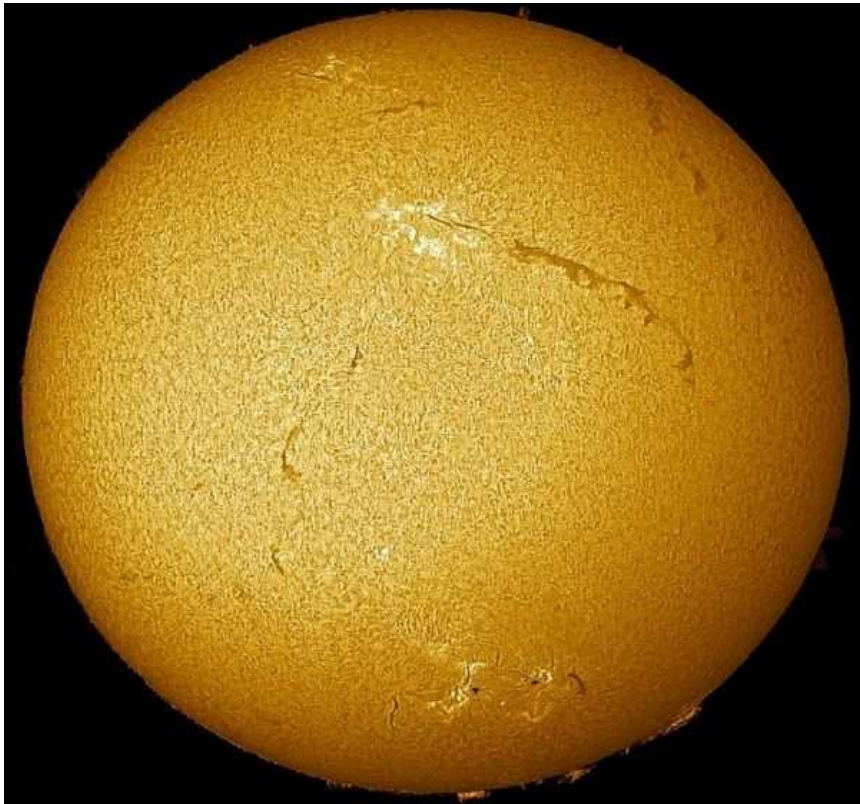
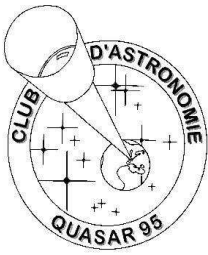


LE SOLEIL





LE SOLEIL

Sommaire :

A - Naissance du Soleil	3
A.1 - Le nuage de gaz et de poussières primordial	3
A.2 - L'effondrement du nuage	3
A.3 - Le protosoleil	4
A.4 - La naissance proprement dite	5
B - Les réactions thermonucléaires	6
B.1 - Comment ça marche ?	6
B.2 - Fusion de deux protons	6
B.3 - Le cycle p-p	7
B.4 - Durée de vie et perte de matière du Soleil	7
C - La séquence principale	8
D - L'équilibre hydrostatique	9
E - Description et caractéristiques du Soleil	10
E.1 - Quelques caractéristiques du Soleil d'aujourd'hui	10
E.2 - Composition interne du Soleil	10
E.2.1 - Le cœur	10
E.2.2 - La zone radiative	11
E.2.3 - La zone convective	11
E.2.4 - La composition chimique	11
E.3 - Les couches externes	12
E.3.1 - La photosphère	12
E.3.2 - La chromosphère	12
E.3.3 - La couronne	12
F - L'observation du Soleil	13
F.1 - Quoi voir ?	13
F.1.1 - Le bord net	13
F.1.2 - L'assombrissement des bords	13
F.1.3 - Les granules	13
F.1.4 - Les taches solaires	14
F.1.5 - Les facules	14
F.1.6 - Les protubérances	14
F.2 - Les instruments d'observation du Soleil	15
F.2.1 - A l'œil nu	15
F.2.2 - Le coronographe	15
F.2.3 - Le filtre H α	15
G - L'avenir du Soleil	15
G.1 - La phase géante rouge	15
G.2 - Le flash de l'hélium	16
G.3 - Les instabilités	16
G.4 - La phase nébuleuse planétaire	16
G.5 - La naine blanche	17

Notre Soleil nous chauffe depuis toujours, de mémoire d'homme. Comment en est-on arrivé là ? Et pourquoi ? Comment marche le Soleil, où va-t-il ? Se lèvera-t-il tous les matins jusqu'à la fin des temps ? Quel est son avenir ?

Voilà des questions longtemps restées sans réponses. Les progrès énormes en astrophysique et en physique des particules permettent d'élaborer des scénarios qui tentent d'y répondre. Restant modestes sur leurs connaissances, les spécialistes ont tout de même de bons arguments pour avancer ce que je vais tenter d'exposer simplement dans les lignes qui suivent.

La question du « pourquoi » (pourquoi le Soleil et les planètes plutôt que rien ?) n'est pas du ressort de la science, mais plutôt des religions ou des croyances. Chacun a, ou n'a pas, une réponse au pourquoi...

A - Naissance du Soleil

A.1 - Le nuage de gaz et de poussières primordial

Il y a 4,56 milliards d'années, existait dans la Galaxie un nuage de gaz et de poussières à peu près stable, c'est-à-dire en équilibre gravitationnel. Par ci, par là, on notait bien des différences de densité, mais rien qui ne compromette l'équilibre de l'ensemble.

Ce nuage était composé d'un peu moins de 75% d'hydrogène, et d'un peu moins de 25% d'hélium en masse. C'est à peu près la composition de l'Univers après le Big-Bang. En nombre d'atomes, cela représente 92,1% d'hydrogène et 7,8% d'hélium.

Le 0,1% restant représente les atomes plus lourds comme l'azote, le carbone, l'oxygène, le silicium, les métaux... Ce sont les résidus des explosions de supernovas depuis la naissance de la Galaxie qui l'ont « enrichie ». Enrichie est bien le terme qui convient, car nous sommes faits de ce 0,1% et d'hydrogène !

La température du nuage est de l'ordre de 10 à 20 K, soit -260°C environ. Sa densité est très faible, autour de mille atomes par centimètre-cube. C'est 10^{17} fois plus dilué que l'air sur Terre au niveau de la mer. Par comparaison, le vide interstellaire contient environ 3 atomes par mètre-cube.

Ces chiffres de densité et de température sont obtenus en faisant l'hypothèse que les nuages que l'on observe aujourd'hui dans le ciel sont de même nature que ceux qui ont donné naissance à notre étoile.

La masse d'un nuage est comprise entre 100 000 et plusieurs millions de fois la masse du Soleil. Le Soleil pèse 2.10^{30} kg !!, et contient environ 10^{60} noyaux d'atomes.

A.2 - L'effondrement du nuage

Un évènement extraordinaire a fait rompre l'équilibre du nuage primordial. Cela peut être l'explosion d'une supernova proche, qui a provoqué une onde de choc ayant elle-même engendré des compressions à l'intérieur du nuage. C'est peut-être aussi la sortie ou l'entrée dans un bras de la Galaxie, région de plus forte densité.

Toujours est-il que le nuage primordial s'est mis à s'effondrer sur lui-même. Au-delà d'une certaine masse, le nuage (de nature fractale) va se fractionner pour former plusieurs dizaines, plusieurs centaines ou plusieurs milliers de nuages plus petits. Chacune des fractions contient toute la matière nécessaire à la production de l'étoile et de ses planètes, satellites et autres objets liés. L'effondrement est accompagné d'un mouvement de rotation du nuage sur lui-même.

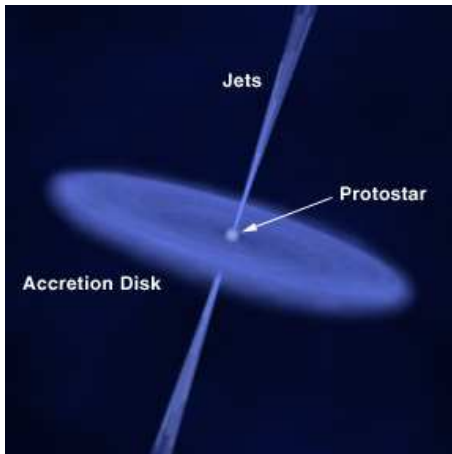
Un groupe d'étoiles nées récemment d'un même nuage est un amas ouvert. Au cours de leur vie, chacune de ces étoiles va suivre un destin différent, et l'amas ouvert va se diluer jusqu'à disparaître. C'est le cas des Pléiades dont certaines étoiles conservent encore une partie de leur cocon d'origine.

Nébuleuse d'Orion



A.3 - Le protosoleil

La physique nous apprend qu'un objet en rotation comme notre nuage, en diminuant de taille, va augmenter sa vitesse de rotation. De plus, sa pression augmente, et par voie de conséquence, sa température. Dans cette phase, le Soleil est encore entouré de son nuage de gaz, c'est son centre qui s'effondre. L'énergie de la protoétoile est due à l'énergie gravitationnelle de l'effondrement de la matière vers le centre de gravité de l'ensemble.



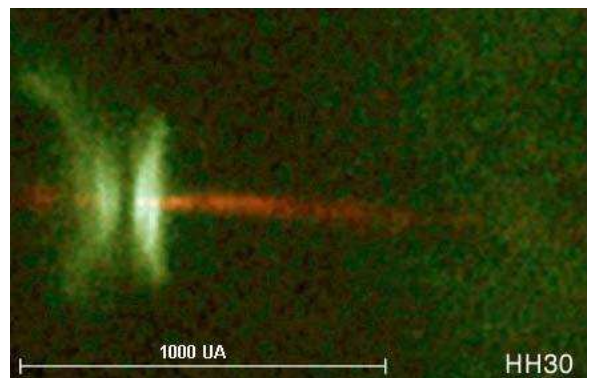
L'étoile brille de façon erratique.

Elle est entourée de son cocon de gaz et de poussières, possède un disque d'accrétion qui tourne autour du centre, éjecté de l'équateur par la force centrifuge.

Ce disque est en équilibre entre les forces centrifuges qui tendent à l'éloigner du centre, et la gravité qui tend à l'y ramener.

De la matière est éjectée de la protoétoile sous forme de jets perpendiculaires au disque.

Ces jets de matières sont très importants, car ils sont responsables de l'évacuation du moment angulaire de l'étoile qui, sinon, tournerait trop vite et serait déchiquetée par la force centrifuge.



A ce stade, l'étoile n'est visible qu'à travers son cocon de gaz et de poussières, en infrarouge. C'est un « globule de BOK ». La taille du cocon peut atteindre 20 fois celle du système solaire.



Lorsque la plus grande partie du cocon a été éjectée, l'étoile s'est suffisamment échauffée pour émettre en rayonnement X.

L'énergie de la protoétoile provient de la gravité, et non des réactions nucléaires comme dans le cas d'une « vraie » étoile.

A.4 - La naissance proprement dite

Vers 15 millions de degrés au centre, les réactions nucléaires s'enclenchent. L'étoile se met à briller de tous ses feux, en éjectant son cocon. Mais pas complètement. Ce qui reste formera des planètes... et nous.

Cette phase d'accrétion, jusqu'au déclenchement des réactions nucléaires (que l'on peut appeler la gestation du Soleil) a duré environ 40 millions d'années, ce qui est très court au regard de l'âge actuel du Soleil (4,55 milliards d'années).

Le schéma suivant résume les différents stades de la genèse du Soleil.



1. Nuage primordial
2. Effondrement du nuage
3. Protoétoile
4. Déclenchement des réactions nucléaires
5. Étoile

Aujourd'hui, le Soleil coule des jours paisibles en comparaison de sa prime jeunesse, ou de ce qui l'attend à la fin de sa vie.

Il est situé entre les bras d'Orion et de Persée. C'est l'une des quelques 200 milliards d'étoiles que compte notre Galaxie.

Sa distance au centre est d'environ 28 000 al, et il tourne autour à la vitesse de 216 km/s. Un tour lui prend 245 millions d'années, et depuis sa naissance il y a 4,55 milliards d'années, il a accompli 18 tours entiers et plus de la moitié du 19^{ème}.



Vu de la Terre, le point vers lequel le Soleil semble se diriger par rapport aux étoiles proches s'appelle l'**APEX**. Ce point est situé dans la constellation d'Hercule. Le Soleil s'y dirige à une vitesse d'environ 20 km/s.

B - Les réactions thermonucléaires

C'est donc l'effondrement du nuage qui provoque l'échauffement de la future étoile.

A 10/15 millions de degrés, démarrent des réactions nucléaires au cœur de l'étoile nouvellement née. Elles sont dites thermonucléaires, car une température élevée est nécessaire pour les démarrer.

Les réactions nucléaires sont celles qui vont concerner le noyau des atomes. Ceux-ci étant très stables d'une façon générale, les réactions qui modifient la configuration des noyaux mettent en jeu des quantités importantes d'énergie.

Nous connaissons deux types de réactions nucléaires : la fission et la fusion.

Dans les réactions de **fission**, de gros noyaux, comme celui de l'Uranium, sont cassés en plus petits morceaux sous l'action d'une particule incidente comme un neutron très énergétique. C'est ce qui se passe dans les centrales nucléaires et dans les bombes atomiques.

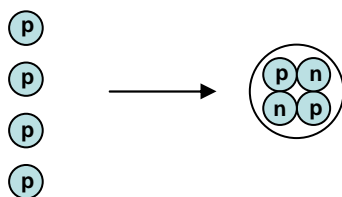
La fission peut aussi être naturelle, le noyau lourd se cassant spontanément. C'est la radioactivité naturelle. Les proportions des éléments radioactifs naturels varient avec le temps. Cette propriété est utilisée pour dater le milieu étudié. On a ainsi pu dater la Terre et le Soleil. On connaît également la datation au ^{14}C .

Dans les réactions de **fusion** au contraire, on utilise de petits noyaux pour en construire de plus gros. C'est ce que fait le Soleil.

B.1 - Comment ça marche ?

Le Soleil est constitué en majorité d'hydrogène (env. 75 % en masse) et d'hélium (env. 25 % en masse). Le noyau de l'atome d'hydrogène est constitué d'un seul et unique proton, celui de l'hélium contient deux protons et deux neutrons.

La réaction consiste à fusionner 4 noyaux d'hydrogène pour donner un noyau d'hélium. Au passage, deux des protons devront être transformés en neutrons.



Si l'on mesure la masse de 4 noyaux d'hydrogène, et la masse d'un noyau d'hélium, on s'aperçoit que le compte n'y est pas. Le noyau d'hélium est moins lourd que la somme de 4 noyaux d'hydrogène. La différence est transformée en énergie selon la fameuse formule d'Einstein : $E = mc^2$.

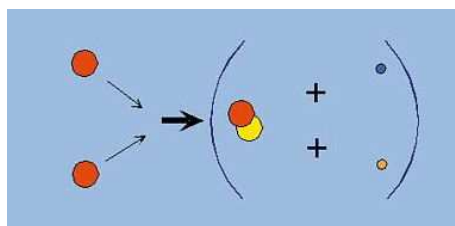
Dans cette formule, la différence de masse est multipliée par le carré de la vitesse de la lumière (environ 300 000 000 m/s au carré !). Le résultat donne une énergie colossale, et explique à lui seul la luminosité du Soleil, et sa durée de vie.

B.2 - Fusion de deux protons

Cette description est très schématique, et la réalité est bien plus complexe et fait intervenir une foule d'entités nucléaires. Voyons d'un peu plus près la réaction qui démarre le processus.

La fusion se décompose en plusieurs stades complexes, dont le premier est la formation d'un noyau de deutérium, assemblage d'un neutron et d'un proton.

Et dans un tout premier temps, il faut faire s'approcher de très près deux noyaux d'hydrogène, autrement dit deux protons, pour qu'ils fusionnent.



Etant chargés électriquement positivement, ils se repoussent naturellement. Il faut donc une force suffisante pour vaincre cette répulsion et amener les protons à se rapprocher jusqu'à une distance de l'ordre de leur rayon. Lorsqu'on y parvient, les **forces nucléaires fortes** entrent en jeu et assurent la cohérence du nouvel

élément créé, comme elles assurent la cohérence de tous les noyaux de la création. Les forces nucléaires fortes lient les neutrons et les protons entre eux, à condition d'être très proches les uns des autres.

On obtient l'énergie suffisante en augmentant l'énergie cinétique des protons (leur vitesse), en élevant leur température jusqu'à 10 à 15 millions de degrés.

Mais à cette température, la vitesse moyenne des particules est insuffisante pour obtenir l'énergie nécessaire à la fusion de tous les protons (il faut pour cela une température de 100 millions de degrés). A 15 millions de degrés, la plupart des protons qui entrent en collisions sont simplement déviés de leur trajectoire.

Seules quelques particules possèdent la vitesse (et donc l'énergie) nécessaire à la fusion. En fait, un proton sur 100 millions y parvient. C'est très peu, mais si l'on compare à la totalité des noyaux présents dans le Soleil, environ 10^{60} , le nombre de collisions engendrant une fusion est énorme...

Ce n'est pas tout. Pour que deux protons donnent un noyau de deutérium, encore faut-il que l'un des protons se transforme en un neutron dans le voisinage immédiat du proton avec lequel il va fusionner. La durée pendant laquelle la désintégration doit se produire est de 10^{-21} seconde. La transformation d'un proton en neutron produit un positron, un neutrino et de l'énergie.

Ces deux événements (énergie suffisante pour fusionner, et transformation d'un proton en neutron pendant l'approche) sont extrêmement rares. Une seule collision sur 10^{20} donnera un noyau de deutérium. Statistiquement, un proton pris au hasard, fusionnera avec un autre proton tous les 10 milliards d'années. Mais sur la masse totale du Soleil, ces collisions sont très nombreuses.

B.3 - Le cycle p-p

Les autres stades conduisant à l'hélium sont plus faciles et plus rapides. Le stade le plus lent après la fusion de deux protons, est la fusion de deux noyaux d'hélium 3. C'est le dernier stade qui fournira le noyau d'hélium 4, stable. Cette dernière réaction a une chance tous les millions d'années de se produire. C'est encore beaucoup plus fréquent que la première.

La première phase de formation du deutérium transforme donc un proton en neutron, en libérant un positron (antiparticule de l'électron, chargée positivement), un neutrino, et une partie de l'énergie totale de la réaction sous forme de rayons gamma. Nous reparlerons du neutrino par la suite.

Les réactions nucléaires du cœur du Soleil peuvent grossièrement se résumer à :



H est le noyau d'hydrogène (proton)

He est le noyau d'hélium (2 neutrons et 2 protons)

e^+ est un positron (électron chargé positivement)

v est un neutrino

γ est un photon qui transporte l'énergie gigantesque fournie par la réaction.

J'ai décrit la chaîne de réactions qui se produit en majorité dans notre Soleil. C'est le cycle p-p, pour proton-proton. Ce n'est pas la seule chaîne. D'autres existent (comme le cycle CNO), mais se font à des températures plus élevées et plus rapidement, majoritairement dans des étoiles plus chaudes.

Plus la température du cœur d'une étoile est élevée, plus les collisions p-p seront nombreuses, plus les réactions thermonucléaires seront rapides (et plus le cycle CNO sera favorisé). Une étoile massive a un cœur chaud, et épuise rapidement son combustible. Une étoile massive vit moins longtemps qu'une étoile de type solaire.

B.4 - Durée de vie et perte de matière du Soleil

Chaque seconde, le Soleil consomme 700 millions de tonnes d'hydrogène. Sachant que seulement 15% de l'hydrogène va brûler dans le cœur, que le Soleil contient 75% d'hydrogène, et que la masse totale du Soleil est de $2 \cdot 10^{30}$ kg, on peut estimer la durée de vie du Soleil à :

$$\frac{2 \cdot 10^{30} \times 0,75 \times 0,15}{700 \cdot 10^9 \times 3600 \times 24 \times 365,25} \approx 10 \text{ milliards d'années}$$

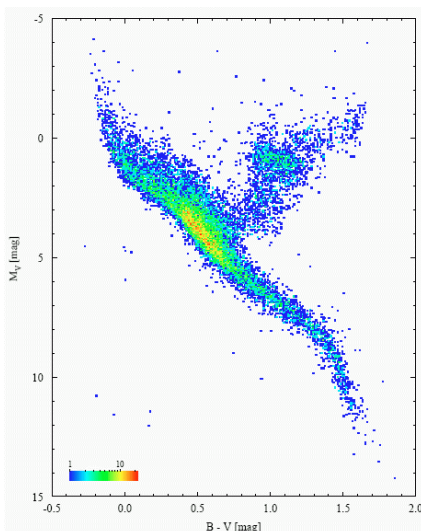
Cette consommation d'hydrogène se traduit par la formation de 695 millions de tonnes d'hélium par seconde, et une perte de masse du Soleil de 5 millions de tonnes par seconde, sous forme d'énergie ($E = mc^2$). Cela représente une perte de masse négligeable, dû aux réactions nucléaires (environ de 0,008 % de sa masse perdu en 1 milliard d'années). A noter que le Soleil perd également de la matière à partir de sa surface sous forme de vent solaire.

C - La séquence principale

La plus grande partie de la vie du Soleil est occupée par la consommation de l'hydrogène dans son cœur. Les réactions nucléaires sont à l'origine de l'énergie qu'il dissipe. Dans cette phase, la luminosité d'une étoile est approximativement proportionnelle à sa température. Plus une étoile est chaude, plus elle brille.

Le diagramme HR (en hommage à Ejnar Hertzsprung et Henry Russel) montre la relation entre la luminosité et la température des étoiles. Loin d'être aléatoire, la répartition des étoiles dans ce diagramme définit des zones correspondant à des stades différents de la vie d'une étoile.

Voici à titre d'exemple le diagramme HR des 118 000 étoiles proches mesurées par le satellite Hipparcos :



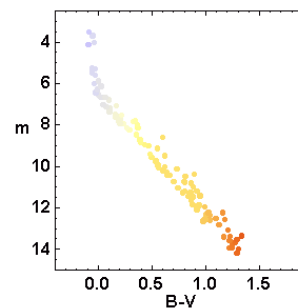
En ordonnée apparaît la luminosité, décrite ici par la magnitude, et en abscisse la température, représentée ici par une différence de magnitude dans deux longueurs d'ondes différentes, appelée aussi « indice de couleur » (on aurait aussi bien pu choisir de représenter la classe spectrale des étoiles, représentatives aussi de leur température).

Les étoiles proches sont globalement regroupées dans une zone oblique qui traverse la diagonale haut-gauche, bas-droite du diagramme. Cette zone s'appelle la « séquence principale ».

Ce sont les étoiles qui consomment leur hydrogène en formant de l'hélium. C'est la « **Population I** ».

Dans cette zone, les étoiles chaudes sont lumineuses (partie haut-gauche). Les étoiles moins chaudes sont aussi moins lumineuses (partie bas-droite)

Le schéma de droite est le diagramme HR de l'amas des pléiades. Il est constitué d'étoiles jeunes de population I. Aucun individu dans la zone des géantes.



La branche perpendiculaire à la séquence principale est la branche des géantes. Ces étoiles ont épuisé leur combustible hydrogène. Elles ne répondent plus aux lois qui régissent la relation entre la température et la luminosité de la séquence principale. C'est la « **Population II** » des étoiles en fin de vie.

Le Soleil est actuellement, et encore pour environ 5 milliards d'années, sur la séquence principale. Quand l'hydrogène sera consommé, il quittera cette zone pour rejoindre celle des géantes rouges.

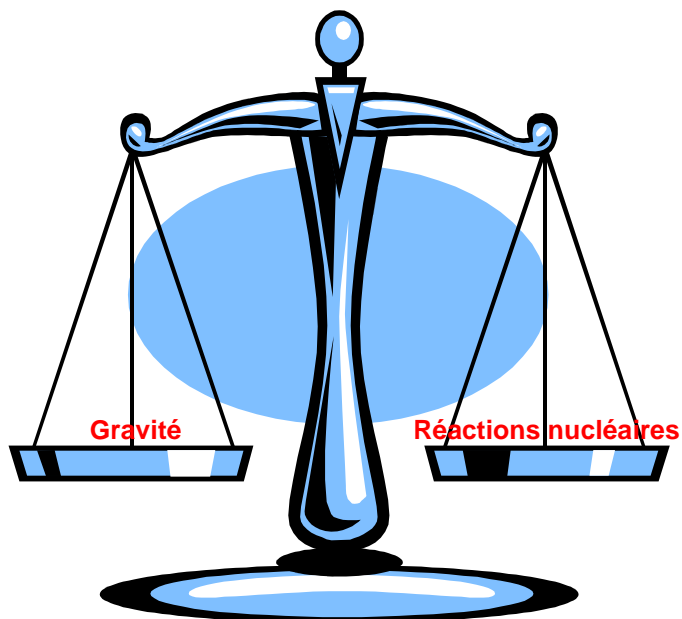
D - L'équilibre hydrostatique

Le Soleil est une boule de gaz chaud en équilibre. Cet équilibre est réalisé grâce à l'opposition de deux forces qui se compensent exactement mutuellement.

La première est la gravité qui tend la matière du Soleil à se contracter en son centre. C'est cette force qui a fait naître l'étoile.

La seconde est la force de pression issue des réactions thermonucléaires. Elle tend à faire exploser le Soleil.

L'énergie des réactions nucléaires est évacuée vers l'extérieur.



Tant que la gravité s'exerce, et que l'hydrogène se transforme en hélium, l'équilibre est assuré et le Soleil a une vie « tranquille ». Si l'un des éléments vient à changer, l'équilibre est rompu. Comme la gravité reste égale à elle-même, c'est la modification des réactions nucléaires qui modifiera l'équilibre de l'étoile.

E - Description et caractéristiques du Soleil

E.1 - Quelques caractéristiques du Soleil d'aujourd'hui

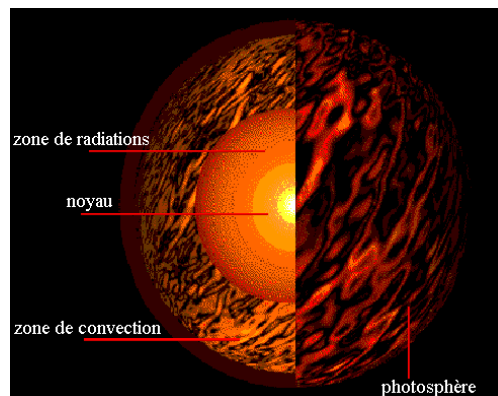
Distance moyenne à la Terre	149 597 870 ,691 km	C'est la valeur officielle de l 'Unité Astronomique (ua)
Distance maximale à la Terre	152 100 000 km	Aphélie
Distance minimale à la Terre	147 100 000 km	Périhélie
Rayon équatorial	696 000 km	109 fois la Terre. Le soleil est aplati aux pôles. L'aplatissement varie avec l'activité du Soleil. Le rayon est connu avec une incertitude de 0,02%.
Rotation à l'équateur	25,4 jours	La rotation de la surface du Soleil est différentielle car l'intérieur n'est pas solide. Le noyau par contre tourne comme un solide.
Rotation près des pôles	36 jours	
Masse	$1,9891 \cdot 10^{30}$ kg	Soit 333 000 fois la Terre. Il concentre 99,8% de la masse du système solaire. La masse du Soleil est connue à 0,02% près. 10^{60} atomes
Classe de luminosité	G2	
Luminosité	$3,826 \cdot 10^{26}$ W	Quantité totale d'énergie qu'il rayonne ($1 \text{ W} = 1 \text{ J} / \text{s}$)
Constante solaire	$1360 \text{ W} / \text{m}^2$	Quantité d'énergie reçue sur Terre sur une surface de 1 m^2
Magnitude absolue	4,83	
Magnitude apparente	-26,74	L'objet le plus brillant du ciel
Température de surface moyenne	5 800 K	$1 \text{ K} = 1 \text{ }^\circ\text{C} - 0 \text{ }^\circ\text{C} = 273,15 \text{ K}$
Température du cœur	15 millions de degrés	
Densité du cœur	$150 \text{ tonnes} / \text{m}^3$	Soit 150 fois celle de l'eau
Densité moyenne	$1,41 \text{ tonnes} / \text{m}^3$	0,25 fois celle de la Terre
Pression au cœur	250 milliards d'atmosphères	
Pression en surface	11 200 atmosphères	
Gravité à la surface	$274 \text{ m} \cdot \text{s}^{-2}$	Contre $9,81 \text{ m} \cdot \text{s}^{-2}$ sur Terre

E.2 - Composition interne du Soleil

Les différences de densité, pression et température entre le centre et la surface déterminent la structure de l'intérieur de notre étoile.

Le Soleil est divisé en 3 zones :

- Le cœur
- La zone radiative
- La zone convective



E.2.1 - Le cœur

Nous l'avons vu, il est le siège des réactions nucléaires. Il représente environ 25% du rayon du Soleil, mais contient environ la moitié de sa masse totale.

L'énergie produite est évacuée sous forme de photons gamma, très énergétiques.

E.2.2 - La zone radiative

Elle occupe environ 60 % du rayon de l'étoile. Selon l'altitude, sa densité varie de 150 à 1 fois celle de l'eau.

Les photons sont donc freinés dans leur parcours vers la surface. Ils circulent en zigzag. Du fait de la densité élevée, les photons sont absorbés par collision avec des noyaux de matière ou des électrons, et réémis dans une autre direction, avec perte de leur énergie cédée à d'autres particules ou noyaux. L'énergie d'un photon met ainsi environ un million d'années pour traverser cette zone et se retrouver dans la zone suivante, la zone convective.

Au cœur de l'étoile sont également émis des neutrinos. Ces particules fantomatiques ont la caractéristique de très peu interagir avec la matière. De ce fait, ils ne sont pas freinés comme les photons. Les neutrinos sortent du Soleil à la vitesse de la lumière, ou presque, c'est-à-dire un peu plus de 2 secondes après leur création dans le cœur.

Cette zone tourne de façon rigide sur elle-même en 26 jours.

E.2.3 - La zone convective

Elle occupe 15 % environ du rayon solaire. La matière y est beaucoup moins dense que dans les autres zones. Des mouvements de convection de la matière vont avoir lieu.

L'énergie qui arrive de la zone radiative va être transportée à la surface en deux mois par les mouvements convectifs de matière.

Le frottement de la couche convective, en rotation différentielle, sur la couche radiative (rotation rigide) est responsable du champ magnétique solaire (le système se comporte comme une dynamo).

En haut de la zone convective commence la photosphère, « surface » du Soleil. Un photon arrivant en surface a vu son énergie passer, au cours de ses péripéties dans la zone radiative, du rayonnement gamma à l'Ultraviolet.

E.2.4 - La composition chimique

Le Soleil a une composition chimique proche de celle du nuage primordial :

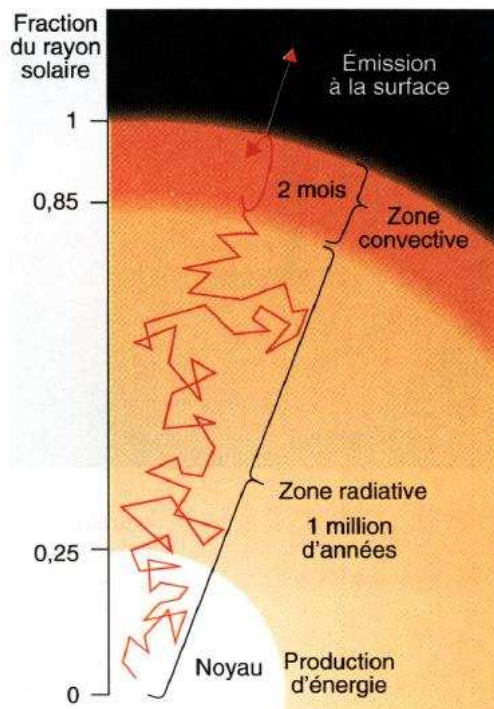
- Hydrogène : 73,8 %
- Hélium : 24,4 %
- Le reste : 1,8 %

Le reste (peu en termes de pourcentage, mais beaucoup en masse) est composé d'éléments légers comme le béryllium, le lithium, d'autres plus lourds comme le carbone, l'azote ou l'oxygène. Entrent enfin dans la composition chimique du Soleil des éléments encore plus lourds tels que les métaux (fer, cuivre, nickel...).

La composition chimique du Soleil est connue grâce à son spectre.

Les éléments lourds comme le carbone, l'azote, l'oxygène ou les métaux n'ont pas été créés pendant le Big-bang. C'est lors de l'explosion des Supernovas qui ont précédé la naissance du Soleil que sont apparus ces éléments lourds, qui ont permis la formation de planètes et le développement de la vie.

La composition chimique du Soleil n'est la même dans tout son volume. Par exemple, la quantité de l'hélium varie au cours du temps. Elle est plus importante dans le cœur, lieu de création de cet élément.



E.3 - Les couches externes

Les couches externes du Soleil constituent son « atmosphère ».

E.3.1 - La photosphère

C'est la surface visible du Soleil. Ce n'est pas une surface solide, mais le lieu où les propriétés du milieu changent radicalement.

A ce niveau, la matière du Soleil, opaque à l'intérieur, devient transparente. Les « bulles » de matière de la zone convective éclatent à la surface et forment les granules. On y observe en lumière blanche les taches solaires, entre autres phénomènes.

E.3.2 - La chromosphère

Elle est située juste au-dessus de la photosphère. Son épaisseur est faible, 8 000 km. Elle est plus chaude que la photosphère.

Contrairement à la photosphère qui fournit un spectre d'absorption, la chromosphère, visible en bord du Soleil, a un spectre d'émission dans lequel domine la raie H α . C'est la raison pour laquelle elle apparaît en rose/rouge lors des éclipses de Soleil.

La chromosphère émet elle-même un rayonnement. Cette émission est le fait des **spicules**, sorte de petits jets longilignes de matière de 300 à 1 000 km de diamètre, et de 10 à 15 000 km de hauteur.

Leur durée de vie est de l'ordre de 5 minutes. La vitesse des jets atteint 30 km/s. On observe les spicules sur le bord du Soleil, elles se détachent sur un fond plus sombre. Elles seraient liées aux ondes de choc sonores qui crèvent par endroit la surface.



E.3.3 - La couronne



C'est la haute atmosphère du Soleil. Elle est observable lors d'une éclipse ou à l'aide d'un coronographe. C'est la diffusion de la lumière dans l'atmosphère terrestre, et la très forte luminosité du disque solaire qui nous empêche de voir en lumière blanche ce gaz ionisé peu lumineux.

L'aspect et les dimensions de la couronne varient avec le temps, selon l'activité solaire.

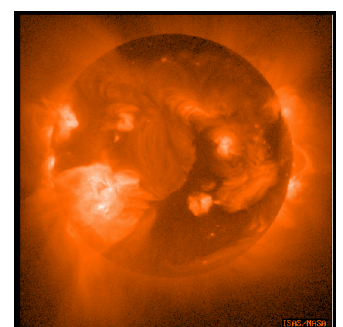
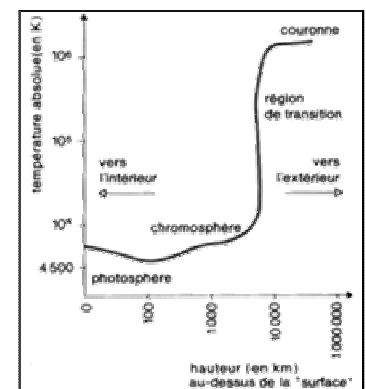
La couronne est constituée d'un plasma très dilué et décroît avec l'éloignement du Soleil, entre 10^{-15} et 10^{-20} tonnes /m³.

Sa température atteint le million de degrés. L'explication profonde de ce phénomène est encore mal connue mais probablement liée à son magnétisme.

Le spectre de la couronne solaire fait apparaître des raies en émission dues à des éléments fortement ionisés. Ces ions n'existent pas sur Terre, mais seulement dans des milieux extrêmement dilués (la moindre collision « désionise » l'élément. Ces raies ont été baptisées d'« interdites », car la probabilité de les trouver dans nos laboratoires est extraordinairement faible.

Du fait de sa haute température, la couronne émet en rayonnement X (longueur d'onde < 50 nm). Étant heureusement stoppés par l'atmosphère terrestre, ce rayonnement X de la couronne a été analysé par des satellites en orbite.

Les observations ont montré des zones émettant en X, et d'autres pas. Les zones qui n'émettent pas en X sont appelées des « **trous coronaux** ». Ils sont plus sombres sur les clichés en fausses couleurs et correspondent à des champs magnétiques moins élevés.



Dans les trous coronaux, les lignes de champ sont ouvertes, ce qui permet à la matière éjectée par le Soleil de s'échapper. C'est le **vent solaire**.

On observe les effets du vent solaire sur les comètes, et sur Terre avec les aurores polaires. Le vent est composé de particules chargées comme les protons, les électrons ou les noyaux ionisés tels que l'hydrogène ou l'hélium.

Au niveau de la Terre, le vent solaire a une vitesse de 400 km/s, et sa densité est de l'ordre de 100 000 particules par m^3 , soit 1 proton dans 10 cm^3 .

Les satellites ont mesuré la vitesse du vent aux pôles solaires et ont trouvé plus de 700 km/s.

A ce rythme, le Soleil perd par le vent solaire la bagatelle de 6.10^{16} kg de matière par an. Mais en 1 milliard d'années, la perte n'est que de 0,003 % de sa masse. Négligeable.

Dans les régions émettant en X, les lignes de champ sont refermées et rejoignent la surface du Soleil. Les ponts de matière des protubérances suivent ces lignes.

F - L'observation du Soleil

F.1 - Quoi voir ?

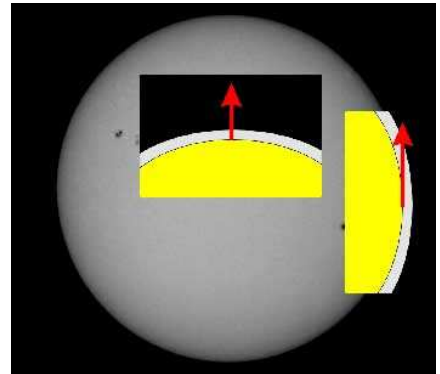
F.1.1 - Le bord net

Dans un instrument spécialement étudié pour son observation, le Soleil présente un bord net. Cela est dû au fait que la matière devient transparente au niveau de la photosphère, sa surface.

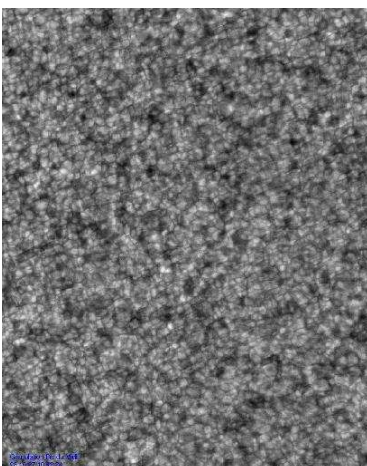


F.1.2 - L'assombrissement des bords

La lumière émise par le Soleil est absorbée dans son parcours vers la surface. Arrivé à la photosphère, la lumière doit encore traverser l'atmosphère. L'absorption dans l'atmosphère est plus importante sur le bord du disque qu'au centre, comme le montre l'illustration ci-contre, du fait de l'épaisseur de la couche d'atmosphère à traverser. On note un assombrissement des bords du Soleil.



F.1.3 - Les granules

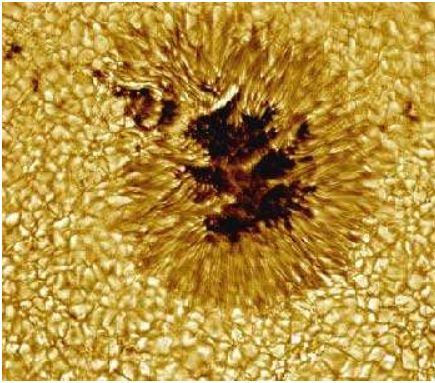


Les granules ou grains de riz, sont les « bulles » de matière qui arrivent en surface grâce à la convection. Elles sont séparées entre elles par des zones plus sombres. La température de ces zones intergranulaires est inférieure de 500 °C à celle de la granule elle-même. Leur taille caractéristique est de 1 000 km.

Elles sont visibles sur les photos de haute qualité. 1 000 km représente, vu de la Terre, un angle de 1,4 seconde d'arc. Il faut un instrument ayant au minimum cette résolution pour les observer. Les granules sont observables plus facilement en lumière $H\alpha$.

Leur durée de vie est d'environ 8 à 15 minutes.

F.1.4 - Les taches solaires



Les taches solaires sont observables même avec un petit instrument (filtré) en lumière blanche. C'est une région sombre entourée d'une pénombre grise. Les zones sombres ont une température inférieure au reste de la photosphère d'environ 500 °C. La pénombre a une température intermédiaire. Si la zone sombre est d'un noir d'encre, la pénombre grise est d'aspect filamenteux radiant depuis le centre de la tache.

Les taches solaires sont utilisées comme un bon indicateur de la rotation différentielle de la surface du Soleil. Les taches proches de l'équateur tournent plus vite que celles situées plus au nord ou plus au sud. Galilée a été le premier à mettre cet effet en évidence.

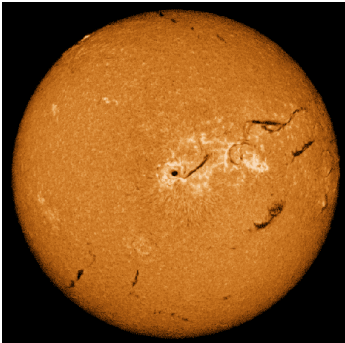
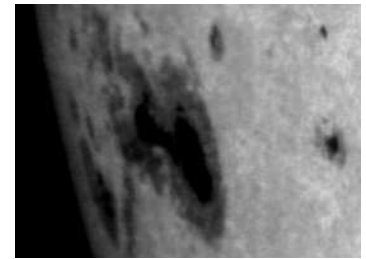
Le nombre de taches solaires varie au cours du temps avec un cycle principal de 11 ans, dû à l'activité magnétique du Soleil.

Le centre d'une tache solaire est « enfermé » dans les lignes de champ magnétique, et est de ce fait isolé de son voisinage avec lequel il n'a plus d'échanges thermiques, et se refroidit.

F.1.5 - Les facules

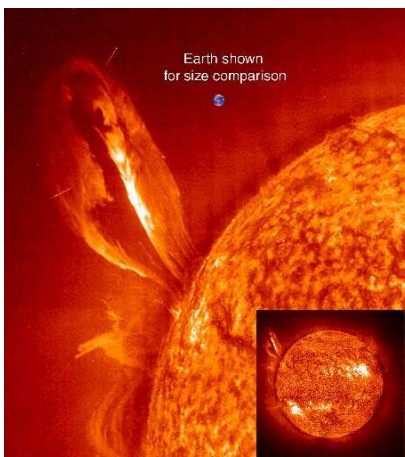
Les facules sont des zones plus brillantes que le disque solaire, généralement associées aux taches. Elles sont plus facilement visibles au bord du Soleil, au niveau de l'assombrissement. Elles ont l'aspect de points brillants ou de filaments.

Les facules sont situées dans une zone comprise entre la photosphère et la chromosphère.



Les zones blanches de cette image sont les facules visibles en lumière H α dans la chromosphère.

F.1.6 - Les protubérances



Les protubérances sont des arches, des jets ou des boucles de matière solaire éjectés de la surface du Soleil par les lignes de champ magnétique. Elles sont généralement associées aux taches solaires.

Celle photographiée le 24 juillet 1999 dans la raie de l'hélium II à 304 Å, (ci-contre) est gigantesque : 35 fois la taille de la Terre. Elle s'étend sur plus de 400 000 km, soit environ un tiers du diamètre solaire.

Elles naissent dans la chromosphère et s'étendent dans la couronne.

Elles sont visibles lors des éclipses, la luminosité excessive du disque du Soleil étant cachée.

On peut également les observer dans un coronographe, surtout en lumière H α .

Les plus nombreuses sont associées aux taches et ont une durée de vie de quelques heures ou dizaines d'heures. Certaines ne semblent pas liées directement aux taches et peuvent durer plusieurs mois. Ce sont les « protubérances quiescentes ».

F.2 - Les instruments d'observation du Soleil

F.2.1 - A l'œil nu

Regarder directement le Soleil est très dangereux. La puissance de son rayonnement peut détruire la rétine. Il faut donc limiter ce rayonnement en utilisant des filtres absorbants. Les plus communs sont l'Astrosolar, le polymère noir, le masque de soudeur. Il ne faut laisser passer à travers le filtre que $1/10\ 000^{\text{ème}}$ à $1/100\ 000^{\text{ème}}$ de la lumière. Les filtres ne doivent pas être abîmés (récents, normés CE).

L'intérêt de regarder (à travers un filtre adapté) le Soleil à l'œil nu apparaît lors phases partielles des éclipses.



Avec un instrument (jumelles, lunette, télescope), le risque est plus important car la lumière y est concentrée par un système optique. Le filtrage performant est obligatoire.

F.2.2 - Le coronographe

Invention de Bernard Lyot (1897-1952), cet instrument permet de fabriquer une éclipse artificielle en occultant le disque du Soleil. L'instrument évite les diffusions de la lumière observées avec un instrument classique. Il comporte un filtre ne laissant passer que la longueur d'onde $H\alpha$, caractéristique de l'hydrogène, composant majeur du Soleil. Le coronographe permet d'observer les protubérances et la couronne, mais pas la surface.

F.2.3 - Le filtre $H\alpha$

Avec une bande passante resserrée, ce filtre permet l'observation à la fois des protubérances, de la couronne et de la surface. Une bande passante étroite ($0,3\ \text{\AA}$) favorise l'observation de la surface, une bande plus large ($0,8\ \text{\AA}$), celle des protubérances.

D'autres filtres existent, centrés sur d'autres éléments contenus dans le Soleil, comme le calcium ou le fer. La longueur d'onde du filtre détermine la profondeur à laquelle le Soleil est observé.

G - L'avenir du Soleil

La vie tranquille du Soleil se terminera lorsqu'il aura épuisé ses réserves d'hydrogène, lorsque les réactions de conversion en hélium ne seront plus suffisantes pour contrebalancer la gravité.

Alors commencera une transformation radicale du Soleil tel que nous le connaissons.

G.1 - La phase géante rouge

Le cœur ayant épuisé ses réserves, la gravité va faire augmenter la pression au centre, et donc la température. Le cœur sera composé en majorité d'hélium.

La température augmente au cœur, mais aussi dans les couches l'entourant, là où l'hydrogène n'a pas encore brûlé. Dès que la température de ces couches atteint les 15 millions de degrés, la fusion de l'hydrogène se fera. La couche où les réactions p-p se font est en réalité très mince, la température diminuant rapidement en s'éloignant du centre.

La pression du cœur ne fera qu'augmenter par sa contraction, sa température aussi.

La pression de radiation due à l'augmentation de la température du cœur fait se dilater les régions extérieures du Soleil. Son diamètre augmente d'un facteur 50 en l'espace de moins de 2 milliards d'années. Sa luminosité augmente également en fonction principalement de ce diamètre.

Il va sans dire que la Terre aura disparu à cette époque !!!

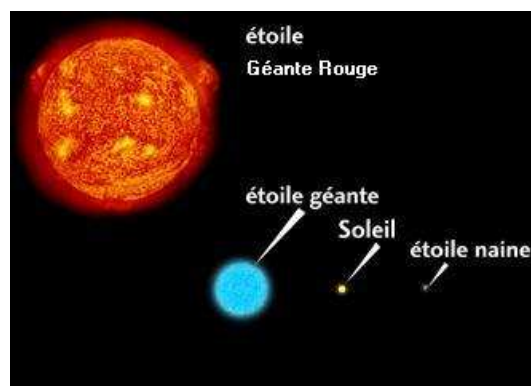
Par contre, la température de la surface diminue, car malgré l'augmentation de l'énergie produite, la surface est si grande que chaque cm^2 a moins d'énergie à évacuer.

C'est une étoile géante rouge. Elle n'est plus sur la séquence principale.

A ce stade, la structure interne est radicalement modifiée : cœur d'hélium en contraction gravitationnelle, fine coquille où l'hydrogène brûle, évacuation de l'énergie par convection de la coquille à la surface.

La zone radiative a disparu. La couche convective a pris beaucoup d'ampleur. L'étoile est sujette au « dragage convectif » qui a pour conséquence de brasser efficacement la matière de l'étoile dans ses couches superficielles.

Leur composition est plus homogène et les produits des réactions nucléaires sont ramenés vers la surface.



Taille des différents types d'étoiles

G.2 - Le flash de l'hélium

Vers 100 millions de degrés au cœur, une autre réaction thermonucléaire va démarrer. C'est la combustion de l'hélium qui donnera du carbone, de l'azote et de l'oxygène (ces éléments, non présents dans l'Univers lors de Big-bang, sont donc fabriqués ici).

Mais la constitution du cœur de l'étoile fait que cette réaction de fusion de l'hélium s'amorce dans le cœur partout en même temps.

La réaction de fusion de l'hélium est beaucoup plus énergétique que celle de l'hydrogène (10 000 milliards de fois plus !). L'énergie dégagée est phénoménale, et se produit en quelques centaines d'années seulement. C'est le « **Flash d'hélium** ».

Ce flash va stopper la contraction du noyau, ainsi par conséquent que l'élévation de température, en créant un nouvel équilibre entre gravitation et réactions nucléaires. A la fin du flash, la luminosité du Soleil redescendra. Le cœur contient de l'azote, du carbone et de l'oxygène dont la fusion se fait à température beaucoup plus haute. Le cœur est inerte.

G.3 - Les instabilités

Se succèdent alors une suite de contraction et d'expansion de l'étoile qui a du mal à retrouver un équilibre stable. Les réactions de fusion de l'hélium se font autour du noyau inerte, et stoppent la contraction. Les réactions font se dilater l'étoile. La température ne monte plus, les réactions nucléaires ralentissent. La gravité l'emporte alors et suit une phase de contraction, puis d'élévation de la température et d'accélération des vitesses des réactions nucléaires, de dilatation. Et ainsi de suite. Du fait des frottements de la matière, ces mouvements sont finalement amortis, et l'étoile redevient stable.

A ce stade, le noyau est inerte et riche en produits de fusion de l'hélium. L'enveloppe située autour du noyau voit l'hélium fusionner. Cette enveloppe est elle-même entourée d'une enveloppe où l'hydrogène fusionne. On trouve enfin une couche sans réactions nucléaires, riche en hydrogène.

Les couches externes se dilatent encore par l'effet de la pression de radiation.

G.4 - La phase nébuleuse planétaire

Les couches où ont lieu des réactions nucléaires s'approchent de la surface. La pression des radiations expulse les couches extérieures. Comme le drainage convectif a amené les produits des réactions en surface, on retrouve dans ces couches périphériques expulsées du carbone, de l'azote, et l'oxygène, et bien sûr de l'hélium et de l'hydrogène. La perte de masse varie entre 10^{-9} à 10^{-5} masse solaire par an et dure 100 millions d'années.

L'étoile entre dans une deuxième phase d'instabilité. Les réactions nucléaires étant relativement proches de la surface, les instabilités s'amplifient et vont jusqu'à expulser l'ensemble des couches périphériques et mettre le cœur à nu.



C'est la phase nébuleuse planétaire. Elle dure grossièrement une centaine de milliers d'années. L'éjection de matière se fait à une vitesse de quelques dizaines de km/s.

C'est le rayonnement émis par le cœur mis à nu qui va successivement rencontrer les couches de matière précédemment éjectées, et les illuminer, en donnant ce superbe aspect multicolore caractéristique des nébuleuses planétaires.

A noter que le Soleil enrichira l'espace des matériaux nouveaux qu'il a formé depuis sa sortie de la séquence principale.

G.5 - La naine blanche

Le noyau du Soleil, mis à nu, continue de se contracter gravitationnellement. La pression de dégénérescence stoppe la contraction. La densité est très forte, jusqu'à une tonne/cm³. Sa taille est celle de la Terre. C'est une « naine blanche ».

La configuration de la naine blanche est très stable. Elle n'a plus de création interne d'énergie. Sa température de surface est de plusieurs dizaines de milliers de degrés.

Elle se contente de rayonner l'énergie emmagasinée. Elle se refroidit lentement. Comme son rayon est faible, sa luminosité est 10 à 100 fois plus faible que celle du Soleil.

La naine blanche est la phase ultime de la vie d'une étoile comme le Soleil. Elle s'éteint lentement...