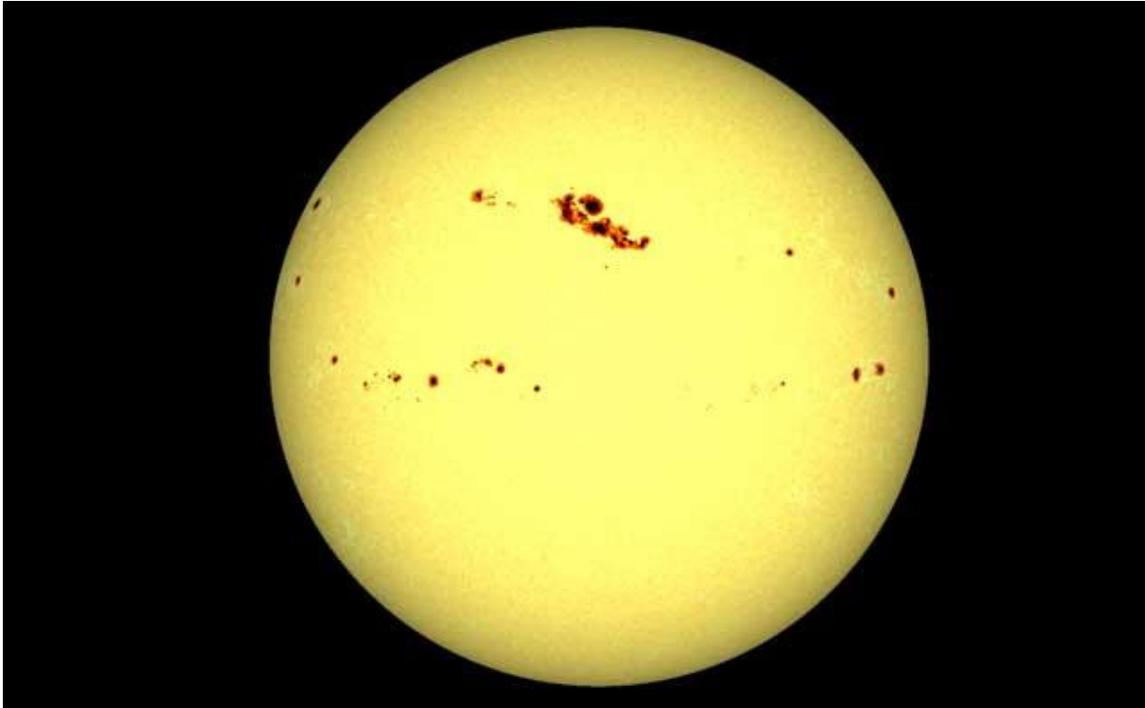


4 LE SOLEIL

Qu'est-ce qui cause ces taches à la surface du Soleil ?



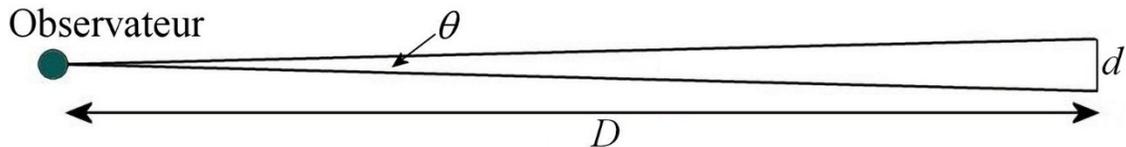
www.bbc.co.uk/science/space/solarsystem/solar_system_highlights/solar_cycle

Découvrez la réponse à cette question dans ce chapitre.

Dans ce chapitre, on va se concentrer sur les caractéristiques du Soleil qui sont directement observables. Dans le chapitre suivant, on examinera l'intérieur du Soleil, qui, évidemment, n'est pas directement observable.

4.1 LA TAILLE DU SOLEIL

On peut facilement trouver le rayon du Soleil à partir de sa taille angulaire.



Comme l'angle est petit, on peut faire comme si r était un arc de cercle. On a alors

$$\theta_{(rad)} = \frac{d}{D}$$

La taille se trouve donc avec

Diamètre à partir de la distance et du diamètre angulaire

$$d = \theta_{(rad)} D$$

Vu de la Terre, le Soleil a une largeur de $0,5328^\circ$ quand il est à une distance de 149 597 871 km. Le diamètre du Soleil est donc de

$$\begin{aligned} d &= \theta_{(rad)} D \\ &= \left(0,5328^\circ \cdot \frac{\pi rad}{180^\circ} \right) \cdot 149\,597\,871 km \\ &= 1\,391\,130 km \end{aligned}$$

En fait, la valeur exacte du diamètre est de 1 391 400 km.

Le rayon du Soleil est donc de $R_\odot = 6,957 \times 10^8 m$.

4.2 LA TEMPÉRATURE DE SURFACE

On a vu qu'un objet chaud émet du rayonnement. Les étoiles étant chaudes, elles émettent du rayonnement. C'est uniquement pour ça que les étoiles brillent : elles émettent de la lumière parce qu'elles sont chaudes.

La puissance du rayonnement émis par une étoile est donc donnée par la formule du rayonnement des objets chauds.

$$P = \sigma AT^4$$

Dans cette formule, σ est une constante valant $5,67 \times 10^{-8} \text{ W/m}^2\text{K}^4$, A est l'aire de l'objet et T est la température de l'objet (en kelvins).

Comme les étoiles sont des sphères, l'aire de l'objet est tout simplement l'aire d'une sphère, qui est $A = 4\pi r^2$. On arrive donc à la formule suivante pour la luminosité (qui est la puissance) de l'étoile.

Luminosité des étoiles

$$L = \sigma 4\pi R^2 T^4$$

Comme on connaît la luminosité et le rayon du Soleil, on peut déduire la température de sa surface avec cette formule. Avec un rayon de $6,957 \times 10^8 \text{ m}$ et une luminosité de $3,828 \times 10^{26} \text{ W}$, on calcule que la température de surface du Soleil est de

$$L = \sigma 4\pi R^2 T^4$$

$$3,828 \times 10^{26} \text{ W} = 5,67 \times 10^{-8} \frac{\text{W}}{\text{m}^2\text{K}^4} \cdot 4\pi \cdot (6,957 \times 10^8 \text{ m})^2 \cdot T^4$$

$$T = 5772 \text{ K}$$

4.3 LA ROTATION DU SOLEIL SUR LUI-MÊME

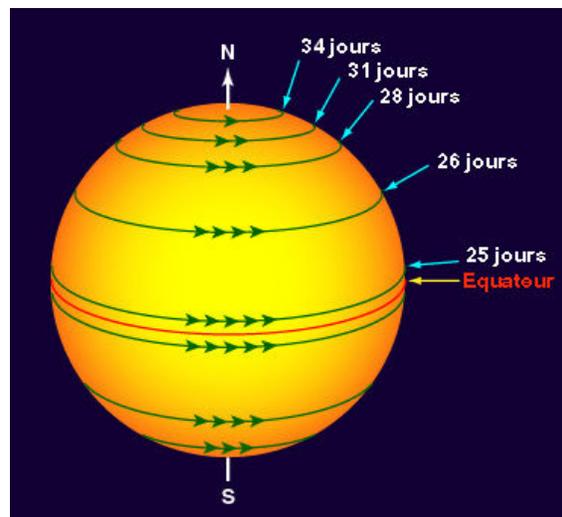
En observant le Soleil sur une longue période, on constate qu'il tourne sur lui-même. Voici un film montrant la rotation du Soleil.

<https://www.youtube.com/watch?v=OOgrY29tSAE>

On mesure que la période de rotation du Soleil sur lui-même est de 25,05 jours (à l'équateur).

En fait, le Soleil ne tourne pas au même rythme partout. Il tourne plus vite à l'équateur qu'aux pôles. Aux pôles, la période de rotation est de 34,4 jours.

Chose certaine, cela montre que le Soleil n'est pas une boule solide. La période de rotation peut être différente parce que le Soleil est une boule de gaz.

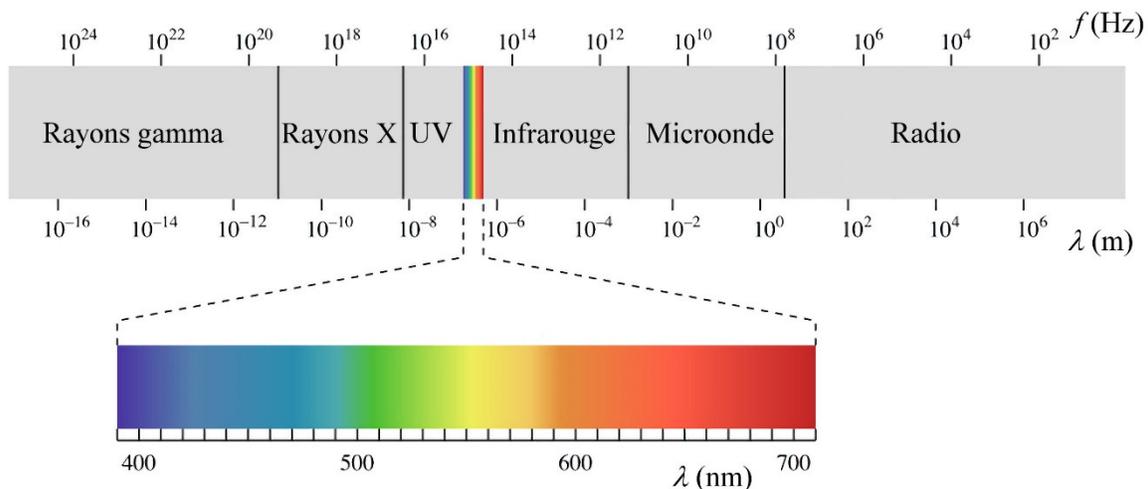


tpe1s22015.e-monsite.com/pages/les-eruption-solaires-les-emc.html

4.4 ÉTUDE DES DIFFÉRENTS TYPES DE RAYONNEMENT EN PROVENANCE DU SOLEIL

Le spectre électromagnétique

On se rappelle qu'il y a beaucoup plus que la lumière visible dans le spectre électromagnétique. Ce dernier se prolonge de chaque côté de la partie visible et une bonne partie du spectre est composée de lumière que nos yeux ne peuvent percevoir.



fr.khanacademy.org/science/physics/light-waves/introduction-to-light-waves/a/light-and-the-electromagnetic-spectrum

Images du Soleil dans différentes parties du spectre

Dans chaque région du spectre, on peut faire une image qui correspond à ce qu'on pourrait voir si nos yeux étaient sensibles à ces longueurs d'onde. Il y a des choses qu'on peut voir sur ces images qu'on ne peut pas voir avec la lumière visible.

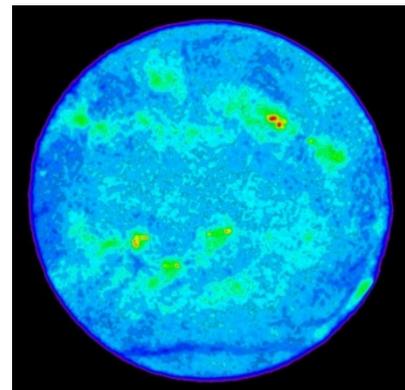
Voyons quelques exemples de ce qu'on observe à différentes longueurs d'onde.

Les ondes radio et les microondes

Ondes radio : λ de plus de 3 m.
Microonde : λ entre 1 mm et 3 m.

Voici une image du Soleil en microonde ($\lambda = 6,5$ cm).

www.cv.nrao.edu/course/astr534/Tour.html

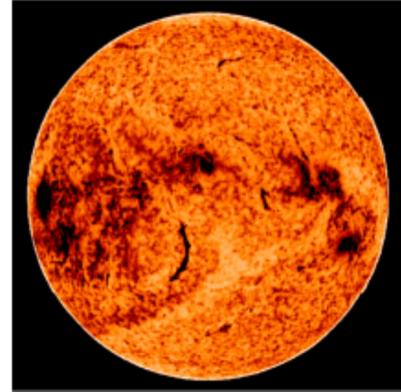


Les infrarouges

Infrarouges : λ entre 700 nm et 1 mm.

Voici une image du Soleil en infrarouge ($\lambda = 1083 \mu\text{m}$).

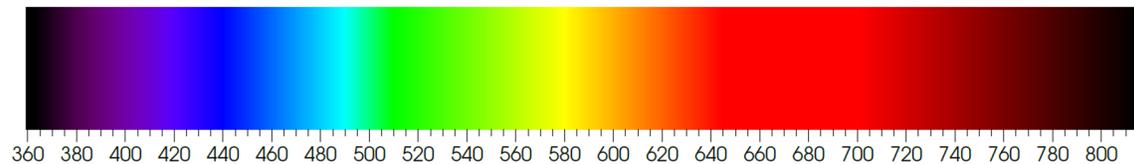
solar.physics.montana.edu/yypop/Spotlight/Today/infrared.html



Le visible

Visible : λ entre 400 nm et 700 nm.

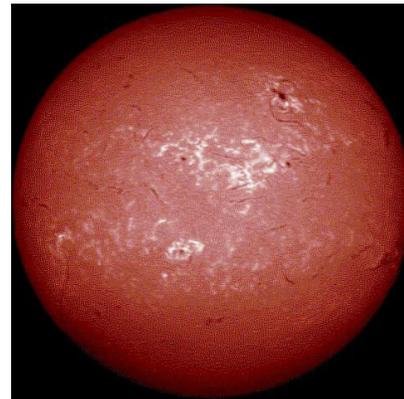
Pour le visible, chaque longueur d'onde correspond à une couleur précise. Voici une image montrant les couleurs en fonction de la longueur d'onde.



On peut faire des images du Soleil avec des filtres qui ne laisse passer qu'une toute petite partie du spectre visible.

Par exemple, voici une image obtenue avec un filtre qui laisse passer seulement de la lumière ayant une longueur tout près de 656 nm.

en.wikipedia.org/wiki/Chromosphere#/media/File:HI6563_fulldisk.jpg

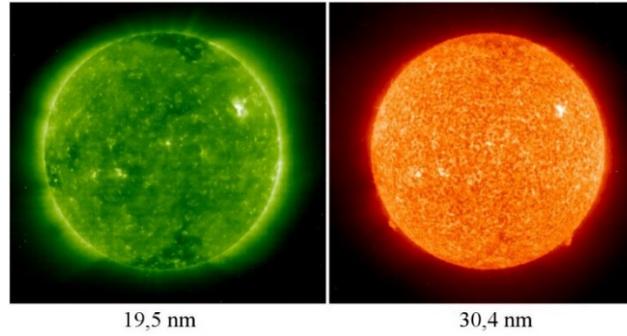


L'ultraviolet

Ultraviolet : λ entre 10 nm et 400 nm.

(Pour les longueurs d'onde inférieures au visible, les limites entre les catégories sont plus floues. Vous verrez que certaines longueurs d'onde sont dans deux catégories.)

Voici deux images du Soleil en ultraviolet.

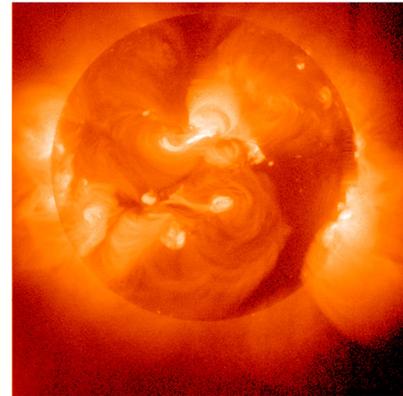


www.thesuntoday.org/the-sun-now/

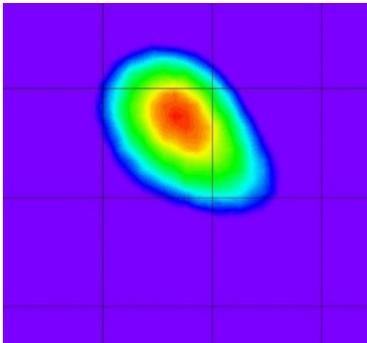
Les rayons X

Rayons X : λ entre 0,001 nm et 100 nm.

Voici une image du Soleil en rayons X ($\lambda = 1,2$ nm).



solar.physics.montana.edu/ypop/ProjectionRoom/latest_SXT.html



Les rayons gamma

Rayons gamma : λ inférieure à 0,1 nm.

Voici une image du Soleil en rayon gamma.

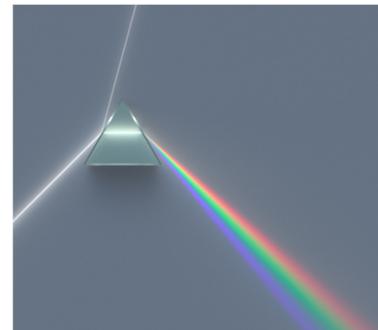
commons.wikimedia.org/wiki/File:Gamma_sun.jpg

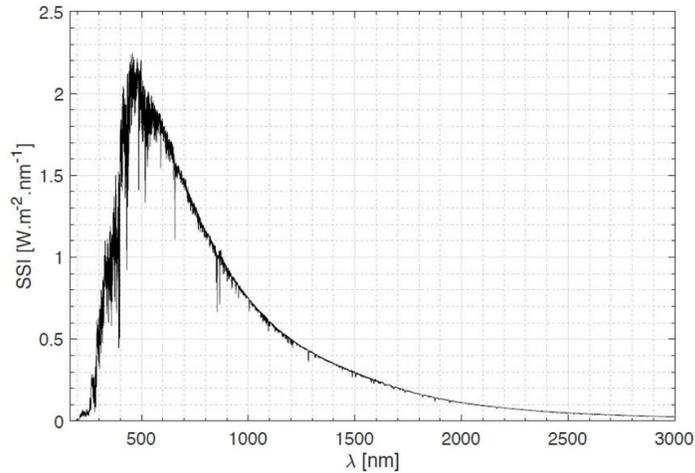
La spectroscopie

On peut étudier la lumière reçue en décomposant la lumière. Par exemple, on peut décomposer la lumière en la faisant passer dans un prisme.

En séparant ainsi la lumière, on obtient le *spectre de la lumière*. L'étude de ce spectre est la *spectroscopie*. Sur l'image, on ne voit que la lumière visible, mais on peut séparer ainsi toutes les composantes du spectre électromagnétique.

en.wikipedia.org/wiki/File:Dispersive_Prism_Illustration_by_Spigget.jpg





On peut alors mesurer l'intensité de la lumière en fonction de la longueur d'onde et tracer le graphique de l'intensité en fonction de la longueur d'onde. Voici ce graphique pour le Soleil. (C'est le graphique de l'intensité avant que la lumière traverse l'atmosphère. Si on avait le graphique de l'intensité après la traversée de l'atmosphère, on verrait que des régions entières du spectre ont été absorbées.)

dailyscience.be/02/01/2018/nouvelle-carte-didentite-pour-le-soleil/

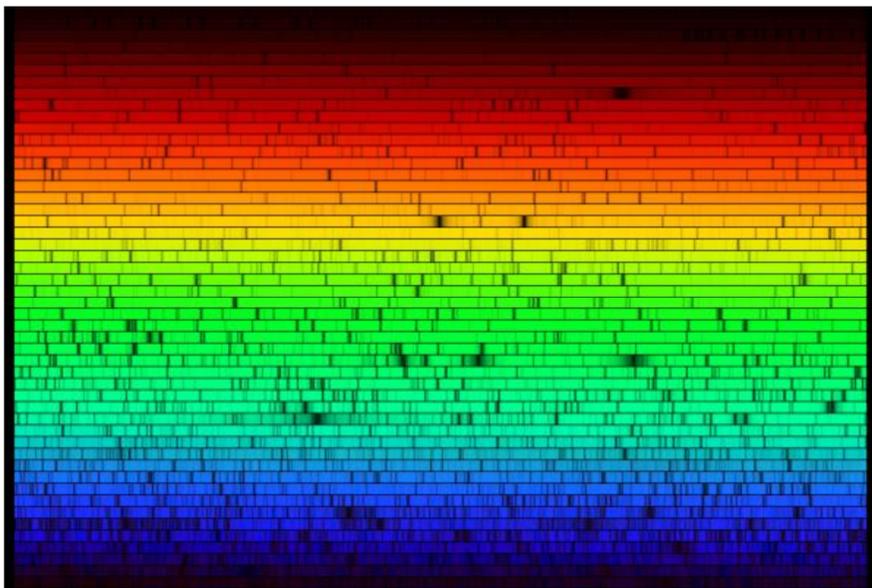
Une quantité assez impressionnante d'informations peut être obtenue à partir d'une telle décomposition de la lumière.

On peut, entre autres, déterminer la composition du Soleil.

4.5 LA COMPOSITION DU SOLEIL

Les raies d'absorption dans le spectre du Soleil

Pour comprendre comment on détermine la composition du Soleil, examinons le spectre de la lumière provenant du Soleil. On remarque qu'il y a des petites régions où il n'y a pas de lumière. Ces régions où il n'y a pas de lumière sont appelées les *raies d'absorption*.



spiff.rit.edu/classes/phys230/lectures/spectrographs/spectrographs.html

William Wollaston a été le premier, en 1802, à se rendre compte qu'il y a des raies d'absorption dans le spectre du Soleil. Dès 1814, Joseph Fraunhofer avait catalogué 475 de ces raies d'absorption dans le spectre solaire.

C'est avec la position de ces raies d'absorption que l'on peut déterminer la composition de Soleil.

Spectres d'émission et d'absorption

Le spectre d'émission

Quand on chauffe (disons à 3000 K) un gaz peu dense, il émet de la lumière. Cette lumière est cependant un peu particulière. Il n'y a que certaines longueurs d'onde très précises qui sont émises. Quand on fait le spectre de ce gaz, il n'y a que quelques lignes dans le spectre, plutôt qu'un spectre continu. Ces lignes sont les *raies spectrales*. On a alors un spectre d'émission.

Par exemple, voici le spectre d'émission du krypton.



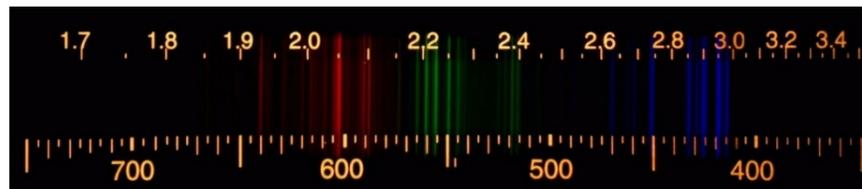
astrodave.name/

En fait, chaque élément a un spectre particulier. Les longueurs d'onde émises par chacun des éléments (évidemment sous forme de gaz) sont différentes.

Hélium



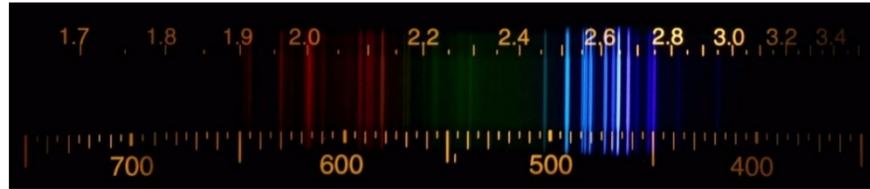
Argon



Mercure



Xénon



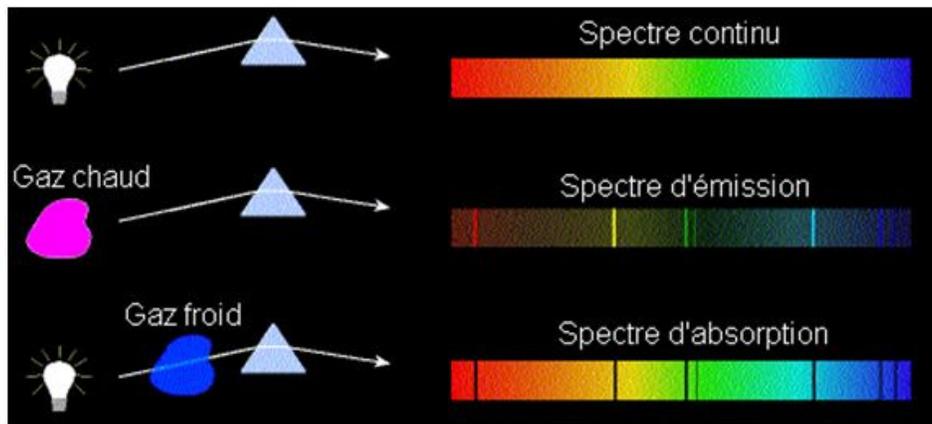
astrodave.name/

Si on a un gaz formé de plusieurs éléments, on peut trouver la composition du gaz en le chauffant et en déterminant la longueur d'onde des raies d'émission. Si on a toutes les raies d'émission de l'hélium dans notre spectre, alors il y a de l'hélium dans notre gaz.

Toutefois, on n'a pas de spectre d'émission avec le Soleil, on a un spectre d'absorption.

Le spectre d'absorption

Si on fait passer de la lumière blanche à travers un gaz peu dense, mais froid, on obtient cette fois-ci un spectre d'absorption. Le gaz absorbe les mêmes longueurs d'onde que celles émises par le gaz quand il est chaud.



physicscentral.com/experiment/askaphysicist/physics-answer.cfm?uid=20130604091958

La méthode mentionnée précédemment peut donc s'appliquer aussi au spectre d'absorption. Si on a toutes les raies d'absorption de l'hélium dans notre spectre, alors le gaz contient de l'hélium.

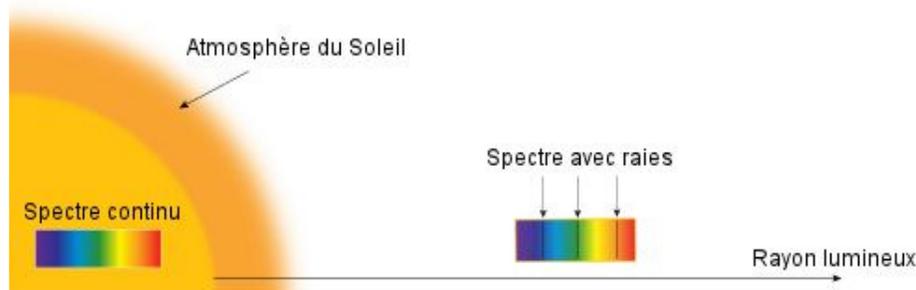
Ainsi, chaque ligne noire du spectre du Soleil est associée à un élément. Cela ne veut pas dire qu'il y a autant d'éléments différents qu'il y a de raies d'absorption puisque chaque élément est responsable de plusieurs raies. Par exemple, le fer à lui seul est à l'origine de 70 raies spectrales dans le spectre solaire.

Pourquoi obtient-on un spectre d'absorption avec le Soleil ?

La surface du Soleil étant à 5772 K, on pourrait s'attendre à ce qu'on obtienne un spectre d'émission. Mais pourquoi obtient-on un spectre d'absorption alors ?

En fait, la densité du gaz est trop élevée. Il y a donc beaucoup d'interaction entre la lumière et les atomes et cela fait complètement disparaître les raies d'émission. On obtient alors un spectre continu, sans raies d'émission ou d'absorption. La lumière émise par le Soleil est donc composée de toutes les longueurs d'onde (elle n'est pas parfaitement blanche parce qu'il n'y a pas nécessairement la même quantité de lumière de chaque couleur.).

Mais le Soleil ne se termine pas à la surface, il y a du gaz au-dessus de la surface qui forme une atmosphère. C'est quand la lumière émise à la surface du Soleil traverse la couche de gaz un peu au-dessus de la surface qu'il se forme des raies d'absorption.

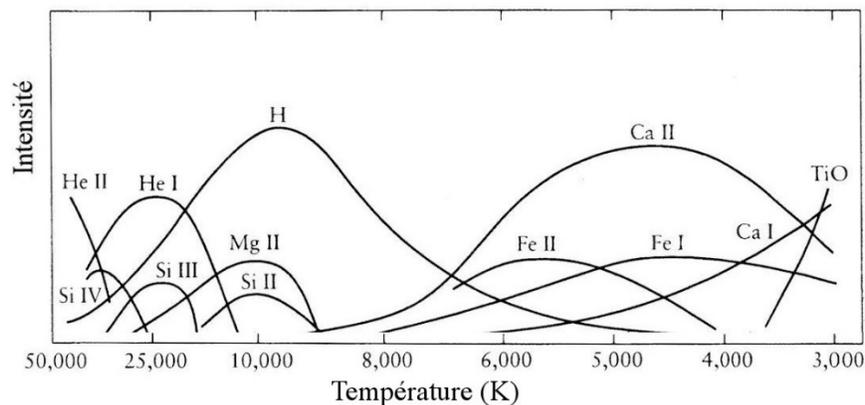


astro.unl.edu/naap/hr/hr_background1.html

Le spectre montre donc les éléments présents dans l'atmosphère. Les modèles prévoient cependant que cette couche a une composition identique à celle du Soleil, du moins pour la partie près de la surface.

L'intensité des raies spectrales

On se doute bien que l'intensité des raies dépend de la proportion d'éléments dans l'étoile. S'il y a beaucoup de fer, on s'attend à des raies d'absorption du fer très prononcées. Toutefois, l'intensité relative des raies dépend aussi de la température du gaz. Par exemple, l'intensité relative des raies d'hydrogène augmente quand on augmente la température pour atteindre un maximum à près de 9000 K. Au-delà de cette température, l'intensité des raies d'hydrogène diminue. Le graphique suivant montre l'intensité des raies de différents éléments selon la température. Remarquez le maximum d'intensité à 9000 K pour l'hydrogène.



www.astro.bas.bg/~petrov/hawley99.html

(Note : Le I après le nom de l'élément indique que l'atome n'est pas ionisé et le II indique que l'atome est ionisé 1 fois.)

Expliquons cette variation pour l'hydrogène pour illustrer pourquoi il y a de telles variations avec la température. À basse température, il n'y a pas beaucoup de photons qui ont assez d'énergie pour faire monter l'électron de niveaux dans l'hydrogène et la raie d'absorption n'est pas très intense. À mesure que la température augmente, il y a de plus en plus de photons qui ont une énergie suffisante et la raie devient de plus en plus prononcée. Au-delà de 9000 K, le pourcentage d'hydrogène ionisé devient très important. Comme un atome d'hydrogène ionisé n'a plus d'électrons, il ne peut plus y avoir de raie d'absorption. On voit alors disparaître la raie d'absorption à mesure que la température augmente parce qu'il y a de moins en moins d'hydrogène non ionisé.

Ainsi, pour déterminer la proportion des éléments dans le Soleil, il faut tenir compte de l'intensité des raies, mais aussi de la température de surface.

La composition du Soleil

La position des raies spectrales et leurs intensités nous permettent de connaître la quantité de chaque élément présent dans le Soleil. Voici ce qu'on obtient, en ordre d'importance.

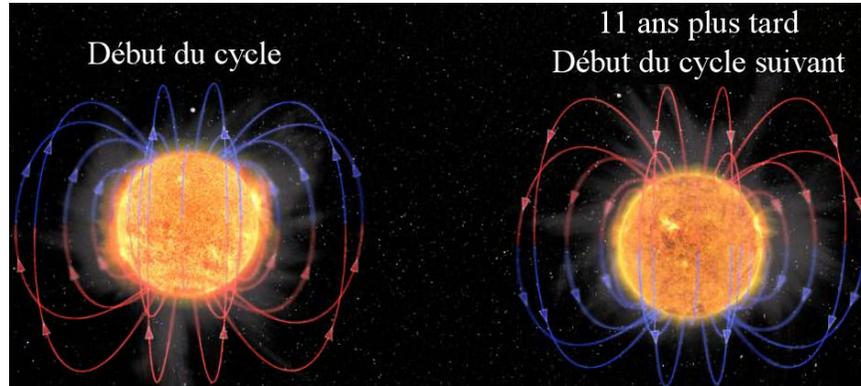
Élément	Abondance (% des atomes)	Abondance (% de la masse)
Hydrogène	91,2	71,0
Hélium	8,7	27,1
Oxygène	0,078	0,97
Carbone	0,043	0,40
Azote	0,0088	0,096
Silicium	0,0045	0,099
Magnésium	0,0038	0,076
Néon	0,0035	0,058
Fer	0,0030	0,14
Soufre	0,0015	0,040

Ce ne sont pas les seuls éléments présents puisque 67 éléments au total ont été identifiés dans le spectre solaire. Même si les proportions sont assez faibles pour beaucoup d'éléments, cela représente quand même beaucoup de matière. Ainsi, il ne semble pas y avoir beaucoup de magnésium dans le Soleil, mais cette proportion représente quand même $1,5 \times 10^{27}$ kg, soit 250 fois la masse de la Terre...

Petite note historique intéressante : Le 18 août 1866, Jules Janssen découvre, dans le spectre du Soleil, des raies d'absorption qui ne correspondaient à aucun élément connu. Il se rend compte assez vite qu'il a affaire à un élément auparavant inconnu, l'hélium (nom proposé par le Britannique Lockyer, qui vient d'*hélios*, qui veut dire Soleil en grec).

4.6 LE CHAMP MAGNÉTIQUE DU SOLEIL

Le Soleil possède un champ magnétique très puissant. Toutefois, on remarque que ce champ s'inverse tous les 11 ans (en fait, 11 ± 4 ans).



insider.si.edu/2017/07/3d-simulations-reveals-sun-flips-magnetic-field-every-11-years/

En fait, le processus est très complexe. Voici une animation qui montre les variations du champ magnétique entre janvier 1997 et décembre 2013. On voit très bien les inversions de champ.

<https://www.youtube.com/watch?v=UB17nhzVaSg>

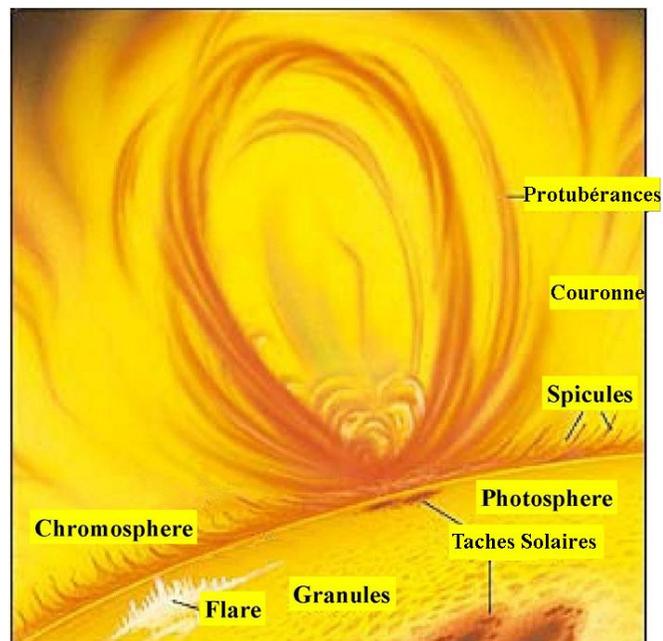
(On aura plus de détails sur l'origine de ces variations au chapitre suivant.)

4.7 LA SURFACE DU SOLEIL

Les structures présentes à la surface du Soleil

Voici tous les éléments qu'on peut observer à la surface du Soleil.

Examinons donc ces différents éléments sur cette surface à 5772 K.

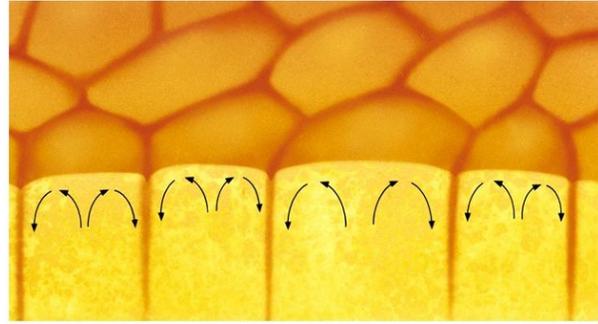


www.pas.rochester.edu/~afrank/A105/LectureVII/LectureVII.html

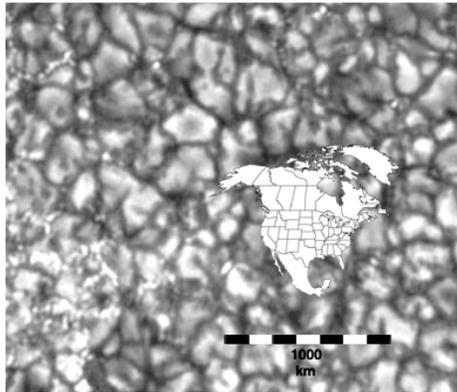
Les granules

Quand on regarde la surface du Soleil, on voit de vastes tourbillons de matière à la surface qui donne l'impression que la surface est granuleuse. On a donc donné le nom de *granules* à ces structures.

www.earthsci.org/fossils/space/sun/sun.html



Sur l'image de gauche, on a superposé l'Amérique du Nord aux granules pour bien apprécier la taille de granules. Typiquement, les granules ont un diamètre de 1500 km.



en.wikipedia.org/wiki/Convection_cell

Le vidéo suivant vous montre comment les granules se modifient avec la convection sur une période de deux heures.

<http://www.youtube.com/watch?v=O-UjQwTfjGg>

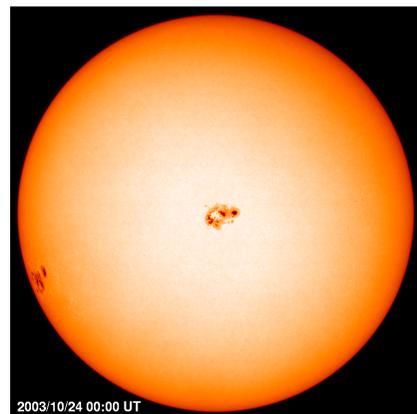
Ces observations montrent clairement qu'il y a de vastes tourbillons de matière sous la surface, donc qu'il y a une zone de convection juste sous la surface du Soleil.

Les taches solaires

Des régions un peu plus froides

On remarque qu'il y a parfois des taches noires à la surface du Soleil. Ce sont les taches solaires.

À l'œil nu, c'est impossible de voir les taches en plein jour, mais c'est possible d'en voir au lever ou au coucher du Soleil si elles sont grosses. C'est ainsi que des astronomes chinois ont pu en observer il y a environ 2000 ans. Avec l'arrivée des télescopes en 1608, on pouvait plus facilement les observer. (On ne regardait pas directement le Soleil au télescope, cela aurait brûlé l'œil de l'observateur. On projetait plutôt l'image sur un écran et on observait l'image du Soleil sur l'écran.) Parmi les premiers observateurs, on retrouve Galilée, Christian Scheiner, Johan Fabricius et Thomas Harriott.



www.urban-astronomer.com/articles/2012/solar-flares

C'est grâce aux taches qu'on a pu mesurer la période de rotation du Soleil et constater qu'elle variait avec la latitude.

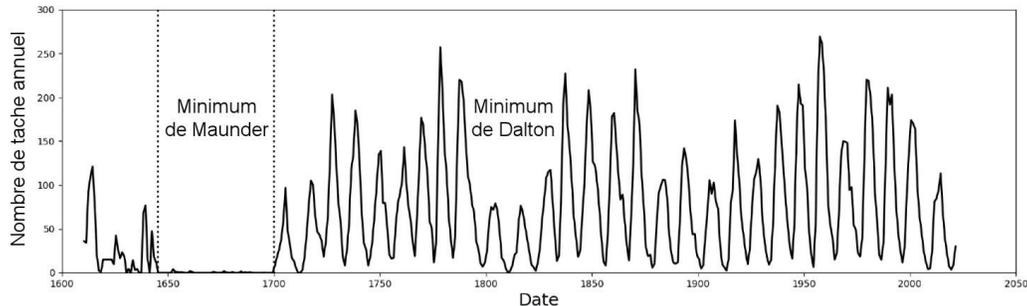
Typiquement, ces taches ont un diamètre de 25 000 km, soit deux fois le diamètre de la Terre, et ont une durée de vie d'une cinquantaine de jours.

Précisons que ces taches ne sont pas vraiment noires. Elles sont même très lumineuses. Ce sont des régions où la surface du Soleil est un peu plus froide. La température de la surface du Soleil est à 5772 K alors qu'elle descend à environ 4000 K dans les taches solaires. Selon la loi d'émission de la lumière par des corps chauds, cela veut dire que les taches sont 4 fois moins lumineuses par unité de surface que le reste de la surface du Soleil. Si elle semble noire, c'est uniquement par effet de contraste avec le reste de la surface du Soleil. Si on pouvait prendre uniquement une tache solaire, elle brillerait autant que la pleine Lune.

Les taches ayant une luminosité par unité de surface plus petite que le reste de la surface du Soleil, la luminosité du Soleil diminue quand il y a beaucoup de taches solaires. Toutefois, elle diminue d'à peine 0,1 % dans le pire des cas. Il semble toutefois que la luminosité des certaines étoiles pourrait diminuer de presque 25 % quand il y a beaucoup de taches sur ces étoiles.

Le cycle solaire

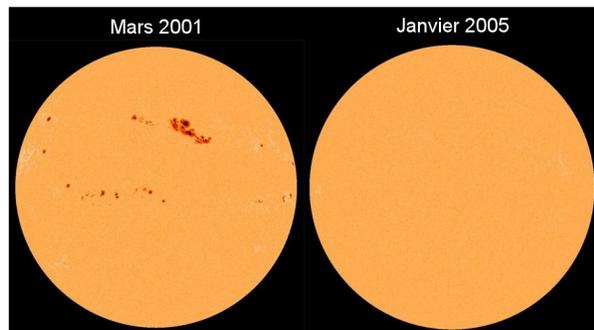
Le nombre de taches varie avec le temps. Voici un graphique donnant le nombre de taches sur le Soleil en fonction du temps.



www.solarecyclescience.com/solarcycle.html

Le nombre de taches varie en suivant le cycle de 11 ans des inversions du champ magnétique. En fait, le champ s'inverse quand on atteint le nombre maximal de taches.

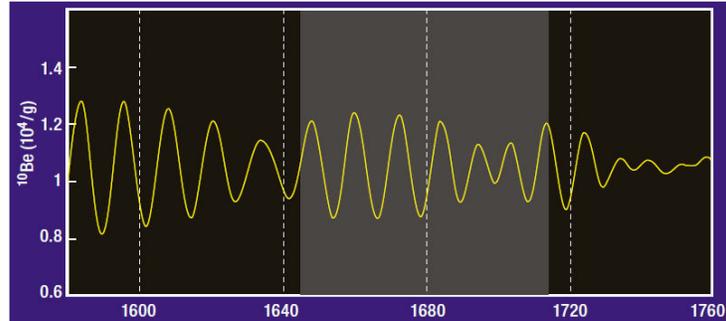
L'image de droite vous montre l'allure du Soleil lors du maximum de 2001 et en 2005, près du minimum de 2008.



spark.ucar.edu/sunspot-cycle

On remarque que le nombre maximum de taches pour chaque cycle est très variable. On constate même qu'il n'y avait pratiquement pas de taches entre 1645 et 1705. Ce minimum,

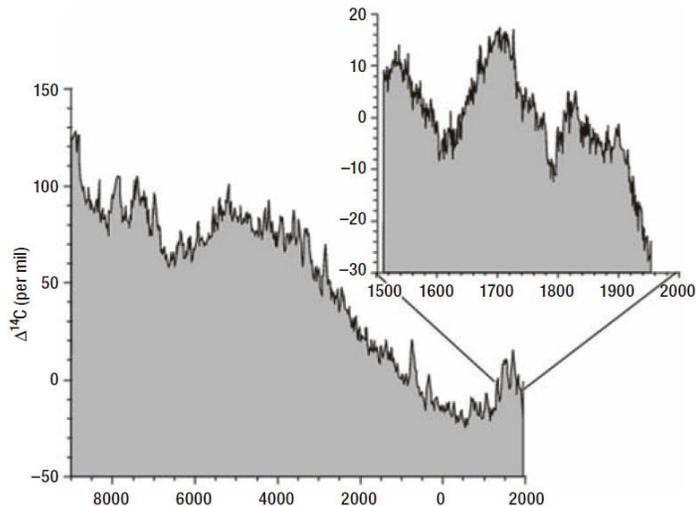
appelé minimum de Maunder, n'est pas dû à un manque d'observations. Beaucoup d'astronomes observaient le Soleil à cette époque et il n'y avait vraiment pas de taches. Même s'il n'y avait pas beaucoup d'activités à la surface du Soleil pendant ce minimum, on sait que le cycle solaire ne s'est pas arrêté durant cette période. On a vu au chapitre 1 que le champ magnétique solaire a une influence sur le flux de rayons cosmiques qui atteint la Terre et que ces rayons cosmiques sont à l'origine de certaines réactions en haute atmosphère, comme la production de béryllium 10 et de carbone 14. Comme on peut déterminer la concentration de ces éléments dans l'atmosphère dans le passé, on peut déduire leur taux de production. Le graphique de droite montre ce taux pour le béryllium 10.



academic.oup.com/astrogeo/article/45/4/4.7/1746086

Ce graphique indique clairement que le taux de production de béryllium 10 a continué de varier pendant le minimum de Maunder en suivant un cycle d'environ 11 ans, ce qui indique que le cycle solaire ne s'est pas interrompu pendant cette période.

Le graphique du taux de production du carbone 14 (à droite) montre les variations du cycle solaire sur une plus longue période. Les minimums d'activité solaire correspondent à une hausse de la production du carbone 14. On voit très bien le minimum de Maunder qui correspond à un maximum de production du carbone 14 vers l'an 1700.



academic.oup.com/astrogeo/article/45/4/4.7/1746086

On ne sait pas encore si ces variations sont cycliques ou non.

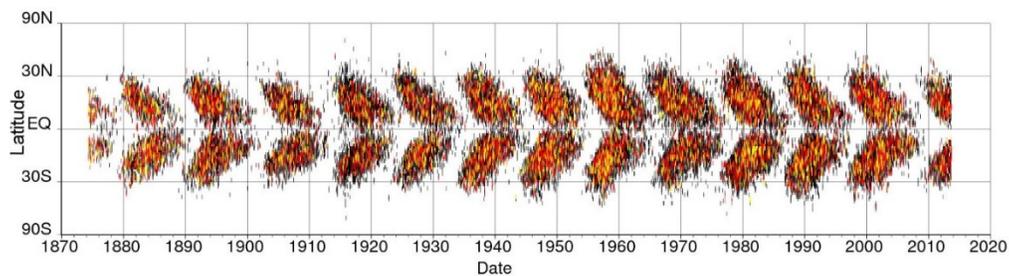
Il se pourrait qu'il y ait des cycles de longue durée dans le cycle solaire. Parmi ces cycles, il y aurait le cycle de Gleisberg (identifié en 1862) qui a une période d'environ 88 ans, le cycle de Suess-DeVries qui a une période d'environ 210 ans et le cycle de Hallstatt qui a une période de 2400 ans. Ce dernier cycle aurait atteint son minimum il y a environ 400 ans, au moment où se produisait le minimum de Maunder. Il pourrait aussi y avoir un cycle de 6000 ans.

Notez qu'il y a peut-être une corrélation entre le climat terrestre et l'activité solaire. Lors du minimum de Maunder, la température de la Terre était environ $0,5 \text{ }^\circ\text{C}$ plus basse que

maintenant (période appelée le *petit âge glaciaire*). Quand l'activité solaire était particulièrement intense entre les années 1100 et 1250, le climat était plus chaud. On cherche encore à déterminer s'il y a véritablement un lien entre l'activité solaire et les températures ou s'il s'agit simplement d'un hasard. Il se peut qu'une petite partie de la montée actuelle des températures vienne du fait que l'activité est particulièrement grande en ce moment, mais la majorité du réchauffement est provoquée par l'augmentation du taux de CO₂ dans l'atmosphère.

Position des taches

Les taches n'apparaissent pas n'importe où sur la surface du Soleil. Elles apparaissent presque toutes entre 30° de latitude nord et 30° de latitude sud, donc tout près de l'équateur. Les premières taches qui apparaissent dans un cycle apparaissent plutôt loin de l'équateur (à environ 30° de latitude). À mesure que le cycle solaire progresse, les taches apparaissent de plus en plus près de l'équateur. Le graphique suivant (appelé le *butterfly diagram*) montre la latitude des taches qui apparaissent en fonction du temps. On voit ce rapprochement vers l'équateur pour chaque cycle.

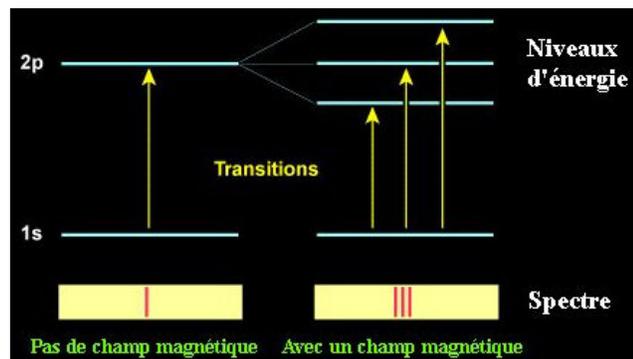


fr.wikipedia.org/wiki/Mod%C3%A8le_de_Babcock-Leighton#/media/Fichier:Sunspot_butterfly_diagram.svg

Les taches et le champ magnétique

Avec la spectroscopie, on peut mesurer que le champ magnétique est particulièrement fort dans les taches. Quand des atomes sont dans un champ magnétique, l'énergie des certains niveaux électroniques change. Par exemple, en l'absence de champ, l'énergie des trois orbitales 2p est identique dans un atome. Par contre, les trois niveaux de l'orbitale 2p n'ont plus la même énergie si on place l'atome dans un champ magnétique. Par contre, le niveau 2s n'est pas affecté.

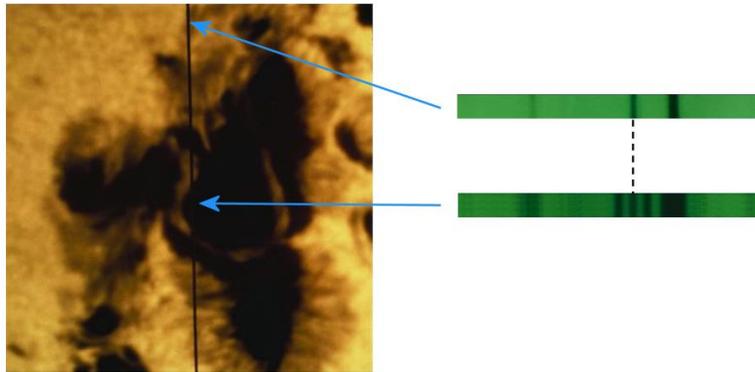
Ainsi, les transitions entre les niveaux 2s et 2p n'ont plus toutes la même énergie quand il y a un champ magnétique. Il y a maintenant 3 énergies possibles pour cette transition et on a maintenant 3 raies spectrales plutôt qu'une seule. C'est l'*effet Zeeman*, découvert par le néerlandais Pieter Zeeman en 1897.



www.asu.cas.cz/~solmag/english/zeeman.htm

Plus la séparation entre les trois raies est grande, plus le champ est fort.

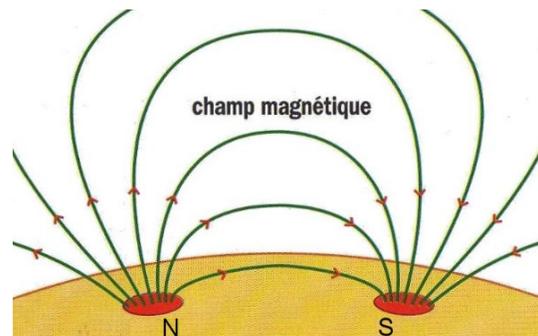
Voici ce qu'on obtient quand on fait le spectre de la lumière provenant de l'extérieur d'une tache solaire et de la lumière provenant de l'intérieur d'une tache solaire. (Sur la figure, il n'y a qu'une petite partie du spectre.)



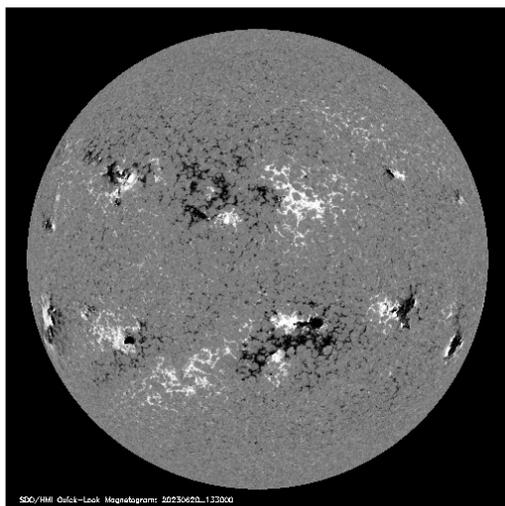
boojum.as.arizona.edu/~jill/NS102_2006/Lectures/Lecture14/surface.html

On voit bien la séparation en trois d'une des raies d'absorption, ce qui montre que le champ magnétique est beaucoup plus fort dans la tache qu'à l'extérieur. En fait, il est environ 100 fois plus fort dans les taches.

Les taches apparaissent toujours par paires : une où les lignes de champ sortent (nord) et une où les lignes de champ entrent dans le Soleil (sud). Les lignes de champ forment donc des boucles qui sortent du Soleil en allant d'une tache à une autre. Les taches correspondent aux endroits où il y a plusieurs lignes de champ qui entrent et sortent du Soleil.



tpesoleil.e-monsite.com/pages/comme-des-representations-negatives/le-soleil-tout-en-fusion.html



csep10.phys.utk.edu/astr162/lect/sun/magnetic.html

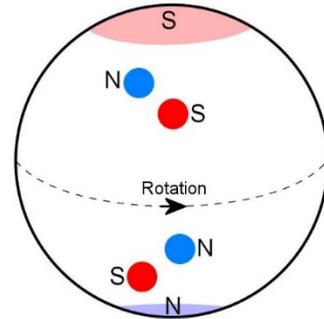
On peut même faire des images, comme celle de gauche, qui montrent la polarité des taches. (Image du 20 juin 2023.)

Les lignes sortent du Soleil aux taches blanches et entrent aux taches noires.

Vous pouvez admirer les taches et leur polarité sur le Soleil en ce moment sur ce site.
<https://soho.nascom.nasa.gov/data/realtime-images.html>
 et cliquez sur l'image de « magnetogram ».

L'inversion du champ magnétique

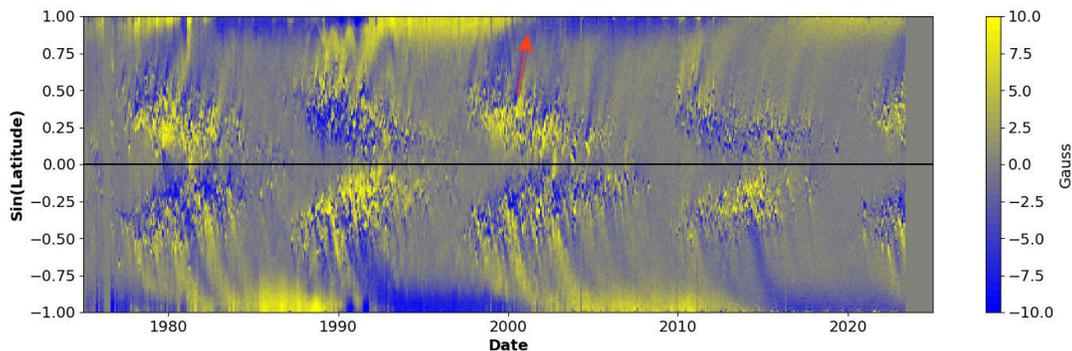
Les taches sont liées à l'inversion du champ magnétique du Soleil. Quand les taches apparaissent, la tache du devant (le devant étant la direction de rotation du Soleil) et toujours plus près de l'équateur que celle de derrière.



De plus, la tache de derrière est toujours de la polarité inverse de celle au pôle du Soleil. Par exemple, sur la figure de droite, la tache de derrière de l'hémisphère nord a une polarité nord alors que le pôle du Soleil a une polarité sud.

twitter.com/mathewjowens/status/1019541490006220800

Cette zone de polarité nord va ensuite migrer vers le pôle de l'étoile. Le diagramme suivant montre bien cette migration des taches. Prenons, par exemple, le cycle solaire aux environs de 2000. Au début du cycle, on a un nord magnétique (en jaune) au pôle nord de Soleil. On voit les taches qui apparaissent (points bleus et jaunes) et on voit que les taches qui apparaissent un peu plus loin de l'équateur (dans l'hémisphère nord) ont une polarité sud (en bleu). On voit très bien que ces points bleus migrent ensuite vers le pôle nord (flèche rouge) pour finalement faire changer la polarité au pôle de l'étoile. On voit aussi cette migration de points jaunes dans l'hémisphère sud qui fait finalement passer le pôle sud du Soleil d'une polarité magnétique sud à nord.



www.solarcyclescience.com/solarcycle.html

Pendant la migration, on ne voit pas de taches se déplacer. Les taches se dissipent au bout d'un certain temps, mais il reste quand même deux zones de champ magnétique nord et sud plus faibles et plus étendues que ce qu'on avait quand elles formaient des taches. C'est la migration des zones diffuses de champ de derrière vers les pôles qui fait inverser le champ magnétique du Soleil. Comme on peut le voir sur le graphique, l'inversion du champ se fait pratiquement au moment où il y a les plus de taches à la surface du Soleil.

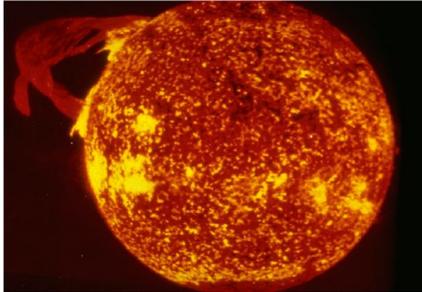
Les zones magnétiques du devant ne migrent pas vers les pôles. Elles restent près de l'équateur où elles se dissipent et finissent par s'annuler avec celle de l'autre hémisphère.

Les protubérances

Les protubérances sont des arcs de matière s'élevant au-dessus de la surface du Soleil. On a placé la Terre à la même échelle sur cette image pour qu'on saisisse bien l'immensité des protubérances.



www.abstruze.com/2013/02/



Typiquement, elles s'élèvent à 100 000 km au-dessus de la surface du Soleil. Elles peuvent même avoir une taille encore plus considérable comme le montre cette image.

hesperia.gsfc.nasa.gov/sftheory/spaceweather.htm

Ces protubérances sont associées aux boucles de champ magnétique associées aux taches. En fait, les protubérances se forment quand les boucles de champ sortent du Soleil. Quand les lignes de champ magnétique sortent du Soleil, elles entraînent aussi avec elles la matière du Soleil. La matière est entraînée par la boucle parce que quand le champ magnétique est généré dans un plasma (gaz chaud ionisé), le champ magnétique et la matière sont comme fixés l'un dans l'autre. Cela veut dire que si la matière se déplace, le champ doit suivre le déplacement de la matière. Cela veut dire aussi que si le champ se déplace, la matière doit suivre ce déplacement. Le seul déplacement de matière possible est un déplacement de la matière le long des lignes de champ magnétique.

Ainsi, quand la boucle sort du Soleil, la matière doit suivre ce mouvement, ce qui mène à la formation d'un arc de matière au-dessus de la surface. La matière se déplace ensuite le long des lignes de champ pour retourner dans le Soleil.

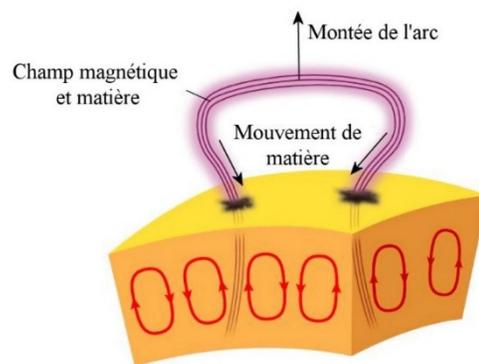
On peut très bien voir ces mouvements dans ce vidéo.

<http://www.youtube.com/watch?v=EATDvxnLXyc>

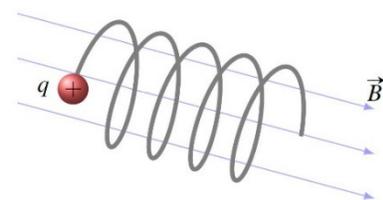
Cette protubérance a duré quelques heures.

Parfois, certaines de ces boucles sont plus grandes, ce qui génère des protubérances géantes.

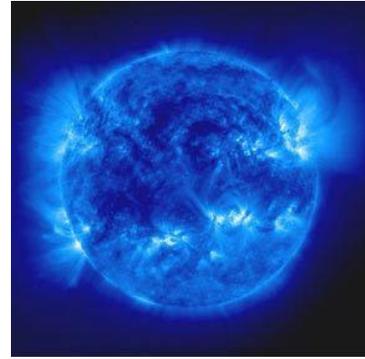
On a dit que la matière pouvait se déplacer dans la direction parallèle aux lignes de champs. Plus précisément, la matière qui se déplace parallèlement aux lignes de champ le fait en faisant un mouvement hélicoïdal, comme si la particule chargée tournait autour des lignes de champ tout en suivant les lignes.



scientificgamer.com/how-is-sunspot-formed/



Cela signifie que ces électrons qui se déplacent dans le champ accélèrent constamment. Or, des particules qui accélèrent émettent du rayonnement électromagnétique qu'on appelle *le rayonnement synchrotron*. Dans ce cas-ci, les conditions font en sorte que les électrons émettent beaucoup de rayons X. Le rayonnement X des protubérances est 1000 fois plus grand que celui émis par le reste du Soleil. On peut donc très bien voir les protubérances sur cette image en rayon X du Soleil.



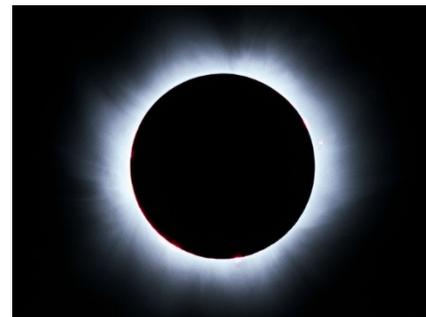
www.futura-sciences.com/magazines/espace/infos/actu/d/astonomie-soho-10-ans-observation-soleil-resultats-scientifiques-7744/

4.8 LA COURONNE

Le Soleil ne se termine pas à sa surface. La surface correspond simplement à l'endroit où le gaz composant le Soleil devient transparent. En fait, il y a encore de la matière au-dessus de la surface du Soleil, bien que sa densité soit très faible. Sa densité est d'à peine 10^5 particules/cm³, alors que la densité de l'atmosphère de la Terre est de 10^{19} particules/cm³ au niveau de la mer.

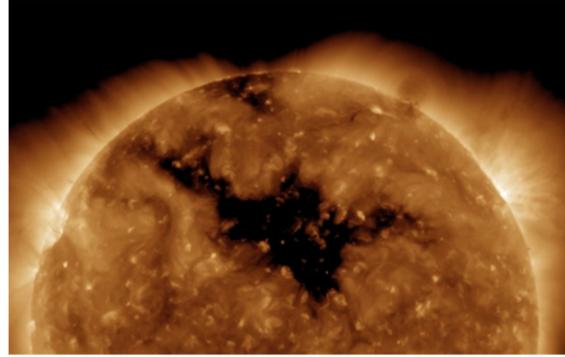
Curieusement, la température du gaz remonte quand on s'élève au-dessus de la surface du Soleil. Cette température atteint même 1 000 000 K à 10 000 km de la surface. Ce qui est encore plus incroyable, c'est qu'on ne sait pas vraiment pourquoi la température remonte ainsi. Ce pourrait être la convection qui génère des ondes dans la matière qui compose l'atmosphère du Soleil. Puisque la densité du gaz baisse en s'éloignant du Soleil, la vitesse des ondes augmente jusqu'à ce qu'elle atteigne la vitesse du son. Quand c'est le cas, cela génère une onde de choc et l'énergie de l'onde se dissipe alors en chaleur. Ce pourrait aussi être des variations de champ magnétique qui génèrent des courants électriques dans la couronne, ce qui génère de la chaleur. Ce pourrait aussi être une combinaison de plusieurs mécanismes.

Ce gaz très chaud entourant le Soleil est lumineux (comme tout objet chaud). Sa densité est par contre si faible que le rayonnement émis par ce gaz n'est pas très fort et il est masqué par la lumière provenant du Soleil. Cependant, on peut voir ce rayonnement quand le Soleil est caché par la Lune lors d'une éclipse. C'est ce gaz chaud qu'on peut voir sur cette photo d'une éclipse (à droite). Cette zone autour du Soleil s'appelle la *couronne solaire*.



La couronne a une structure assez complexe puisqu'elle est formée de gaz ionisé dont les mouvements sont fortement influencés par le champ magnétique du Soleil. Quand le champ devient plus complexe lors des maximums d'activité, la structure de la couronne devient plus complexe et on peut souvent observer des trous dans la couronne, qu'on appelle des

trous coronaux (où la densité de la couronne est environ 10 fois plus basse que pour le reste de la couronne). L'image de la couronne à droite, obtenue par des observations en rayons X, montre bien un de ces trous coronaux. De grands trous comme celui-ci n'apparaissent que quelques fois par décennies. Par contre, des trous plus petits, d'un diamètre de l'ordre de 10 000 km, apparaissent quotidiennement.



apod.nasa.gov/apod/ap100828.html

4.9 LE VENT SOLAIRE, LES ÉRUPTIONS SOLAIRES ET LES ÉJECTIONS DE MASSE

Le vent solaire

Le Soleil perd constamment des particules (noyaux atomiques et électrons). Ces particules s'éloignent du Soleil en formant le *vent solaire*.

Ces particules proviennent en bonne partie de la couronne. La température élevée de la couronne fait en sorte que les électrons et une petite partie des noyaux atomiques ont des vitesses supérieures à la vitesse de libération. Comme les électrons peuvent s'échapper plus facilement que les noyaux, la couronne devient positive et l'extérieur de la couronne devient négatif. Cela génère un champ électrique qui accélère les noyaux atomiques vers l'extérieur ce qui fait en sorte que les protons ont finalement une vitesse de 300 à 500 km/s quand ils arrivent à quelques rayons solaires du Soleil. C'est la composante lente du vent solaire. Évidemment, la configuration du champ magnétique influence fortement le mouvement de ces particules chargées près du Soleil et il y a encore beaucoup de débats concernant les détails du mécanisme d'émission.

Parfois, une composante rapide, dans laquelle les particules ont des vitesses d'environ 750 km/s (à quelques rayons solaires du Soleil), s'ajoute au vent solaire (énergie de 10^3 eV environ). On a cette composante quand la configuration du champ magnétique du Soleil dans la couronne permet, à certains endroits, au gaz chaud de la photosphère, de s'échapper dans l'espace (ce sont les trous coronaux).

Entre 1 et 2 millions de tonnes de gaz s'échappent ainsi du Soleil chaque seconde. En 8 heures, le Soleil perd une masse de gaz équivalente à toute l'atmosphère de la Terre. Ça semble beaucoup, mais cela ne représente que 2×10^{-14} masse solaire par année. Le Soleil n'a perdu ainsi qu'une fraction négligeable de sa masse depuis qu'il est devenu une étoile il y a 4,6 milliards d'années.

La Terre est continuellement bombardée par ces particules en provenance du Soleil. On reçoit alors un gaz peu dense (densité qui varie entre 0,4 et 80 ions par cm^3) formé de particules se déplaçant à des vitesses variant entre 300 km/s et 700 km/s.

Vous pouvez voir sur ce site la vitesse actuelle du vent solaire qui arrive sur Terre.

<http://www.swpc.noaa.gov/products/real-time-solar-wind>

Les particules du vent solaire n'ont pas assez d'énergie pour traverser le champ magnétique terrestre. La plupart des particules sont simplement déviées et contournent la Terre. Quelques-unes deviennent prisonnières du champ dans les ceintures de Van Allen mentionnées au chapitre 1. Elles peuvent seulement frapper l'atmosphère aux pôles magnétiques en suivant les lignes de champ. Quand le vent solaire augmente, la quantité de particules qui arrive aux pôles peut être assez grande pour qu'on observe des aurores.

Les champs magnétiques et les plasmas sont figés ensemble. Ainsi quand le vent solaire arrive à la Terre, le champ de la Terre ne peut pas pénétrer le vent solaire. L'interaction entre les particules du vent solaire et le champ de la Terre déforme donc le champ magnétique de la Terre. Cela comprime le champ de côté du Soleil et l'étire du côté opposé au Soleil.

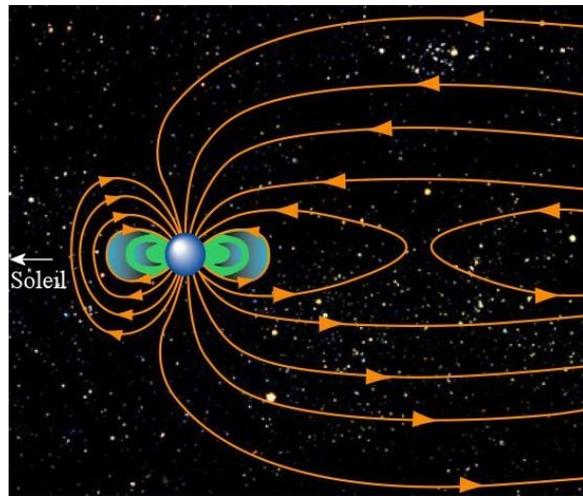


image.gsfc.nasa.gov/poetry/educator/Earth1012.html

Le vent solaire constitue également une autre protection contre les rayons cosmiques puisque les rayons cosmiques doivent se battre contre le vent solaire pour arriver jusqu'à la Terre. 90 % des rayons cosmiques sont ainsi bloqués par le vent solaire. En fait, le vent solaire forme une bulle de protection contre les rayons cosmiques qui s'étend jusqu'à une distance de presque 100 UA. Cependant, cela fait en sorte que les variations du vent solaire font varier la quantité de rayons cosmiques qui arrive sur Terre. Si le vent diminue, la protection offerte par le vent diminue et plus de rayons cosmiques peuvent atteindre la Terre. Notez que le champ magnétique du Soleil influence la trajectoire des rayons cosmiques qui arrivent. Le flux de rayons cosmiques qui atteint la Terre varie donc avec le cycle de 11 ans du champ magnétique solaire.

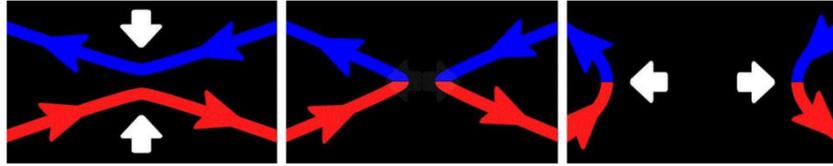
Les éruptions solaires et les éjections de masse

Les processus à l'origine des éruptions solaires et des éjections de masse coronales sont extrêmement compliqués et ils ne sont pas entièrement compris. Ils sont liés à des configurations très complexes du champ magnétique à la surface du Soleil. On présente ici une version simplifiée de ces phénomènes.

La reconnexion du champ magnétique

Quand le champ magnétique a une configuration très complexe, il arrive que des régions ayant des champs magnétiques dans des directions opposées s’approchent beaucoup l’une de l’autre. Dans un plasma, il est possible que la configuration du champ change en reconnectant les lignes de champ.

sci.esa.int/web/cluster/-/36452-reconnecting-magnetic-field-lines

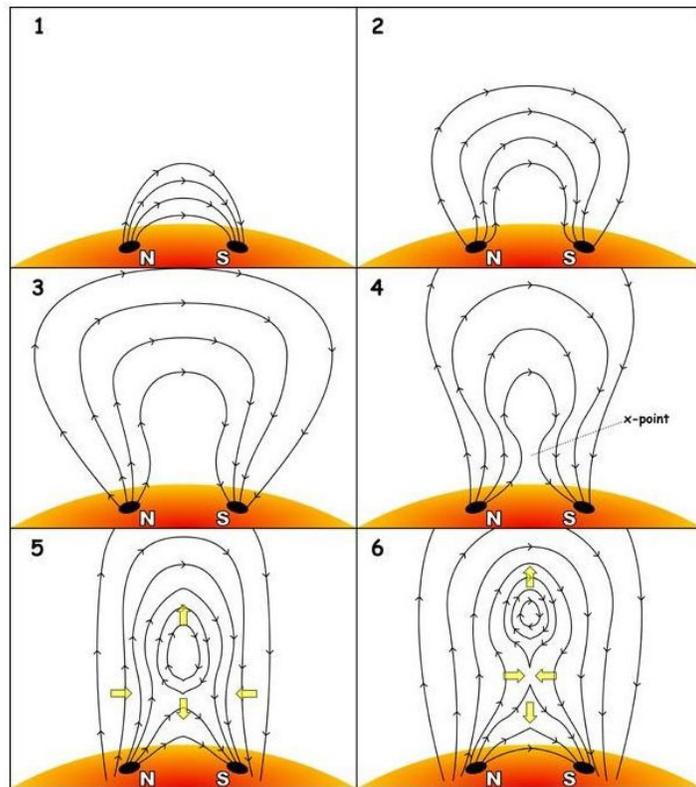


Ce processus de reconnexion est à l’origine de plusieurs phénomènes observés sur le Soleil.

Les éruptions

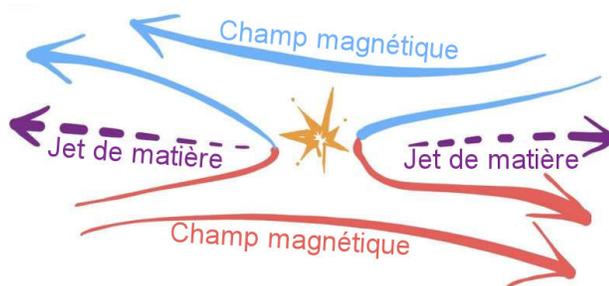
Le processus s’enclenche quand une boucle de champ magnétique s’élève au-dessus de la surface du Soleil. Le champ va alors se déformer comme illustré sur la figure de droite.

On voit qu’il y a eu une reconnexion du champ qui se fait à l’endroit indiqué par « x-point » sur la figure 4.



www.astro.wisc.edu/~clinch/

Les équations de l’électromagnétisme indiquent qu’il doit y avoir un champ électrique quand cette reconnexion se produit. Ce champ électrique dans le plasma propulse alors les particules chargées dans les directions montrées sur la figure de droite.



phys.org/news/2022-04-theory-mystery-fast-magnetic-reconnection.html

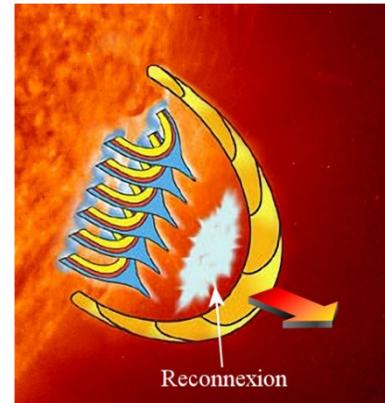
Les vitesses des particules chargées projetées peuvent parfois atteindre des vitesses très près de la vitesse de la lumière. Ces particules interagissent alors avec le plasma environnant, provoquant une augmentation de température (10 à 20 millions de kelvins) et l'émission de divers types de radiation, allant des ondes radio aux rayons gamma. Cette augmentation soudaine de la radiation émise par le Soleil est une *éruption solaire*. L'énergie totale de ces éruptions, qui durent quelques minutes, est typiquement de 10^{20} joules, mais elle peut parfois atteindre 10^{25} joules. (Notez que cette énergie représente environ toute l'énergie reçue sur Terre en provenance du Soleil pendant 1 an.) Ces éruptions se produisent quelques fois par jour durant les maximums d'activité solaire et environ 1 fois par semaine durant les minimums d'activité solaire.

Les éjections de masse

Quand il y a reconnexion du champ, dans une boucle qui monte, il se forme alors un genre de bulle magnétique ayant la forme d'un croissant. La reconnexion fait en sorte que cette bulle subit une poussée qui la force à s'éloigner du Soleil.

Parfois, la bulle de champ magnétique parvient à s'échapper du Soleil avec de la matière piégée à l'intérieur. On a alors une *éjection de masse coronale* (CME pour *Coronal Mass Ejection*). Typiquement, 10^{13} kg de matière est éjecté à 500 km/s, pour une énergie totale de 10^{24} joules. Pendant les périodes d'activité maximale, il peut y avoir de telles éjections quelques fois par jour. Voici un bon exemple d'éjection de masse coronale.

http://www.youtube.com/watch?v=6_SzVp2LtgI



http://web.cfa.harvard.edu/~namurphy/Lectures/Ay253_2016_11_MagneticReconnection.pdf

En s'éloignant, la bulle crée une onde de choc dans la couronne. Cette onde de choc peut accélérer des protons (ou autres noyaux atomiques ionisés). Ces protons émis par le Soleil sont les SPE (*solar proton events* ou *solar particle events*). Les champs magnétique et électrique de la bulle permettent aux protons de surfer dans l'onde de choc jusqu'à atteindre des énergies qui peuvent être 10^7 fois plus grandes que celle des protons du vent solaire (jusqu'à 2×10^{10} eV pour les événements extrêmes). L'accélération des particules génère aussi des ondes radio, qu'on détecte. La plupart de ces protons n'ont pas l'énergie nécessaire pour traverser le champ magnétique terrestre (sauf pour les plus énergétiques). Quelques-uns viendront frapper l'atmosphère aux pôles magnétiques.

L'interaction avec la Terre avec les éjections de masse

Quand la Terre est frappée par une telle bulle de champ magnétique contenant de la matière, le champ magnétique de l'éjection interagit avec le champ magnétique de la Terre et le perturbe. Voici une animation de cette interaction.

<http://www.youtube.com/watch?v=tBC98KovJyk>

On a alors une tempête magnétique. Les effets sont plus importants si le champ magnétique éjecté a une polarité opposée au champ magnétique terrestre.

En plus de l'arrivée de plusieurs particules, les variations de champ peuvent mener à la libération massive de particules chargées jusque-là prisonnière du champ magnétique terrestre. Elles peuvent aussi mener à des reconnexion dans le champ magnétique terrestre qui généreront des particules chargées à haute vitesse. Les particules libérées et les particules accélérées peuvent alors suivre les lignes de champ magnétique terrestre pour aller frapper l'atmosphère aux pôles. Cela donnera d'importantes aurores. (Dans le dernier clip, on peut voir ces particules libérées qui viennent frapper l'atmosphère aux pôles et générer des aurores.)

Comme les variations de champ magnétique sont accompagnées de champs électriques, les tempêtes magnétiques peuvent provoquer la formation de courants électriques dans les réseaux électriques. Le 13 mars 1989, une telle éruption a tellement perturbé le champ magnétique de la Terre que tout le réseau électrique du Québec est tombé en panne. Pratiquement tout le Québec fut privé d'électricité pendant plus de 9 heures.

La tempête magnétique solaire des 1 et 2 septembre 1859 fut particulièrement intense (on l'appelle le *Carrington event*). On pouvait voir des aurores jusque dans les Caraïbes et on pouvait lire dehors la nuit à la lumière des aurores dans le nord-est des États-Unis. Il n'y avait pas de réseaux électriques à cette époque, mais plusieurs réseaux télégraphiques tombèrent en panne. Une tempête de cette ampleur ferait d'énormes dommages aujourd'hui (et cela va arriver un jour...) Comme les éjections de masse prennent quelques jours pour arriver sur Terre, on aura peut-être le temps de se préparer un peu.

L'arrivée massive de particules en haute atmosphère augmente la production d'oxyde d'azote. En mesurant la quantité de ces oxydes d'azote dans les bulles d'air prisonnières des glaces aux pôles, on peut déterminer que la tempête 1859 a été la plus importante des 500 dernières années.

On a vu au chapitre 1 que les particules qui frappent la haute atmosphère peuvent également transformer l'azote 14 en carbone 14 . Une augmentation de la quantité de carbone 14 à une époque (qu'on peut aussi mesurer avec les bulles d'air prisonnières des glaces) peut être une indication qu'il y a eu une arrivée massive de particules. Il y a eu une telle augmentation il y a 10 000 ans. Comme il ne semble pas y avoir de cause à cette arrivée massive à l'extérieur du Système solaire, ces particules proviendraient du Soleil. Ce pourrait être une éruption 100 fois plus grande que celle de 1859. En même temps, il y a eu un léger refroidissement du climat, le Dryas récent qui a mené à une petite période d'extinction. On sait qu'une augmentation des réactions en haute atmosphère peut détruire la couche d'ozone et entraîner une extinction, mais on ne sait pas vraiment à quel point elle peut modifier le climat. Difficile donc de dire s'il y a un lien entre une éruption massive et le climat de l'époque.

Mentionnons finalement que si un astronaute se fait surprendre par une éjection de masse coronale, les effets sur sa santé pourraient être catastrophiques.

RÉSUMÉ DES ÉQUATIONS

Diamètre à partir de la distance et du diamètre angulaire

$$d = \theta_{(rad)} D$$

Luminosité des étoiles

$$L = \sigma 4\pi R^2 T^4$$

EXERCICES

4.1 La taille du Soleil

1. Sur sa planète Amos, Stromgoll mesure que la largeur angulaire de son soleil est de $1,2^\circ$. La distance entre le soleil et Amos est de 100 millions de km.
 - a) Quel est le rayon du soleil dans le ciel d'Amos (en km) ?
 - b) Ce rayon correspond à combien de fois le rayon de notre Soleil ?



www.musicjinni.com/eR5A8ye_k8K/RBO-Stromgol-Chez-Ra%C3%ABl.html

2. Sachant que la distance entre Mars et le Soleil est de 1,523 UA, quelle est la largeur angulaire du Soleil dans le ciel de Mars ?

4.2 La température de surface

3. Sur sa planète Amos, Stromgoll mesure que l'intensité (bolométrique) du rayonnement reçu de son soleil est de 2000 W/m^2 . Le soleil a un diamètre de 1 million de km et la distance entre Amos et le soleil est de 100 millions de km.
 - a) Quelle est la luminosité du soleil dans le ciel d'Amos ?
 - b) Cette luminosité correspond à combien de fois la luminosité de notre Soleil ?
 - c) Quelle est la température de surface de son étoile ?
4. Dans un peu plus de 6 milliards d'années, le Soleil aura une luminosité deux fois plus grande qu'en ce moment et sa température de surface de 6500 K.
 - a) Quelle sera alors la largeur angulaire du Soleil dans le ciel de la Terre (en degrés), en supposant que la distance entre la Terre et le Soleil soit encore de 1 UA ?
 - b) Cette largeur correspond à combien de fois la largeur actuelle du Soleil (qui est de $0,53^\circ$) ?

4.3 La rotation du Soleil

5. La période de rotation du Soleil à l'équateur est de 25,05 jours alors qu'elle est de 25,38 jours à une latitude de 16° . Combien faut-il de temps pour que l'équateur fasse exactement un tour de plus que la matière à 16° de latitude ?

4.5 La composition du Soleil

6. Dans une étoile, 91 % des atomes sont des atomes d'hydrogène, 8 % sont des atomes d'hélium et 0,5 % sont des atomes de carbone et 0,5 % sont des atomes d'oxygène. Quelle est la composition de cette étoile en pourcentage de masse ?
7. Sur sa planète Amos, Stromgoll fait le spectre de son étoile. Il obtient le spectre suivant.



Voici les spectres de quelques éléments.

Hydrogène



Hélium



Calcium



Sodium



Déterminez quel élément génère les raies d'absorption suivante.



(Vos réponses devraient être : *hydrogène*, *hélium*, *calcium*, *sodium* ou *aucun de ces gaz*.)

4.7 La surface du Soleil

8. On dit qu'une tache solaire seule brillerait autant que la pleine Lune. C'est ce que nous allons vérifier ici. Partons avec une tache solaire ayant un diamètre de 25 000 km et une température de 4000 K.

a) Quelle est la luminosité de la tache selon la loi de Stephan-Boltzmann ?

$$L = \sigma AT^4$$

b) Quelle est l'intensité lumineuse de la tache vue de la Terre (qui est à une distance de 150 000 000 km) ? (On suppose que la source est isotrope.)

c) Quelle est la magnitude bolométrique de la tache ?

d) Est-ce vrai qu'elle brille autant que la pleine Lune, qui a une magnitude de -12,7 ?

4.9 Éruptions solaires, éjections de masse et vent solaire

9. Quelle est l'énergie cinétique émise chaque seconde par le Soleil par le vent solaire ? (Prenez 500 km/s pour la vitesse du vent solaire et 1 million de tonnes par seconde comme masse perdue par le Soleil.)

RÉPONSES

4.1 La taille du Soleil

1. a) 1,047 millions de km b) 1,505 fois celui de notre Soleil
2. 0,35°

4.2 La température de surface

3. a) $2,513 \times 10^{26}$ W b) 0,656 c) 6129 K
4. a) 0,594° b) 1,14

4.3 La rotation du Soleil

5. 1927 jours

4.4 La composition du Soleil

6. H : 66,4 % He : 23,4 % C : 4,4 % O 5,8 %
7. a) Calcium b) Hydrogène c) Sodium d) Aucun

4.7 La surface du Soleil

8. a) $7,125 \times 10^{21}$ W b) $0,0252$ W/m² c) -15 d) oui, elle est même 8 fois plus brillante.

4.9 Éruptions solaires, éjections de masse et vent solaire

9. $1,25 \times 10^{20}$ J