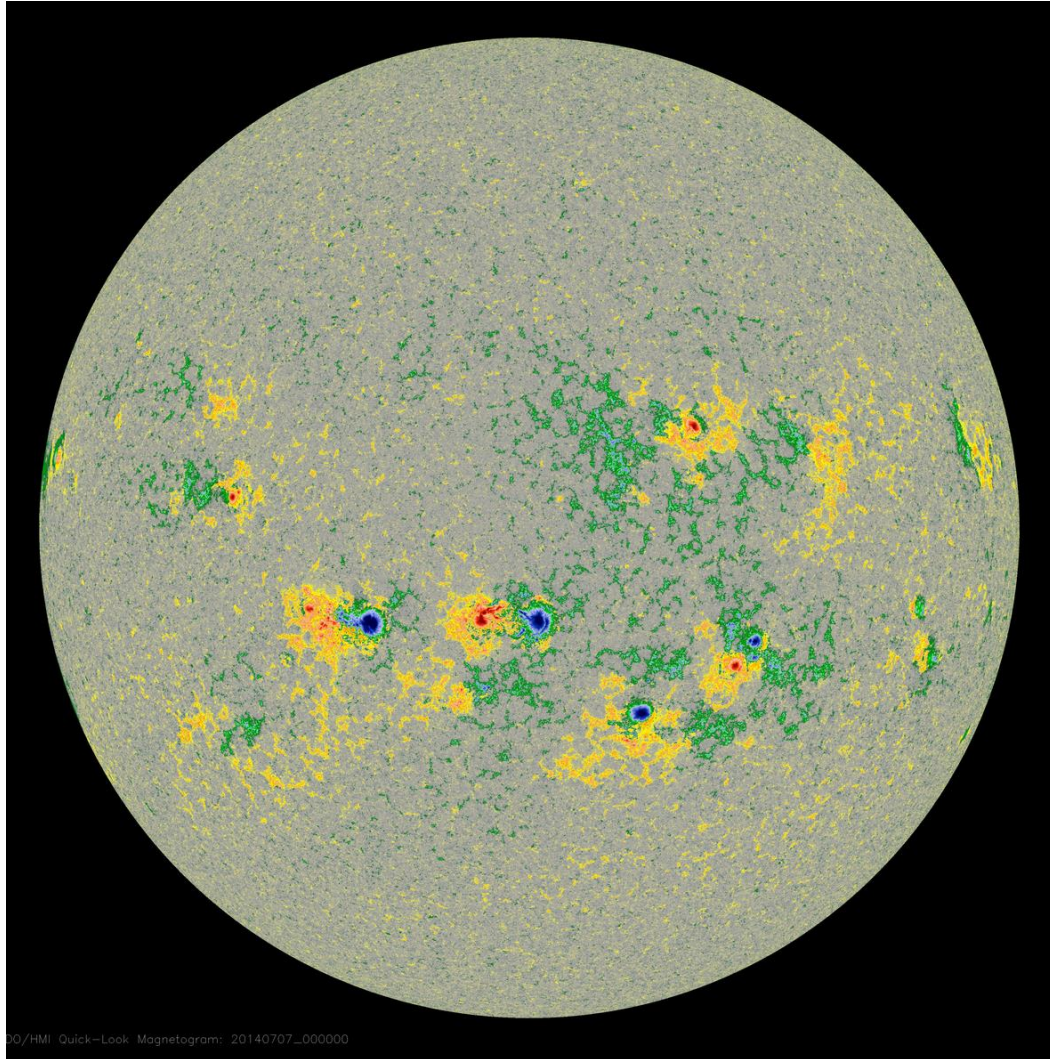
Les taches sont la manifestation la plus évidente des **champs magnétiques** solaires. Mais le cycle magnétique n'est pas de 11 ans, il est du double !

5.1 cyclicité magnétique



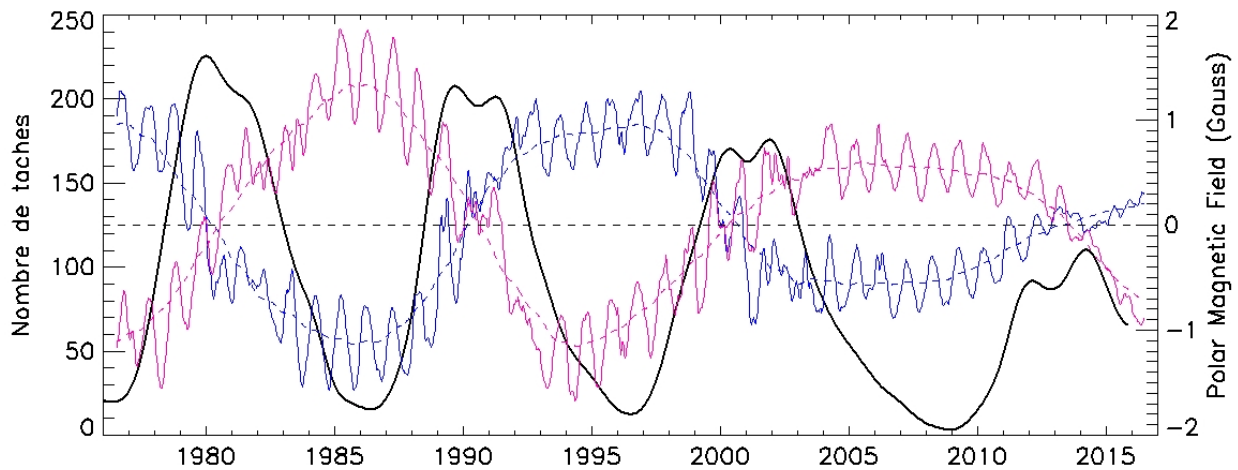
Observations de SOHO/MDI : à gauche les groupes de taches observés le 23 Octobre 2003, à droite les polarités magnétiques sortantes (en blanc) et entrantes (en noir). Les groupes de taches de l'hémisphère Nord sont bipolaires ; le groupe étendu de l'hémisphère Sud est plus complexe. Remarquer le renversement de l'ordre des polarités entre les deux hémisphères. Au Nord, les polarités sortantes (blanches) sont en tête ; c'est l'opposé dans l'hémisphère Sud. Cette situation se renverse tous les 11 ans. ESA/NASA.

L'astronome américain George Hale (1868-1938) comprit en 1908 la nature magnétique des taches en y détectant la signature de l'effet Zeeman. Les taches sont le plus souvent organisées en groupes bipolaires (une polarité sortante ou Nord, entrante ou Sud), parfois plus complexes. Hale constata que l'ordre des polarités au sein des groupes bipolaires est toujours inversé entre les deux hémisphères, entre la tache de tête (la première dans le sens de rotation vers la droite) et la tache de queue. Il s'aperçut aussi que d'un cycle à l'autre, cet ordre se renverse, c'est-à-dire que le cycle magnétique du Soleil n'est pas de 11 ans, mais de 22 ans.

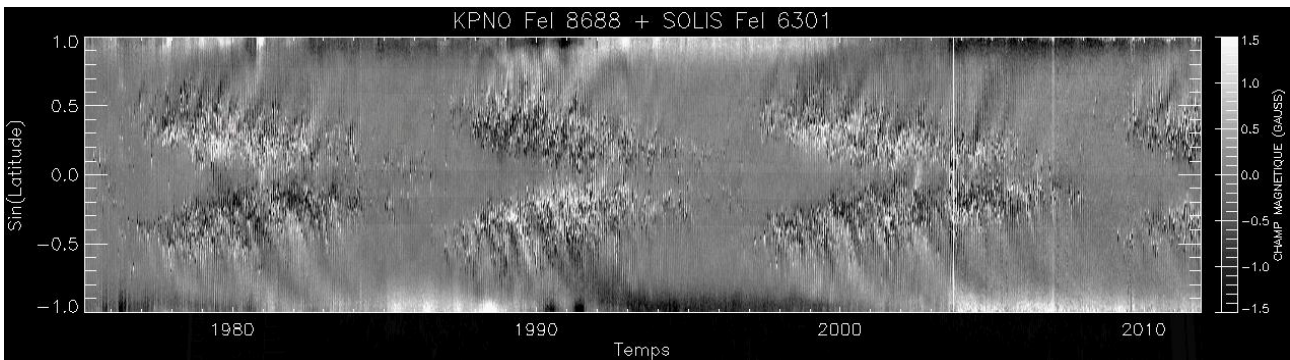


Magnétogramme à haute résolution du 7 Juillet 2014 (les polarités magnétiques entrantes ou sortantes sont représentées en vert/bleu et jaune/rouge). Les champs les plus intenses sont ceux des taches (bleu/rouge). Autour des taches, on trouve de vastes régions magnétisées, de même polarité, les « plages », où le champ est plus faible (jaune/vert). L'instrument HMI cartographie les champs magnétiques toutes les minutes, ce qui permet de suivre en permanence l'évolution du magnétisme des régions actives (HMI/SDO-NASA).

Le cycle magnétique magnétique de 22 ans apparaît clairement en examinant les champs polaires mesurés par l'observatoire Wilcox aux USA. Aux pôles, les champs s'inversent toujours lors du maximum d'activité solaire, au moment où le nombre de taches est le plus grand. La dernière inversion remonte à 2013. On remarque aussi une décroissance des champs depuis 30 ans, en même temps qu'un affaïssement du cycle des taches (les maxima de 1980, 1991, 2002, 2013 sont de plus en plus faibles), ce qui indique que le Soleil entre dans une période de grand minimum, en accord avec la période plus ou moins centennale de modulation des cycles. L'irradiance, en léger recul puisqu'elle suit le cycle des taches, va à l'encontre du réchauffement climatique actuel.



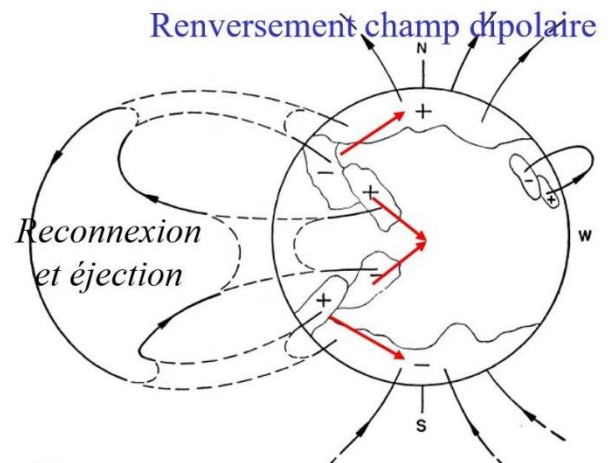
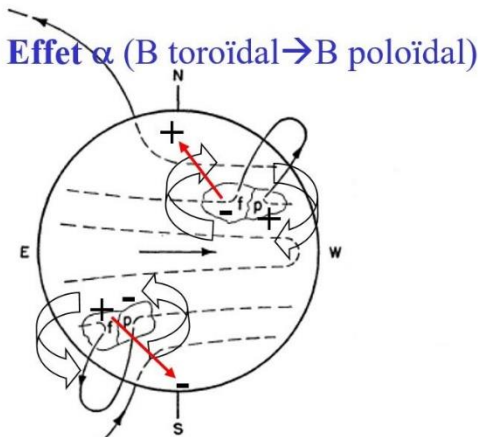
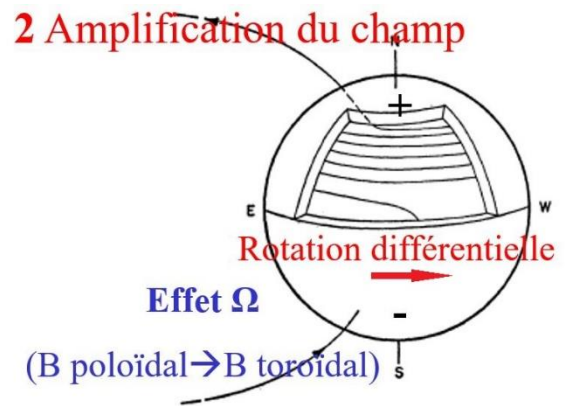
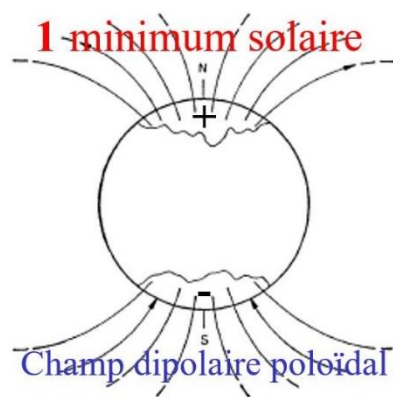
Champs magnétiques des pôles Nord et Sud du Soleil (en bleu et rouge), et leur corrélation avec le cycle des taches (nombre de taches en noir). Données Wilcox et SIDC/Bruxelles.



Carte synoptique (temps en abscisse, sinus de la latitude en ordonnée) des champs magnétiques solaires (données de Kitt Peak National Observatory). Pôle Nord en haut, Sud en bas. Remarquer les polarités opposées des pôles solaires et leur inversion aux maxima solaires (1980, 1991, 2002). Aux latitudes modérées, entre -45° et $+45^\circ$, les « ailes de papillon » sont la signature des taches. Celles-ci naissent aux latitudes élevées dans la phase de montée des cycles, et se forment plus près de l'équateur pendant la descente.

5.2 La dynamo solaire

La dynamo est le mécanisme qui explique les inversions magnétiques du Soleil tous les 11 ans, et donc le cycle de 22 ans. Cette inversion se fait en plusieurs étapes. Au minimum solaire, le champ magnétique général du Soleil ressemble à celui d'un dipôle, par exemple celui d'un aimant d'axe Nord Sud. Le champ entre et sort par les pôles, on dit qu'il est « poloïdal » (étape 1). La rotation différentielle, plus rapide à l'équateur qu'aux pôles, déforme les lignes de champ et génère une composante dite « toroïdale », de type équatoriale Est Ouest. C'est l'effet « oméga » (étape 2). L'étape 3 est plus complexe. Les champs magnétiques accumulés sous la surface subissent la poussée d'Archimède et émergent en formant des groupes de taches bipolaires. La tache de tête (dans le sens de rotation vers la droite) a la même polarité que le pôle de son hémisphère. Ces groupes vont pivoter sous influence de la force de Coriolis dans le sens des anticyclones, orientant les polarités opposées de la tache de queue vers les pôles, vers lesquels elles vont dériver sous l'influence de la circulation méridienne. Au maximum solaire (étape 4), l'annihilation de la polarité des pôles survient, conduisant à un nouveau champ « poloïdal » de sens inverse (effet « alpha »). Le maximum va s'accompagner d'une recrudescence de l'activité avec expulsion de nuages magnétisés nommés « éjections de masse coronale ». Il peut y en avoir plusieurs par jour !



3 Émergence du nouveau champ

4 maximum solaire

Principe de l'effet dynamo (OP)

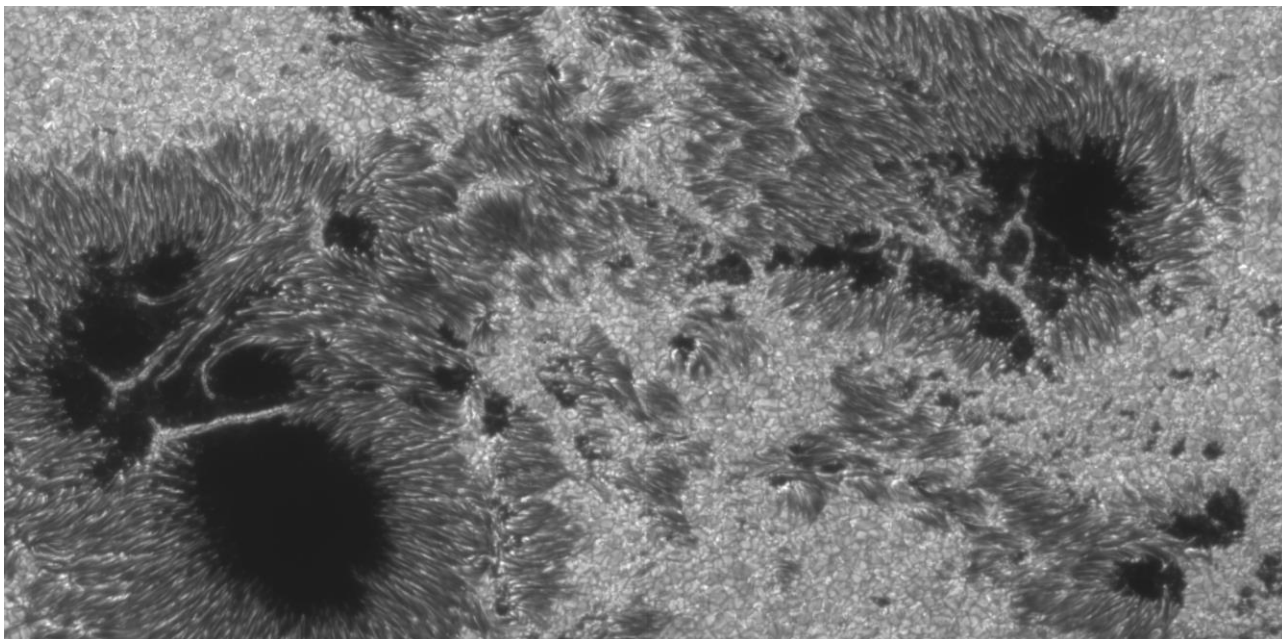
La force de Coriolis

Cette force agit sur un objet en déplacement dans un référentiel animé d'un mouvement de rotation, comme l'atmosphère du Soleil, d'une planète ou de la Terre. Sur Terre, la force de Coriolis est responsable du sens des vents autour d'une dépression (zone de faible pression) ou d'un anticyclone (hautes pressions). Dans l'hémisphère Nord, le vent tourne dans le sens horaire autour d'un anticyclone. C'est l'inverse dans l'hémisphère Sud.

6 - Les taches et boucles, manifestation du magnétisme

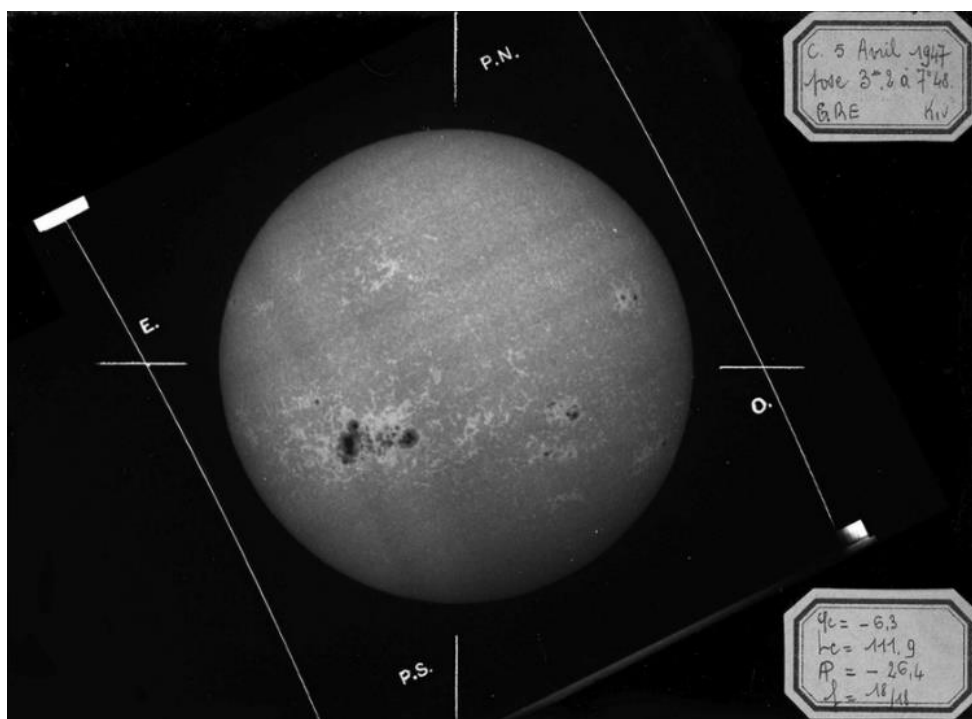
Les taches incarnent le magnétisme solaire de surface. Mais il existe aussi de grandes boucles de champ magnétique en altitude ! Dans les taches, le champ est de 0.1 Tesla en moyenne, avec un maximum de 0.25. Dans « l'ombre » d'une tache, le champ magnétique est proche de la verticale. Comme il isole thermiquement le gaz en formant une « barrière », il y fait plus « froid » que dans le milieu environnant (4500 degrés au lieu de 6000), c'est pourquoi les taches sont plus sombres. Autour de « l'ombre », les champs magnétiques sont plus faibles, très inclinés et forment la « pénombre ». Les taches sont organisées en groupes bipolaires ou plus complexes, qu'on appelle « régions actives ». En altitude, les observations UV révèlent la présence de grandes boucles magnétiques qui les relient et s'élèvent dans la couronne à plus de 100 000 km d'altitude. Le plasma de ces boucles est confiné et chaud (plus d'un million de degrés). Le champ magnétique y joue en quelque sorte le rôle de « tuyaux » canalisant les mouvements de matière : il n'est en effet pas rare d'assister dans ces boucles à des mouvements de vidange ou de siphon notamment lors des éruptions. Les régions actives évoluent au cours du temps, en l'espace de quelques jours à quelques semaines, jusqu'à leur

disparition par diffusion des champs magnétiques. Cependant, leur vie peut être secouée par des phénomènes éruptifs (*chapitre 3*).

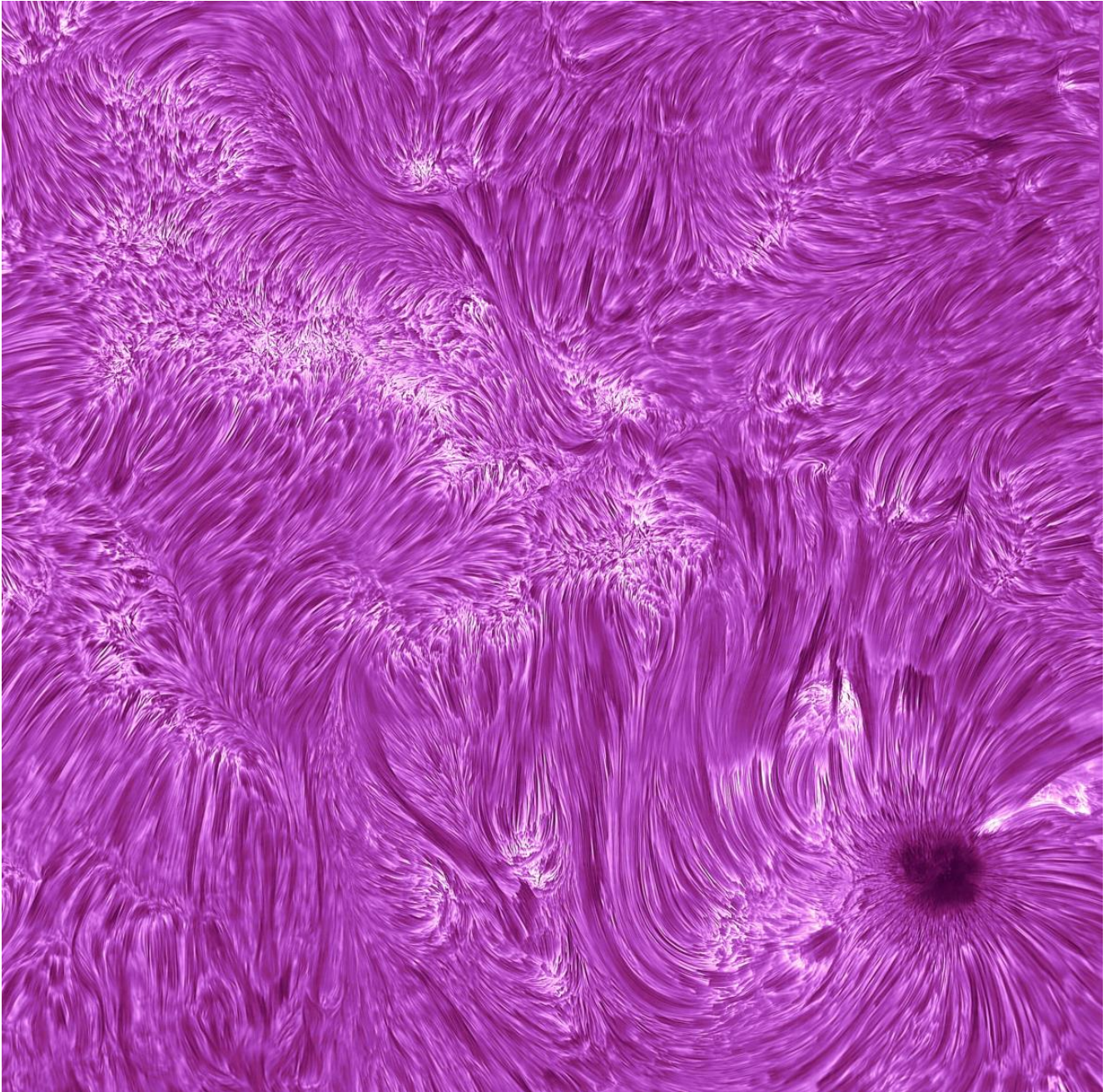


Taches observées par le satellite Hinode (©JAXA/NASA/ESA) à 388 nm en UV (bande CN). La largeur du champ est ici de 165 000 km, soit 13 fois le diamètre terrestre, ou encore celui de Jupiter. Les champs magnétiques se concentrent dans les zones les plus noires appelées « ombre ».

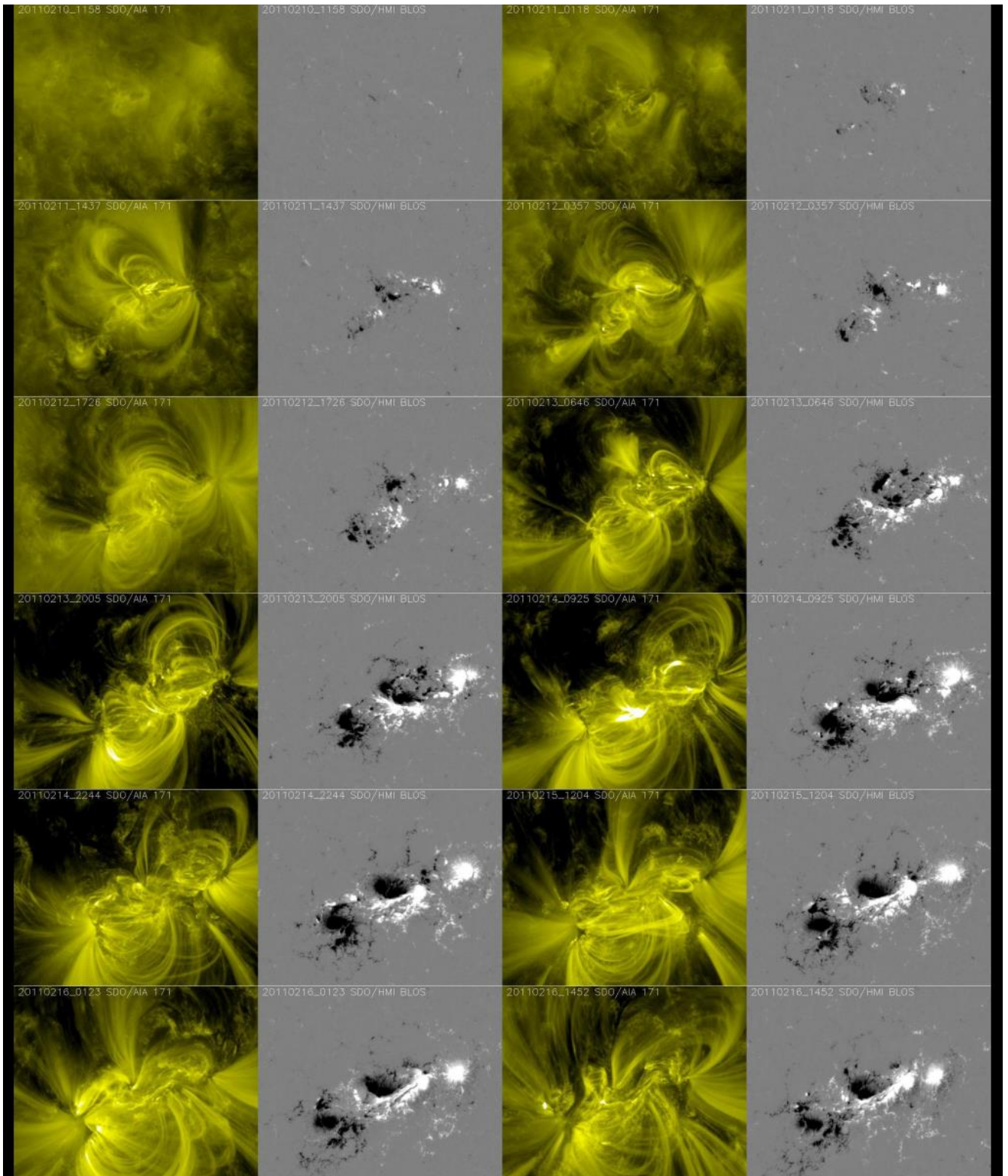
Le plus gros groupe de taches jamais enregistré remonte à Avril 1947, il occupait alors 0.6% de la surface totale du Soleil, alors qu'en moyenne un groupe ne dépasse que rarement 0.2% de la surface. Les taches sont généralement entourées de zones brillantes et plus chaudes que le milieu environnant, les « facules » ou « plages » : ce sont des régions magnétisées étendues, mais les champs y sont 5 fois plus faibles que dans les taches. On les distingue bien sur le cliché 1947 et le magnétogramme du 7 Juillet 2014.



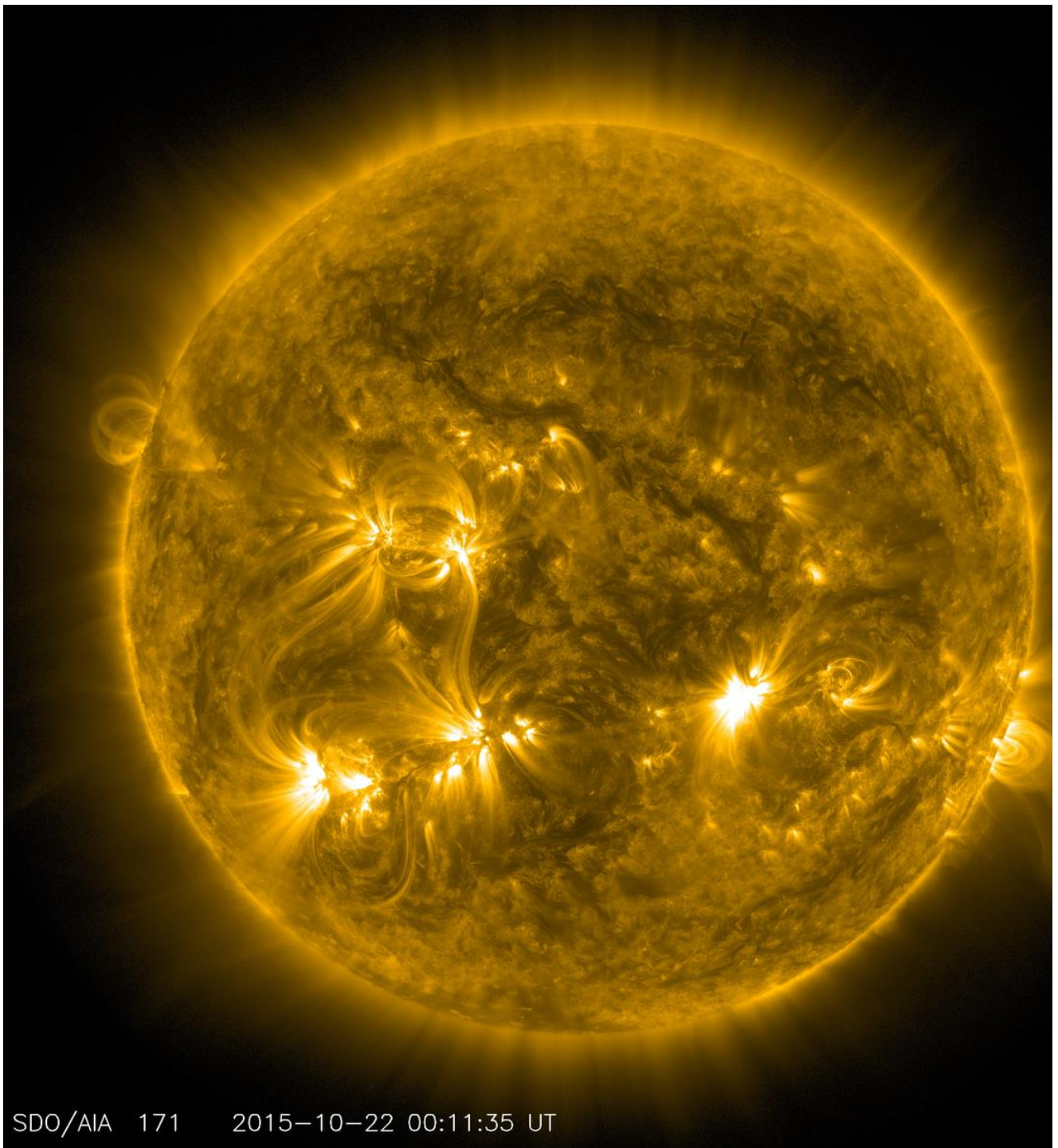
Cliché du 5 Avril 1947 montrant le plus gros groupe de taches jamais photographié (©OP).



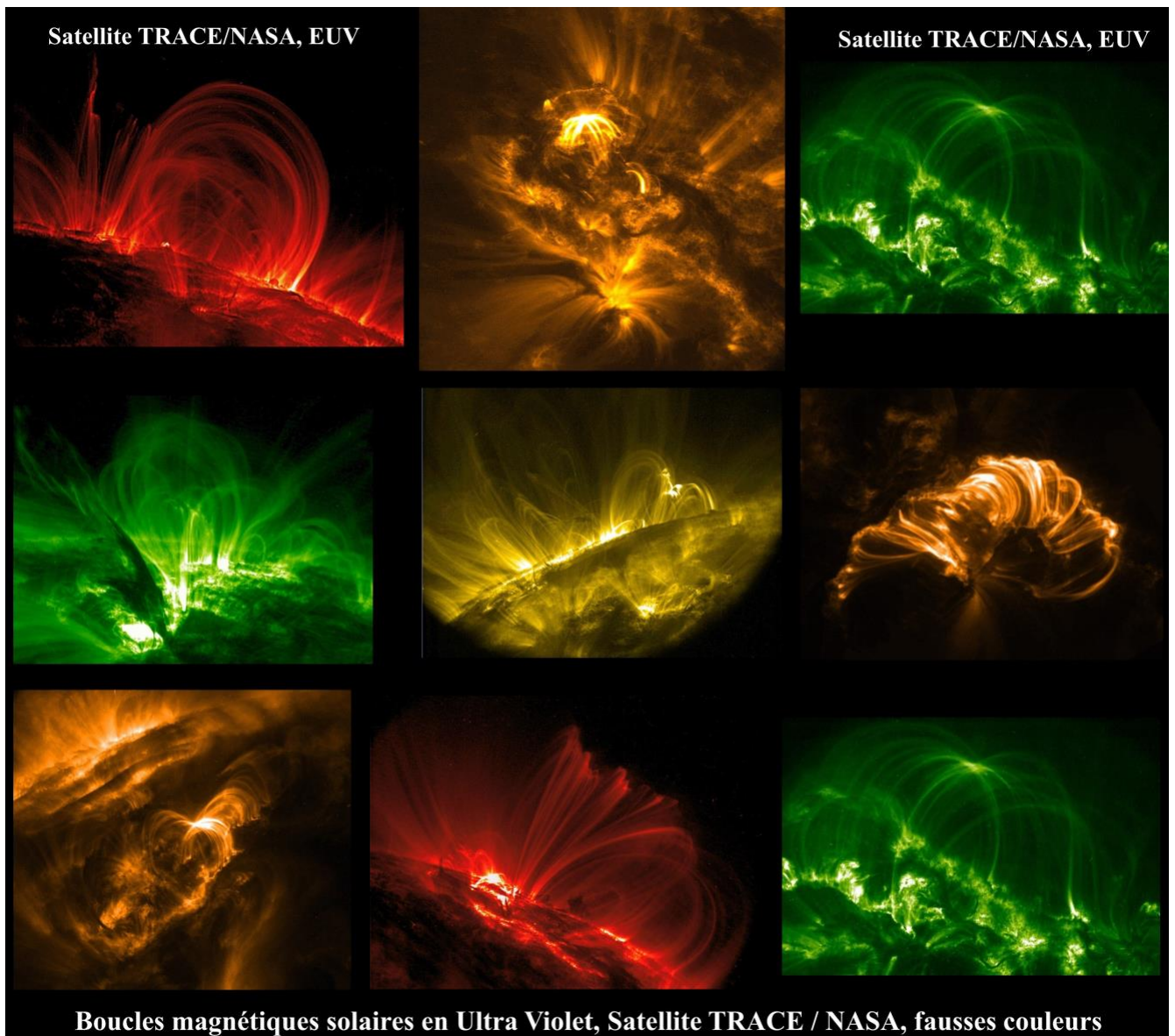
Tache solaire observée dans la raie H α de l'Hydrogène à 656 nm au télescope américain Dunn de Sacramento Peak (USA) à l'aide du filtre IBIS de l'observatoire d'Arcetri à Florence (©K. Reardon, NSO/INAF, 2011). La tache (en bas à droite) a les dimensions de la Terre. Remarquer la structure filamenteuse caractéristique de la chromosphère au dessus de la photosphère.



Le Soleil est hautement dynamique ! La naissance d'une région active solaire entre les 10 et 16 Février 2011 (le temps progresse de gauche à droite et de haut en bas). En noir et blanc, les polarités magnétiques entrantes et sortantes. Au fur et à mesure que les champs magnétiques émergent, sous l'influence de la poussée d'Archimède, les boucles coronales (en jaune, un million de degrés) qui les surmontent se forment. La largeur du champ fait environ 15 diamètres terrestres (200 000 km). Remarquer la complexité magnétique finale avec deux zones bipolaires imbriquées. ©AIA et HMI, SDO/NASA.



Boucles magnétiques coronales chaudes (1 million de degrés) pouvant dépasser 100 000 km de hauteur. Les boucles relient les polarités magnétiques opposées au sein d'une même région active. Il existe parfois des grandes boucles (300 000 km) interconnectant des polarités opposées entre les deux hémisphères, c'est le cas à gauche de cette image du 22 Octobre 2015 en UV à 17.1 nm (AIA/SDO-NASA).



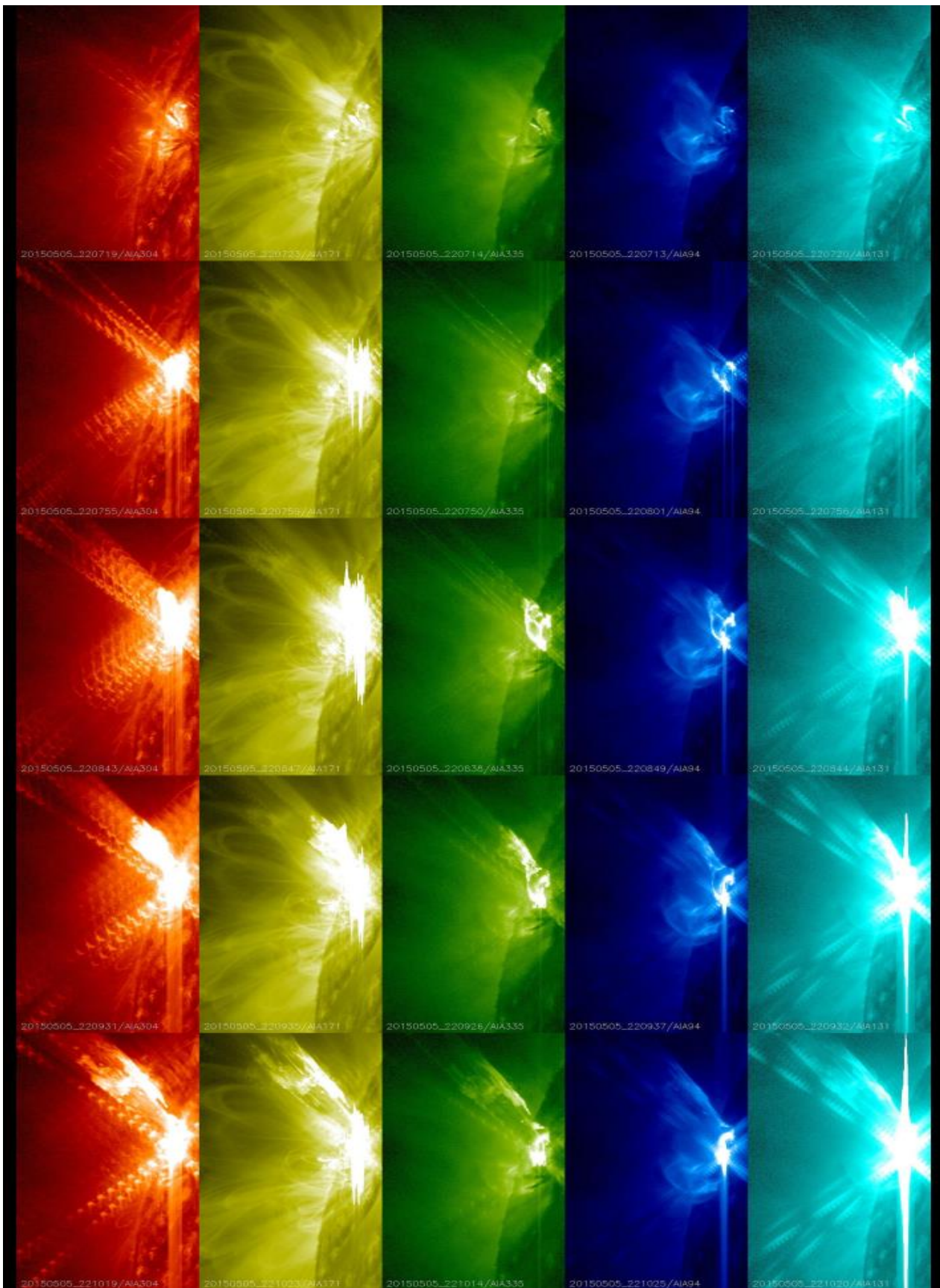
Boucles magnétiques solaires en Ultra Violet, Satellite TRACE / NASA, fausses couleurs

Variété de boucles magnétiques coronales (1 à 2 millions de degrés), dont la hauteur dépasse 100 000 km. Les champs magnétiques décroissent en altitude, car les boucles s'évasent (11). Observations UV du satellite TRACE de la NASA dont la mission est achevée (Transition Region And Coronal Explorer). Fausses couleurs.

L'évasement des boucles magnétiques en altitude

Les champs magnétiques sont gouvernés par les lois de l'électromagnétisme, qui prévoient que le produit de la section d'un tube magnétique par son intensité est constante. Comme les champs magnétiques diminuent avec l'altitude, tout comme la pression gazeuse, la section des tubes augmente quand on s'élève.

Chapitre 3 : l'activité solaire

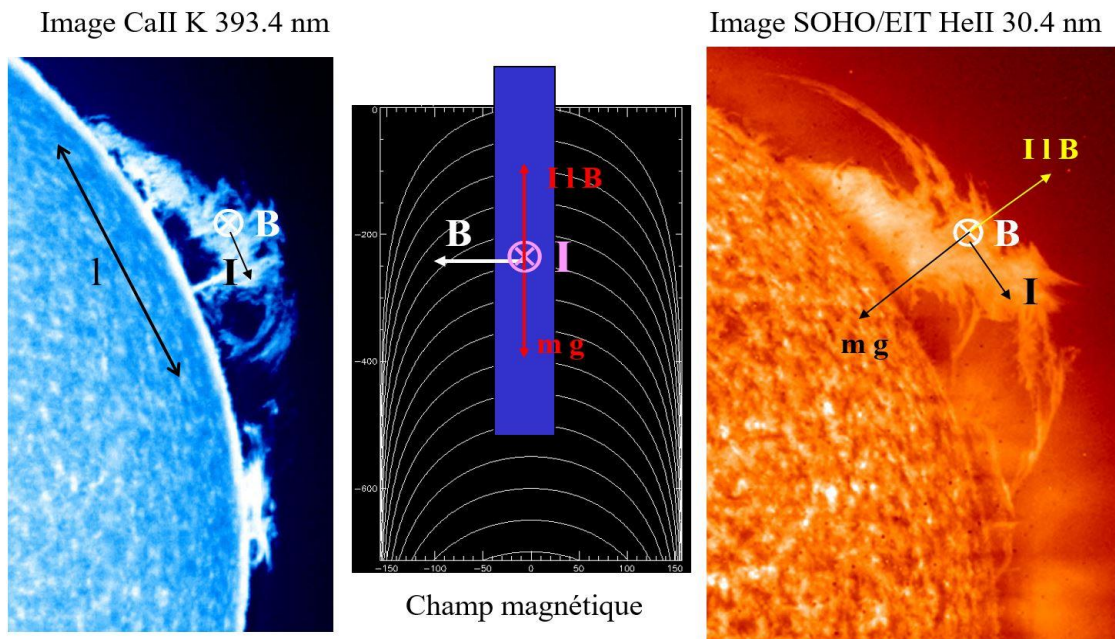


Eruption du 5 Mai 2015 vue en UV (températures de 0.1, 0.6, 1, 2.5 et 10 millions de degrés) par le satellite SDO/NASA au bord solaire. Ce phénomène rapide (3 minutes de haut en bas) et intense sature les détecteurs. La largeur du champ est de 145 000 km (11 fois la Terre).

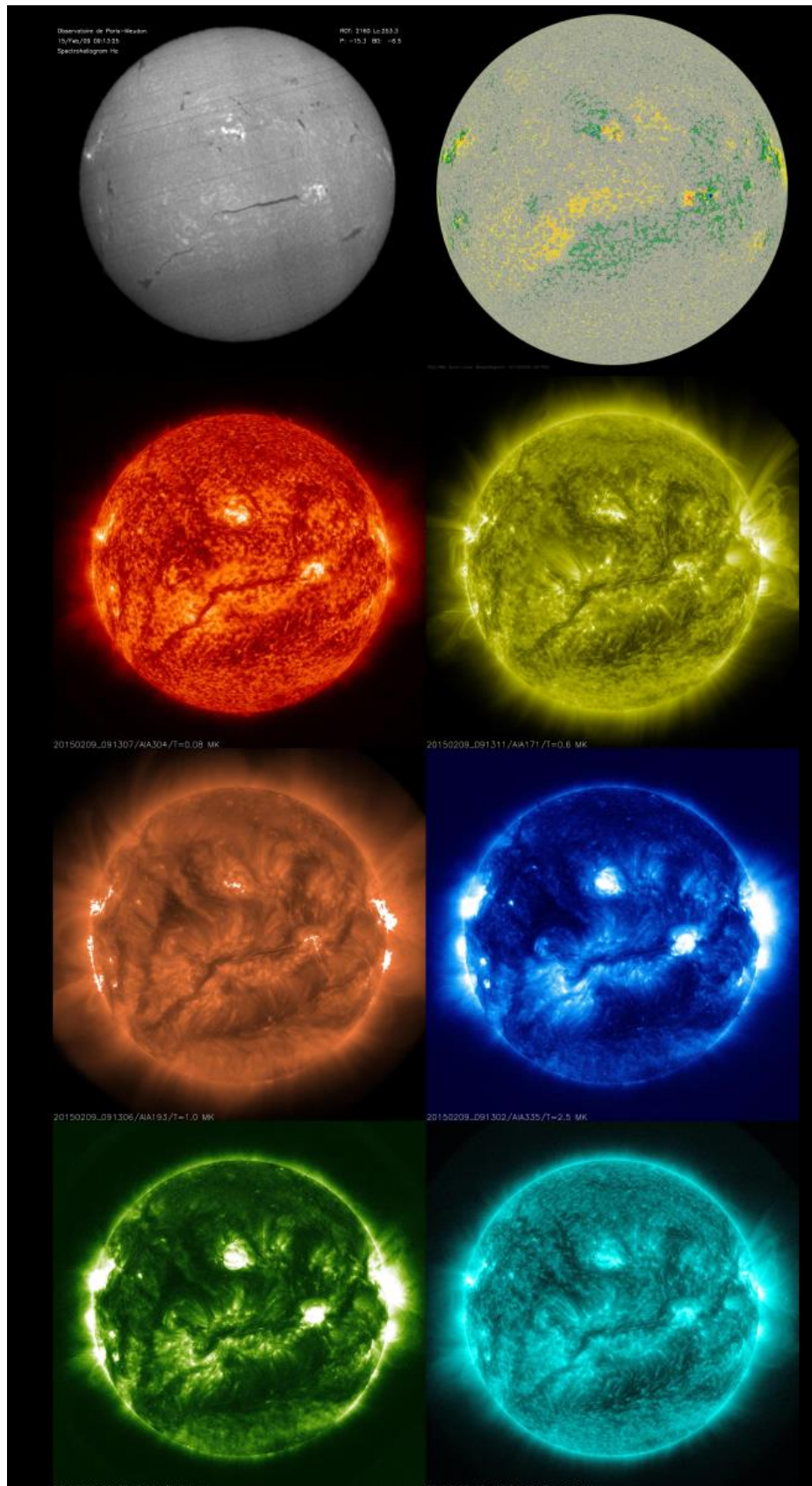
L'activité solaire, qui est la conséquence d'instabilités magnétiques, se manifeste par des phénomènes variés et rapides. Les éruptions sont des événements violents qui convertissent l'énergie magnétique. Des éjections de masse coronale leur sont souvent associées, impliquant parfois des filaments ou protubérances ; elles peuvent atteindre et perturber l'environnement terrestre, voire certaines activités humaines.

1 - Activité des filaments et protubérances

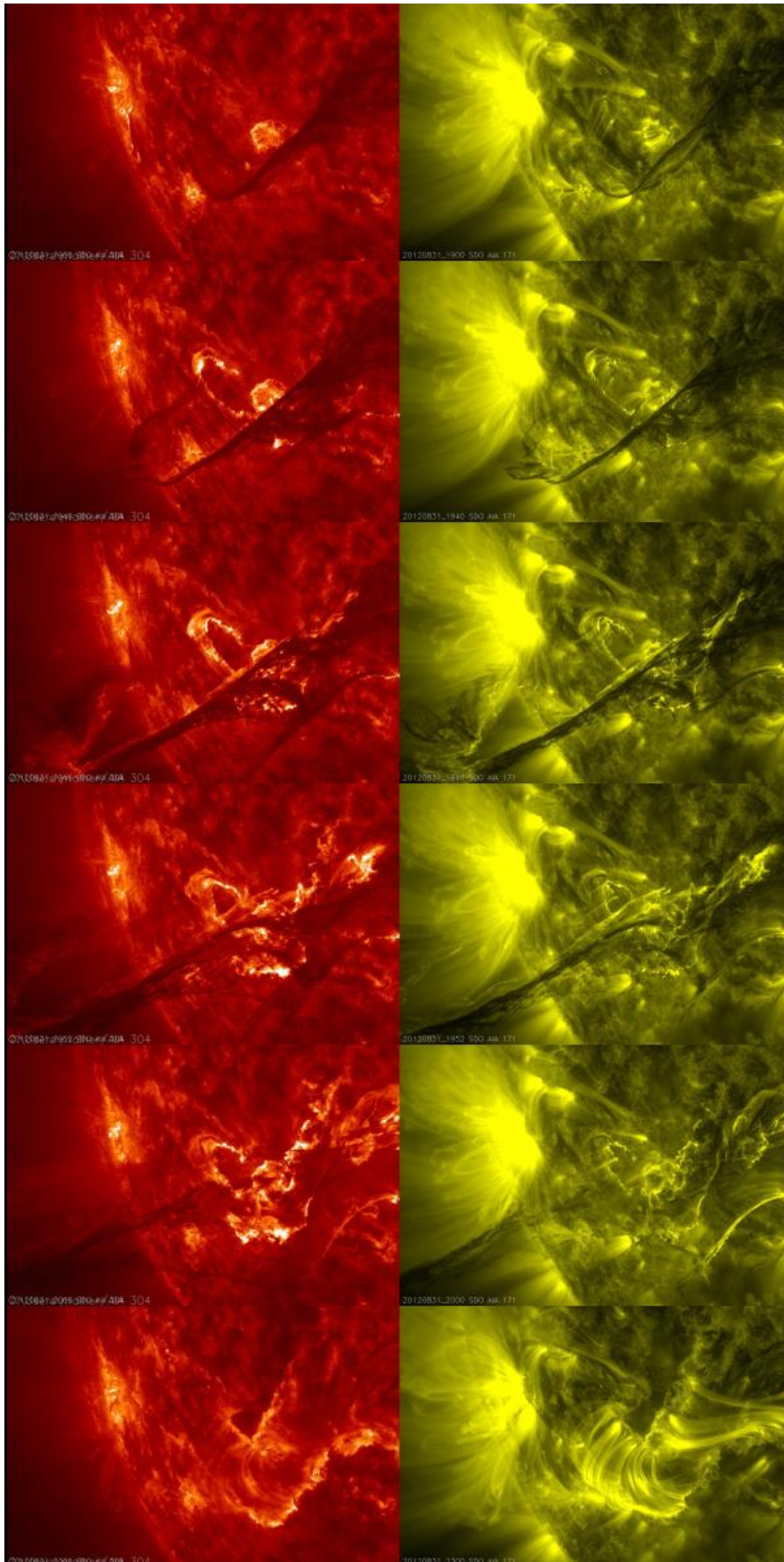
Les filaments sont des structures « froides » (10 000 degrés), denses, allongées, hautes (jusqu'à 100 000 km) en suspension dans la couronne, cent fois plus ténue et chaude. Leur poids est tel qu'ils devraient s'effondrer s'il n'y avait pas une force s'y opposant. Il s'agit de la **force de Laplace**, force magnétique agissant sur un **courant électrique**. Les filaments sont donc parcourus par des courants et soutenus par un berceau magnétique en forme d'arcade dont les pieds sont ancrés dans le Soleil. On le comprend en examinant les champs magnétiques de surface : les filaments se situent toujours à la frontière entre deux régions de polarités opposées. Ils sont sombres, car absorbent le rayonnement. Mais lorsqu'un filament passe au limbe solaire, il devient brillant, car la matière qui le compose (Hydrogène) émet sur un fond noir. On les appelle alors « protubérances ». Les filaments et les protubérances sont donc deux visions différentes d'un même phénomène. On a historiquement vu les protubérances en premier lors des éclipses totales ; ensuite, la spectroscopie a révélé les filaments sur le disque. Les longs filaments, qui peuvent atteindre plusieurs centaines de milliers de km (une fraction de rayon solaire) se forment souvent au début d'un nouveau cycle, à haute latitude, avant l'inversion du champ magnétique polaire. On les appelle alors filaments de « ceinture polaire ». Ils appartiennent à la catégorie des filaments « quiescents » loin des régions actives. Inversement, les zones comportant des taches présentent beaucoup de petits filaments, dits « de plage » car ils se situent entre deux « plages » brillantes de polarités magnétiques opposées. Pourquoi l'étude des filaments est-elle intéressante ? On a constaté que les éjections de masse coronale mettent en jeu dans 70% des cas un filament, qui devient instable lorsque son support magnétique est perturbé par les mouvements de ses points d'ancrage. La matière éjectée, qui se répand dans le milieu interplanétaire, peut voyager jusqu'à la Terre et impacter l'environnement spatial.



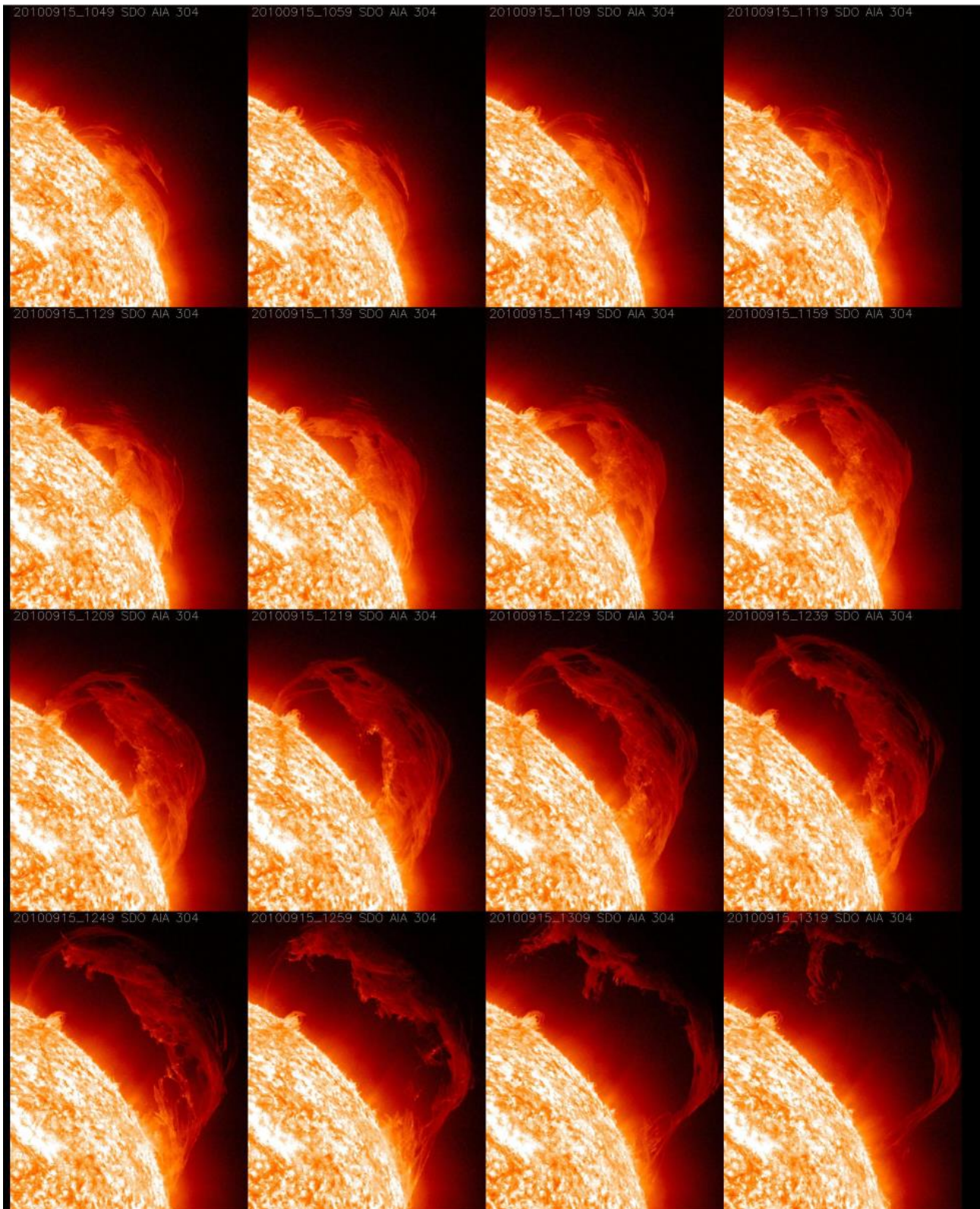
*Mécanisme de support des filaments ou protubérances par la **force de Laplace** créée par un **courant électrique** d'intensité I plongé dans un **champ magnétique** B ayant la forme d'une arcade. Si l est la longueur de l'objet, la force de Laplace s'écrit $F = I l B$ et s'oppose à son **poids** $P = m g$ (m étant sa masse et g l'accélération de la pesanteur). Le schéma est une vue par la tranche.*



Un filament quiescent de longueur exceptionnelle (plus d'un rayon solaire) observé dans l'hémisphère Sud. En haut à gauche, raie H α (Meudon). En haut à droite, le magnétogramme montre que le filament sépare deux grandes régions magnétiques de polarités opposées (jaune/vert). Aux températures plus élevées (dans l'ordre 0,1, 0,6, 1, 2,5, 6 et 10 millions de degrés), le rayonnement UV révèle le couloir magnétique occupé par le filament dans la basse couronne (9 Février 2015, HMI/AIA, SDO/NASA).



Instabilité d'un filament observé à 80 000 (gauche) et 600 000 degrés (droite) en UV. L'éjection du filament ne dure que quelques heures et est associée à une éruption en « double filet » (en bas : les deux rubans brillants parallèles, à gauche, sont surmontés par des boucles de champ magnétique chaudes, à droite). L'éjection se déclenche au début de l'éruption. AIA-SDO/NASA, 31 Août 2012.

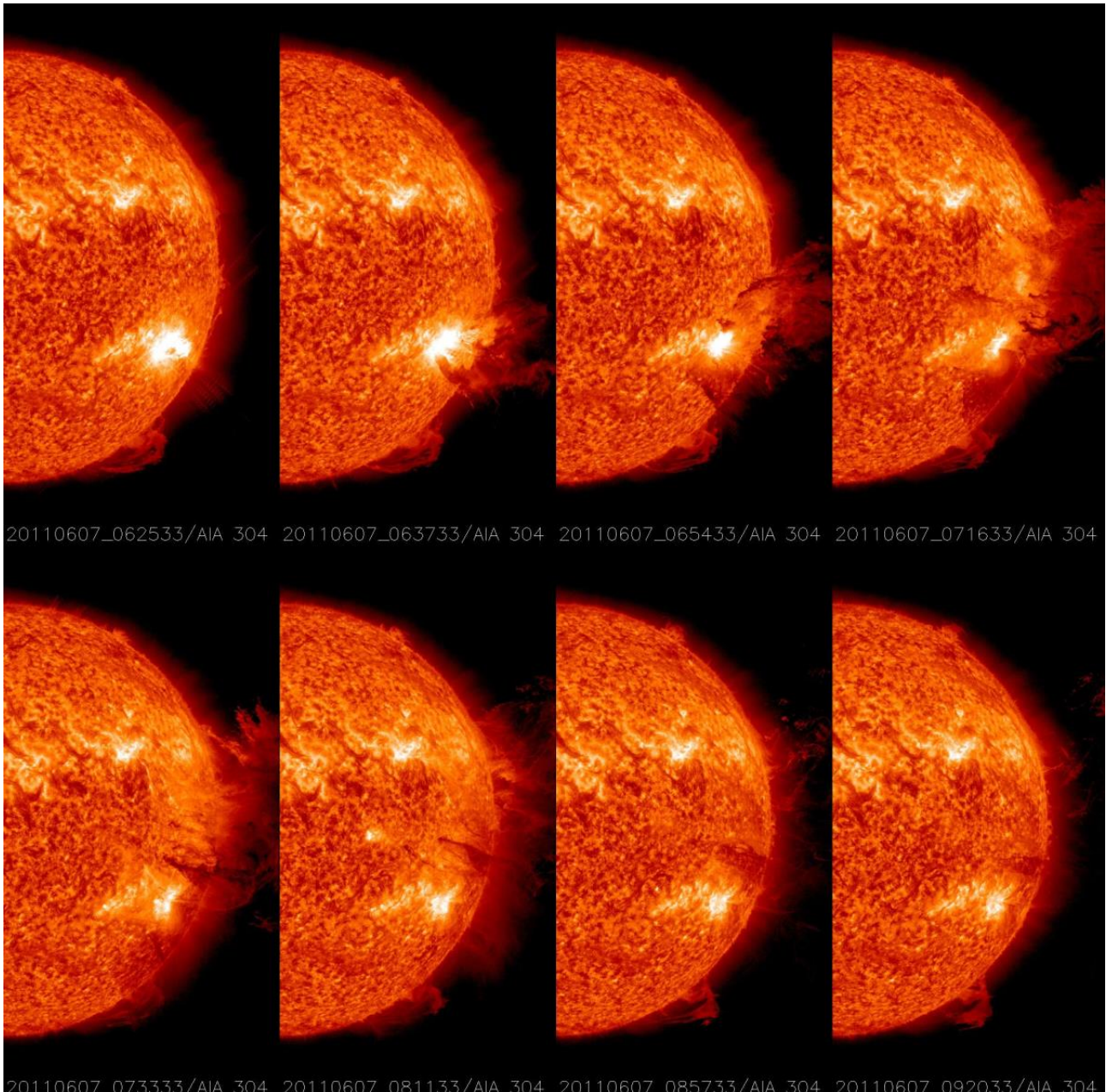


Ejection d'un filament au limbe solaire, appelée aussi protubérance éruptive, observée en UV à 80 000 degré le 15 Septembre 2010. Le phénomène dure 3 heures (AIA-SDO/NASA).

2 - Ejections de masse coronale (CME)

Les éjections de masse coronale impliquent en majorité des filaments ou protubérances déstabilisés par une perturbation de leur support magnétique. La masse éjectée est supérieure à un milliard de tonnes. Une partie retombe mais la plus grande est injectée dans le milieu interplanétaire dès lors que la vitesse acquise est proche de la vitesse de libération du Soleil (600 km/s), permettant

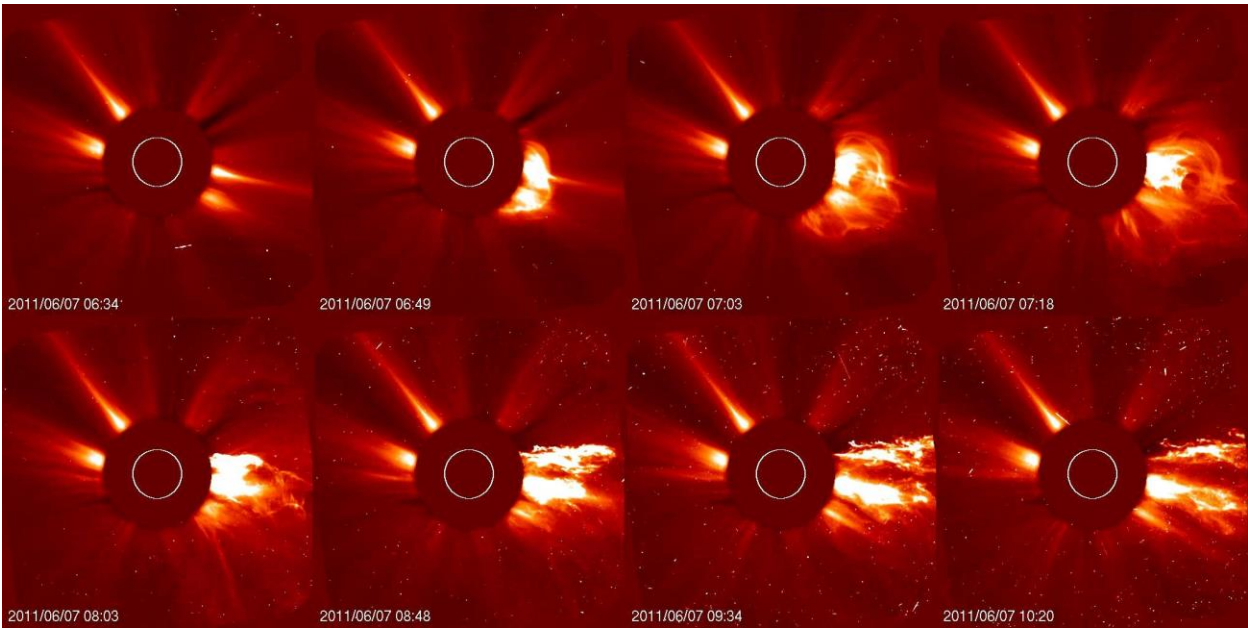
à la matière d'échapper à l'attraction gravitationnelle. En période de maximum solaire, plusieurs éjections de masse coronale peuvent se produire chaque jour. Le phénomène est rapide et dure quelques heures. L'énergie d'une CME (pour Coronal Mass Ejection) est de l'ordre de 20^{23} joules (J). Lorsqu'une éjection est dirigée vers la Terre, elle influence l'environnement spatial et porte le nom de « CME de halo ».



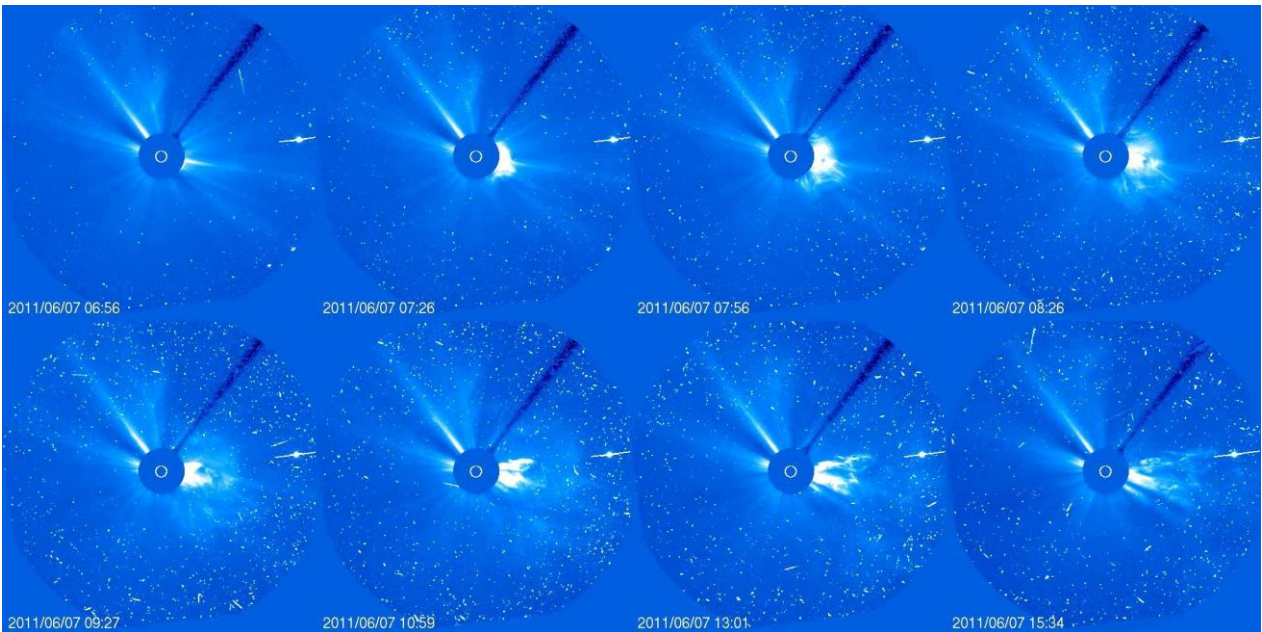
Gigantesque éjection de masse coronale en UV à 80 000 degrés le 7 Juin 2011 (raie de l'Hélium à 30.4 nm) ; le phénomène dure 3 heures. Une partie retombe sur le Soleil. AIA-SDO/NASA.

L'énergie d'une éjection de masse coronale

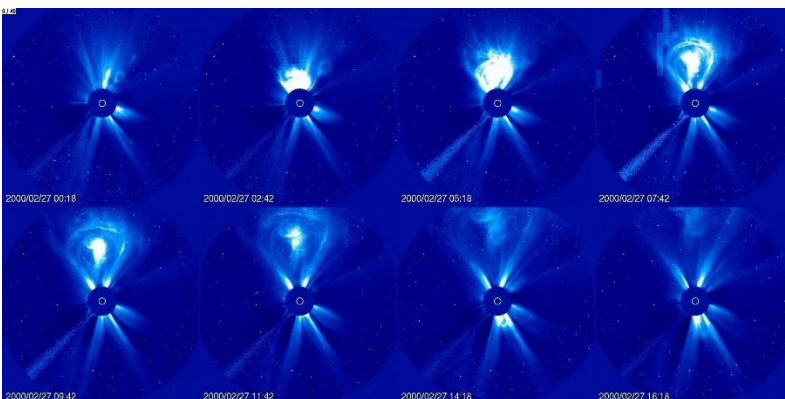
Une éjection de masse coronale possède une énergie comparable à celle consommée par l'humanité en une année toutes sources d'énergie confondues !



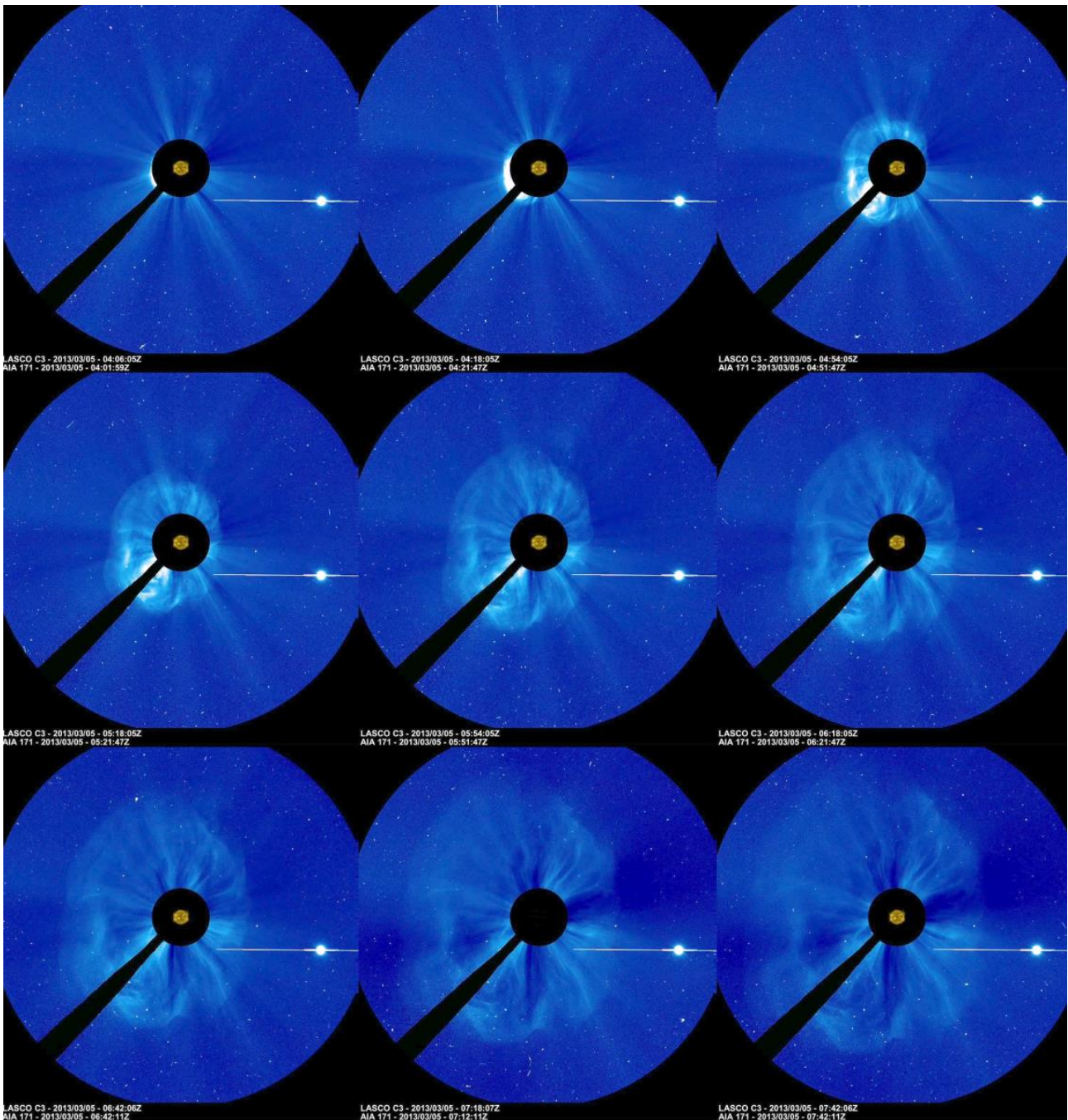
La même éjection de masse coronale du 7 Juin 2011 vue par le coronographe à moyen champ C2 de LASCO sur SOHO (ESA/NASA) ; le rond blanc représente le Soleil. Durée 4 heures.



L'éjection de masse coronale du 7 Juin 2011 vue par le coronographe à grand champ C3 de LASCO sur SOHO (ESA/NASA) ; le rond blanc représente le Soleil (remarquer la présence d'une planète derrière le Soleil à droite). Durée 9 heures.



Un autre exemple remarquable : éjection de masse coronale du 27 Février 2000 vue par le coronographe à grand champ de vue C3 de LASCO sur SOHO (ESA/NASA) ; le rond blanc représente le Soleil de diamètre 1 400 000 km. Durée 16 heures.

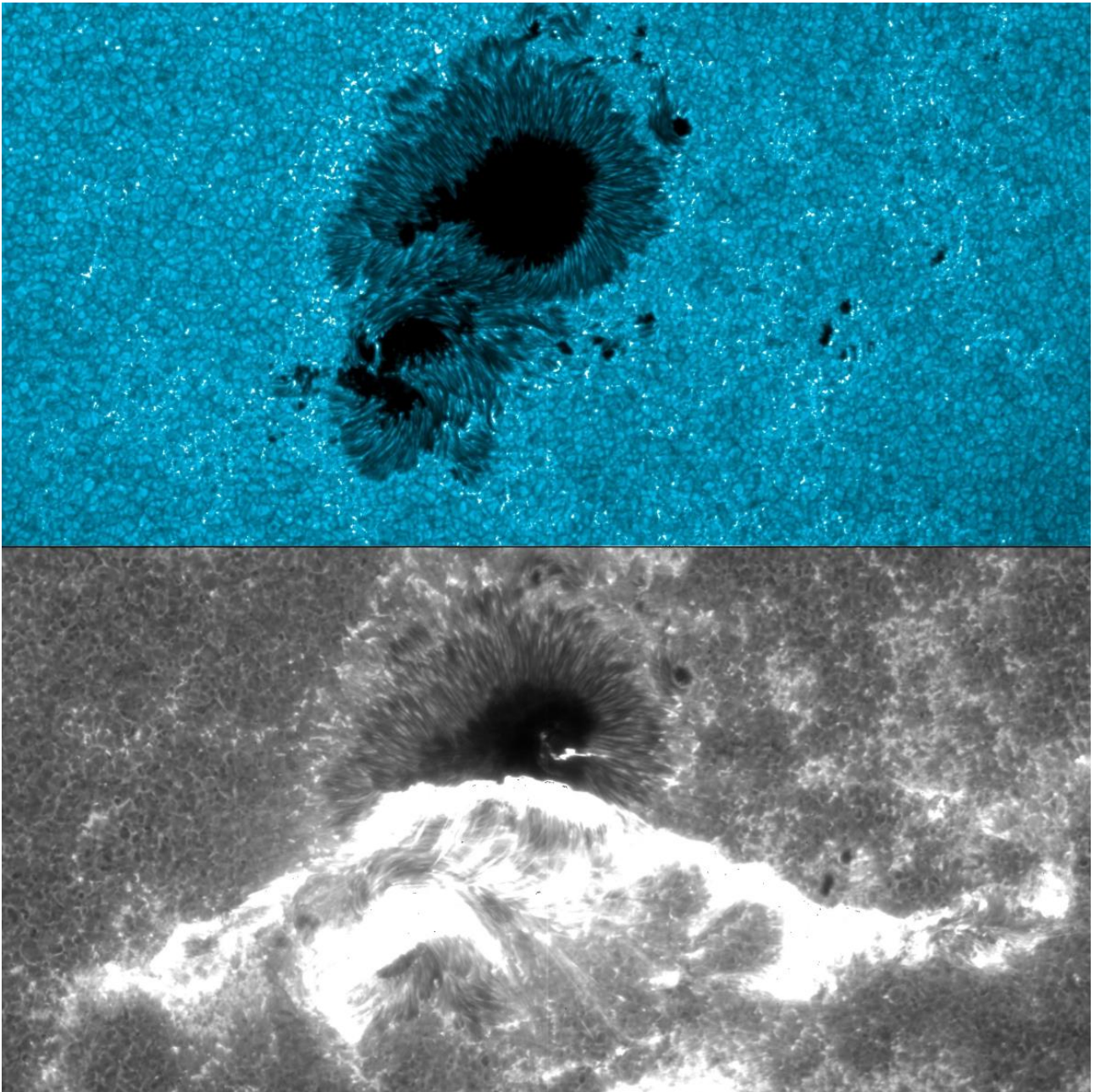


Une « CME de halo » se produit quand une éjection de masse coronale est dirigée vers la Terre. Elle est bien symétrique comme cet exemple du 5 Mars 2013 du coronographe C3 à grand champ de vue de SOHO (LASCO/SOHO - ESA/NASA). L'évènement dure 4 heures, et la matière éjectée se déplace à une vitesse de l'ordre de 600 km/s. Notez la présence d'une planète à droite.

3 – Eruptions

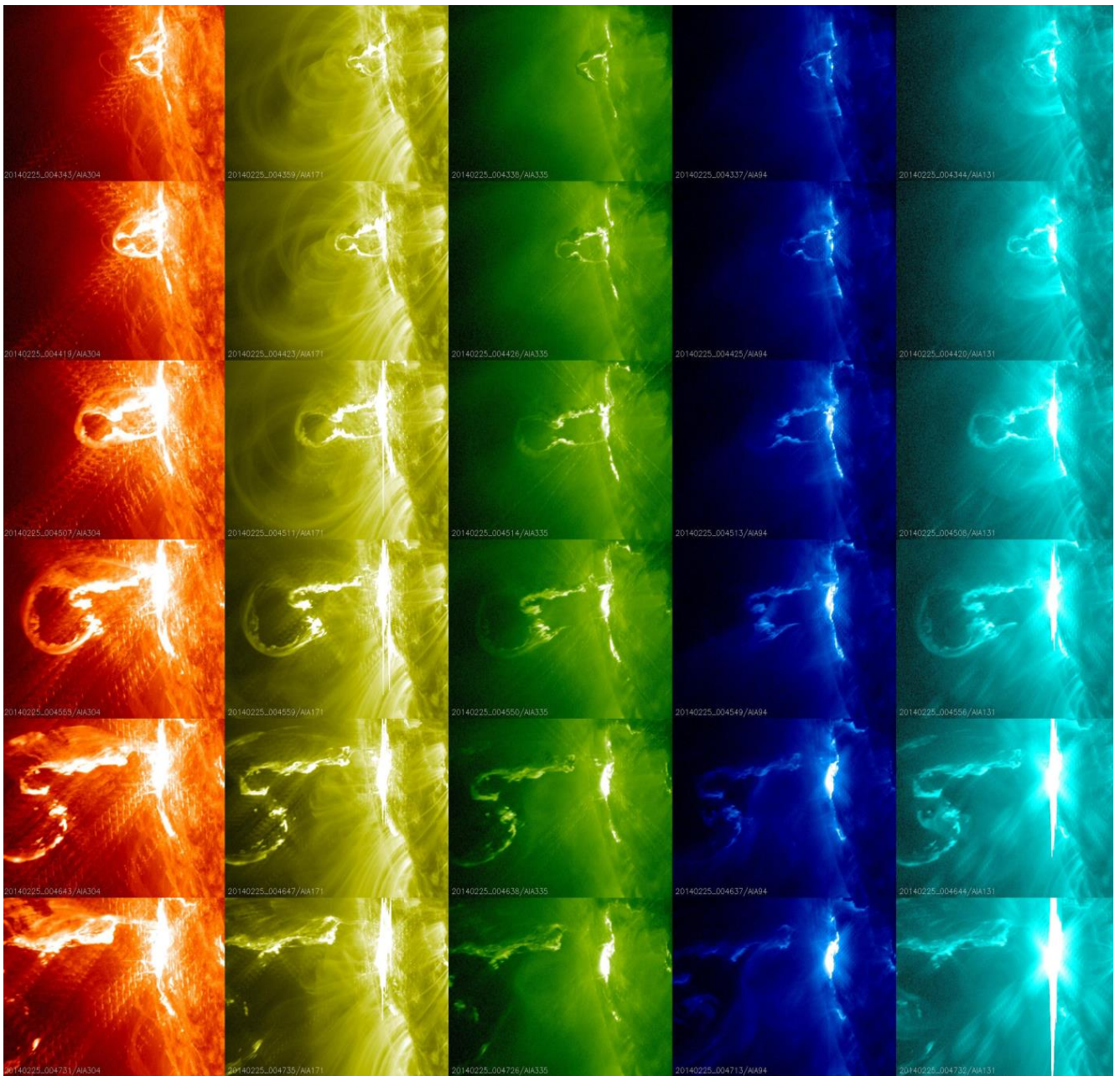
Les éruptions sont souvent associées aux éjections de masse coronale. Elles correspondent à une brusque libération d'énergie durant un bref instant, de l'ordre de la minute : c'est la « phase de flash ». La région devient soudainement très brillante au point de saturer parfois les détecteurs. La mesure de référence est celle des rayons X mous dans la gamme 0.1 à 0.8 nm de longueur d'onde, dont l'émission est surveillée en permanence par les satellites GOES de la NASA. La puissance des éruptions est classée en 3 classes importantes : C, M et X. Les éruptions de classe C sont modestes ; en classe M, elles sont 10 fois plus énergétiques, et en classe X, 100 fois plus. Les éruptions de classe C sont fréquentes, celles de classe M moins, et celles de classe X rares. On y ajoute un chiffre : une

éruption de classe X28 est plus énergétique qu'une autre de classe X17. La plus puissante éruption jamais observée par les instruments modernes (X28) remonte au 4 Novembre 2003. Cependant les éruptions qui ont eu lieu récemment, en Septembre 2017, s'en approchent.

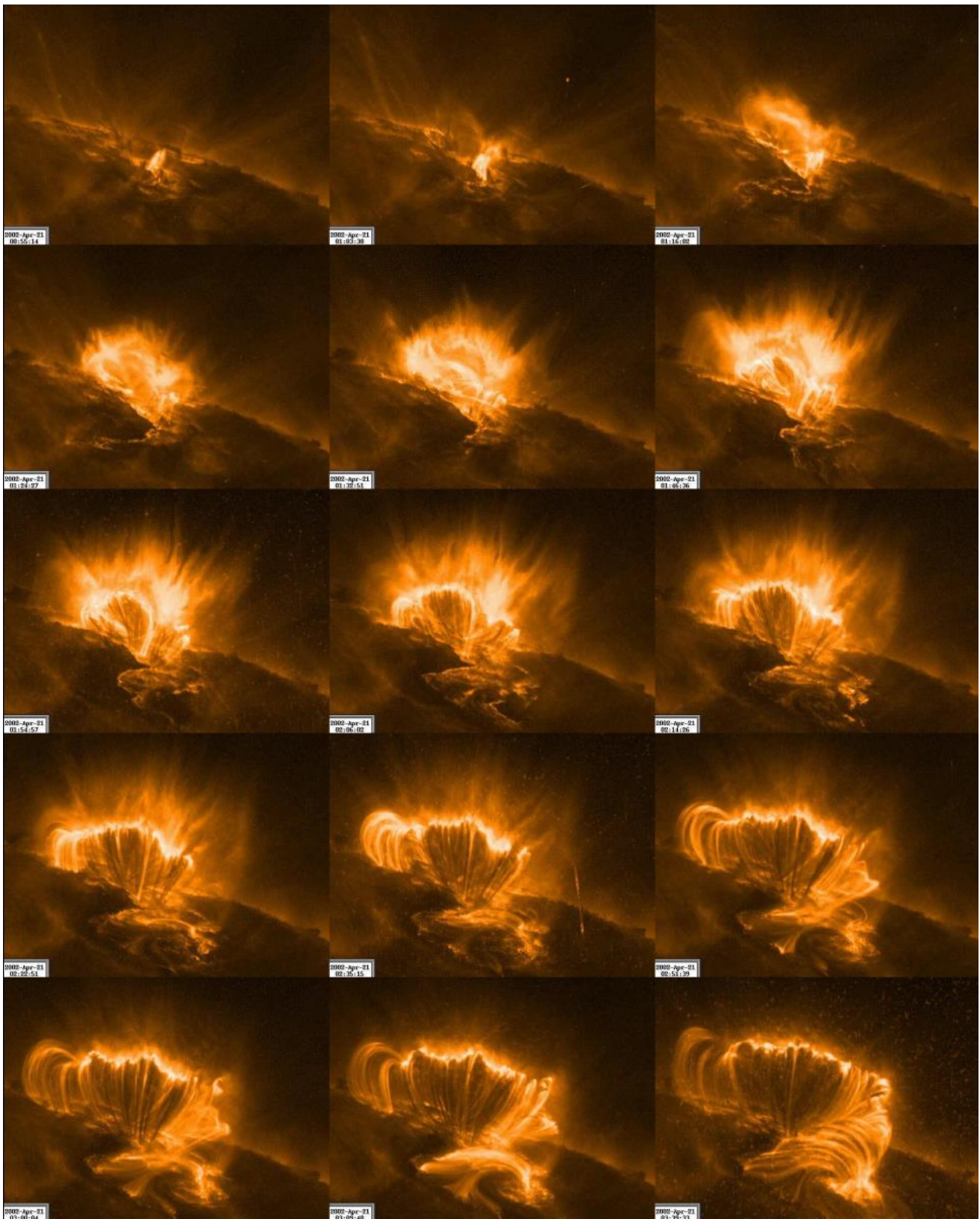


Taches observées par le satellite Hinode (JAXA/NASA/ESA) le 13 Décembre 2006. En haut, image dans la bande CH à 430 nm. En bas, éruption dans la raie du Calcium à 397 nm. Le champ fait 165 000 km de large, approximativement 13 fois le diamètre terrestre.

L'énergie mise en jeu dans une éruption est d'origine magnétique. Elles prennent donc naissance dans les régions actives comportant des taches. L'énergie magnétique est partiellement convertie en énergie cinétique (mise en mouvement) et en chaleur (chauffage de la matière qui devient plus émissive). Des particules chargées sont accélérées puis guidées par les champs magnétiques ; certaines sont éjectées vers le milieu interplanétaire, et d'autres bombardent la surface solaire, sur laquelle apparaissent des rubans brillants, signature de ces impacts. Ces deux rubans parallèles sont les pieds de polarités opposées d'une arcade magnétique chaude et haute, qui les surmonte, d'où le nom « d'éruption en double filet ». La phase de « flash » est suivie d'une phase « graduelle » lente



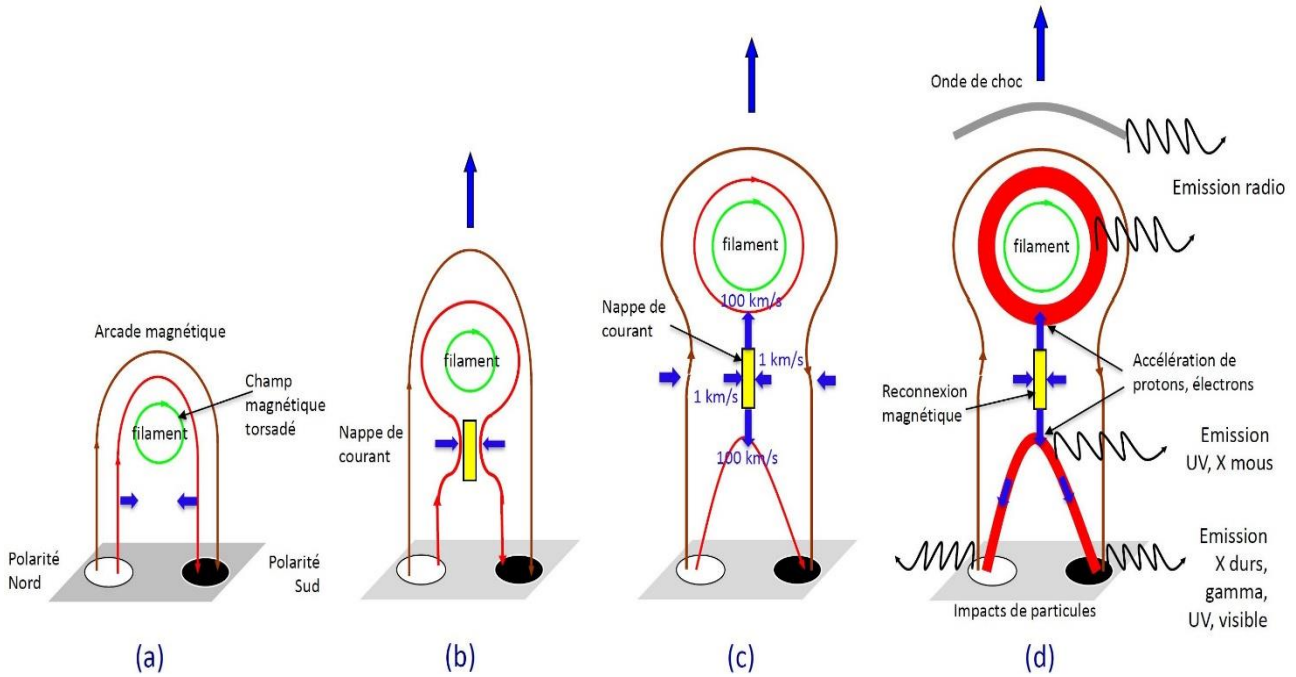
Eruption du 25 Février 2014 observée en UV par l'instrument AIA sur le satellite SDO/NASA au bord du Soleil. Elle provoque une saturation du détecteur. L'éruption s'accompagne d'une éjection de masse qui se produit en seulement 4 minutes de temps. Les températures sont de gauche à droite 0.1, 0.6, 2.5, 6 et 10 millions de degrés. Le champ fait 250 000 km de large soit 20 fois la Terre.



Eruption au bord solaire du 21 Avril 2002 observée en UV par le satellite TRACE de la NASA (aujourd'hui arrêté). Les images couvrent deux heures de temps, on assiste au développement d'un système de boucles chaudes (2 millions de degrés) formant une arcade magnétique qui évolue. Le champ de vue est d'environ 10 fois le diamètre terrestre.

4 - Qu'est ce que la reconnexion magnétique ?

Lors d'une éruption, c'est l'énergie magnétique qui est convertie sous d'autres formes, thermique (échauffement), cinétique (mise en mouvement de la matière), potentielle (projection en altitude), etc... Un mécanisme fondamental qui libère de l'énergie magnétique est la reconnexion : ce processus modifie la connectivité des lignes de champ, qui se réorganisent en passant d'une configuration d'énergie magnétique élevée, mais instable, à une autre d'énergie moindre, mais stable. Nous allons discuter cela de manière schématique.



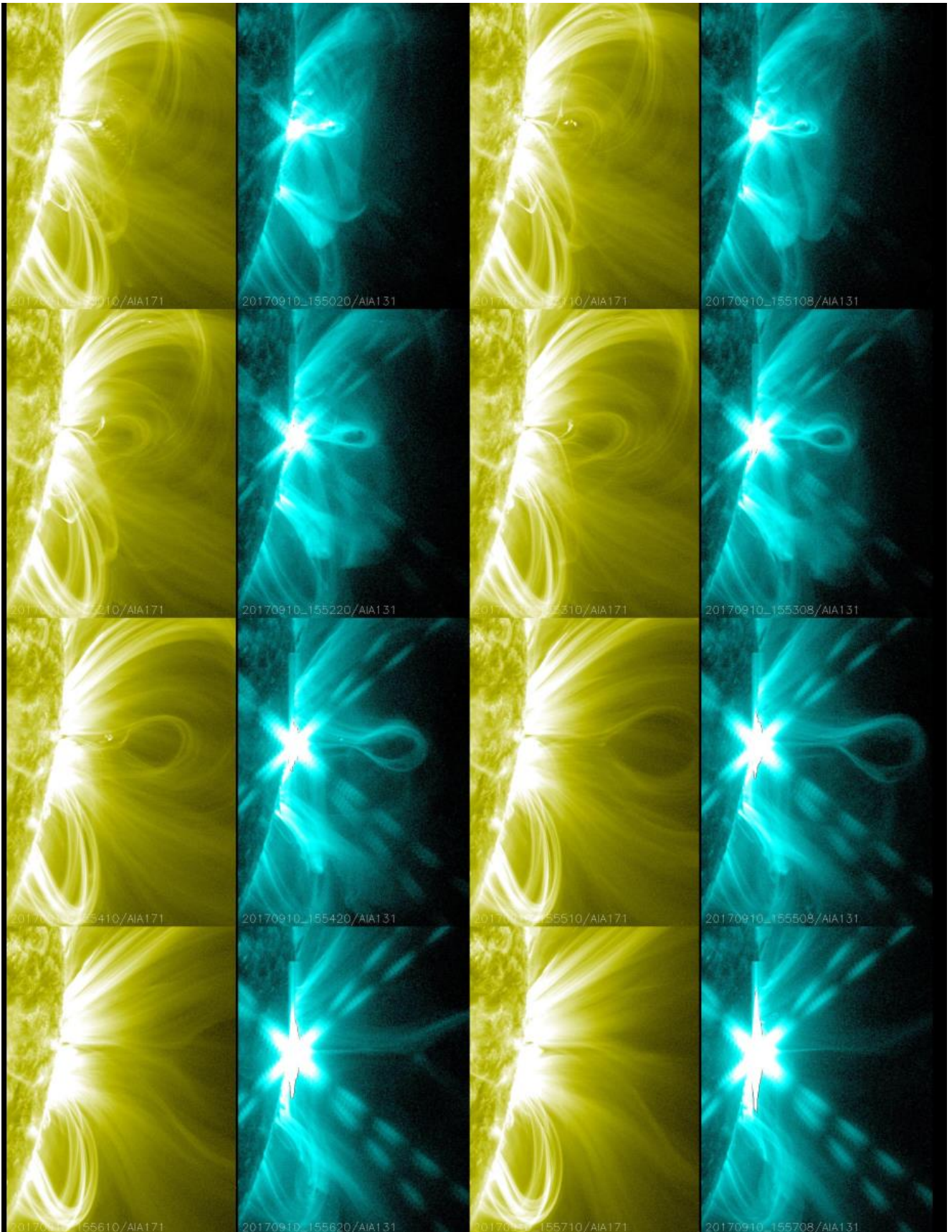
Modèle d'éruption et d'éjection de masse coronale (d'après L. Klein, OP)

La configuration typique de départ **(a)** est composée d'une arcade magnétique et d'un filament dense et long (la figure le montre par la tranche) soutenu contre la gravité par un champ magnétique torsadé. Cet édifice devient progressivement instable sous l'influence de contraintes extérieures pouvant imposer une torsion ou un cisaillement par déplacement des points d'ancrages du champ magnétique dans la surface solaire. L'arcade va réagir en s'élevant et un mécanisme de reconfiguration du champ se met en place.

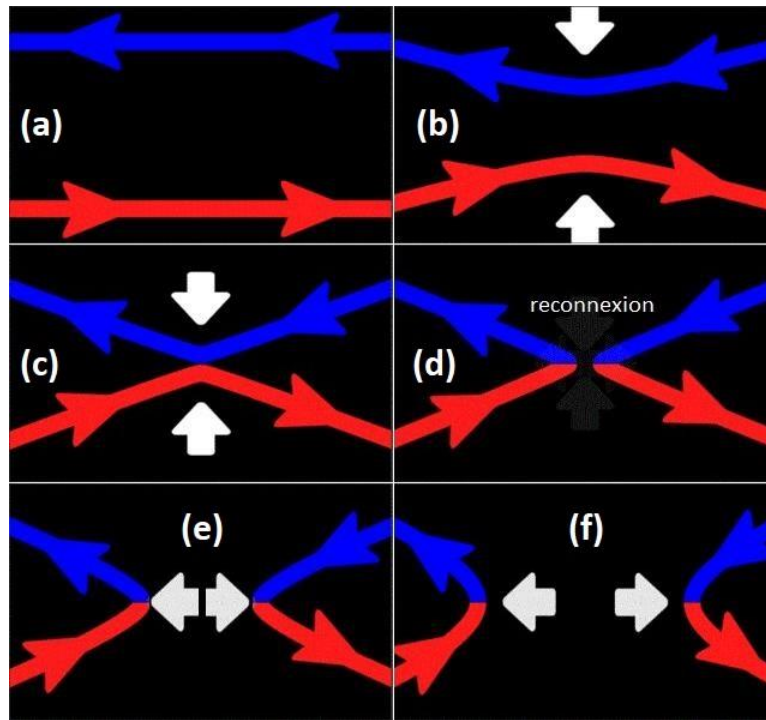
Les lignes **rouges** se rapprochent et forment une nappe de courant (rectangle **jaune** en **b**). Une nappe de courant est une zone plane et mince où les champs magnétiques sont anti-parallèles. Elle est le siège d'un courant électrique intense. Comme le plasma solaire possède une conductivité électrique finie, le champ magnétique se met à diffuser dans la nappe, ce qui permet aux lignes de champ de changer de connectivité (ligne **rouge**, **c**). Cette diffusion s'accompagne d'une dissipation d'énergie par effet Joule qui échauffe le plasma (principe de la résistance chauffante) et émet des rayons X.

Le processus de reconnexion, une fois établi dans la nappe **jaune** (**d**), aspire lentement la matière et le champ magnétique environnant à la vitesse d'un km/s ; le changement de connectivité éjecte cette matière vers le haut et le bas à plus de 100 km/s à une vitesse dite d'Alfvén (flèches **bleues**, **c** et **d**). La matière projetée vers le bas va impacter la surface solaire en format deux rubans brillants ; l'autre partie, expulsée vers le haut, forme une « bulle » ou un « cylindre » de plasma (vu par la tranche) qui constitue l'éjection de masse coronale que l'on a décrite précédemment.

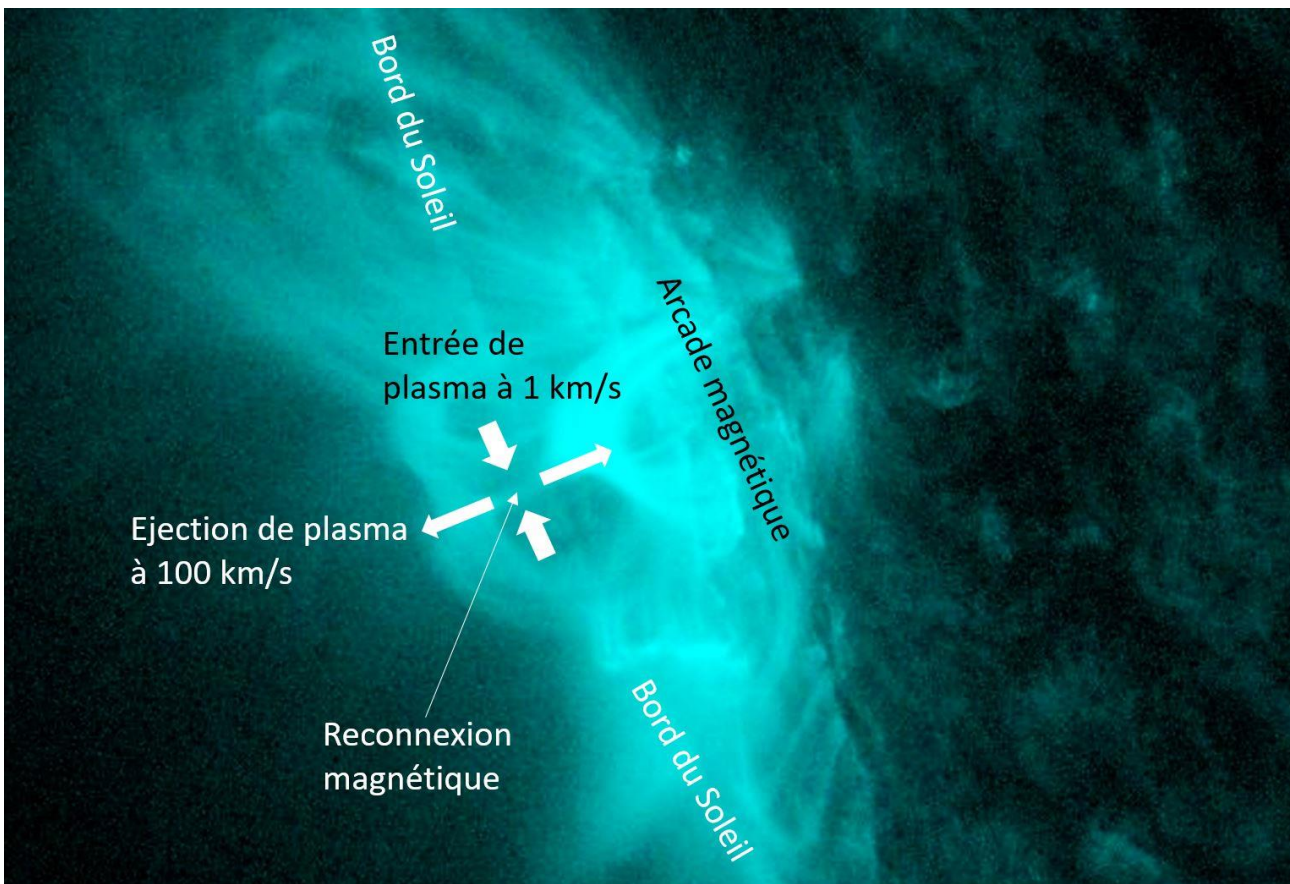
La reconnexion magnétique accélère les particules chargées (électrons, ions) qui rayonnent en ondes radio, comme le rayonnement cyclotron ou synchrotron en ce qui concerne les particules guidées par le champ magnétique, ou qui émettent des rayons X de freinage pour celles précipitées vers la surface solaire.



Eruption remarquable de classe X9 du 10 Septembre 2017 vue par AIA sur le satellite SDO/NASA en UV à deux températures de 1 (jaune) et 10 millions de degrés (bleu). Les images couvrent 7 minutes de temps et révèlent la « bulle » de plasma éjectée vers le milieu interplanétaire caractéristique de la reconnexion magnétique.



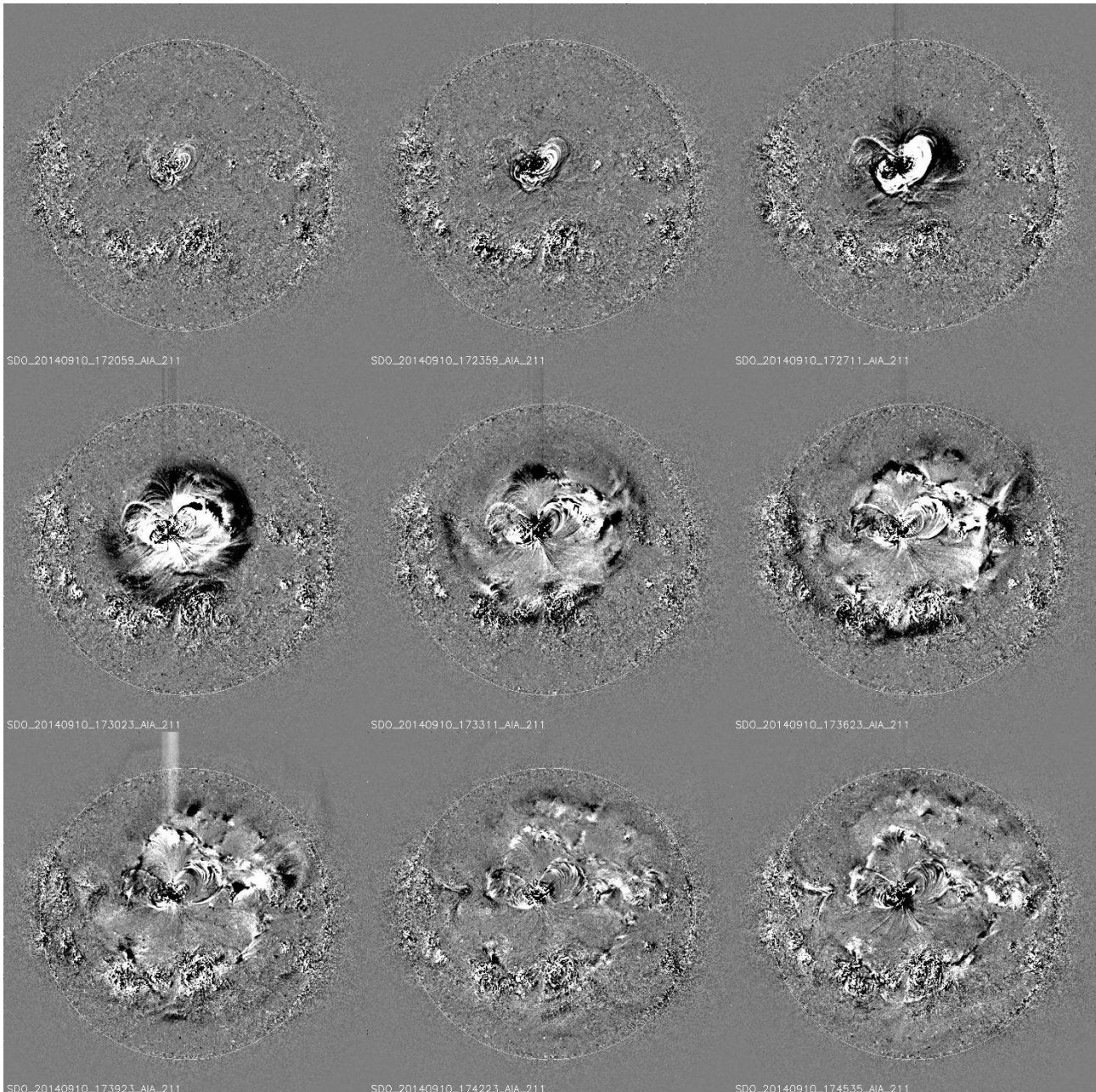
La reconnexion magnétique dans une nappe de courant se déroule entre deux lignes de champ antiparallèles (a) qui se rapprochent à une vitesse faible, de l'ordre du km/s (b et c). La diffusion (d) va modifier la connectivité des lignes de champ avec éjection de matière de la nappe par la tranche à plus de 100 km/s (e et f). Center for Visual computing, University of California.



Observation exceptionnelle (17 Août 2011) d'un site de reconnexion magnétique lors d'une éruption devant le bord solaire par AIA-SDO/NASA en UV à 10 millions de degrés.

5 - Ondes coronales

Les ondes coronales ont été découvertes par l'instrument EIT à bord de SOHO. SDO permet de les revisiter avec une bien meilleure résolution spatiale et temporelle. Lorsqu'une éruption se déclenche, l'énergie libérée peut être si rapide qu'elle engendre une sorte d'onde de choc (comme dans une explosion) qui balaie toute la surface du Soleil en se déplaçant à des vitesses supersoniques de l'ordre de 500 à 1000 km/s. Cette onde progresse en quelques minutes sur tout le Soleil et peut déstabiliser sur son passage des structures comme les filaments. Le phénomène est tellement fugitif qu'il est difficile à décrire convenablement, car la cadence des instruments est insuffisante ; on a donc peu d'exemples et les mécanismes physiques sont encore mal connus.



Onde coronale observée par AIA sur le satellite SDO/NASA en UV à 211 nm de longueur d'onde le 10 Septembre 2014. Ce sont des différences successives d'images qui sont présentées car la fluctuation d'intensité au passage de l'onde est très petite. Durée 20 minutes.

6 - Vent solaire

Le vent solaire est un flot de particules chargées (protons, électrons, ions) issu du Soleil, guidé par les champs magnétiques à grande distance et balayant le milieu interplanétaire. Le vent lent (400 km/s) est issu des régions équatoriales, comportant des boucles magnétiques fermées, alors que le vent rapide (800 km/s) est plutôt issu des régions polaires ou des « trous coronaux » qui sont des régions ouvertes sur le milieu interplanétaire. Le premier modèle du vent solaire a été proposé par Eugène Parker en 1958. Il s'agit d'un écoulement dit « transsonique » en ce sens que la vitesse des particules est inférieure à la vitesse du son (150 km/s) en dessous de 4 rayons solaires (écoulement « subsonique ») et supérieure au-delà (écoulement « supersonique »). Grosso modo, la vitesse des particules varie selon le logarithme de la distance au Soleil. Elle croît donc doucement au fur et à mesure qu'on s'en éloigne. Le vent solaire permanent peut être doublé d'une composante transitoire liée aux éruptions qui injectent des « nuages magnétisés » et des bouffées de particules énergétiques. Il met quelques jours pour parvenir à la Terre où la densité normale est de l'ordre de 10 particules par cm^3 .

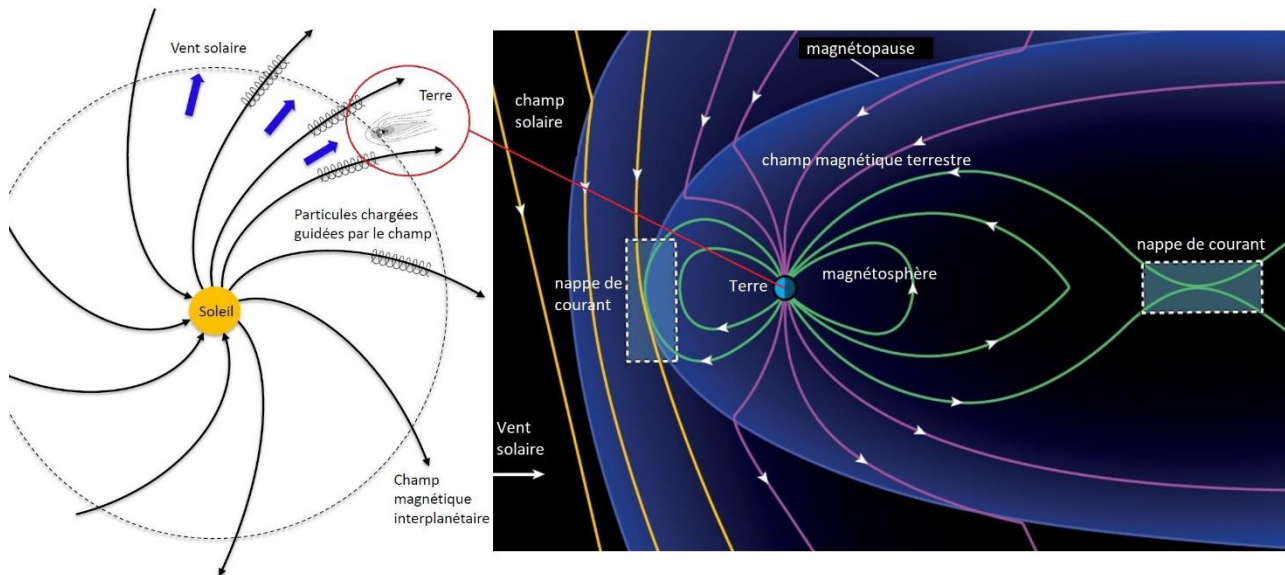
Le vent solaire inflige au Soleil une perte de masse qui est de l'ordre du million de tonnes par seconde ; cependant, au bout de 10 milliards d'années, c'est moins d'un millième de sa masse initiale !

Pourquoi les particules chargées, accélérées par les éruptions, s'échappent-elles du Soleil ? Dans la couronne à 1 ou 2 millions de degrés, la vitesse thermique des protons est de l'ordre de 150 km/s, alors que celle des électrons libres est beaucoup plus grande car ils sont plus légers (5000 km/s). Ces vitesses doivent être comparées à la vitesse de libération du Soleil qui vaut 600 km/s. Les électrons libres ont une agitation thermique supérieure à la vitesse de libération, il leur est aisé de quitter le Soleil. Ce n'est pas le cas des protons ; cependant, parmi eux, certains ont une vitesse supérieure à cette valeur critique, car la distribution de leur vitesse obéit à une loi statistique ayant pour moyenne la vitesse thermique. Il existe donc des protons capables d'échapper à l'attraction solaire. De plus, le champ électrique créé par les électrons libres est dirigé vers l'extérieur et vient les aider en les accélérant.

La vitesse thermique et la vitesse de libération

Dans un gaz homogène se produit un phénomène d'agitation thermique : les particules sont en mouvement aléatoire avec une énergie moyenne proportionnelle à la température. L'égalité avec l'énergie cinétique définit la vitesse thermique. Elle est d'autant plus grande que la température est élevée (la couronne solaire) et la particule légère (les électrons). Pour qu'une particule échappe à l'attraction du Soleil, il faut lui communiquer une énergie cinétique qui compense son énergie gravitationnelle. Ceci définit la vitesse de libération, 600 km/s pour le Soleil (11 km/s pour la Terre).

Le vent solaire est guidé par les champs magnétiques solaires dans le milieu interplanétaire. La Terre possède son propre champ magnétique et est entourée d'un bouclier appelé magnétosphère qui entre en contact avec le vent solaire. En période de recrudescence de l'activité solaire, cette interaction se caractérise par des aurores polaires et certains phénomènes indésirables pour les activités humaines. L'étude et la prédiction de ces phénomènes constitue la « météorologie de l'espace ».



Champ magnétique solaire à grande distance, guidant le vent solaire, et son interaction avec le champ magnétique terrestre (OP et NASA). Une nappe de courant se forme au contact entre le champ magnétique solaire (jaune) et terrestre (vert). Dans cette nappe, la reconnexion magnétique éjecte des particules précipitées vers les zones polaires de la Terre.

7- Relations entre le Soleil et la Terre : la météorologie de l'espace

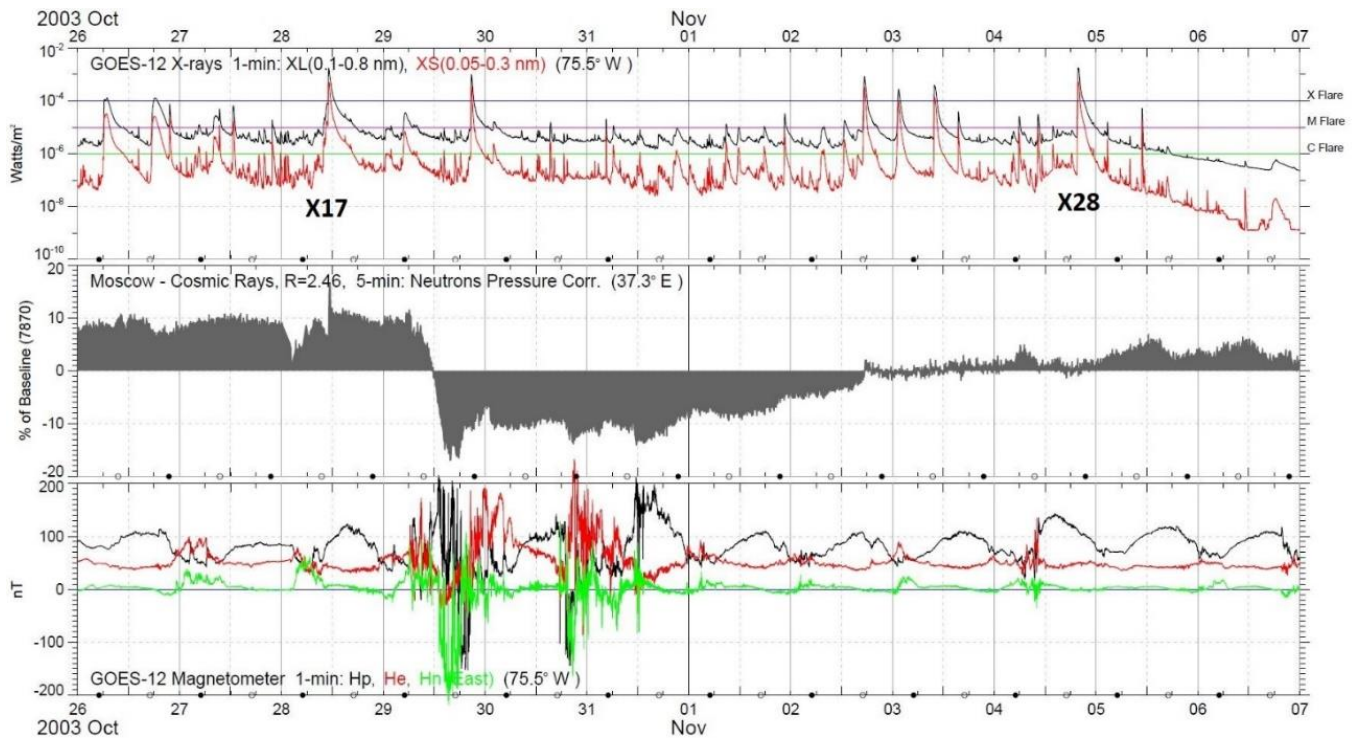
La météorologie de l'espace est une science qui vise à comprendre, puis à prévoir, les interactions entre le Soleil et la Terre. Lorsqu'une éjection de masse coronale est dirigée vers la Terre, elle bombarde l'atmosphère par des particules chargées véhiculées par le vent solaire. Le champ magnétique dans l'environnement terrestre est perturbé. De belles aurores polaires apparaissent. Mais des courants induits dans les lignes électriques de haute latitude peuvent survenir, endommager les transformateurs et générer des pannes (exemple du Québec en Mars 1989) ; l'électronique des satellites de télécommunications peut être détruite, etc... C'est la raison pour laquelle on essaie de prévoir à l'avance les phénomènes solaires pouvant impacter les activités humaines.

Prenons par exemple les éruptions extrêmes survenues en Octobre 2003. Le 28, une éruption intense de classe X17 se produit et est détectée par le satellite GOES. 24 heures après, le 29, les moniteurs au sol détectent une forte décroissance des rayons cosmiques galactiques, connue sous le nom d'effet « Forbush ». Cela signifie que l'éruption solaire était partiellement dirigée vers la Terre et que le nuage magnétique associé a mis 24 heures pour faire le trajet : sa présence a dévié les particules cosmiques (tout champ magnétique dévie et guide les charges électriques). Au même moment, les magnétomètres de GOES, situé à 36 000 km de la Terre, ont détecté une forte variation des 3 composantes du vecteur champ magnétique local.

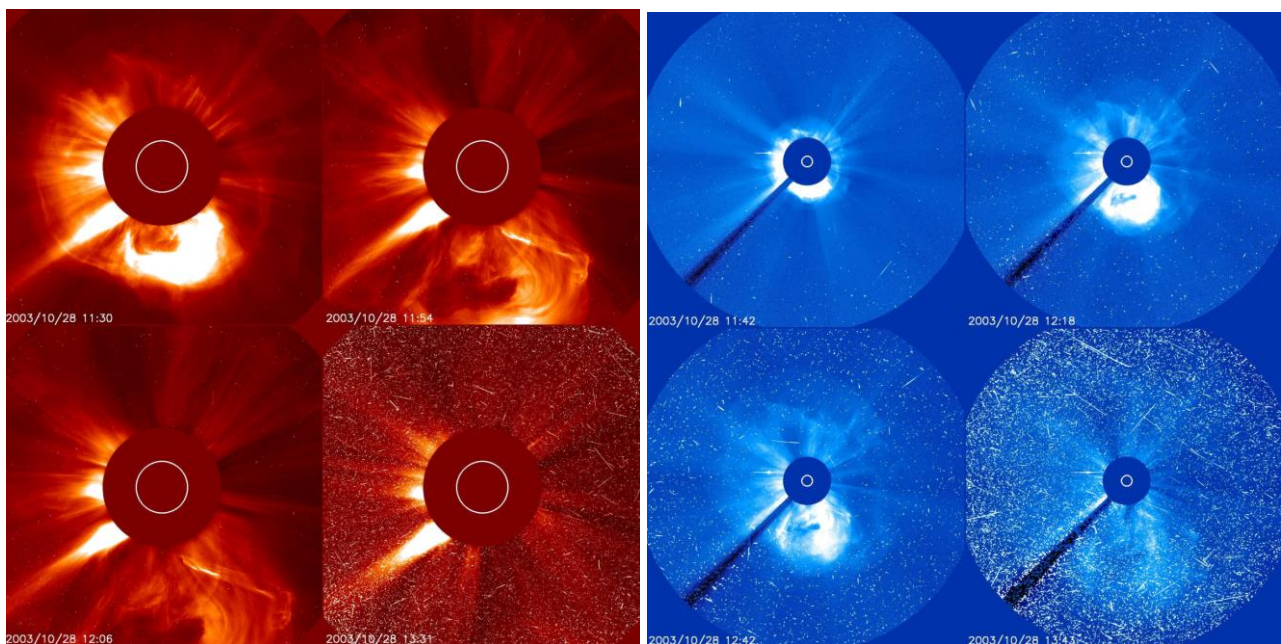
Le 4 Novembre 2003, quelques jours après, une éruption encore plus puissante, de classe X28, la plus énergétique jamais enregistrée dans l'histoire, se produit. Mais elle n'est pas dirigée vers la Terre, et ne provoque au sol aucune perturbation du flux de rayons cosmiques ni de champ magnétique à l'orbite géostationnaire du satellite.

Nous avons là deux exemples caractéristiques : l'éruption du 28 Octobre a perturbé l'environnement terrestre ; cependant, l'éruption du 4 Novembre, pourtant plus puissante, n'a eu aucun effet. Pour mieux maîtriser la variabilité de l'environnement spatial et ses conséquences néfastes sur les activités humaines, il faut donc :

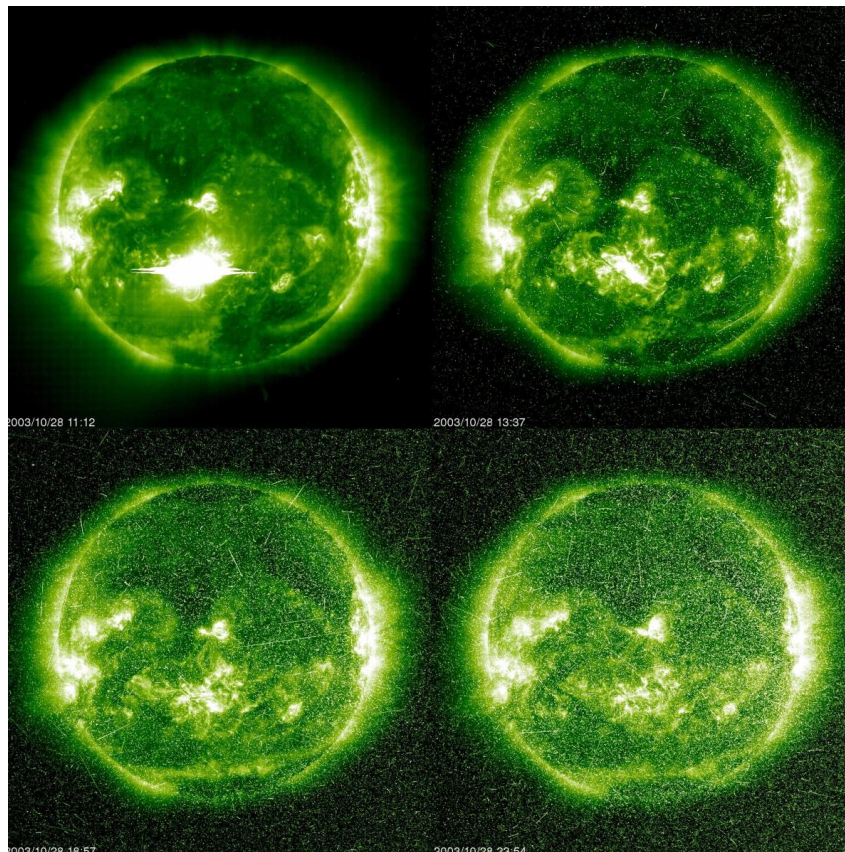
- connaître la directivité des éjections de masse coronale, d'où l'intérêt des observations stéréoscopiques
- savoir prédire les instabilités solaires pouvant mener à une éruption ou éjection, ce qui nécessite en amont une profonde compréhension des mécanismes physiques en jeu



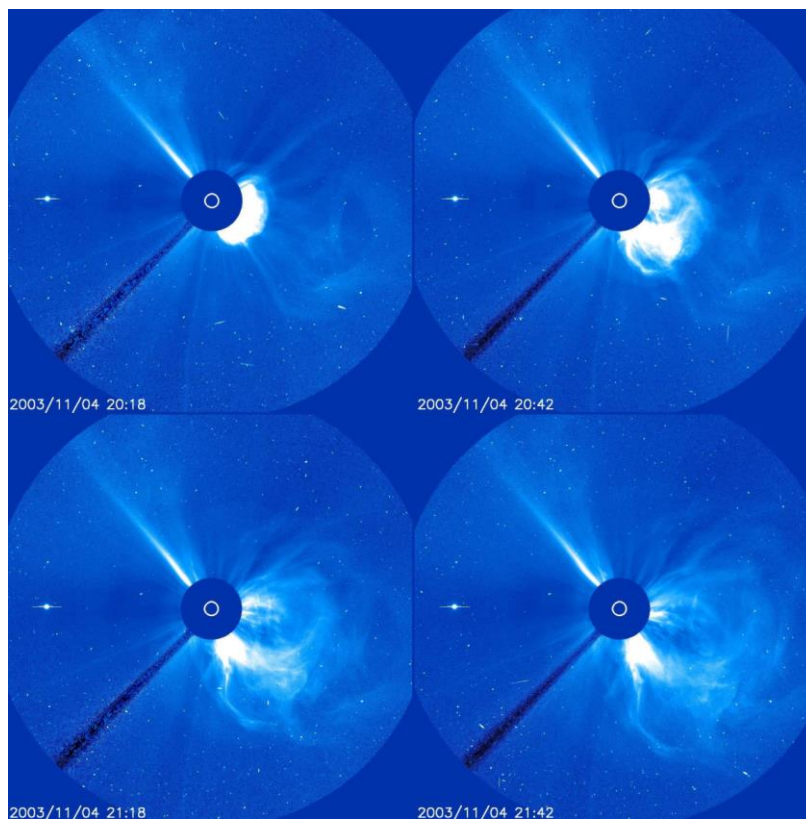
Rayons X mesurés par GOES (en haut, deux canaux à 0.1-0.8 nm et 0.05-0.4 nm de longueur d'onde), fluctuation du flux de particules cosmiques (au milieu, station au sol de Moscou) et variations des 3 composantes du vecteur champ magnétique mesurées par GOES (en bas), entre les 26 Octobre et 6 Novembre 2003. L'éruption X17 du 28 Octobre impacte la Terre le 29. Celle du 4 Novembre, encore plus puissante (X28), ne l'atteint pas. Document NOAA.



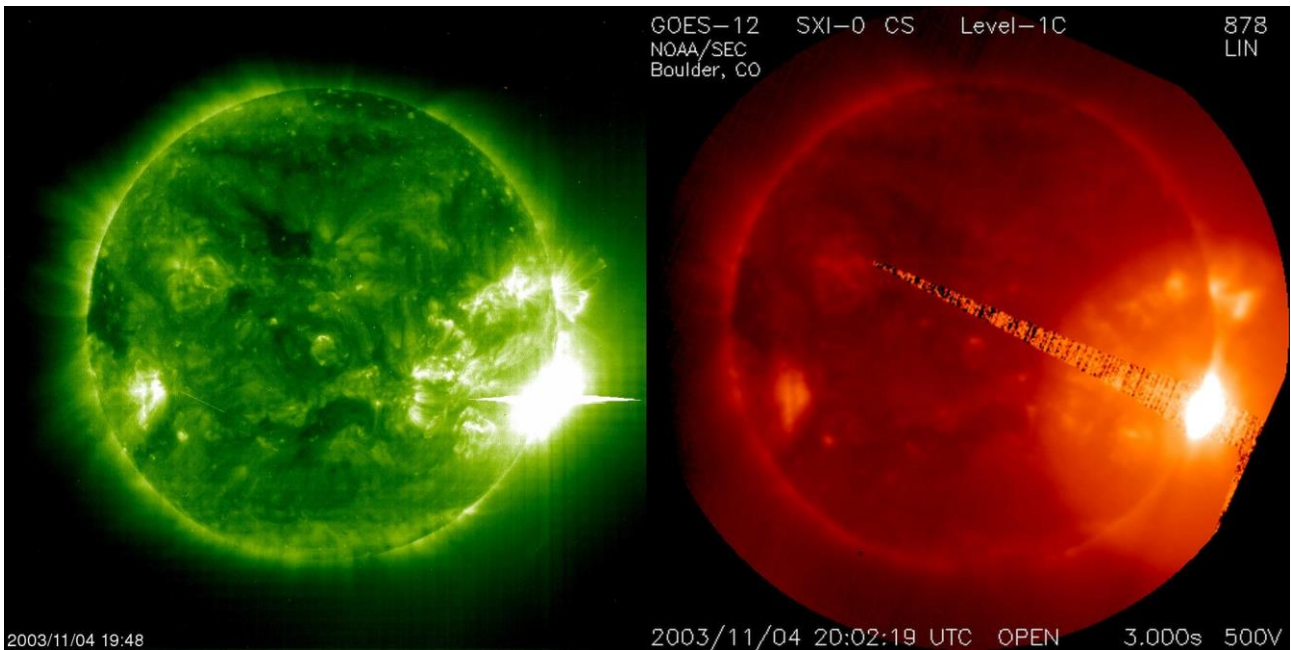
Observations du coronographe C2 à moyen champ (à gauche) et du coronographe C3 à grand champ (à droite) de SOHO le 28 Octobre 2003 lors de l'éruption exceptionnelle de classe X17 : remarquer les impacts des particules chargées sur les détecteurs quelques heures après. L'éjection est dirigée en partie vers la Terre. Le disque solaire est représenté par le rond blanc. SOHO/LASCO - ESA/NASA.



Observations en UV par l'instrument EIT à 19.5 nm de longueur d'onde sur SOHO-ESA/NASA le 28 Octobre 2003 : remarquer les impacts des particules chargées. L'éruption est proche du centre du disque (image en haut à gauche).



Observations du coronographe C3 à grand champ de SOHO/LASCO – ESA/NASA le 4 Novembre 2003 lors de l'éruption phénoménale de classe X28 : pas d'impact de particules sur le détecteur car elle n'est pas dirigée vers la Terre.



Observations en UV par l'instrument EIT à 19.5 nm de longueur d'onde sur SOHO-ESA/NASA le 4 Novembre 2003 lors de l'éruption de classe X28 (à gauche), et en rayons X par le télescope XRI de GOES/NASA (à droite) : l'éruption a lieu au bord solaire, contrairement au 28 Octobre. Les détecteurs sont saturés.

Glossaire

Champ électrique : champ créé par des charges électriques. L'action d'un champ électrique est d'accélérer ou de ralentir une particule chargée (unité : Volt/mètre)

Champ magnétique : champ créé par des courants électriques ou par un aimant permanent. L'action d'un champ magnétique est de dévier une particule chargée en mouvement (unité : Tesla)

Champ de pesanteur : champ créé par un astre à l'origine du poids d'un objet (unité : m/s^2 ; on dit aussi accélération de la pesanteur, ou gravité)

Charge électrique : toute charge, en valeur absolue, est un multiple de $1,6 \cdot 10^{-19}$ Coulomb. C'est la charge élémentaire du proton (positive) ou de l'électron (négative).

Chromosphère : couche à 8000 degrés épaisse de 2000 km entre la photosphère et la couronne

Courant électrique : circulation de particules chargées comme les électrons dans un milieu conducteur (unité : Ampère)

Couronne : enveloppe ionisée du Soleil le raccordant au milieu interplanétaire, donnant naissance au vent solaire, elle s'étend sur des millions de km

Effet Doppler : décalage de la fréquence d'une onde proportionnel à la vitesse de la source émettrice

Effet Zeeman : permet de mesurer un champ magnétique à distance sur un spectre atomique

Electron : particule élémentaire de charge négative (libre ou attachée à un atome ou un ion) de masse $9,1 \cdot 10^{-31}$ kg

Force de gravitation : force d'attraction entre deux astres distants

Force de Laplace : force subie par un courant électrique plongé dans un champ magnétique

Fréquence : nombre de vibrations par seconde d'une onde (unité : Hertz) ; l'énergie d'une onde est proportionnelle à la fréquence

Ion : atome ayant perdu ou gagné un ou plusieurs électrons, donc chargé

IR : rayonnement infra rouge, de 700 nm à 1 mm de longueur d'onde

Longueur d'onde : période spatiale d'une onde ; l'énergie d'une onde est inversement proportionnelle à la longueur d'onde. On la mesure en nanomètres ($1 \text{ nm} = 10^{-9} \text{ m}$) pour la lumière UV et visible, en microns pour l'IR, en mètres pour les ondes radio

Masse : quantité invariable caractérisant un objet (unité : kg) ; ne pas confondre avec le poids !

Neutrino : particule élémentaire neutre de masse très faible devant celle de l'électron, produite par les réactions de fusion au cœur du Soleil

Neutron : particule élémentaire non chargée du noyau atomique de même masse que le proton

Noyau : cœur de l'atome composé de protons et de neutrons

Onde électromagnétique : vibration périodique d'un champ électrique se propageant dans l'espace sans support matériel à la vitesse de la lumière

Photon : particule fictive de masse nulle se propageant à la vitesse de la lumière et transportant la même énergie que l'onde électromagnétique associée

Plasma : gaz ionisé composé de particules chargées (électrons, protons, ions) mais globalement neutre (autant de charges positives que négatives). C'est le 4^{ème} état de la matière dominant dans l'Univers !

Photosphère : surface du Soleil à 5750 degrés de 300 km d'épaisseur

Poids : force agissant sur un objet dans le champ de pesanteur d'un astre. C'est le produit de la masse (invariable) par l'accélération de la pesanteur (qui dépend de l'astre)

Proton : particule élémentaire de charge positive du noyau atomique de masse $1,67 \cdot 10^{-27} \text{ kg}$

Raie spectrale : dépression ou pic dans un spectre caractérisant la présence d'un élément chimique ; correspond à une transition entre deux niveaux d'énergie d'un atome en interaction avec un photon

Résolution spatiale : les plus petits détails discernables par un télescope (unité : seconde de degré)

Spectre : résultat de la décomposition de la lumière qui est constituée d'une infinité de radiations de fréquences différentes. Le spectre solaire se compose d'une composante continue (l'arc en ciel) et de raies spécifiques aux éléments chimiques de son atmosphère

Température absolue : toujours positive, c'est la température Celsius + 273,15 ; plus elle est élevée, et plus l'agitation des particules dans un gaz est rapide (unité : Kelvin)

UV : rayonnement ultra violet de 1 à 400 nm de longueur d'onde

Visible : rayonnement visible de 400 (bleu) à 700 nm (rouge) de longueur d'onde