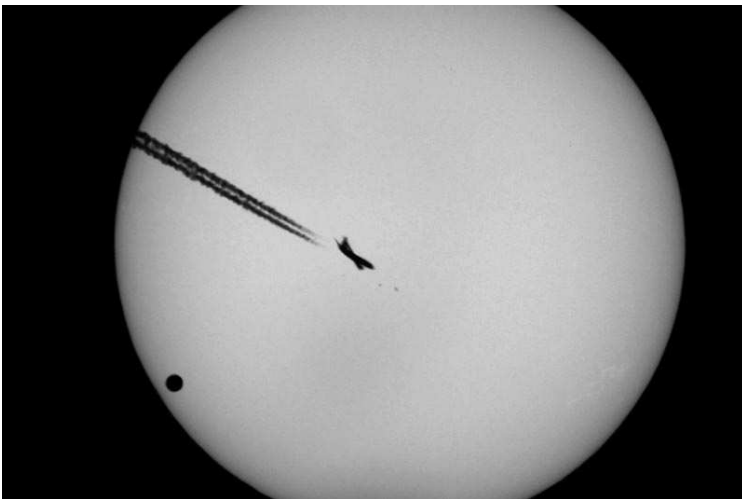


DU ECU - introduction à la physique du Soleil

J.-M. Malherbe, Octobre 2016

1 - Introduction : qu'est ce que le Soleil ?

Le Soleil est une étoile ordinaire parmi les 200 milliards que compte notre Galaxie. Etant proche de nous, il présente un diamètre apparent sur le ciel d'un demi-degré ce qui permet de l'étudier en détails.



Le passage de Vénus (en bas à gauche) devant le Soleil le 8 Juin 2004 donne une idée de la dimension du Soleil. La Terre possède un diamètre très proche de celui de Vénus. Un avion a coupé le faisceau au moment du cliché !

Comme toutes les étoiles, le Soleil est une sphère de gaz chauds qui rayonne. Son diamètre est de 1400000 km et sa masse est de 300000 masses terrestres. Il est composé de 90% d'hydrogène et de 10% d'hélium. Les autres éléments, comme le Carbone, l'Azote, l'Oxygène ainsi que la plupart des atomes connus dans l'Univers, ne représentent qu'une infime proportion de sa masse.

C'est au centre du Soleil que des réactions thermonucléaires de fusion transmutent l'Hydrogène en Hélium en produisant l'énergie et le rayonnement de notre étoile. Ces réactions sont confinées dans un milieu où la densité est élevée (150 fois celle de l'eau) et où la température atteint 15 millions de K. L'énergie produite traverse lentement le Soleil pour atteindre les couches superficielles et est ensuite émise sous forme de lumière (UV, visible, IR) que nous recevons. La surface visible du Soleil (la photosphère) est à une température de l'ordre de 6000 K et émet la lumière blanche naturelle.

Avec un instrument d'observation, on découvre les taches, régions un peu plus « froides » (4000 K) qui présentent un champ magnétique élevé (< 0.2 T). Le magnétisme est responsable de la plupart des phénomènes visibles dans l'atmosphère solaire. On pense aujourd'hui qu'il est généré par des courants électriques dans les couches situées sous la surface en liaison avec la rotation différentielle de l'étoile (effet dynamo).

Au dessus de la photosphère (couche visible épaisse de 300 km seulement) la température remonte pour atteindre environ 8000 K dans la chromosphère, couche de 2000 km d'épaisseur, qui n'est visible qu'avec une instrumentation spécialisée comme des filtres très étroits (< 0.1 nm comme $H\alpha$) ou le spectrohélographe de l'Observatoire de Meudon. On y observe des zones très brillantes (facules) mais aussi des filaments (sombres) de matière froide piégés dans des tubes de

flux magnétique. Au-dessus de la chromosphère, pour des raisons encore mal expliquées, la température remonte à plus d'un million de K dans la couronne beaucoup plus ténue qui n'apparaît que pendant une éclipse totale. Mais les satellites d'observation, en dehors de notre atmosphère, permettent d'observer la couronne solaire hors éclipse notamment en EUV (extrême Ultra Violet vers 20 nm de longueur d'onde).

Les diverses manifestations de l'activité solaire (surface tachée, filaments, éruptions, éjections de masse coronale, qui sont la cause des aurores polaires) sont modulées par un cycle de 11 ans. La Terre est protégée dans une certaine mesure des particules énergétiques solaires par un bouclier magnétique, la magnétosphère, sauf dans les zones de haute latitude. Il est donc important d'étudier les relations Soleil-Terre, science récente ayant des applications en météorologie spatiale.

L'observation du Soleil à Meudon

Dès la fin du XIX^{ème} siècle, Jules Janssen, fondateur de l'observatoire, a posé les bases de la spectroscopie permettant d'observer les différentes couches de l'atmosphère solaire en décomposant la lumière émise par celle-ci.

C'est son successeur, Henri Deslandres, qui en 1904 construisit le **spectrohéliographe** dont nous utilisons une version moderne aujourd'hui. Après la fin de la première guerre mondiale, la surveillance solaire est devenue une tâche régulière et quotidienne à l'Observatoire qui a perduré et nous a permis de constituer une collection de 10 cycles solaires unique au monde. Les images électroniques sont placées en ligne sur la base de données solaires (<http://bass2000.obspm.fr>) et mises à la disposition de la communauté scientifique internationale, ainsi que du public.

La **tour solaire** est un grand télescope vertical de 60 cm d'ouverture et 45 m de focale qui capte l'image du Soleil à 35 mètres de haut, muni d'un spectrographe exceptionnel de 14 m à très haute dispersion. Cet instrument, utilisé pour des programmes de recherche, fournit des observations de spectro imagerie sur des champs réduits.

Les chercheurs de l'Observatoire utilisent régulièrement le **radiohéliographe** de Nançay en ondes métriques, le télescope optique du CNRS **Thémis** aux Canaries, ainsi que de nombreux instruments automatiques dans l'espace comme HINODE, SDO, SOHO, RHESSI, dans des domaines de longueur d'onde (γ , X, UV) inaccessibles au sol. Plusieurs grand instruments révolutionnaires conçus en collaboration internationale sont en projet, tant au sol que dans l'espace, pour la décennie 2020.



2 - Carte d'identité de l'étoile Soleil

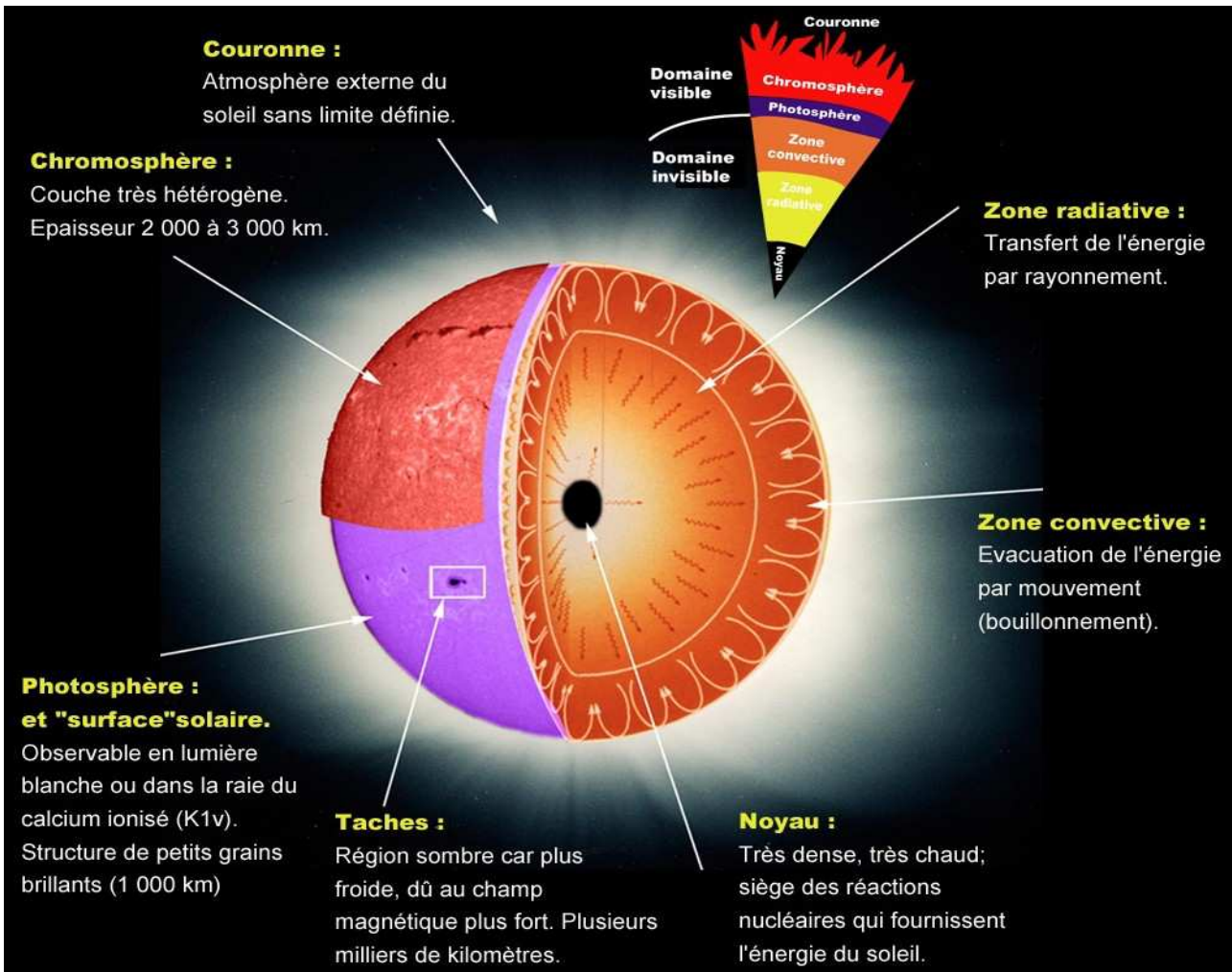
Le Soleil en chiffres :

Masse : $1,989 \times 10^{30}$ kg \approx 333 000 fois celle de la Terre
 Diamètre : 1,392 millions de km \approx 109 fois celui de la Terre
 Diamètre angulaire moyen (vu depuis la Terre) : 32'
 Densité moyenne : 1,4 (eau = 1)
 Gravité de surface : 275 m s^{-2}
 Type spectral : G2 V (étoile jaune de la séquence principale)
 Température au centre : 14 millions K (0 K = -273,15 °C)
 Température de surface (photosphère) : 5 800 K
 Température de la couronne : 1 à 2 millions K
 Magnitude apparente moyenne : -26,74; magnitude absolue : +4,83
 Luminosité (ou puissance totale rayonnée dans l'espace) : $3,85 \times 10^{26}$ W
 Irradiance totale (ou puissance totale reçue au niveau de l'orbite de la Terre) : $1\,367 \text{ W/m}^2$
 Composition chimique (en nombre d'atomes) : Hydrogène 94 %, Hélium 6 %, et des traces principalement des éléments suivants : Oxygène, Carbone, Azote, Magnésium, Néon, Silicium, Fer, Soufre, Calcium, Argon, Sodium, Aluminium, ... (tous les éléments sont présents)
 Composition chimique (en masse) : Hydrogène 73 %, Hélium 25 %, et tous les autres éléments 2 %
 Combustible : Hydrogène (4 millions de tonnes brûlées par seconde !)
 Rotation différentielle : 26 jours à l'équateur, 31 jours à 60° de latitude, 37 jours aux pôles
 Cycle d'activité : \approx 11 années; cycle d'activité magnétique : \approx 22 années
 Période de révolution autour du centre de la Galaxie : \approx 240 millions d'années
 Age : 5 milliards d'années; durée de vie : 10 milliards d'année
 Inclinaison sur le plan de l'écliptique: 6°

<p><u>Photosphère solaire : 0 à 500 km d'altitude</u> Pression moyenne: $P = 10^3$ Pa (de $1.3 \cdot 10^4$ à 10^2 Pa) Température moyenne: $T = 5000$ K (de 6400 à 4170 K) Densité moyenne: $N_H = 10^{22} \text{ m}^{-3}$ (masse volumique de $3 \cdot 10^{-4}$ à $3 \cdot 10^{-6} \text{ kg m}^{-3}$) Densité électronique moyenne: $N_e = 10^{19} \text{ m}^{-3}$ (de $5 \cdot 10^{19}$ à 10^{17} m^{-3})</p>	<p><u>Chromosphère solaire : 500 à 2000 km d'altitude</u> Pression moyenne: $P = 1$ Pa (de 10^2 à 10^{-2} Pa) Température moyenne: $T = 8000$ K (de 4170 à 10 000 K) Densité moyenne: $N_H = 10^{19} \text{ m}^{-3}$ (masse volumique de $3 \cdot 10^{-6}$ à $1.8 \cdot 10^{-10} \text{ kg m}^{-3}$) Densité électronique moyenne: $N_e = 10^{17} \text{ m}^{-3}$ (de 10^{17} à $4 \cdot 10^{16} \text{ m}^{-3}$)</p>	<p><u>Couronne solaire : 2000 km à milieu interplanétaire</u> - Basse couronne typique: $n_p = n_e = 5 \cdot 10^{14} \text{ m}^{-3}$; $T = 1.5 \cdot 10^6$ K $P = 2 \cdot 10^{-4}$ Pa ; $\rho = 10^{-12} \text{ kg m}^{-3}$ - à 1 rayon solaire : $n_p = n_e = 10^{12} \text{ m}^{-3}$; $T = 1.5 \cdot 10^6$ K $P = 4 \cdot 10^{-7}$ Pa ; $\rho = 2 \cdot 10^{-15} \text{ kg m}^{-3}$ - à 1 UA (orbite terrestre): $n_p = n_e = 10^7 \text{ m}^{-3}$; $T_p = 4 \cdot 10^4$ K $T_e = 1.5 \cdot 10^5$ K ; $\rho = 10^{-20} \text{ kg m}^{-3}$</p>
---	--	---

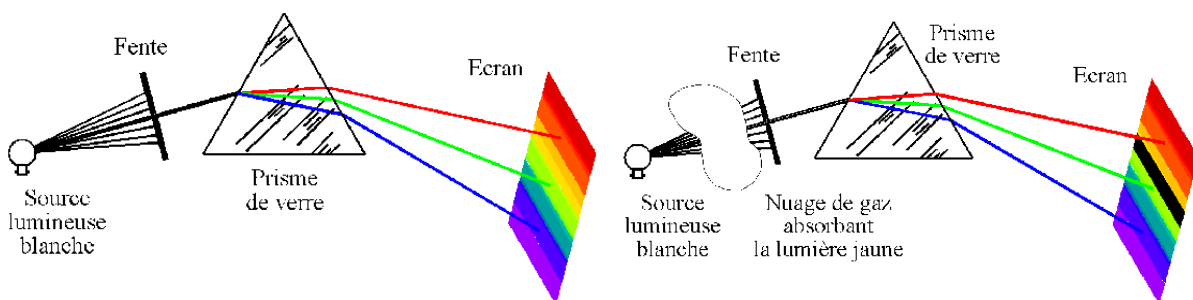
La Terre en comparaison :

Masse : $5,98 \times 10^{24}$ kg
 Diamètre : 12 756 km à l'équateur, 12 713 km au pôle
 Densité moyenne : 5,52
 Gravité de surface : $9,81 \text{ m s}^{-2}$
 Distance moyenne au Soleil : 149,598 millions de km = 8 min 19 s lumière = 1 UA
 Excentricité de l'orbite elliptique: 0.0167 (lentement variable de 0 à 0.06 sur 100 000 ans environ)
 (le diamètre apparent du Soleil varie entre 31.5' et 32.5' de Juillet à Janvier)
 Rotation solide : 23 h 56 min 4,09 s
 Période de révolution sidérale autour du Soleil : 365 j 6 h 9 min 9,5 s
 Age : 4,5 milliards d'années
 Inclinaison sur le plan de l'écliptique: 23.5° (lentement variable à longue échéance)

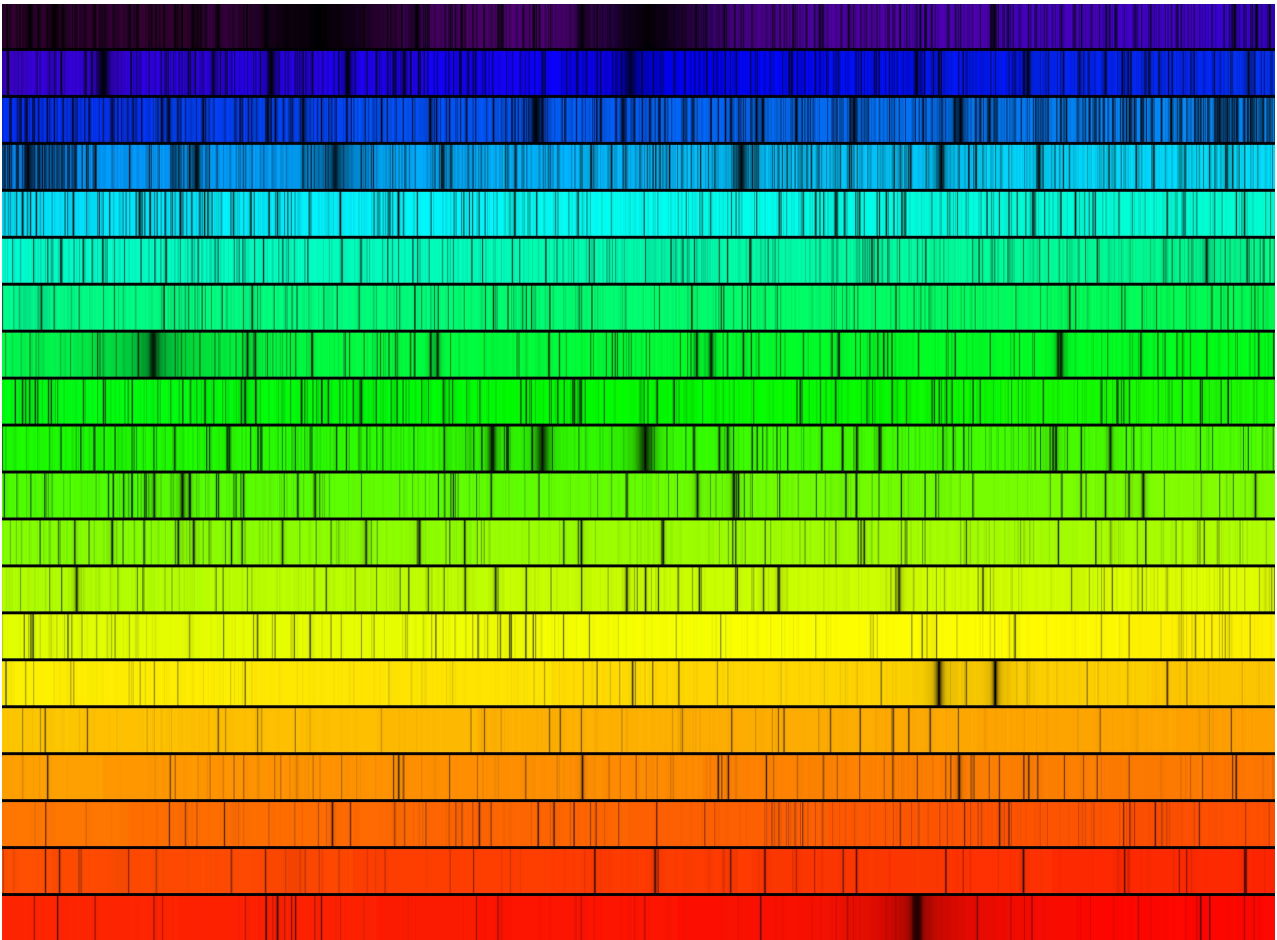


3 - Raies d'absorption du spectre solaire

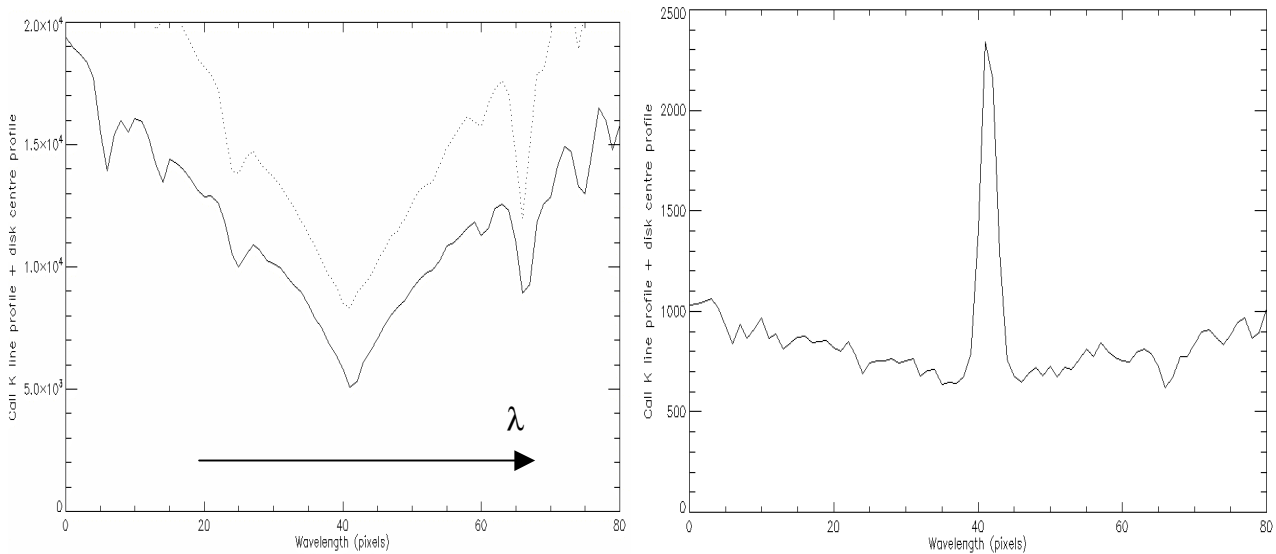
Le Soleil émet un spectre continu (schéma de gauche) en se comportant comme une source lumineuse blanche de type corps noir à 5800 K, représenté par une fonction de Planck; les atomes et molécules présents dans l'atmosphère solaire (à droite) absorbent certaines bandes du spectre et forment des raies d'absorption. L'étude des raies permet d'observer les propriétés physiques de la matière à différentes altitudes dans l'atmosphère. La mesure des décalages des raies par effet Doppler permet de déterminer les mouvements de matière, et les dédoublements des raies par effet Zeeman donnent accès aux champs magnétiques locaux.



Formation d'une raie d'absorption lorsqu'un gaz s'interpose devant la source de rayonnement continu qui donne les couleurs de l'arc en ciel

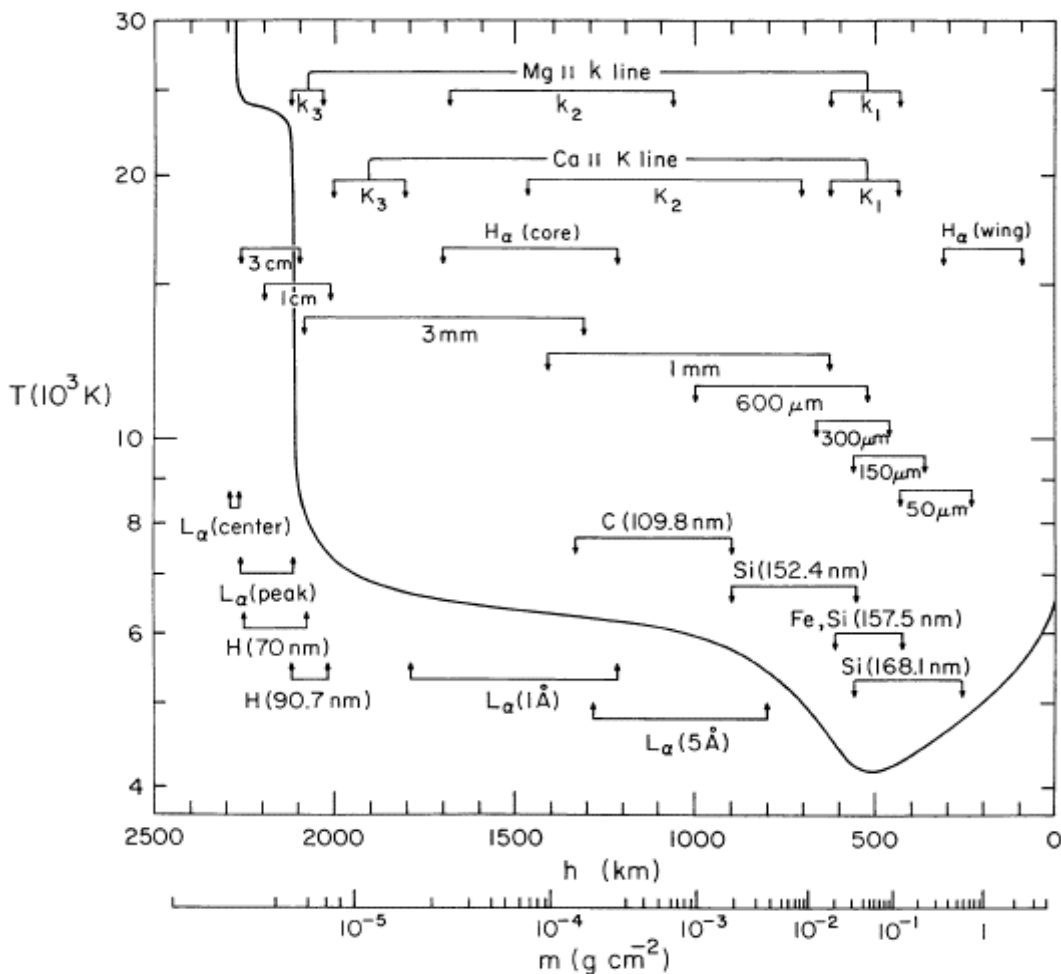


Raies d'absorption du spectre solaire au centre du disque



filament et chromosphère (raie CaII K en absorption) Protubérance (raie CaII K en émission)

Des milliers de raies d'absorption sont présentes dans le spectre visible du soleil. En sélectionnant leur longueur d'onde, on peut imaginer la couche atmosphérique où elles sont formées (température de 6000 K). Ce principe est également valable en UV où l'on observe les raies d'émission d'atomes de Fer très ionisés (milieu de 0.1 à 10 millions de K), mais aussi dans le continuum radio où la fréquence de vibration des électrons dépend de la densité du milieu. Dans le domaine visible, le fond continu est intense (rayonnement de corps noir maximal à 550 nm); de ce fait les raies sont en absorption (chromosphère calme et filament — à gauche). Mais au limbe, le fond de ciel est noir et les raies passent en émission (protubérances à droite).



Altitudes de formation (en abscisse) des principales raies d'absorption et température du milieu.

On définit pour les raies:

Le profil naturel de la raie (transition de fréquence ν_{nm} entre 2 niveaux m et n):

Le profil naturel est de type Lorentzien et étroit ($< 0.01 \text{ \AA}$); pour une raie en émission:

$$I(\nu) \text{ proportionnel à } (\gamma/2\pi) / [(\nu - \nu_{nm})^2 + (\gamma/2\pi)^2] \quad \text{avec } \gamma = (\gamma_n + \gamma_m)/2$$

γ_n et γ_m sont les inverses des durées de vie des niveaux n et m ($\approx 10^{-8} \text{ s}$). ν est la fréquence.

Le profil d'élargissement par agitation thermique

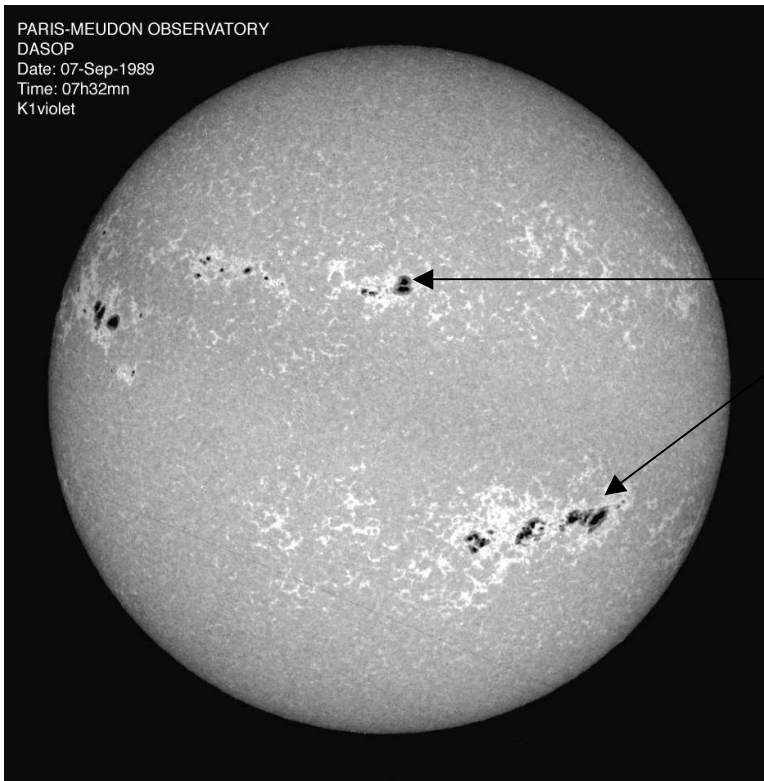
Les vitesses v des atomes ont une distribution maxwellienne en $e^{-mv^2/2kT}$ dont la vitesse la plus probable est $V_{th} = (2kT/m)^{1/2}$ avec T température, m masse de l'atome, k constante de Boltzmann ($1.38 \cdot 10^{-23} \text{ SI}$). Le profil d'élargissement est Gaussien et large ($> 0.1 \text{ \AA}$, surtout si la masse est petite). De l'effet Doppler $(\nu - \nu_{nm})/\nu_{nm} = v/C$ (voir plus loin), on en déduit le profil en fréquence:

$$I(\nu) \text{ proportionnel à } e^{-[(\nu - \nu_{nm})/\Delta\nu_D]^2} \quad \text{avec } \Delta\nu_D = \nu_{nm} (V_{th}/C) \text{ demi largeur du profil.}$$

L'élargissement est fort si T est grand (couronne), ou si la masse est petite (hydrogène).

Le profil final résultant de l'élargissement est appelé profil de Voigt; le coeur au voisinage de la transition ν_{nm} est gaussien, mais les ailes distantes de ν_{nm} sont Lorentziennes, donc étendues. Lorsque le profil est en absorption, il va se soustraire (approximativement) à la fonction de Planck.

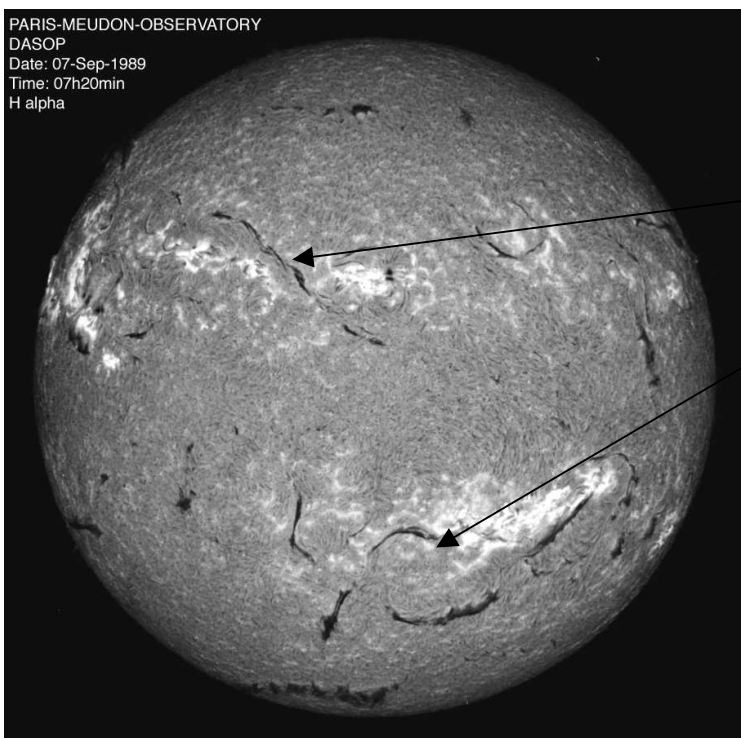
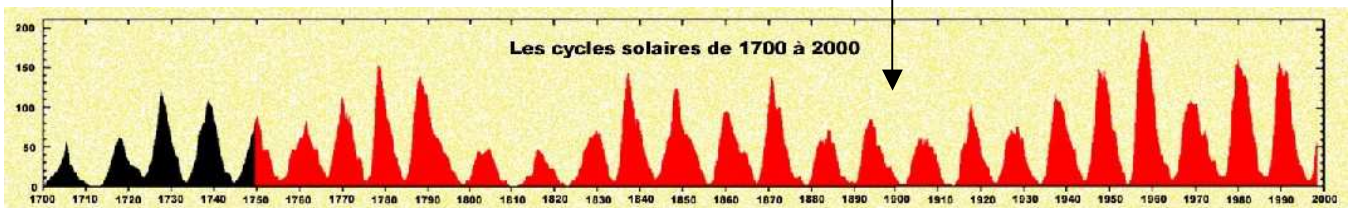
4 - Des structures solaires vues au spectrohéliographe de Meudon...



La photosphère

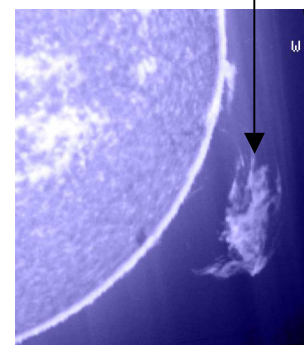
Les taches sont des régions de champ magnétique intense (0.1 Tesla) qui émerge de la surface solaire de température 6000 K. Elles sont entourées de zones brillantes plus chaudes appelées facules où les champs magnétiques sont également présents (0.01 T). La surface tachée suit un cycle de 11 ans : c'est le cycle d'activité solaire avec ses maxima qui donnent naissance à une recrudescence des phénomènes dynamiques et éruptifs.

Surface tachée en fonction du temps depuis 1700

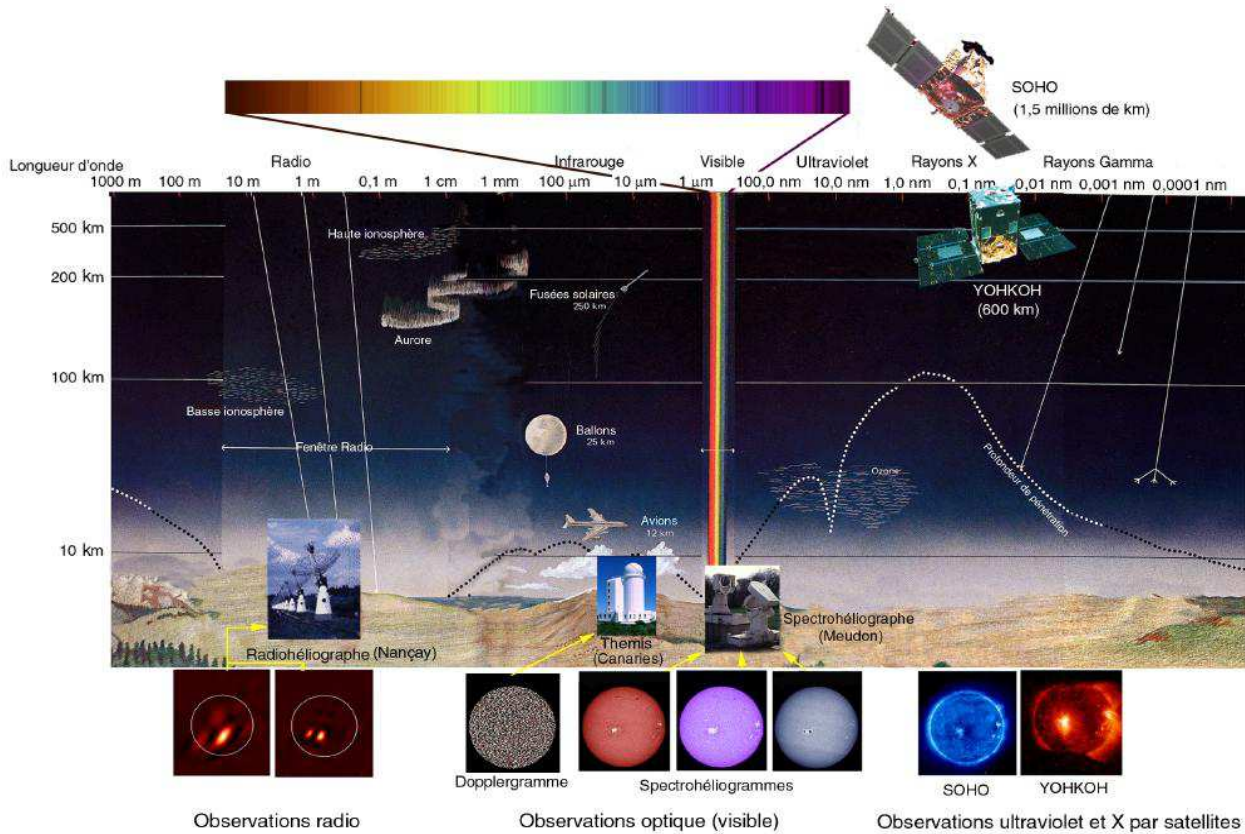


La chromosphère

Les filaments (qui apparaissent en protubérances au bord solaire) sont constitués de plasma dense de type chromosphérique (8000 K) en suspension dans la couronne chaude au dessus (10^6 K) sous l'influence de champs magnétiques qui les soutiennent contre la gravité.

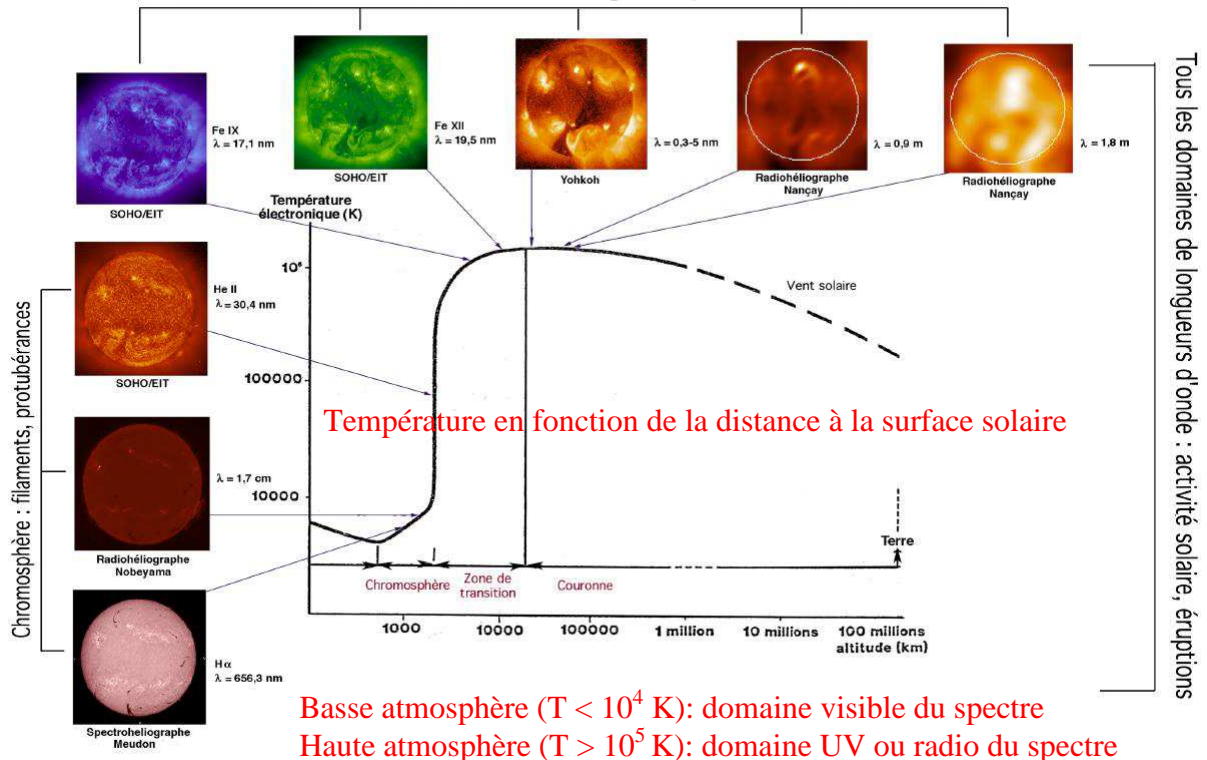


5 - L'exploration multi longueur d'onde sol / espace de l'atmosphère

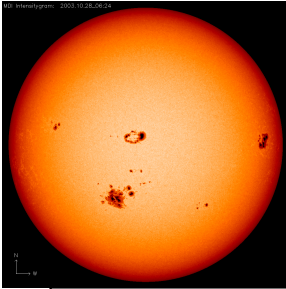


Au sol, il n'y a que deux fenêtres ouvertes sur l'univers, celles des ondes visibles et celle des ondes radioélectriques. Les autres rayonnements (γ , X, UltraViolet, InfraRouge) doivent être observés en très haute altitude (ballons) ou mieux, depuis l'espace, en orbite terrestre.

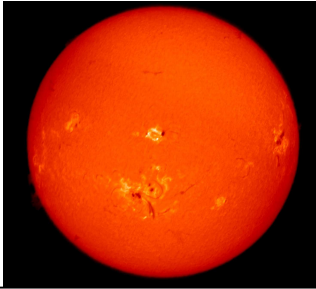
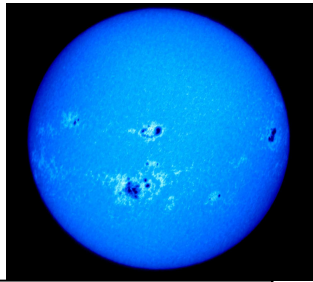
Couronne solaire : boucles magnétiques, trous coronaux



Un exemple: observations multi longueur d'onde du Soleil du 28 Octobre 2003

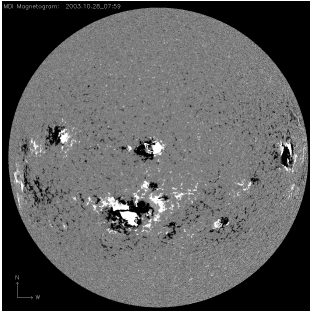


Photosphère en NiI et CaII

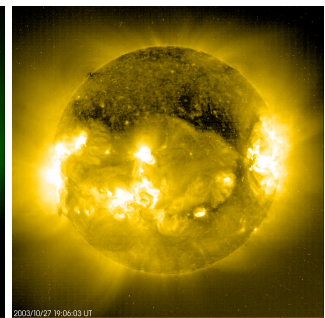
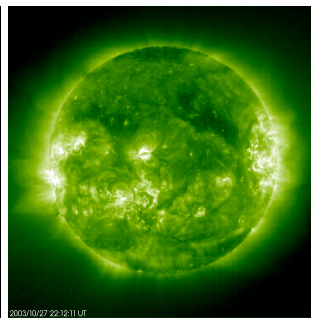
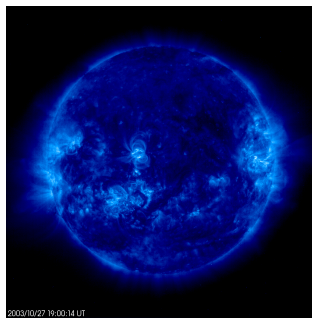
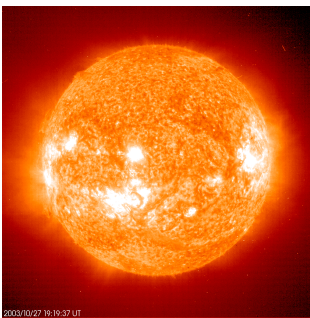


Chromosphère en H α

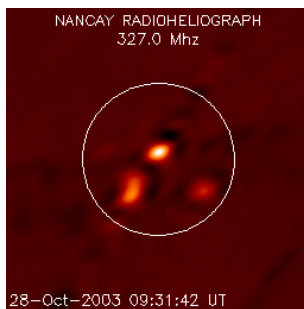
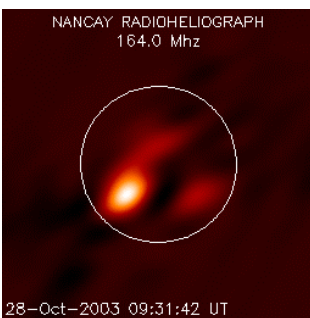
Les raies spectrales d'absorption du spectre de la lumière visible révèlent les basses couches de l'atmosphère (photosphère et chromosphère) dont la température varie entre 4500 et 8000 degrés, la photosphère et la chromosphère (Observatoires de Meudon et instrument MDI/SOHO)



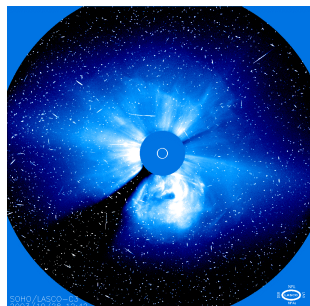
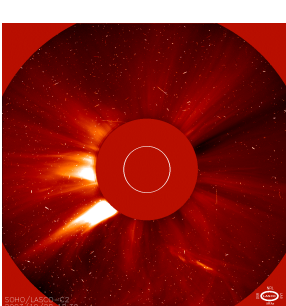
L'effet Zeeman sur les raies spectrales permet de mesurer les champs magnétiques dans la photosphère du soleil, ils sont à l'origine de l'activité de l'étoile (raie NiI, MDI/SOHO)



En UltraViolet, domaine réservé aux instruments en orbite, la basse couronne apparaît dans des températures qui vont de 80 000 à plus de 2 millions de degrés (instrument EIT/SOHO)



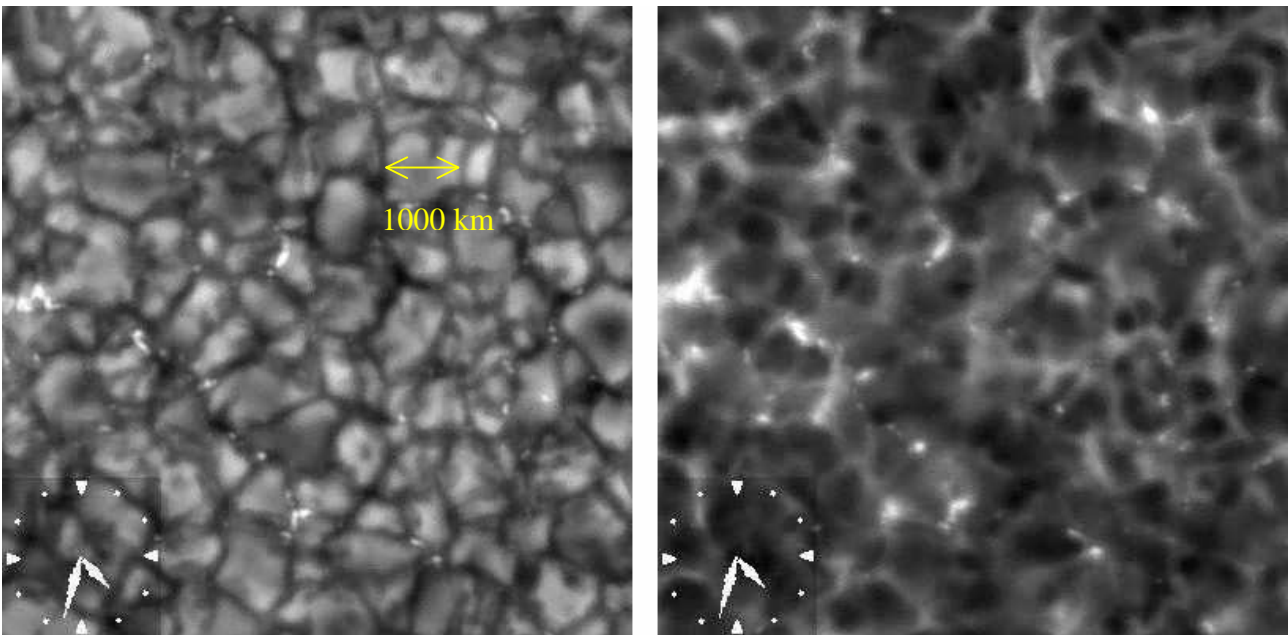
En ondes radioélectriques, on détecte le rayonnement des particules accélérées dans la couronne solaire (Radiohéliographe de Nançay, ondes métriques)



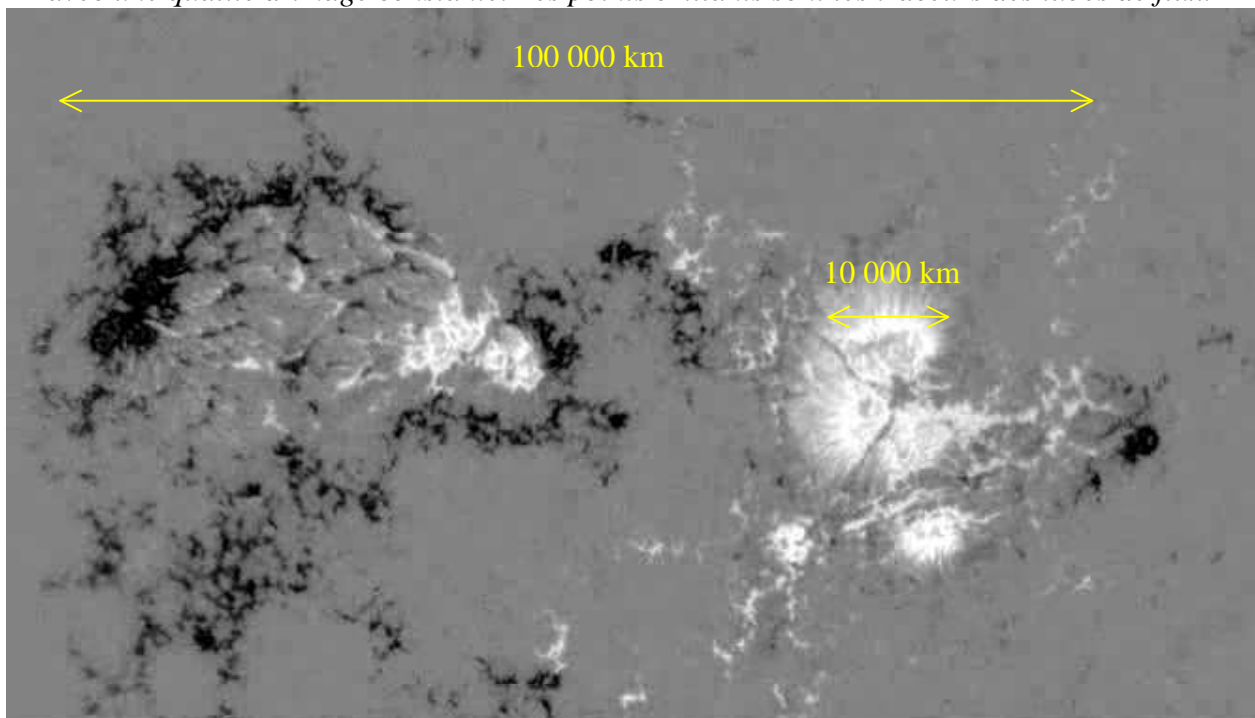
Les coronographes de SOHO, en lumière blanche, révèlent la couronne solaire à moyenne et grande distance (instrument LASCO/SOHO). Le disque du soleil est représenté par le cercle blanc et masqué par une « Lune artificielle » pour ne pas éblouir la caméra.

6 - Les structures: granulation, taches, boucles, filaments, protubérances

La surface solaire calme est constituée de granules de dimension caractéristique 1000 km qui sont le reflet de la zone convective sous jacente: la matière monte au centre des granules et descend sur les bords. Dans les intergranules sombres, on distingue une myriade de petits points brillants: il s'agit de la signature de tubes de champs magnétiques concentrés (100 km, 0.1 T) et verticaux; le soleil calme apporte ainsi au magnétisme solaire une contribution comparable à celle des taches.

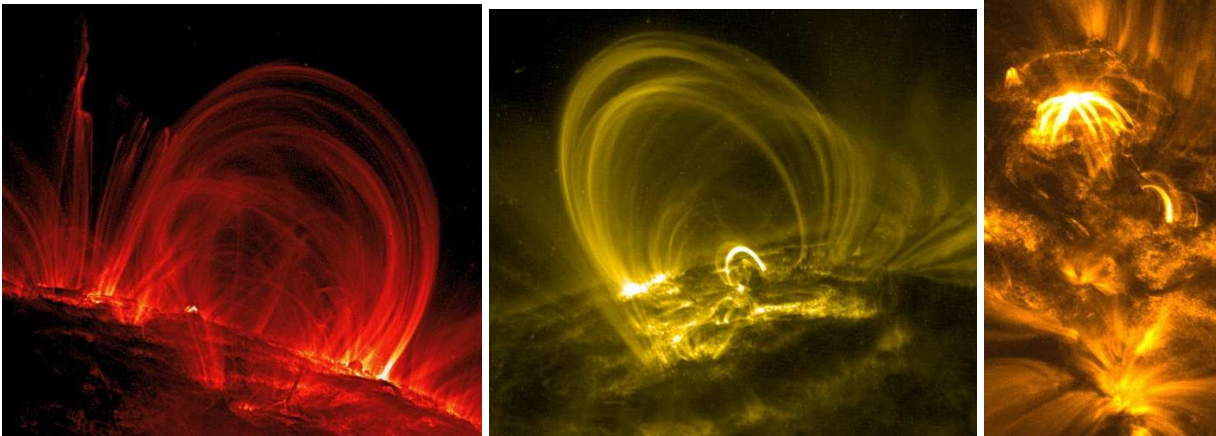


Granulation (bande CH 4305 Å à gauche et raie CaH 3968 Å à droite) observée à haute résolution spatiale (0.3'') par HINODE. L'instrument permet l'enregistrement de séquences exceptionnelles avec une qualité d'image constante. Les points brillants sont les traceurs des tubes de flux.

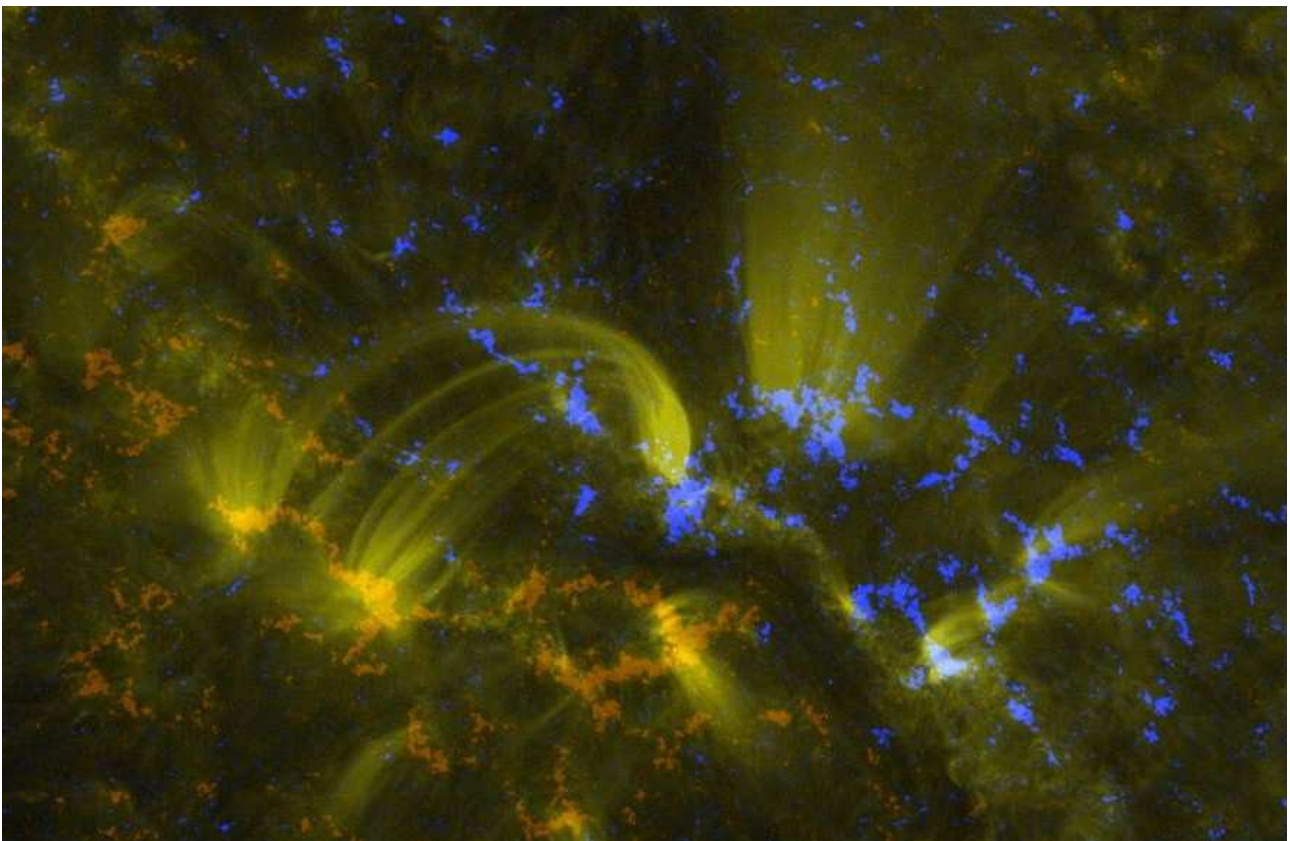


Champs magnétiques longitudinaux mesurés à haute résolution spatiale par HINODE (FeI 6302 Å) dans une région active complexe constituée de plusieurs taches. Les polarités Nord (sortantes) sont en blanc et les polarités Sud (entrantes) en noir. Les champs magnétiques sont de 0.1 T environ.

Les taches, ou les facules brillantes autour (champ magnétique moins intense), sont surmontées de boucles de champs magnétiques dont la hauteur peut atteindre 100 000 km. Une boucle va d'une polarité Nord vers une polarité Sud. Des courants électriques peuvent exister dans ces boucles.



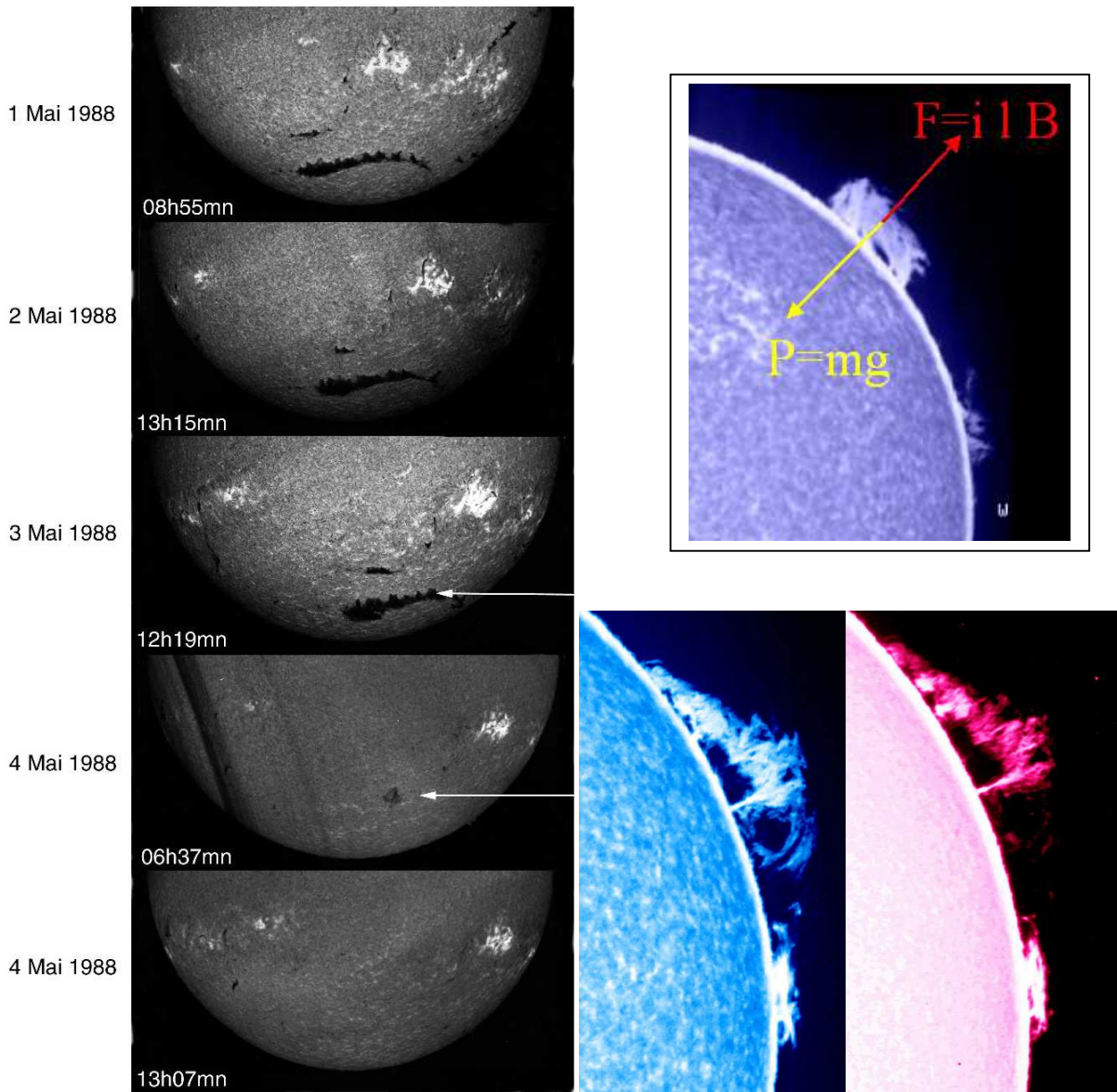
Boucles coronales observées par la mission spatiale TRACE en orbite terrestre (Transition Region And Coronal Explorer) de la NASA en Extrême Ultra Violet dans une raie du Fer très ionisée. Ces boucles sont visibles de l'UV aux rayons X donc elles ne sont pas isothermes (par exemple : en UV Ly α 20 000K, OVI 1.8 10⁵ K, MgX 1.5 10⁶ K, en rayons X 3 10⁶ K), les dimensions y sont de l'ordre de 10⁵ km, et les densités de 10¹⁵ m⁻³



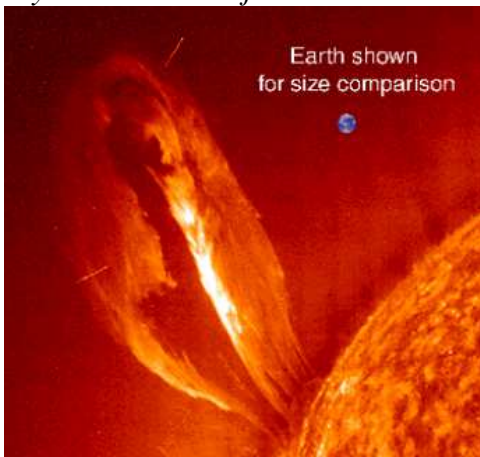
Boucles coronales observées par la mission spatiale SDO; les polarités magnétiques sont en orange/bleu et les boucles sont observées dans une raie du Fer ionisé à 10⁶ K.

Les filaments sont constitués de matière froide de type chromosphérique (T = 8000 K) mais sont en suspension dans la basse couronne solaire (T = 10⁶ K) par des champs magnétiques faibles, de quelques dizaines de Gauss. C'est la force de Laplace (figure) qui s'oppose à la gravité solaire. Néanmoins ils sont ancrés dans la photosphère solaire par des « pieds » ce qui fait que leur stabilité est très influencée par les mouvements photosphériques. Les filaments surmontent toujours une

ligne d'inversion de la polarité magnétique. Leur hauteur peut atteindre plusieurs dizaines de milliers de km. Leur mécanisme de formation (condensation coronale, injection chromosphérique ?) n'est pas élucidé. Le champ magnétique joue un rôle primordial dans leur stabilité.



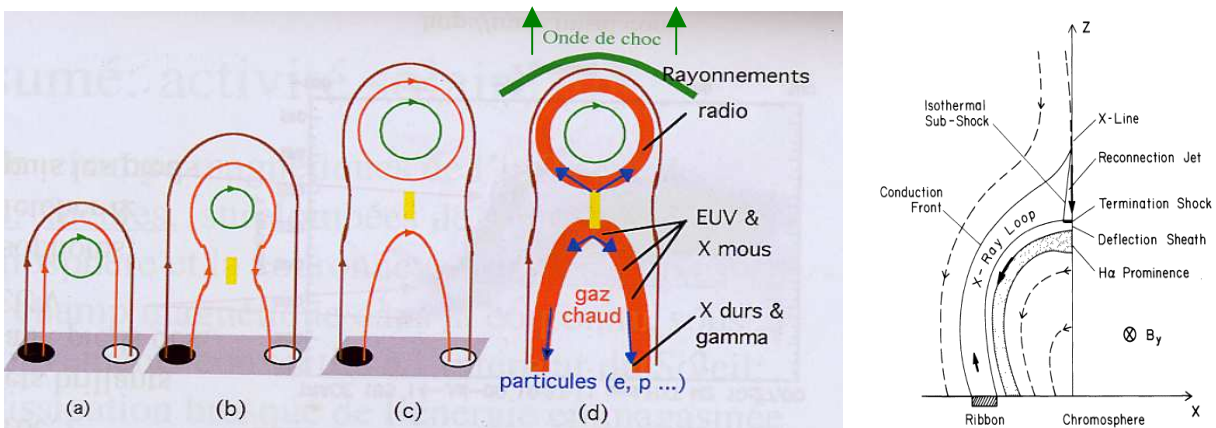
Ci dessus, à gauche, une « disparition brusque » d'un filament de ceinture polaire observé en $H\alpha$ au spectrohéliographe. A droite, une protubérance observée en $CaII K 3934 \text{ \AA}$ et en $H\alpha 6563 \text{ \AA}$. Les filaments sont vus en absorption sur le disque solaire. Au limbe, les protubérances diffusent le rayonnement sous jacent en donnant des raies d'émission. Observations Meudon.



Les filaments peuvent être instables et disparaître en quelques heures, soit par chauffage (dans ce cas ils restent momentanément invisibles dans la raie chromosphérique $H\alpha$ et peuvent « revenir » par refroidissement), soit par éjection rapide (dans ce cas leur « hamac » magnétique est détruit), phénomène souvent associée au déclenchement des Ejections de Masse Coronale (CME). Observation SOHO.

7 – Les éruptions solaires

Les boucles de champ magnétique coronales fermées structurent la basse couronne solaire et permettent de comprendre intuitivement le stockage de l'énergie magnétique dans l'atmosphère solaire en liaison avec les mouvements photosphériques contraignant les pieds des boucles qui y sont ancrées. Sous l'action de déplacements ou de torsion des lignes de champ, une configuration magnétique peut devenir instable. L'énergie stockée sous forme magnétique (volume $\times B^2/2\mu_0$) peut ensuite se libérer brutalement en quelques minutes sous forme d'énergie cinétique ($1/2 m v^2$) en donnant naissance à une éruption solaire, dont on donne un scénario simplifié ci dessous.



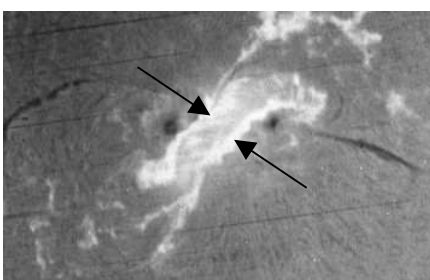
Scénario éruptif avec détail à droite du mécanisme de reconnexion dont la conséquence est l'apparition de boucles chaudes au dessus de rubans brillants, et de boucles froides à l'intérieur

(a) Configuration initiale: **filament maintenu par le champ magnétique B (rond vert)**, les pieds des lignes de champ sont ancrées dans la photosphère.

(b et c) Montée de la configuration devenue instable sous l'effet des mouvements photosphériques et formation d'une **nappe de courant (jaune)** sous le filament.

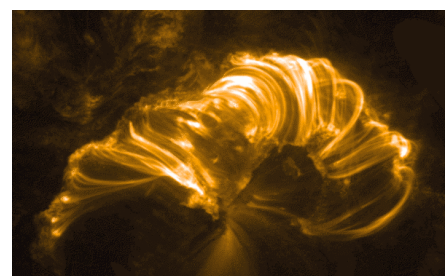
(d) Reconnexion magnétique au point **X sous le filament (jaune)**, formation de **boucles chaudes ($> 2 \cdot 10^6$ K, rouges)** dans la basse couronne sous le point **X** (visibles en rayons X mous et EUV) et éjection d'un **plasmöide (rond rouge)** au dessus du point **X**, avec éventuellement **onde de choc (vert)** en amont juste au dessus. Au pied des boucles chaudes, les particules accélérées viennent percuter la chromosphère provoquant l'apparition de deux filets ou rubans brillants. Pendant la phase graduelle de l'éruption, qui dure plusieurs heures, ces boucles chaudes ($> 10^6$ K) se refroidissent et deviennent visibles progressivement en H α à 10^4 K, on les appelle alors boucles post éruptives (« post flare loops »). Les rubans s'écartent, signant l'évolution du processus de reconnexion (éjection du point **X** vers le haut).

Le site de reconnexion est un site dissipatif où la direction du champ magnétique varie brusquement sur de petites échelles spatiales (< 1 km) et qui implique chauffage par effet Joule. La matière y est éjectée à la vitesse d'Alfvén $B/(\mu_0\rho)^{1/2}$ de plusieurs centaines de km/s. Il s'y développe un champ électrique responsable de l'accélération des électrons et des protons. Les particules qui sont éjectées vers le milieu interplanétaire se mélangeront au vent solaire et seront détectées sur Terre 1 à 4 jours plus tard. Les autres bombarderont la chromosphère avec formation de rayons X durs et γ .

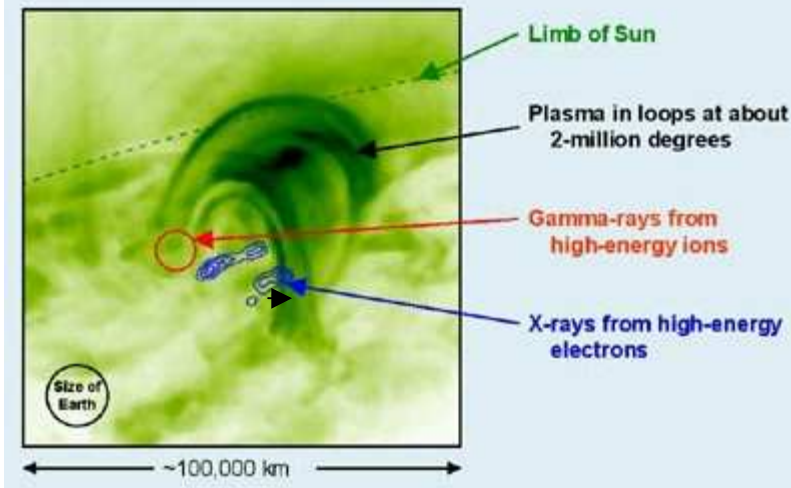


← éruption en H α 10^4 K
(remarquer les rubans)

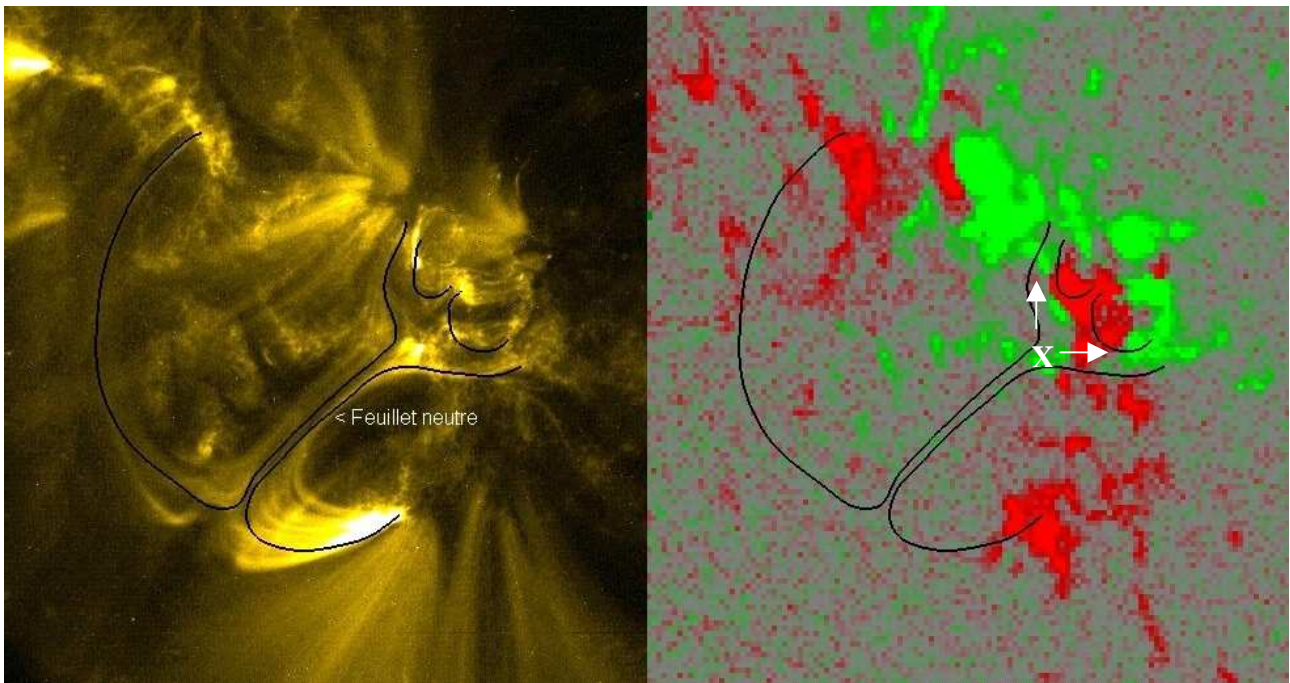
Eruption en EUV dans la couronne (les boucles chaudes surmontent les rubans) →



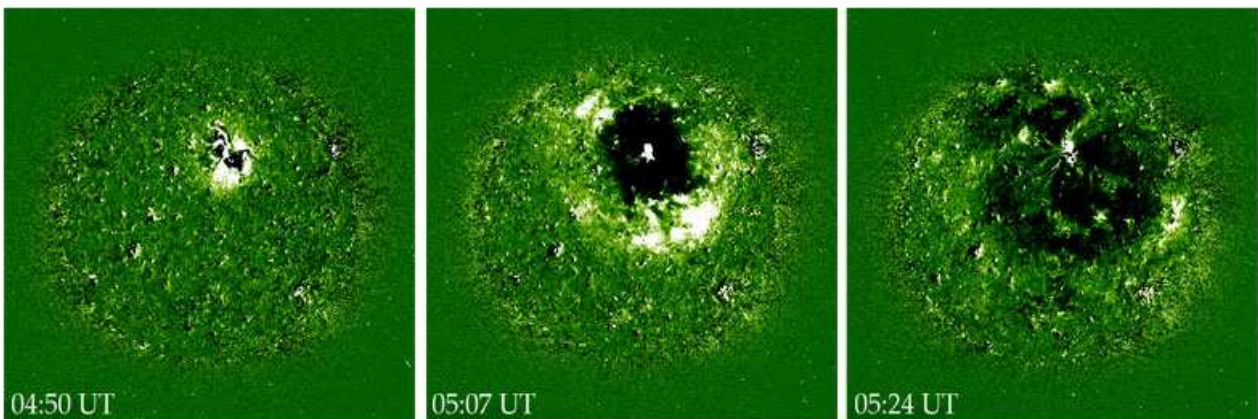
First Gamma-Ray Image of a Solar Flare



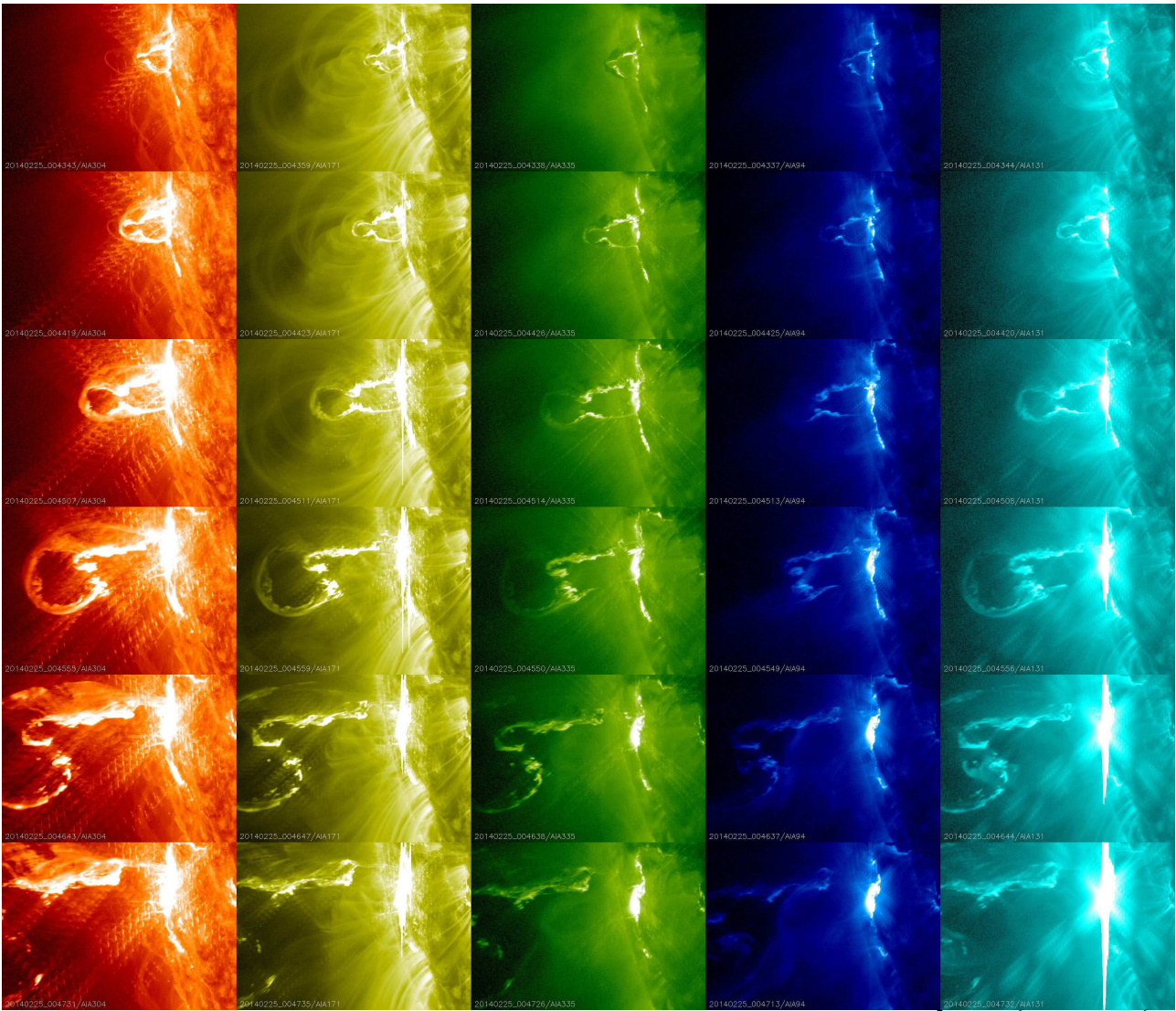
Localisation par l'instrument RHESSI des sites d'émission en rayons X et γ lors d'une éruption solaire par rapport aux boucles de champ magnétique chaudes observées en UV par le satellite TRACE



Nappe de courant et site de reconnexion magnétique observé par TRACE avec à droite les polarités magnétiques Nord et Sud (en rouge et vert). X indique le site de reconnexion magnétique.



Onde de choc de Moreton balayant la surface solaire en 30 minutes; ces ondes se propagent horizontalement à la vitesse supersonique de 1000 km/s et prennent naissance dans le site éruptif.



Eruption observée par SDO à des températures variées. De gauche à droite, 10^5 K, 10^6 K, $1.5 \cdot 10^6$ K, $3 \cdot 10^6$ K et 10^7 K. Le temps varie de haut en bas, il y a 1 minute entre chaque bande.

8 – Effet Doppler

Lorsqu'une source d'ondes électromagnétiques de pulsation ω est en déplacement à la vitesse v par rapport à un observateur fixe, la pulsation de l'onde ω' perçue par l'observateur est:

$$\omega' = \omega + \Delta\omega = \omega \left[\frac{1 + v/C}{1 - v/C} \right]^{1/2} \quad \text{où } C \text{ est la vitesse de la lumière dans le vide.}$$

Cette formule donne $\Delta\omega = \omega (v/C)$ uniquement si $v \ll C$ (typiquement $|v| < 0.1 C$, donc $\Delta\omega \ll \omega$).

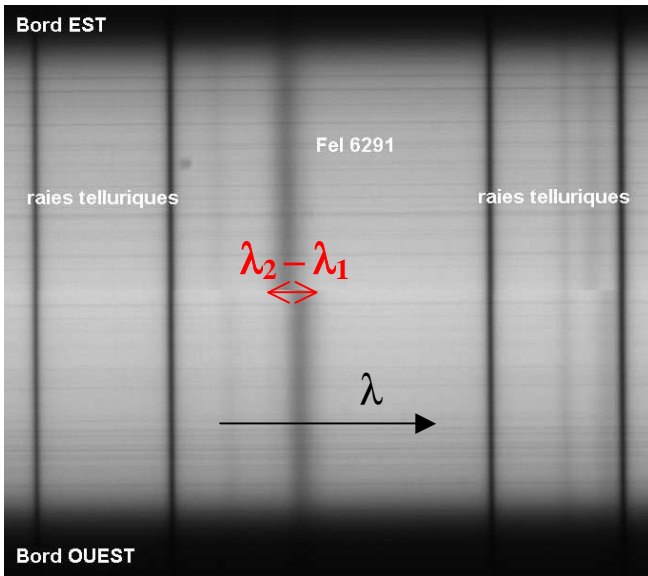
Si la source s'approche de l'observateur, $v > 0$ et $\Delta\omega > 0$: décalage vers les hautes fréquences; si elle s'éloigne de l'observateur, $v < 0$ et $\Delta\omega < 0$: décalage vers les basses fréquences.

En termes de longueur d'onde, la relation devient:
$$\lambda' = \lambda + \Delta\lambda = \lambda \left[\frac{1 - v/C}{1 + v/C} \right]^{1/2}$$

Cette formule donne $\Delta\lambda = -\lambda (v/C)$ uniquement si $v \ll C$ (typiquement $|v| < 0.1 C$, donc $\Delta\lambda \ll \lambda$).

Si la source s'approche de l'observateur, $v > 0$ et $\Delta\lambda < 0$: décalage vers les courtes longueurs d'onde ou le "bleu"; si la source s'éloigne de l'observateur, $v < 0$ et $\Delta\lambda > 0$: décalage vers le "rouge".

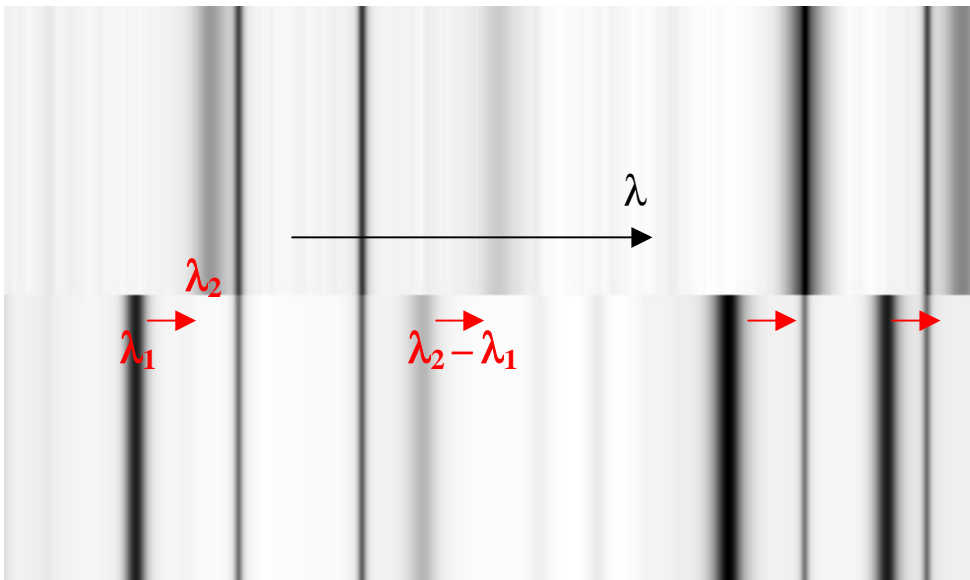
L'effet Doppler permet de mesurer la projection du vecteur vitesse sur la ligne de visée.



L'effet Doppler permet de mettre en évidence la rotation du soleil (2 km/s à l'équateur) en comparant deux spectres, l'un au bord EST (ce bord vient vers nous), l'autre au bord OUEST (qui s'éloigne de nous). Les raies telluriques formées dans l'atmosphère terrestre ne sont pas affectées. Seules sont affectées les raies solaires

$$2 v / C = (\lambda_1 - \lambda_2) / \lambda_{\text{raie}}$$

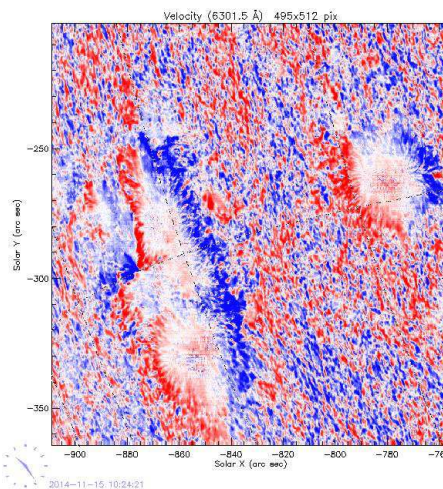
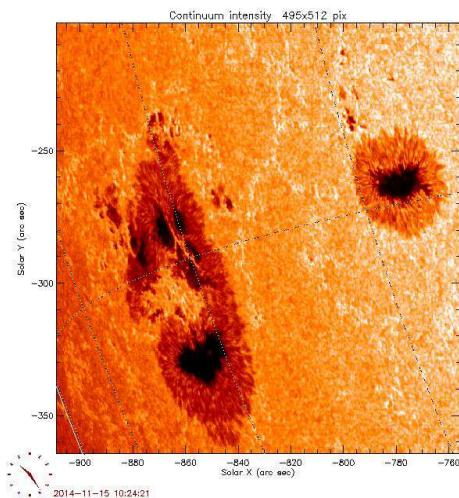
où $(\lambda_1 - \lambda_2)$ est le décalage spectral entre les deux bords, visible ici sur la raie du Fer de référence $\lambda_{\text{raie}} = 6291$ Angströms.



Spectre de Procyon (en haut) et du Soleil (en bas) au voisinage de 630 nm. Toutes les raies de Procyon sont décalées vers le rouge: Procyon s'éloigne à la vitesse de 24 km/s au moment de l'observation.

$$v / C = (\lambda_1 - \lambda_2) / \lambda_{\text{raie}}$$

où $\lambda_{\text{raie}} = 6302$ Angströms. Les raies telluriques ne sont pas affectées.

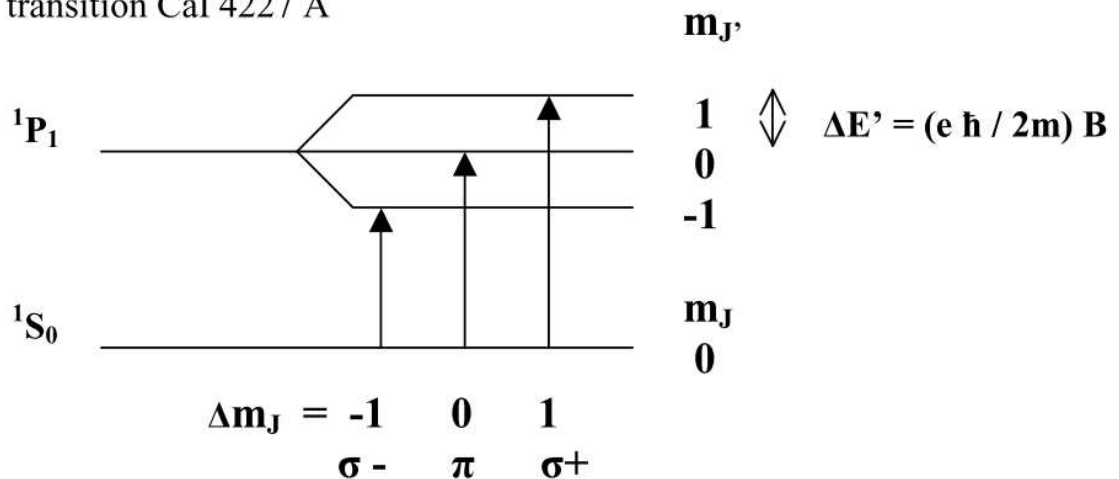


*Effet Evershed sur les taches solaires: l'effet Doppler permet de mesurer près du limbe un mouvement radial dans la pénombre vers l'extérieur de la tache. Ici en **bleu** la matière qui vient vers l'observateur, et en **rouge** la matière qui s'en éloigne.*

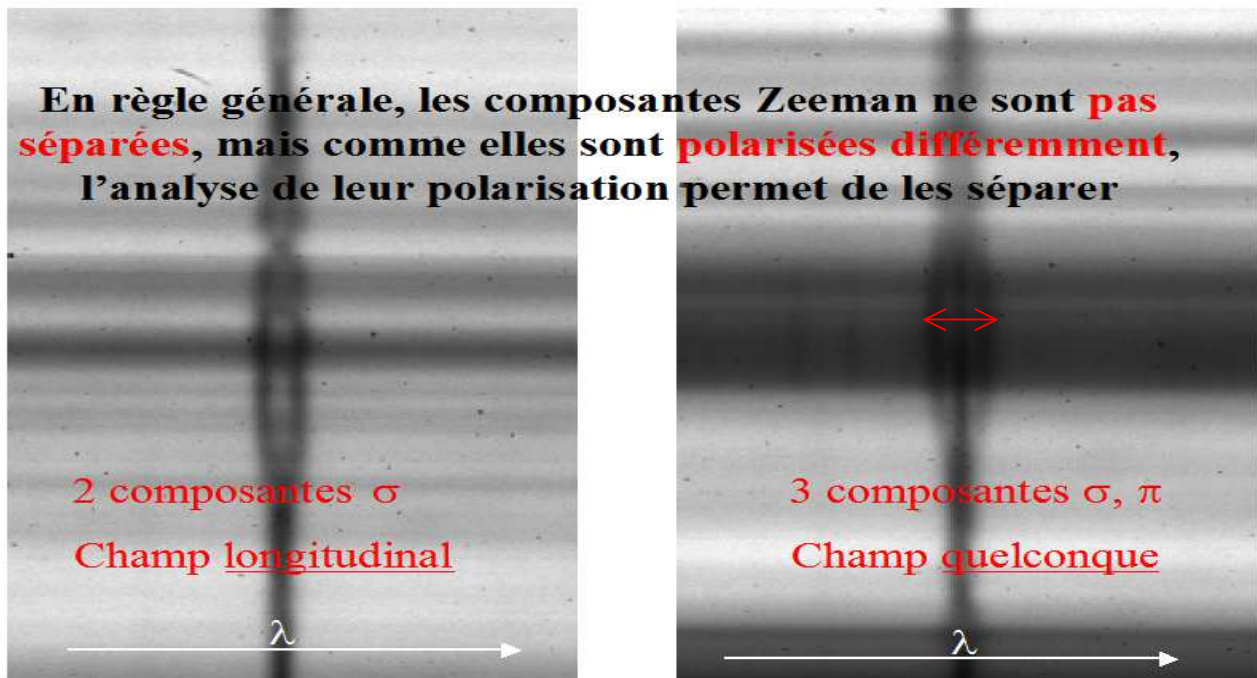
9 - Effet Zeeman

Les raies atomiques correspondent à la transition entre deux niveaux d'énergie; dans l'exemple ci dessous, la transition met en jeu une énergie égale à $h C/\lambda$ où h est la constante de Planck et λ la longueur d'onde de la transition. Cependant, en présence de champ magnétique, les niveaux de départ et d'arrivée peuvent se scinder en sous niveaux. Dans l'effet Zeeman normal, on voit alors trois transitions décalées en énergie de $0, -\mu_B B, +\mu_B B$ où μ_B désigne le moment magnétique de l'électron. La transition non décalée (appelée π) est polarisée linéairement dans le sens du champ magnétique, et les deux autres $\sigma+$ et $\sigma-$, circulairement droite et gauche dans un plan orthogonal au champ magnétique.

Exemple : transition CaI 4227 Å



Effet Zeeman sur FeI 6173 dans une tache solaire



Exemple d'effet Zeeman en présence d'un champ magnétique dirigé vers l'observateur (à gauche) et en présence d'un champ magnétique de direction quelconque (à droite).

On montre que la vitesse angulaire de l'électron est modifiée de la quantité $\Delta\omega = e B / 2m$ dite pulsation de Larmor (e et m étant respectivement la charge et la masse de l'électron). La variation d'énergie associée vaut alors en valeur absolue $\Delta E = \hbar \Delta\omega = (e \hbar / 2 m) B = \mu_B B$.

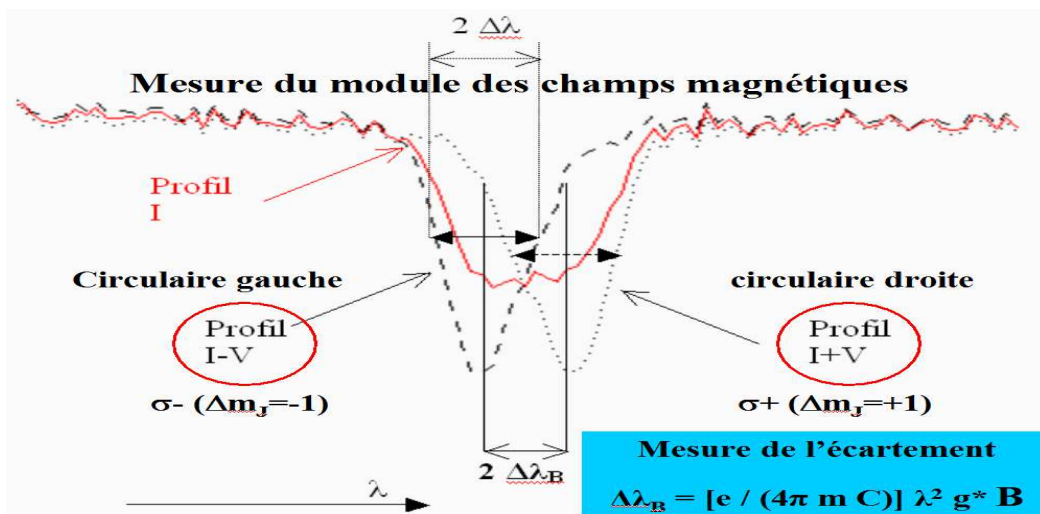
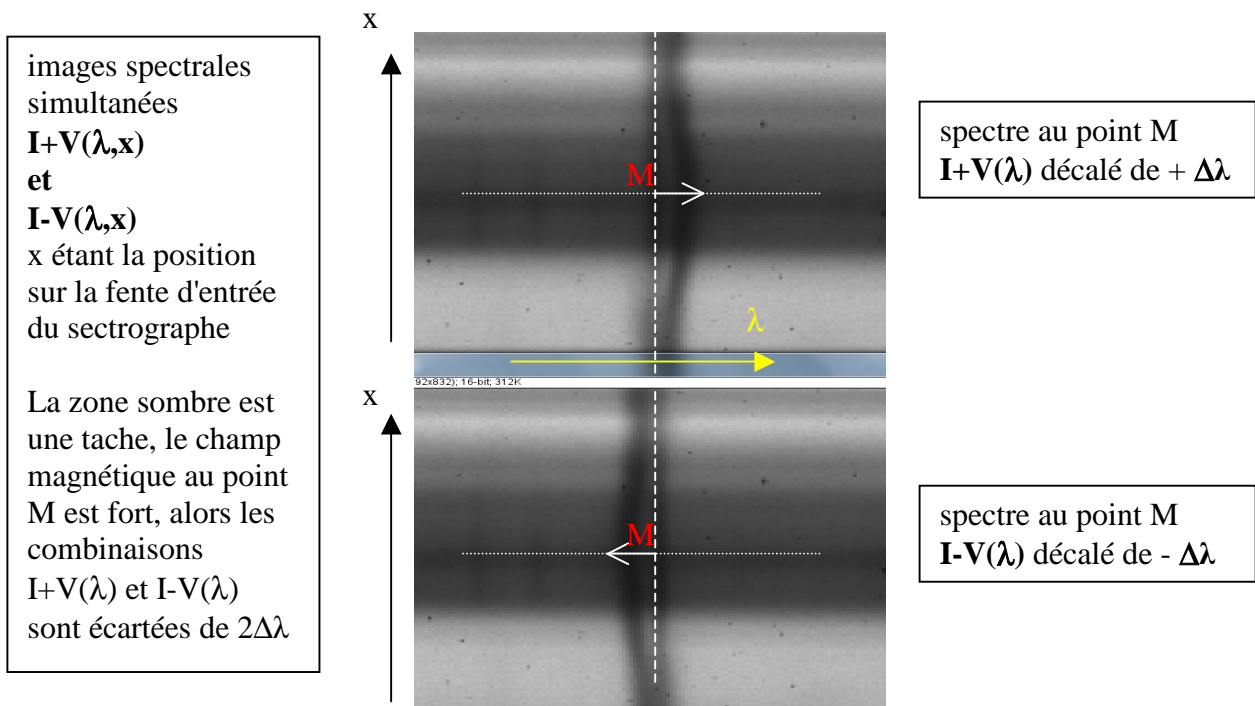
En termes de longueur d'onde, comme $\omega = 2\pi C / \lambda$, C étant la vitesse de la lumière, on en déduit:
 $\Delta\lambda = \Delta\omega \lambda^2 / 2\pi C$, soit $\Delta\lambda = (e / 4\pi m C) \lambda^2 B$
 et la mécanique quantique ajoute simplement un facteur, dit facteur de Landé équivalent g^* , qui dépend de chaque transition:

$$\Delta\lambda = (e / 4\pi m C) g^* \lambda^2 B$$

En longueur d'onde, les deux composantes σ^+ et σ^- sont séparées de la quantité $2 \Delta\lambda$; c'est ce qu'on doit mesurer et cette quantité est proportionnelle au champ magnétique B que l'on déduira.

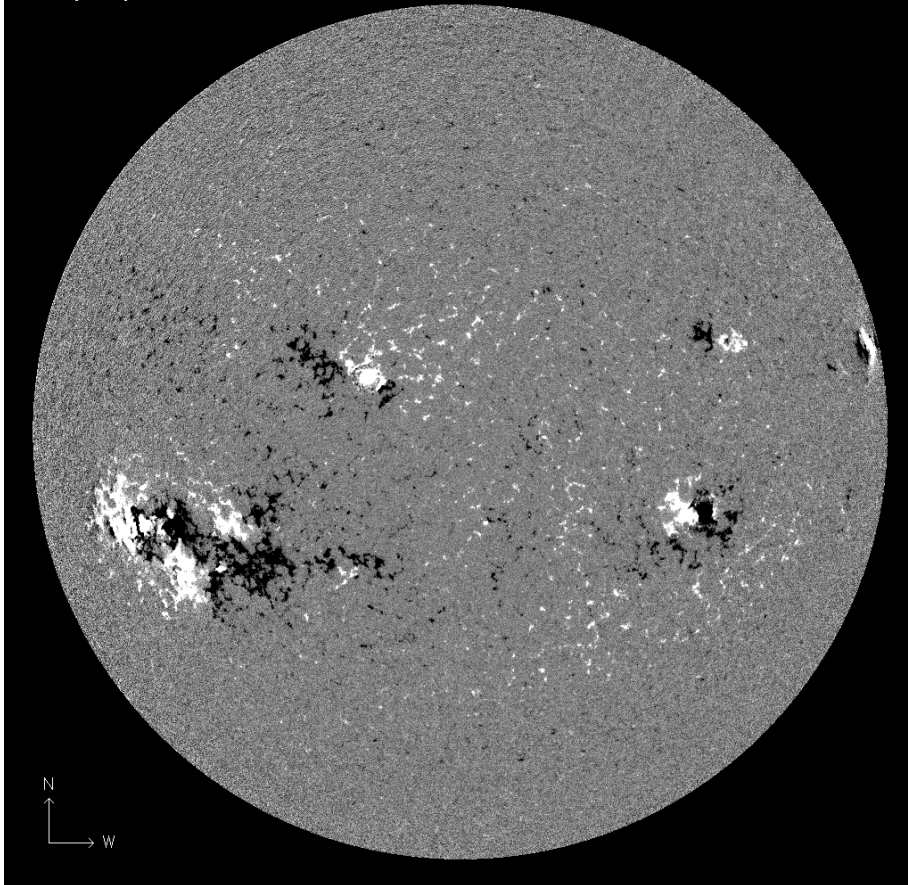
Le problème est que les deux composantes σ^+ et σ^- sont en général peu séparées, rendant la mesure difficile sur les profils d'intensité. Elle devient par contre aisée en tenant compte du fait que ces deux composantes ont des polarisations circulaires différentes.

Stokes a introduit un formalisme pour décrire l'état de polarisation d'une onde lumineuse. Retenons simplement qu'en plus de l'intensité I, le paramètre V est relatif à la polarisation circulaire. Les spectro-polarimètres permettent de mesurer en tout point d'un champ 1D sur ce ciel (fente du spectrographe) les combinaisons $I+V(\lambda, x)$ et $I-V(\lambda, y)$.



On a tracé sur cette figure les deux profils $I+V(\lambda)$ et $I-V(\lambda)$ du point M: la mesure de l'écartement $2 \Delta\lambda$ fournit le champ magnétique B en M.

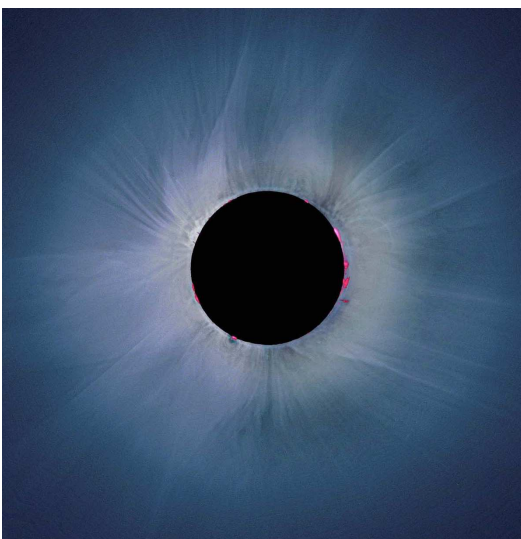
MDI Magnetogram: 2004.07.15_07:59



Un magnétogramme est une carte de champs magnétiques déduits de l'effet Zeeman. Les zones blanches et noires sont respectivement les polarités Nord et Sud; elles correspondent aux taches et aux facules, régions brillantes autour des taches, mais de champ magnétique plus faible. MDI sur SOHO a été le premier instrument à produire des magnétogrammes quotidiens. Aujourd'hui, SDO en produit toutes les minutes au format extraordinaire de 4000 x 4000 pixels de 0.5".

10 - Les éclipses

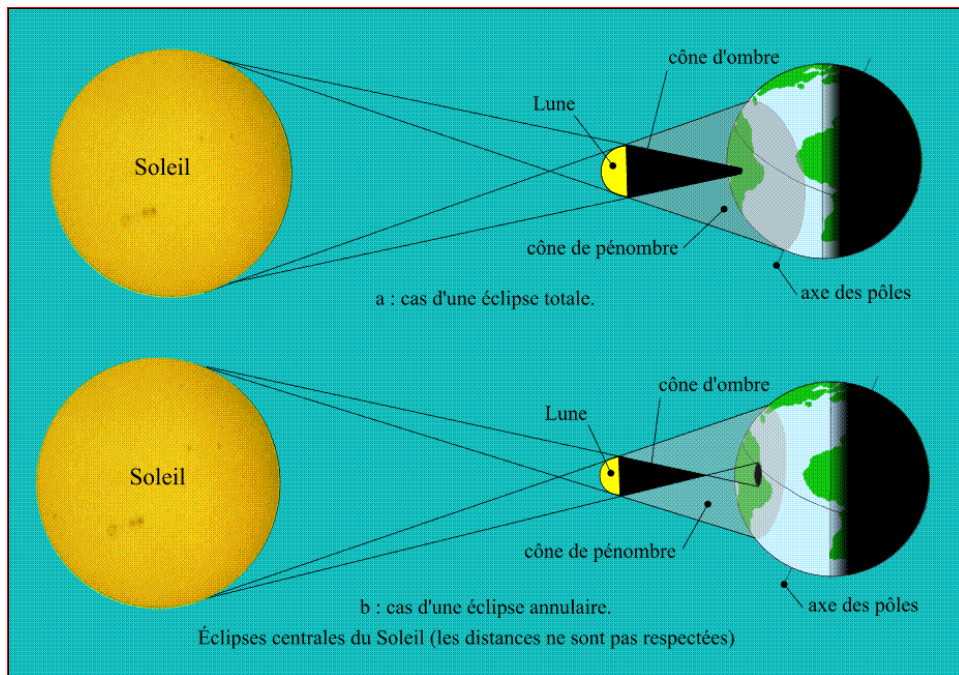
Les éclipses totales se produisent lorsque la Lune vient masquer entièrement le disque solaire. En un lieu donné cet événement est très rare (en France : 1999 pour le dernier, 2081 pour le prochain). La couronne solaire devient visible un court instant (7mn30s maximum). Elle se compose d'un plasma à 1 million de degrés qui s'étend à grande distance dans l'héliosphère.



Eclipse du 11 Août 1999 en Iran, cliché S. Koutchmy, IAP/CNRS



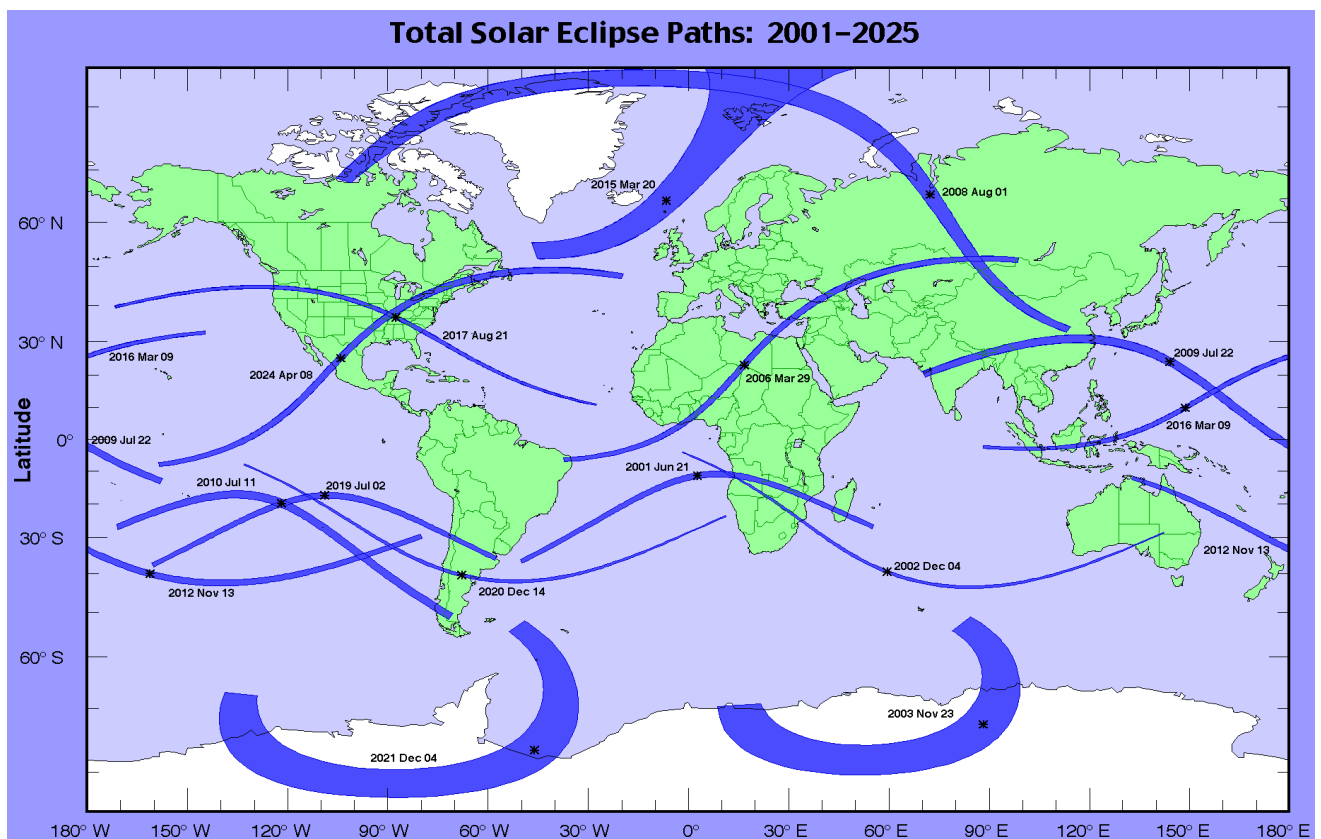
Eclipse du 11 Août 1999, le cône d'ombre projeté par la Lune vu de la Station MIR en orbite autour de la Terre. cliché CNES



Mécanisme des éclipses totales (en haut): le cône d'ombre porté par la Lune balaie une fine bande (maximum 200 km de large) à la surface de la Terre. La vitesse de déplacement du cône peut atteindre 2000 km/h. Le cône de pénombre a une taille typique de 7000 km. Le phénomène est possible lorsque le diamètre angulaire de la Lune est supérieur à celui du Soleil. En bas, on a une éclipse annulaire. Document IMCCE.

Eclipse totale ou annulaire ?

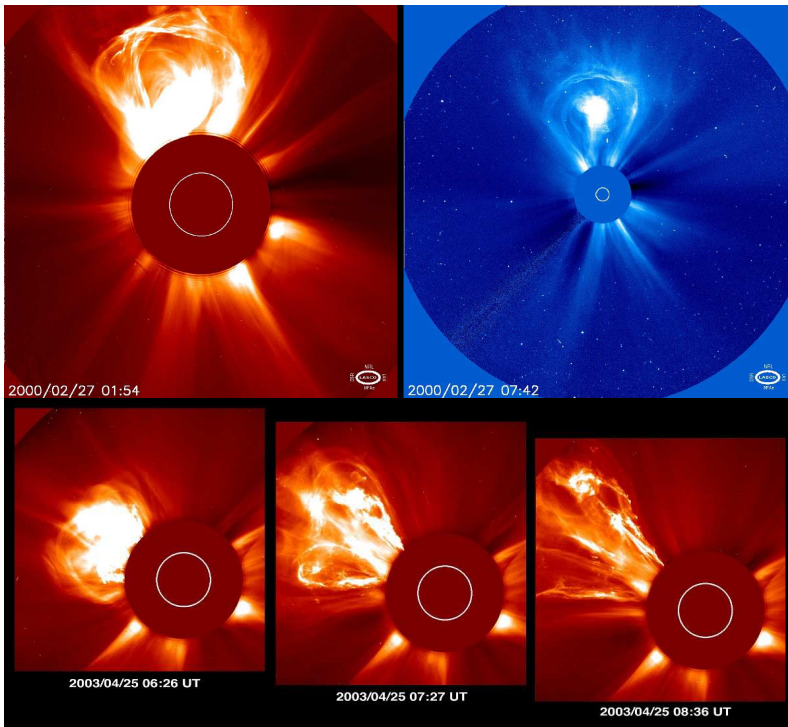
Une éclipse annulaire se produit lorsque le cône d'ombre ne coupe pas la surface terrestre mais reste en avant: c'est ce qui se produit lorsque le diamètre apparent de la lune est plus petit que le diamètre apparent du soleil. Ce sera le cas à un moment où la terre est au plus près du soleil et la lune au plus loin de nous. La lune ne recouvre pas le disque solaire mais laisse apparaître un anneau très lumineux autour, dont la brillance empêche toute visibilité de la couronne solaire. Les éclipses mixtes constituent un mélange des deux types le long de la ligne de centralité.



Eclipses totales de 2001 à 2025 (Fred Espenak, NASA, Goddard Space Flight Center)

Les éclipses sont elles encore observées par les astronomes ?

Au début du XXème siècle, l'observation des éclipses constituait une activité majeure et était le seul moyen d'apercevoir la couronne. Avec l'avènement de l'observation spatiale, à partir de 1957, l'intérêt des éclipses a progressivement décliné. Les instruments en orbite de SOHO, STEREO, SDO permettent en effet d'observer la couronne en permanence, sans attendre une éclipse, avec une bien meilleure photométrie; on peut discerner des structures très peu denses, à très grande distance du Soleil, et suivre l'évolution des éjections de masse coronale (par exemple voies C2 à moyen champ et C3 à grand champ de LASCO sur SOHO).



Depuis 1996, l'observatoire spatial SOHO (ESA/NASA) situé à 1,5 millions de km de la Terre, permet d'observer la couronne solaire en dehors des éclipses, en continu, 24 heures sur 24, à l'aide du coronographe, dont le principe a été inventé à l'Observatoire de Meudon par Bernard LYOT. Le disque solaire est masqué par une « Lune artificielle » que l'on voit sur les images (le cercle blanc correspond aux contours du soleil). La couronne est dynamique et éjecte de grandes masses de plasma dans le milieu interplanétaire, surtout en période de maximum d'activité du soleil.

11 - Interactions Soleil / Terre et Soleil / Planètes

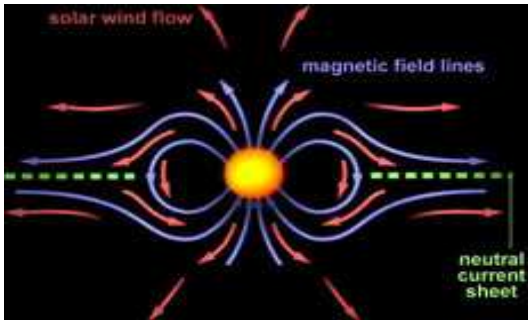


Aurores polaires terrestres, et ovale auroral vu par satellite

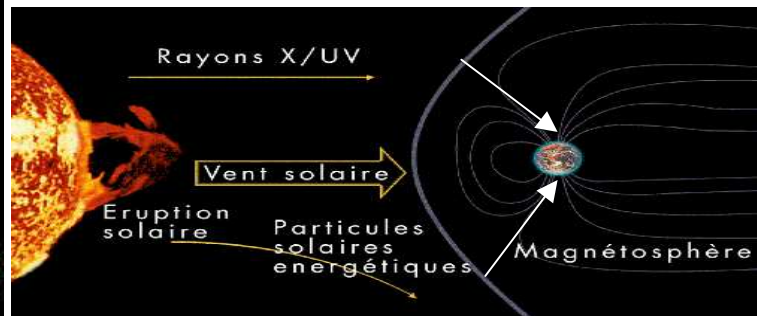
L'interaction du Vent Solaire, constitué d'électrons et protons circulant à la vitesse de 400 km/s à l'orbite terrestre, avec la magnétosphère de la Terre et des planètes est à l'origine des aurores polaires. Sur Terre, la plupart des aurores se manifestent entre 100 et 150 km d'altitude. Les principales émissions dans le visible sont produites par l'excitation de différents atomes de l'atmosphère par les particules du vent solaire.

- les molécules d'azote (N_2) à 100 km d'altitude émettent une raie violette ou bleue (427 nm).
- les atomes d'oxygène (O) vers 100 km d'altitude émettent une raie de couleur jaune vert (557 nm)

- les atomes d'oxygène (O) vers 200 km produisent une couleur rouge foncé (630 nm).
- les atomes d'azote (N) produisent une couleur rouge (620 nm) dans les parties inférieures de certaines aurores polaires.



Champ magnétique solaire et écoulement du vent solaire

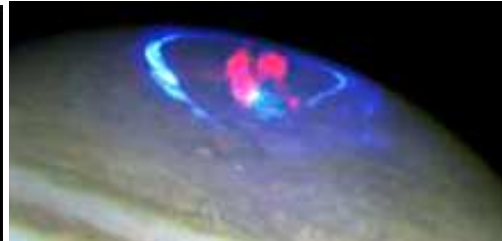


Interaction vent solaire / magnétosphère

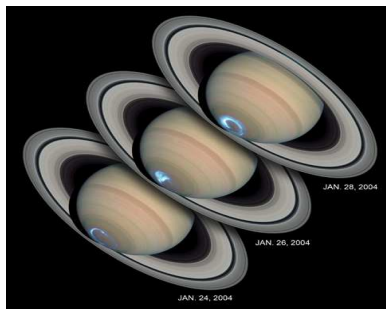
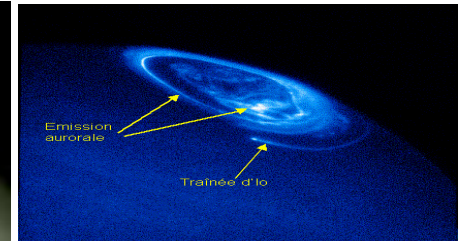
Les aurores se présentent sous une forme ovale (l'ovale auroral) autour des pôles magnétiques nord et sud. Des aurores polaires ont déjà été détectées sur Jupiter, Saturne, Uranus, Neptune, qui sont dotées de champs magnétiques.



Aurore sur MARS

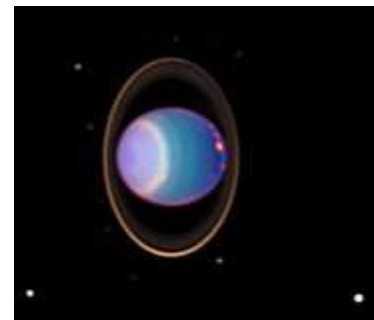


Aurores sur JUPITER en UV (bleu) et rayons X (rouge)



← Aurore sur SATURNE

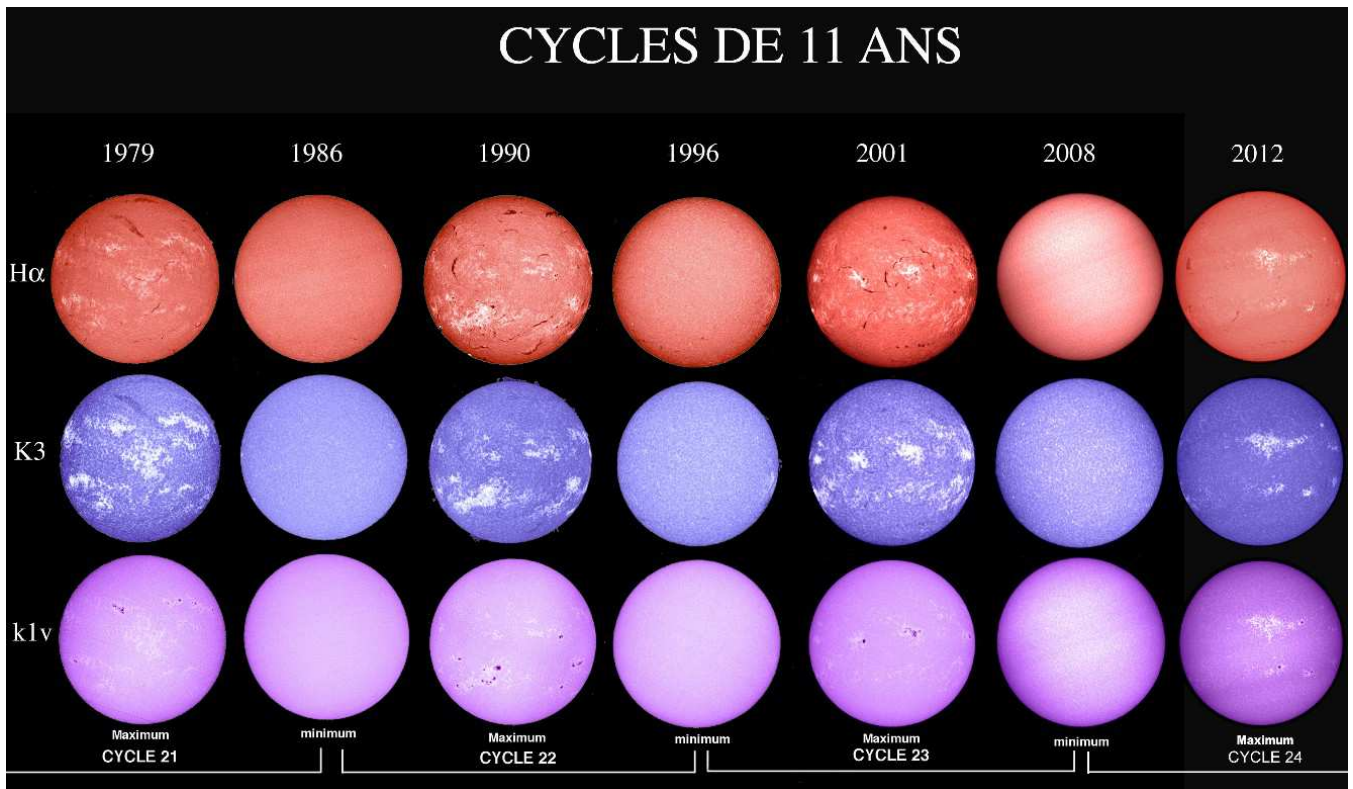
Aurore sur URANUS →



12 - Cycle solaire

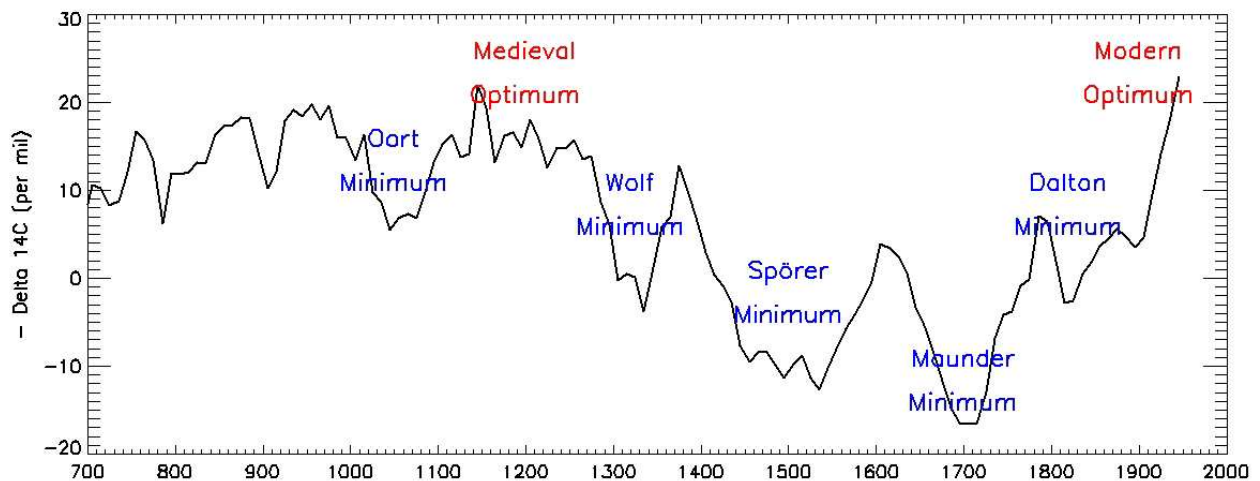
Le cycle solaire a été découvert en 1843 par Schwabe sous la forme du cycle de 11 ans (en réalité variable de 10 à 12.5 ans), cycle des taches solaires, en termes de surface tachée. Des minima alternent donc avec des maxima d'activité, pendant lesquels de nombreuses éruptions, en lien avec le magnétisme des taches, se produisent. Les observations régulières des taches depuis 1750 ont permis cette découverte. Cependant, on constate qu'il existe des séries de cycles forts (beaucoup de taches) alternant avec des séries de cycles plus faibles (moins de taches), avec une périodicité encore débattue, par manque de recul, de l'ordre du siècle (cycle dit de Gleissberg). A l'époque Napoléonienne, ou à la Belle Epoque, plusieurs cycles faibles se sont succédé; il semble que l'on aborde de nouveau une série de cycles faibles. En Europe à l'époque du Roi Soleil, les observations étaient moins systématiques (elles ont commencé en 1667 à l'Observatoire de Paris), mais bien répertoriées dans des cahiers qui ont été compilés par plusieurs auteurs. Il semble selon leurs

conclusions qu'un grand minimum, ayant duré 60 ans de 1650 à 1710, et en partielle coïncidence avec une période plus froide (correspondant à la fin du petit âge glaciaire), se soit produit: cette période porte le nom de minimum de Maunder, son découvreur.

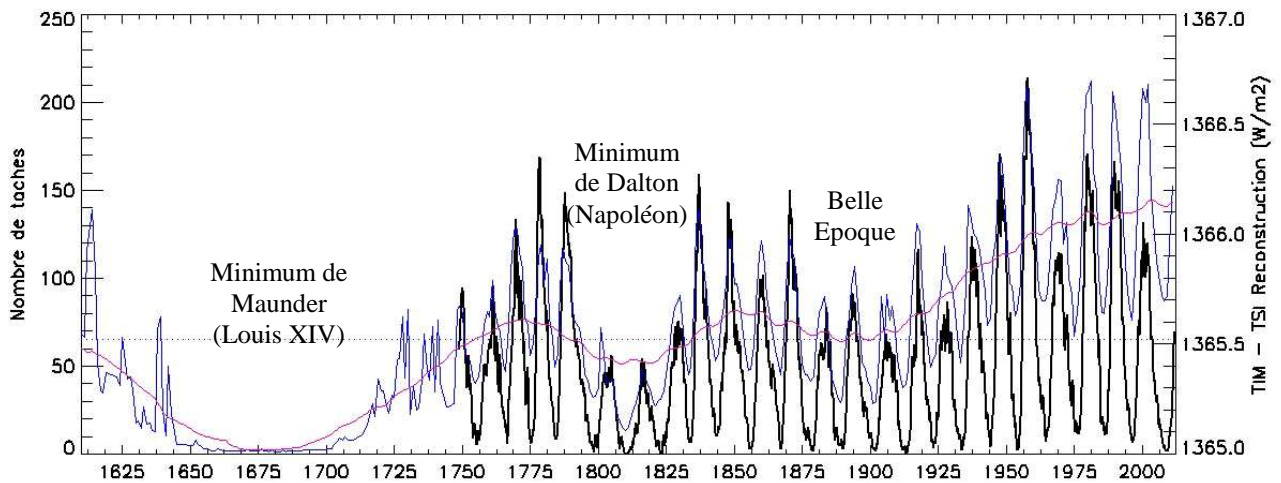


cycle des taches observé à Meudon dans 3 longueurs d'onde différentes

On sait que d'autres grands minima se sont produits avant le minimum de Maunder (ci dessous). Mais il n'y a pas d'observation directe. On utilise pour cela les isotopes cosmogéniques (Carbone 14 ou Béryllium 10): la proportion de ces isotopes, qui sont créés par le bombardement de l'atmosphère terrestre par les rayons cosmiques (particules chargées de haute énergie d'origine galactique), varie en fonction du cycle solaire. En fait, la concentration en isotopes est plus forte aux maxima solaires qu'aux minima, parce qu'il s'agit de particules chargées, donc déviées par les champs magnétiques, justement plus faibles aux minima solaires qu'aux maxima; les rayons cosmiques ont donc plus d'impact sur la haute atmosphère terrestre lorsque le Soleil est moins actif. La concentration en isotopes laisse sa signature dans la matière organique, que l'on sait mesurer.

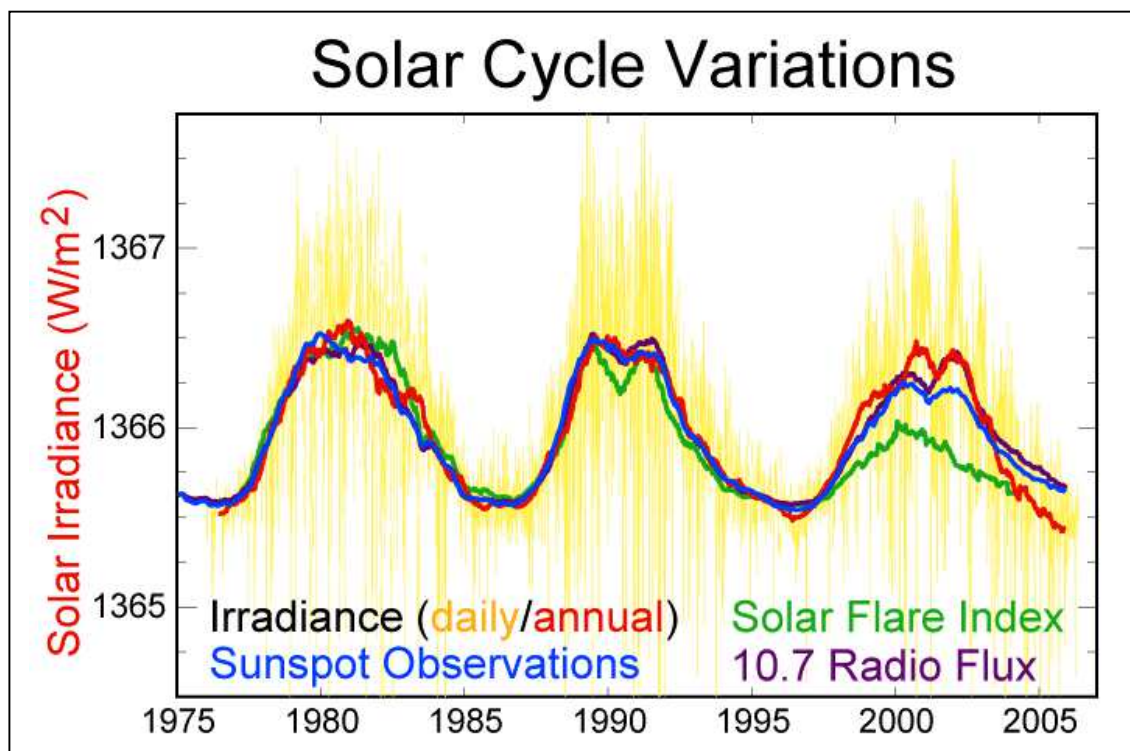


Activité solaire reconstituée depuis 1000 ans par l'isotope Carbone 14



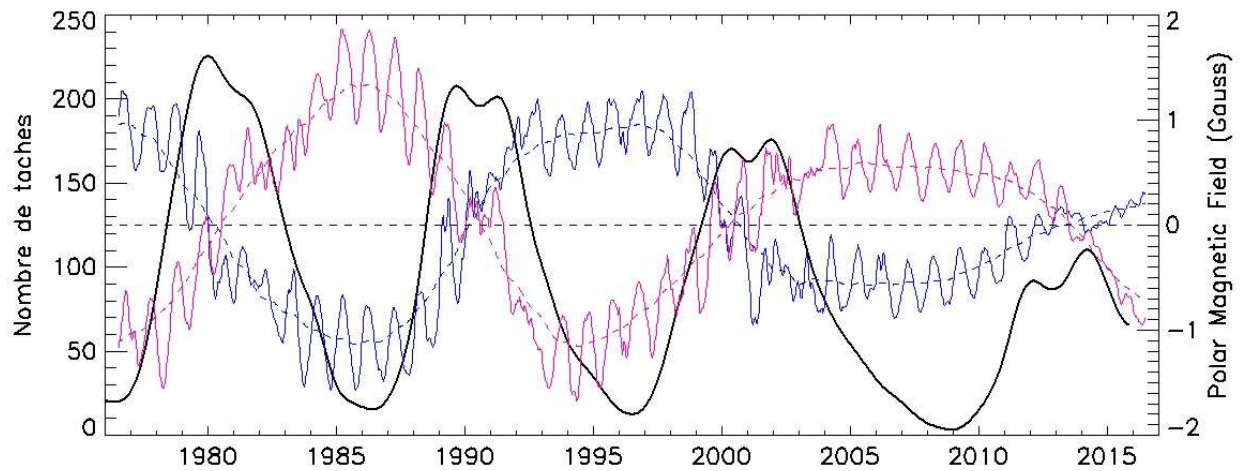
Activité solaire de 1650 à nos jours, et reconstitution (courbe rouge) de l'irradiance totale.

Les observations spatiales depuis 40 ans ont montré que le rayonnement solaire au niveau de l'orbite terrestre, en moyenne de 1366 W/m², valeur appelée "constante solaire" n'est en réalité pas si constante que cela: l'irradiance totale varie d'environ 1 W/m² (1/1000 ème en valeur relative) entre les minima et les maxima solaires, et ceci en corrélation parfaite avec le cycle des taches (ci dessous) ou avec d'autres indicateurs comme le flux radio à 10.7 cm de longueur d'onde ou les éruptions. C'est qu'en fait, la baisse de luminosité due aux taches au maximum solaire est plus que compensée par l'augmentation de luminosité des facules brillantes autour, dont la surface est bien supérieure. Ainsi, à l'échelle de 300 ans, le cycle des taches est considéré comme un bon indicateur des fluctuations d'irradiance du Soleil; ce qui a permis une reconstruction de l'irradiance avec un creux prononcé lors des grands minima de Maunder ou de Dalton. Il semble désormais bien acquis que l'activité solaire module l'irradiance solaire.



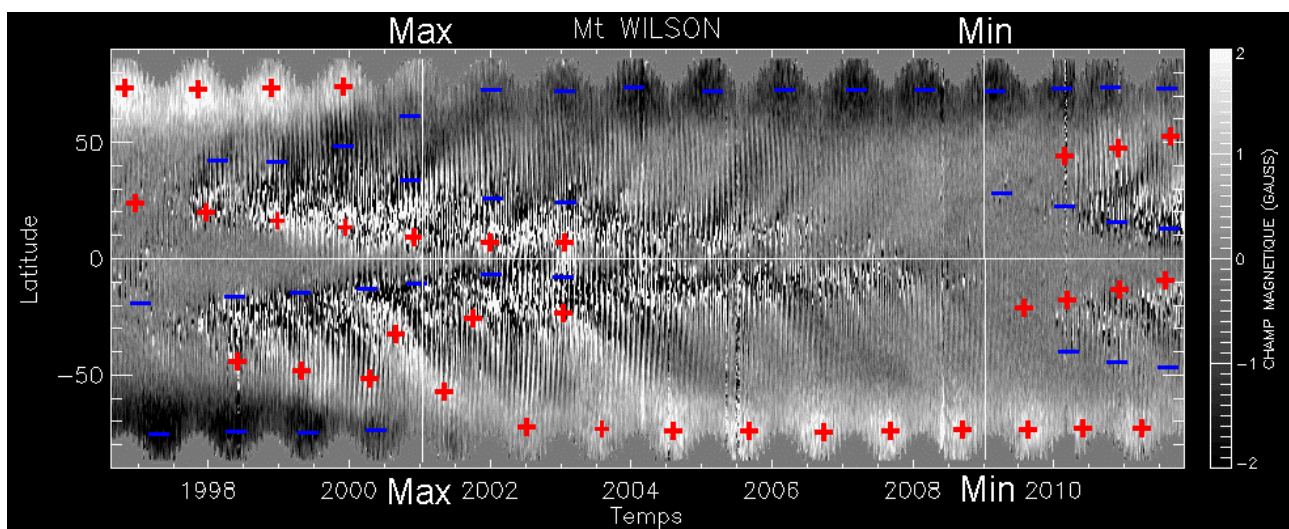
Mesures de l'irradiance par satellite depuis 40 ans et corrélation avec les indicateurs de l'activité solaire que constituent la surface tachée, le flux radio centimétrique ou les éruptions.

Les champs magnétiques solaires sont étudiés avec précision depuis 40 ans par le biais de l'effet Zeeman qui permet leur détermination. L'Observatoire de Wilcox, aux USA, effectue des mesures quotidiennes des champs polaires (valeur moyenne au dessus d'une certaine latitude) et du champ intégré sur le disque. La figure ci dessous nous montre que les champs polaires (de l'ordre de 10^{-4} T) s'inverse lors du maximum d'activité solaire défini par le cycle des taches.

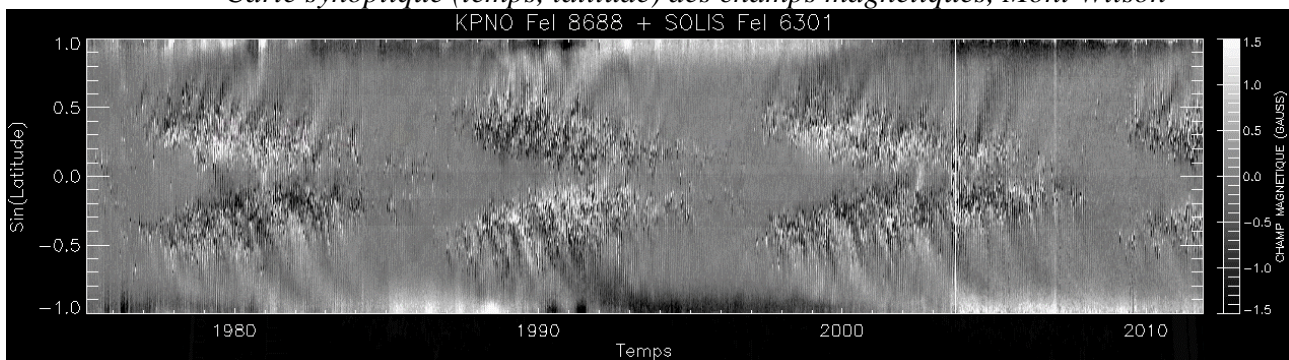


Champs polaires (bleu et rouge pour pôles Nord et Sud) et cycle des taches (Wilcox, USA); les fluctuations annuelles sont dues à la variabilité de visibilité des pôles depuis la Terre.

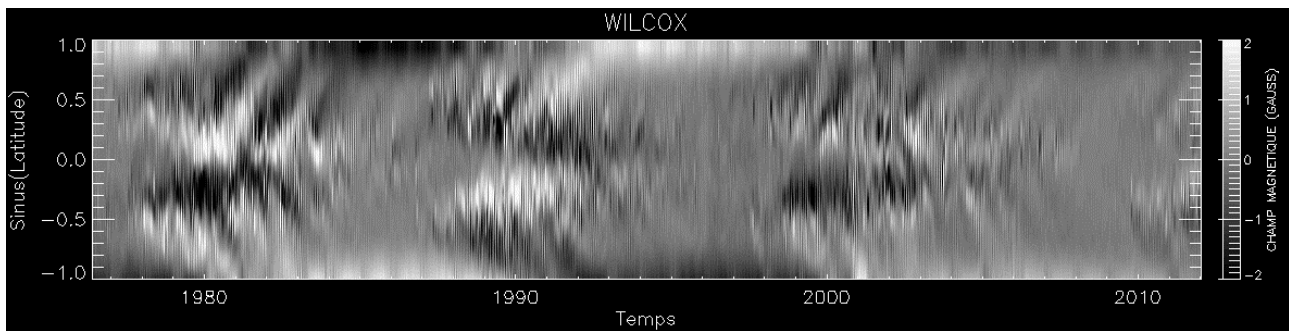
On mesure également à Wilcox, au Mont Wilson, ainsi qu'à Kitt Peak, aux USA, les champs magnétiques en tout point du disque solaire desquels on tire les cartes synoptiques ci dessous.



Carte synoptique (temps, latitude) des champs magnétiques, Mont Wilson

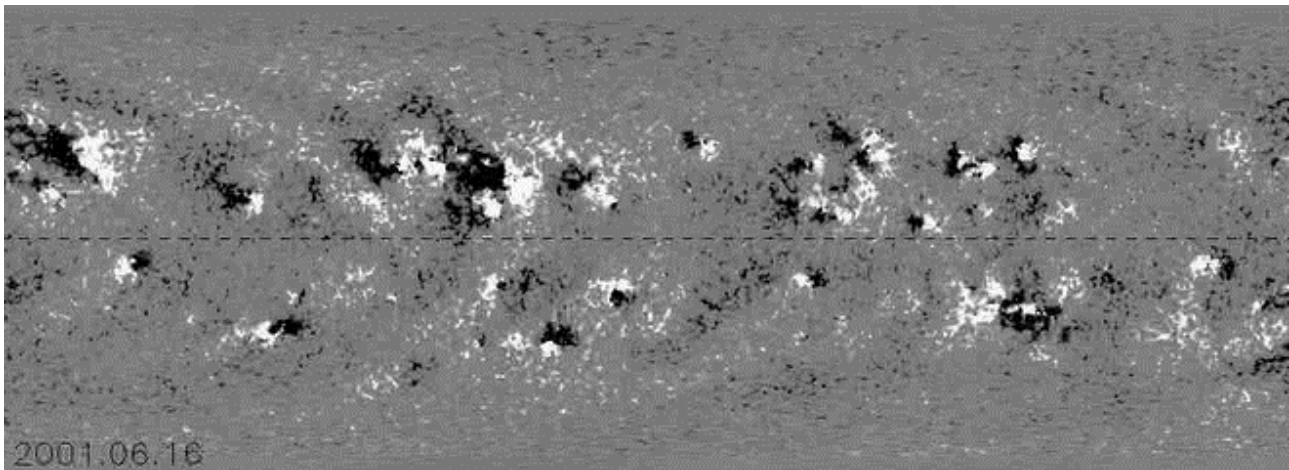


Carte synoptique (temps, latitude) des champs magnétiques, Kitt Peak; les polarités Nord/Sud sont en blanc/noir: remarquer l'inversion du champ polaire aux maxima d'activité.



Carte synoptique (temps, latitude) des champs magnétiques, Wilcox. Le pôle Sud est en bas et le pôle Nord en haut.

Ces cartes représentent les polarités magnétiques le long du méridien solaire central (longitude 0°) en fonction du temps. Les "ailes de papillon" sont les taches. Au début du cycle, elles se forment aux latitudes élevées (40°) et leur zone d'apparition migre ensuite lentement vers l'équateur. Il n'y a plus de taches au minimum solaire. On remarque (détail ci dessous) que la polarité est inversée entre les hémisphères Nord et Sud entre les taches de tête et les taches de queue (elles se présentent souvent par paires de polarités opposées, la tache de tête étant celle de plus forte longitude).

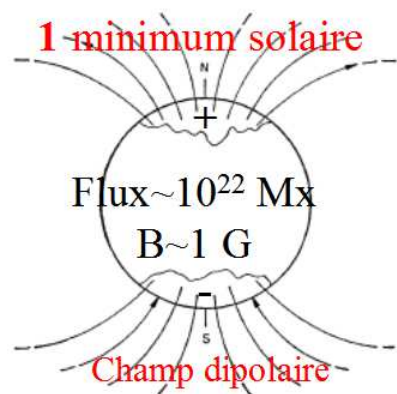


Champs magnétiques observés en Juin 2001 par l'instrument MDI sur le satellite SOHO.

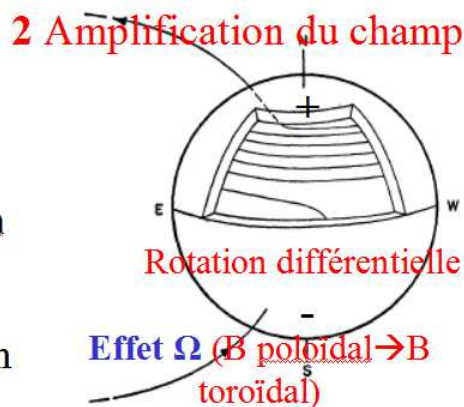
Le cycle solaire peut s'interpréter par le modèle dynamo de Babcock ci dessous.

- Au minimum solaire, le champ magnétique est approximativement celui d'un dipôle magnétique d'orientation Nord Sud (phase 1). On dit que le champ est poloïdal.
- La rotation différentielle de l'étoile, plus rapide à l'équateur qu'aux pôles (26 jours contre 31), enrôle les lignes de champ sous la surface à l'image d'une bobine, générant ainsi une composante toroïdale: c'est l'effet "oméga" lié à la rotation (phase 2).
- En phase 3, pendant la montée du cycle, les taches solaires émergent à des latitudes voisines de 30° à 40° et sont entraînées par la force de Coriolis dans un mouvement horaire (de type anticyclonique, c'est à dire lié à des hautes pressions) dans l'hémisphère Nord, et antihoraire dans l'hémisphère Sud. De ce fait, la tache de queue, dont la polarité est opposée à celle du pôle de son hémisphère, se met à migrer lentement vers les plus hautes latitudes, tandis que la tache de tête va plutôt se rapprocher de l'équateur. A ce moment se forment les protubérances des ceintures polaires surmontant une ligne séparatrice de la polarité de l'ancien cycle (celui des pôles) et de celle du nouveau cycle (nouvelles taches de queue de polarité opposée à celle de leur hémisphère).
- En phase 4, cette séparatrice dérive lentement vers les pôles et l'inversion du champ magnétique polaire se produit au maximum du cycle solaire, au moment où les taches sont les plus nombreuses. Les taches de tête continuent leur dérive vers l'équateur jusqu'à annihilation de leur champ magnétique dans la phase descendante du cycle.

L'inversion polaire se produisant à chaque maximum, le cycle magnétique dure 22 ans.

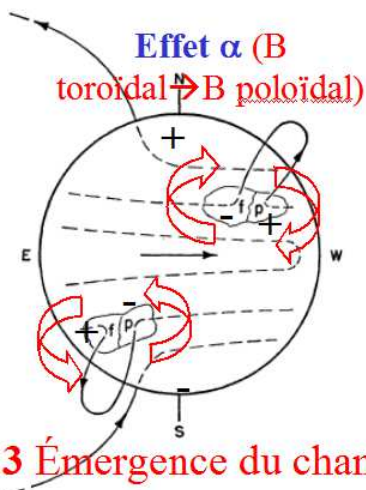


Modèle dynamo qualitatif de Babcock Leighton

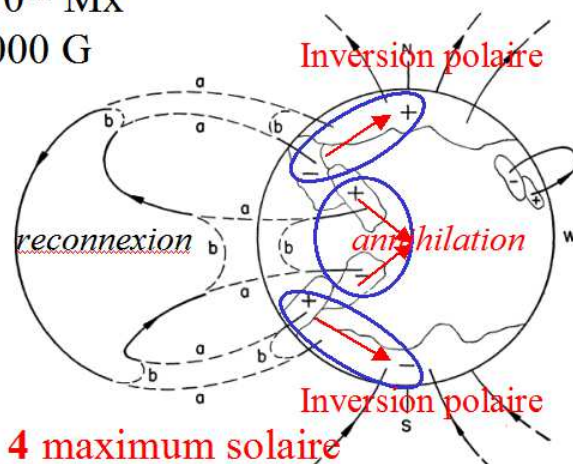


Au maximum

Flux $\sim 10^{25}$ Mx
B ~ 1000 G



← Émergence des taches et mouvements anticycloniques (horaire au N, antihoraire au S) liés à la force de Coriolis



scénario du modèle dynamo aboutissant au cycle magnétique de 22 ans.

13 - Grands observatoires solaires actuels, au sol et dans l'espace

L'observation solaire se fait aujourd'hui avec des grands instruments spécialisés équipés de dispositifs d'analyse de la lumière puissants permettant de sonder les propriétés de la matière, comme la présence de champs magnétiques. A partir de 1957, une étape majeure a été franchie avec les satellites placés en orbite terrestre observant les rayonnements ne parvenant pas au sol, et donnant accès à toute l'étendue du spectre électromagnétique, dont les rayons X et γ émis lors des éruptions et l'UltraViolet émis par la couronne.

On distingue deux types d'instruments:

- les petits instruments d'observation journalière à grand champ (soleil entier) permettant de suivre le contexte de l'activité solaire en continu grâce à des réseaux de stations réparties en longitude (réseau GONG, réseau mondial Halpha); lorsque le soleil se couche sur une station, la suivante prend le relais. Les instruments au sol observent surtout la chromosphère en H alpha et CaII K. Certains instruments spatiaux (SOHO, SDO, HINODE) observent aussi le soleil entier mais dans des longueurs d'onde complémentaires du sol: l'Ultra Violet et les rayons X (couronne solaire).

- les grands instruments d'observation sur programme spécifique à petit champ (régions actives) munis de spectrographes à très haute résolution spectrale (détails de 10 milli Angströms sur les raies), de polarimètres pour la mesure des champs magnétiques vectoriels, et d'optique adaptative (pour certains) de manière à améliorer la qualité d'image. On peut citer les tours de Kitt Peak et Sacramento Peak (USA), Big Bear (USA), THEMIS (France), GREGOR et VTT (Allemagne). Ces instruments sont dans la classe des 1 mètre avec des spectrographes de 10 mètres. La prochaine génération (DKIST américain, European Solar Telescope) après 2020 sera dans la classe des 4 mètres avec des possibilités accrues en termes de résolution spatiale et d'accès à l'infra rouge.



Observatoire international du Teide, Ile de Ténérife, Canaries, 2370 m. La France y exploite le télescope THEMIS, au centre de la photo. Ce télescope de 1 m est dédié à la mesure des champs magnétiques. A gauche de THEMIS figurent les télescopes solaires allemands. Sur l'île de la Palma, à 100 km de là, les Hollandais et les Suédois exploitent deux autres instruments modernes.



Radiohéliographe de Nançay, observant les rayonnements dans le domaine radioélectrique (ondes métriques), et Solar Dynamics Observatory (NASA), observatoire spatial en orbite géostationnaire tourné vers le soleil et observant les rayonnements UV arrêtés par l'atmosphère.

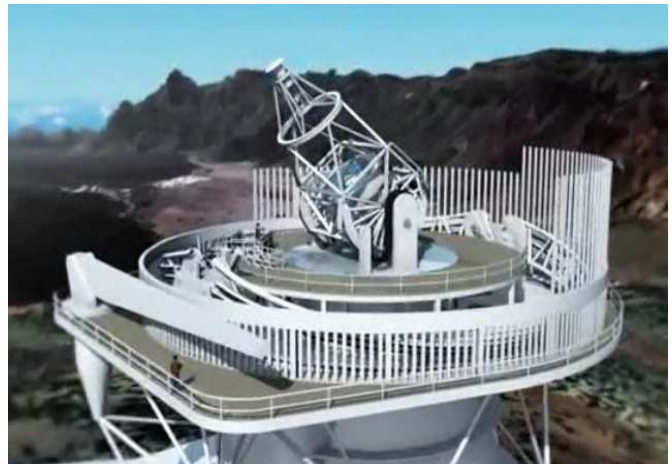
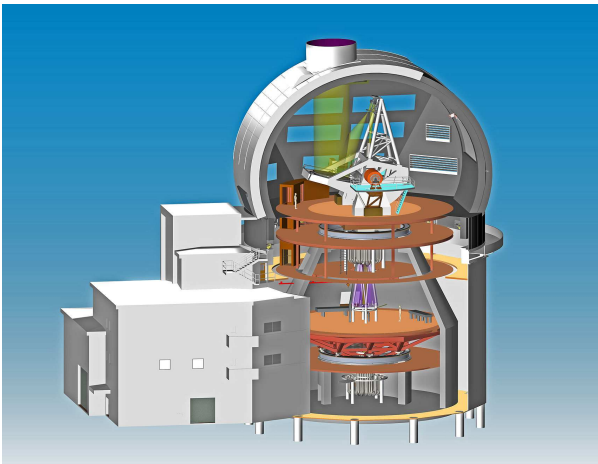


14 - Grands observatoires solaires du futur (prochaine décennie > 2020)

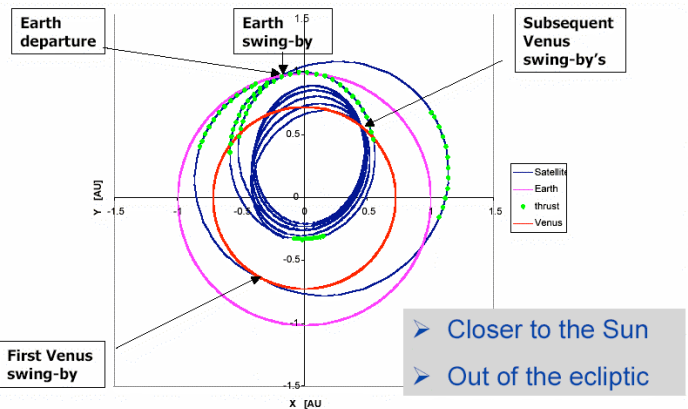
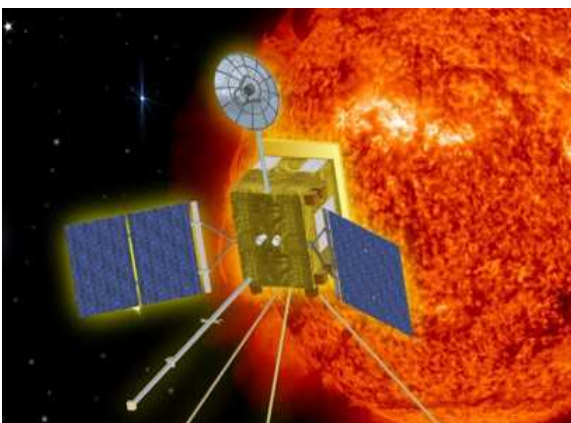
Au sol, le premier télescope de 4 m solaire en chantier est le DKIST américain. La dimension de son miroir est justifiée par la résolution spatiale souhaitée dans l'infra rouge. Le projet EST européen est en discussion et pourrait aboutir au milieu de la prochaine décennie.

Dans l'espace, Solar Orbiter observera à partir de 2021. Cet observatoire spatial européen sortira du plan de l'écliptique et se rapprochera du Soleil à 0.3 UA. Il effectuera des mesures in situ, mais aussi des observations à faible distance du Soleil, pour la première fois. SOLAR C de l'agence

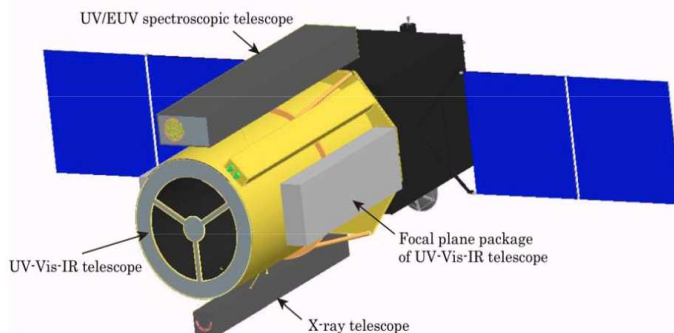
japonaise JAXA sera le plus gros télescope spatial solaire jamais construit (1.50 m); trois fois plus résolvant qu'HINODE (SOLAR B), il sera dédié à la haute résolution angulaire (résolution de 0.1"). La sonde solaire de la NASA devrait quant à elle plonger dans l'atmosphère solaire et effectuer des mesures in situ des paramètres physiques physiques jusqu'à disparaître.



Les télescopes DKIST (à gauche) américain et EST (à droite) européen, projets de télescopes solaires géants de 4 m. Ces instruments sont complémentaires en optique et en infrarouge. EST est un instrument dédié à la spectroscopie polarimétrique (mesure des champs magnétiques) à haute résolution spatiale et temporelle (optique adaptative).



Un pas de plus sera franchi avec la future mission ESA Solar Orbiter qui s'approchera pour la première fois à 0.3 UA du Soleil (0.3 fois la distance Soleil-Terre) et s'éloignera progressivement du plan de l'écliptique pour observer les pôles du Soleil.



SOLAR C (JAXA) sera le plus grand télescope solaire spatial en orbite jamais construit pour l'étude du Soleil en haute résolution spatiale (0.1", miroir de 1.5 m de diamètre). La Sonde Solaire de la NASA (à droite) devrait quant à elle réaliser une nouvelle première : plonger dans l'atmosphère solaire.

15 - L'observation du soleil et ses dangers

En raison de l'intense flux lumineux ultraviolet (UV), visible et infrarouge (IR), l'observation du Soleil présente des dangers très importants pour l'œil, qu'il convient donc de prévenir avec des moyens de filtration efficaces et certifiés. Ne pas oublier que la moitié du flux solaire est émis dans l'IR, rayonnement invisible par l'œil, mais néanmoins bien présent ! Il ne faut jamais regarder le Soleil de face sans protection oculaire, encore moins aux jumelles ou dans un instrument astronomique sans filtrage de la lumière à l'entrée de l'instrument, en pleine ouverture, (et non pas à la sortie au niveau des oculaires).

Observation à l'œil nu

Pour regarder le soleil sans risquer une brûlure de la rétine irréversible, on utilisera des lunettes d'éclipses certifiées CEE, atténuant 100 000 fois la lumière et filtrant aussi bien les rayons UV, visibles et IR. Les seuls dispositifs recommandés sont les suivants :

- les lunettes en polymère noir
- les lunettes en Mylar
- les verres de soudeur en protane de grade 14



Lunettes en polymère noir



en Mylar



Verre de soudeur de grade 14

Observation collective par projection

La projection est conseillée pour une observation collective et ne présente aucun danger pour la vue. Le « solarscope » est un petit instrument pliable en carton, peu coûteux, qui projette une image solaire de 10 cm de diamètre. Les possesseurs de lunette astronomique peuvent utiliser l'oculaire comme objectif de projection sur un écran blanc, avec une image d'excellente qualité. Néanmoins, les lunettes bon marché comportent souvent des éléments en plastique ainsi que des collages qui craignent la chaleur et ne vous mettent pas à l'abri d'une possible détérioration.



Solarscope



Projection par l'oculaire avec une lunette

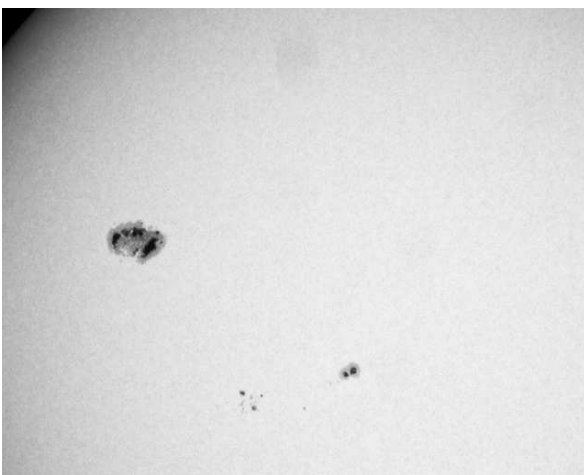
Observer les taches avec une petite lunette astronomique

L'emploi d'une petite lunette astronomique, de 60 à 100 mm d'ouverture et de rapport f/D voisin de 10, est idéale pour observer la surface solaire. L'observation à l'oculaire (ou à l'aide d'un appareil photo ou d'une webcam) imposent l'atténuation de la lumière 100 000 fois à l'aide d'un filtre pleine ouverture (lame à faces parallèles aluminée) disposé devant l'objectif de l'instrument. Tout dispositif filtrant qui serait placé au niveau de l'oculaire doit être proscrit.



*Lunette et filtre pleine ouverture transmettant 1/100 000^{ème} de la lumière
Le filtre est fixé sur l'objectif d'entrée de la lunette*

Ces filtres sont vendus dans le commerce en plusieurs diamètres et s'adaptent directement à tout instrument. Le pouvoir de résolution est proportionnel au diamètre de l'objectif, mais les conditions ordinaires d'observation diurne (turbulence atmosphérique) ne permettent que rarement d'exploiter un appareil puissant. En plaine, les plus fins détails visible sur le disque solaire dépassent rarement 1.5'', ce qui correspond à la résolution d'une lunette d'environ 100 mm. Il n'est donc pas utile de s'encombrer d'un gros instrument si on ne dispose pas d'un site privilégié. Avec une lunette de 60 ou 80 mm, on peut déjà voir les structures de la pénombre des taches solaires et les facules. Quand la turbulence est faible, l'aspect irrégulier de la photosphère trahira la présence de la granulation. Pour résoudre les granules, il faut un instrument de 200 mm et des conditions exceptionnelles.



Les taches solaires observées
avec une webcam au foyer
d'une petite lunette
astronomique

Observer la chromosphère et les protubérances en H α

Les firmes Coronado et Lunt proposent des petites lunettes de 40 mm munies d'un filtre H α dont la bande passante est inférieure à 0.1 nanomètre. Ces instruments assez coûteux permettent

l'observation des protubérances dans de bonnes conditions, des filaments et des régions actives de la chromosphère avec un contraste modéré. Si l'on dispose déjà d'une petite lunette, on peut l'équiper d'un filtre Coronado ou Lunt composé de deux éléments : le premier est un petit interféromètre de Fabry-Pérot qui se fixe uniquement en pleine ouverture, à l'aide d'un adaptateur, sur l'objectif de la lunette, qu'il diaphragmera éventuellement. Comme le Fabry-Pérot présente un spectre cannelé, il faut isoler la cannelure qui contient la raie H α à l'aide d'un filtre interférentiel étroit (1 nm): c'est le second élément qui se place devant l'oculaire.



Le filtre Fabry Pérot « pleine ouverture » de Coronado et le dispositif de filtration porte oculaire : ces deux éléments sont indissociables

Photographier le Soleil dans un instrument

On peut placer un appareil photo numérique compact derrière l'oculaire de la lunette à l'aide des adaptateurs du commerce. Avec un boîtier reflex, l'appareil sans objectif peut prendre la place de l'oculaire, à l'aide d'un adaptateur spécifique. Il est aussi possible de mettre une webcam au foyer d'une lunette à la place de l'oculaire. Il faut alors faire des rafales d'images puis sélectionner les meilleures, voire les composer pour améliorer la qualité d'image. Souvent un traitement informatique est nécessaire pour révéler les structures peu contrastées comme les filaments.

16 - Des adresses utiles ...

Observations au sol

SERVICE D'OBSERVATION DU SOLEIL

<http://solaire.obspm.fr>

B2000 de données Solaires Sol
2000 Observations systématiques
 du Soleil

<http://bass2000.obspm.fr>

 **GLOBAL HIGH-RESOLUTION
H α NETWORK**

http://swrl.njit.edu/ghn_web

Observations spatiales

SDO | Solar Dynamics Observatory

<http://sdo.gsfc.nasa.gov/>