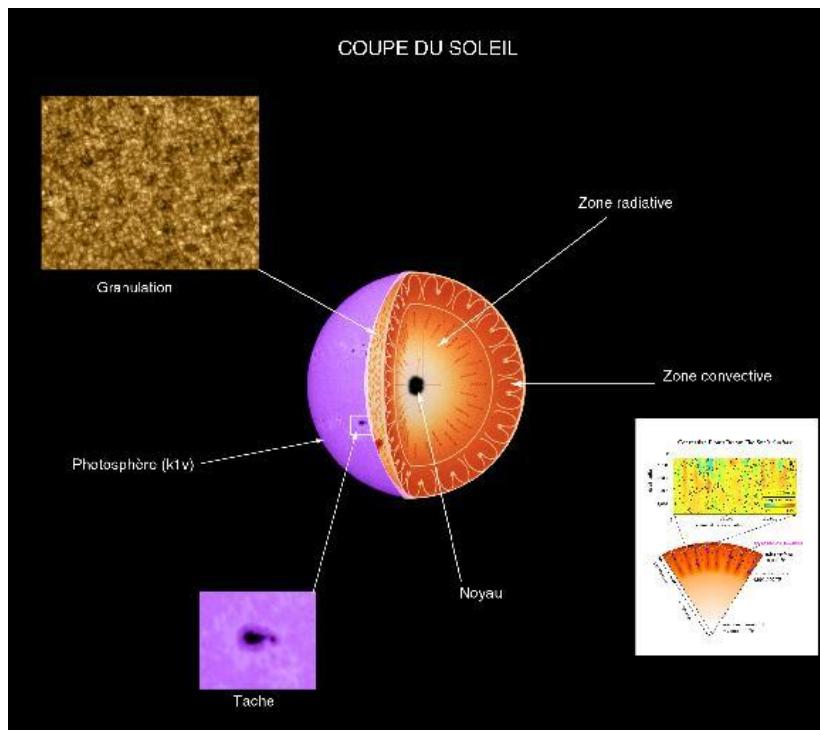


LE MODELE STELLAIRE



Sommaire

Généralités

La composition chimique

La distribution de masse

L'équilibre hydrostatique

L'équilibre énergétique

Les transferts d'énergie

Conclusions

Généralités

Tout modèle (comme une carte géographique) est une représentation plus ou moins simplifiée de la réalité. Plus le modèle tient compte des divers paramètres du phénomène étudié, plus il se rapprochera de la réalité, mieux il sera capable de prévoir les comportements, et donner par avance les résultats d'expériences.

Modéliser une étoile, objet extrêmement compliqué, implique des simplifications que l'on devra justifier par la suite, ou admettre comme source d'erreur.

Les hypothèses de départ sont les suivantes :

- L'étoile est une *sphère gazeuse en équilibre*. Tous les termes de cette phrase sont importants. La *sphère* est une approximation de la forme réelle d'une étoile en rotation, aplatie aux pôles. Elle est composée de *gaz* à qui l'on appliquera les équations des gaz parfaits¹, ce qui semble très proche de la réalité dans la plupart des cas. Une amélioration consistera à remplacer ces équations des gaz parfaits par celles de la matière dégénérée qui se manifeste à certaines périodes de la vie de l'étoile, à des pressions très importantes, là où des effets quantiques entrent en jeu. Enfin, l'*équilibre* en question peut être rompu à plusieurs reprises dans la vie d'une étoile. De plus, cet équilibre est géométrique, des mouvements permanents, dont il faudra tenir compte, existent dans une étoile.
- De l'énergie est produite au centre de l'étoile par des *réactions nucléaires*. Cette énergie se propage vers la surface. Les réactions sont connues et reproductibles sur Terre. La façon dont cette énergie se propage est plus difficile à modéliser. Il s'agit de quantifier la part de la conduction, de la convection et du rayonnement, ainsi que les lieux, dans l'étoile, où ces phénomènes se produisent. La composition chimique de l'étoile, dont on reparlera, est réduite dans un premier temps à 3 paramètres : l'hydrogène, l'hélium, et le reste des éléments, mis dans un « pot » commun. Ce reste représente 1 à 2 %, ce qui peut justifier l'approximation.

A remarquer que pour cet exposé, des phénomènes comme la présence d'une couronne chaude, la rotation de l'étoile ou son magnétisme, les interactions entre étoiles proches, la présence de planètes..., ne seront pas pris en compte.

Toutes les équations issues des lois physiques, après résolution, décriront l'évolution de l'étoile au cours de sa vie.

Il sera important de savoir ce qui se passe à l'intérieur de l'étoile, bien que des mesures directes soient impossibles.

Les paramètres qui varient au cours du temps et en fonction de la distance au centre de l'étoile (r), dans l'étoile, sont :

- La masse M
- La pression P
- La température T
- La luminosité L
- La composition chimique X , Y et Z (voir le chapitre suivant)

Il est remarquable de constater (Théorème de RUSSEL-VOGT) que pour une masse d'étoile donnée et une composition chimique donnée, **il n'existe qu'une seule solution** aux équations décrites succinctement dans la suite.

Quatre équations ou groupes d'équations différentielles fondamentales décrivent la physique de l'intérieur d'une étoile, à chaque instant :

- La distribution de la masse donnera la variation de la masse avec la distance au centre (r)
- L'« équilibre hydrostatique » donnera la variation de la pression avec la distance au centre (r)
- L'équilibre énergétique donnera la variation de la luminosité avec la distance au centre (r)
- Les transferts d'énergie donneront la variation de la température avec la distance au centre (r)

¹ Applicable dans le cas des gaz dilués, elle est remplacée par une version plus complète dès que la densité augmente.

Ces relations sont complétées par des équations dites de liaisons et des équations d'état, comme par exemple le taux de production d'énergie nucléaire, fonction de la composition chimique du milieu, entre autres paramètres.

Comme toutes équations différentielles, celles-ci nécessitent des « conditions aux limites », valeurs connues de certains paramètres, pour des valeurs précises de la distance au centre.

- Au centre de l'étoile, $r = 0$, et la masse et la luminosité sont nulles
- A la surface de l'étoile, $r = R$ (rayon de l'étoile), et la masse et la luminosité sont celles de l'étoile entière.

La composition chimique

Comme décrit plus haut, la composition chimique est un paramètre important dans la description d'une étoile et dans son évolution. Les spécialistes simplifient le problème en limitant l'étude à 3 paramètres : la quantité d'hydrogène (X), d'hélium (Y), et du reste (Z) comptant pour 1 à 2 %, et appelé « métaux », ou éléments lourds. Z est donc la somme des éléments comme l'oxygène, l'azote, le carbone, le chlore, l'aluminium, le phosphore, le soufre, le fer ...

Dans le Soleil, les abondances relatives des trois constituants sont :

- Hydrogène : $X = 73,8 \%$
- Hélium : $Y = 24,4 \%$
- « Métaux » : $Z = 1,8 \%$

Il est important de remarquer que les spectres des étoiles ne peuvent donner que les proportions d'éléments par rapport par exemple à l'hydrogène, mais pas de valeur absolue comme écrit plus haut. On connaît Z/X , mais pas Z , ni X .

On ne peut pas calculer Y/X , car l'atmosphère du Soleil n'est pas assez chaude pour faire apparaître les raies de l'hélium dans son spectre. En outre, cet élément est fabriqué au cœur de l'étoile, sa quantité varie avec la distance au centre. Y ne peut pas être mesuré.

En fait, il est admis que la composition de l'atmosphère d'une étoile représente la composition du nuage de gaz qui lui a donné naissance. C'est la composition de l'étoile à l'âge zéro. Il est admis également que les éléments lourds n'ont pas encore été fabriqués dans le Soleil, et que ce que l'on mesure en surface est la valeur Z de l'ensemble de l'étoile.

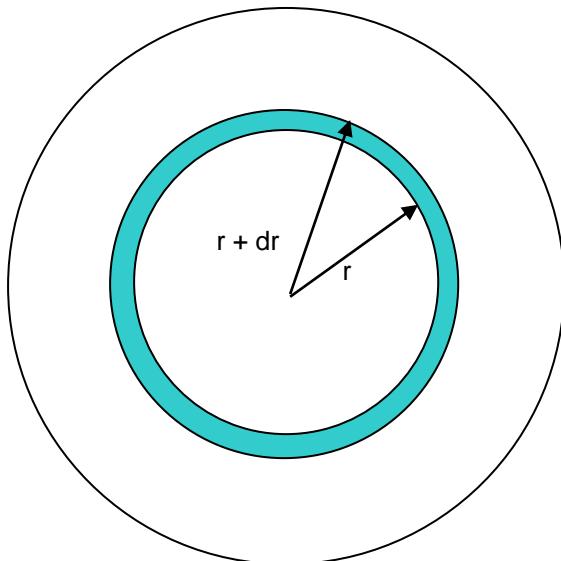
Pour arriver aux résultats indiqués en début de chapitre, on teste des hypothèses quant à la quantité d'hélium en vérifiant que le modèle donne bien le Soleil actuel, tel qu'il est observé.

Pour des besoins particuliers dépassant le cadre du modèle stellaire, l'abondance de « métaux » particuliers comme le fer, l'azote, l'oxygène... est également calculée.

Distribution de la masse

En conséquence de la première hypothèse de travail qui donne à l'étoile une forme sphérique, il existe une symétrie autour du centre. Tous les paramètres seront fonction de la seule distance au centre (r).

Cette première équation donne la variation de la masse autour du point central et s'écrit de la façon suivante :



$M(r)$ est la masse contenue à l'intérieur d'une sphère de rayon r
 $dM(r)$ est la masse de la coquille sphérique contenue entre les rayons r et $r + dr$

Le calcul montre facilement que $dM(r) = 4 \pi \rho(r) r^2 dr$ avec $\rho(r)$, la masse volumique de la matière située à la distance r du centre.

Dans cette équation simplifiée, on néglige (ils n'ont pas été écrits) des termes en dr^2 et dr^3 , ce qui est justifié par la petitesse de l'élément dr par rapport à la taille de l'étoile (r).

Cette équation s'écrit également

$$\frac{dM(r)}{dr} = 4\pi r^2 \rho(r)$$

dont l'intégration donnera la masse en tout point de l'étoile.

L'équilibre hydrostatique

Pendant la plus grande partie de sa vie, une étoile a une forme sphérique stable. Sa taille ne varie pas significativement. On dit qu'elle est en équilibre hydrostatique.

Elle est en fait sujette à deux forces de sens opposé qui s'annulent. L'une tend à la faire se contracter, c'est la force de gravité due à la matière présente, l'autre tend à la faire se dilater, c'est la force de pression due aux réactions thermonucléaires qui ont lieu en son centre.

Forces de gravité

Elles ont été mises en équation par Newton, et disent que chaque particule de l'étoile est attirée par toutes les autres particules de la sphère. La force que chaque particule exerce sur une autre est proportionnelle à la masse des deux particules en interaction, et inversement proportionnelle au carré de la distance qui les sépare.

L'équation suivante permet de calculer la force de gravité $F(gr)$ s'exerçant sur un petit élément de matière située à une distance r du centre :

$$F(gr) = \frac{G.M(r).\rho(r).v}{r^2}$$

avec : G = constante de la gravitation

$M(r)$ = masse contenue dans la sphère de rayon r

$\rho(r)$ = masse volumique de la matière située à la distance r du centre

v = volume du petit élément considéré

Forces de pression

La température de la surface d'une étoile comme le Soleil est de 5 800 K² environ. Selon les étoiles, cette température peut aller de 2 500 à 50 000 K.

Les réactions nucléaires qui se produisent en son centre engendrent des températures beaucoup plus élevées, supérieures à 10 millions de degrés. Il y a donc un gradient, une variation de la température du centre vers l'extérieur.

La température traduit en fait l'agitation des particules du milieu, agitation qui produira également une pression.

La pression est la force exercée par une particule par unité de surface. Elle a deux origines : la pression de la matière (gazeuse) des particules matérielles comme les noyaux, les ions, les électrons, et la pression des radiations, celle exercée par les photons.

La *pression gazeuse* est donnée par la « loi des gaz parfaits », connue depuis plusieurs siècles. C'est un modèle théorique des gaz réels dans lequel on ne tient pas compte, en dehors des collisions, des interactions entre particules, atomes ou molécules (état vers lequel tendent les gaz réels lorsque leur pression tend vers zéro. Elle est juste dans les couches diluées, périphériques de l'étoile. Cette loi est utilisée ici pour des raisons de simplification, mais les modèles qui tiennent compte des interactions entre particules sont extrêmement compliqués.

² Le Kelvin (K) a la même valeur que le degré Celcius (°C), mais l'échelle des K est décalée : 0°C = 273,15 K. Le zéro absolu se trouve à 0 K, soit -273,15 °C

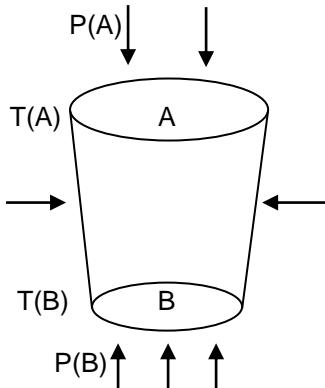
Cette loi s'exprime de la façon suivante : $P(\text{gaz}) = N k T$ où

$P(\text{gaz})$ = pression gazeuse

N = nombre de particules par unité de volume

k = Constante de Boltzmann

T = Température en K



Imaginons un secteur cylindro-conique à l'intérieur du Soleil, avec une section haute A soumise à une pression $P(A)$ à une température $T(A)$, et une section basse B, plus proche du centre, soumise à une pression $P(B)$ à une température $T(B)$.

La pression exercée sur A : $P(A) = N(A) k T(A)$ est inférieure à celle exercée sur B : $P(B) = N(B) k T(B)$ car A, plus proche de la surface a une température inférieure à B, et $N(A)$ est inférieur à $N(B)$.

Les pressions latérales vont s'annuler par niveau.

La pression étant plus forte en B qu'en A, s'exercera de B vers A, c'est-à-dire du centre vers la surface de l'étoile. La pression viendra bien contrarier la gravité.

Une des difficultés, outre les interactions entre particules, sera d'évaluer le nombre de particules N dans un espace donné.

La *pression de radiation* est liée à la nature corpusculaire de la lumière. Elle est très fortement dépendante de la température :

$$P(\text{rad}) = \frac{4\sigma}{3c} T^4 \quad \text{avec} \quad P(\text{rad}) = \text{pression de radiation}$$

σ = Constante de Stefan-Boltzmann

c = vitesse de la lumière

T = Température exprimées en K

Comme dans le cas de la pression gazeuse, et pour les mêmes raisons, la pression radiative est dirigée du centre vers la surface de l'étoile.

Équilibre hydrostatique

L'équation de l'équilibre hydrostatique comportera d'un côté du signe égal la somme des deux pressions gazeuse et de radiation, dirigée vers l'extérieur de l'étoile, de l'autre la force de gravité, dirigée vers l'intérieur.

La variation de la pression (gazeuse + radiative) en fonction de la distance au centre s'écrit :

$$\frac{dP(r)}{dr} = -\frac{GM(r)\rho(r)}{r^2} \quad \text{Le signe moins indique que les deux forces sont opposées.}$$

avec $P(r) = N(r)kT(r) + \frac{4\sigma}{3c}T(r)^4$

Ces équations sont corrigées lorsque la densité augmente pour tenir compte du fait de la modification de la loi des « gaz parfaits ». L'ensemble devient très compliqué.

A partir d'une certaine densité critique, la loi des gaz parfaits, même corrigée, ne s'applique plus, il faut tenir compte d'effets quantiques.

La matière dégénérée

L'évolution d'une étoile de masse donnée est fonction des réactions nucléaires en son sein. La première réaction, lorsque l'étoile s' « allume », est la transformation de l'hydrogène en hélium. Cette réaction dure pendant la plus grande partie de la vie de l'étoile. Lorsque cette transformation ne peut plus se faire, tout l'hydrogène du cœur étant consommé, l'équilibre hydrostatique est rompu, et la force de gravité l'emporte.

Nous assistons alors à un premier effondrement du cœur de l'étoile. La matière se contracte fortement sous l'effet de la gravitation. Cette contraction provoque l'augmentation simultanée de la température et de la densité. A un moment donné, la température est suffisamment élevée pour démarrer d'autres réactions nucléaires, comme la transformation de l'hélium en carbone, oxygène, azote. On obtient alors un nouvel équilibre. Lorsque l'hélium a disparu, c'est le carbone qui brûle, puis l'azote, puis... et ainsi de suite, pour créer d'autres éléments plus lourds. La température atteint alors des sommets, de même que la densité des particules.

Pendant ce temps, les couches externes de l'étoile sont repoussées par le vent stellaire très fort à ces hautes températures. La température de ces couches externes diminue, l'étoile devient une géante rouge.

Le dernier stade est la nucléosynthèse du fer, dernier élément qu'il est possible de fabriquer de cette manière. Pour aller plus loin, il faut fournir de l'énergie à l'étoile. La réaction est endothermique. Au niveau du fer, plus aucune réaction nucléaire ne vient compenser la gravité. L'effondrement du cœur se poursuivrait indéfiniment, si un nouveau phénomène ne prenait la relève.

Les particules se rapprochent tellement que des effets quantiques se font sentir. La loi des gaz parfaits n'est plus valable depuis très longtemps. Entre alors en jeu le « Principe d'exclusion de Pauli ».

Ce « pilier » de la mécanique quantique dit, pour simplifier, que deux particules ne peuvent pas être présentes dans le même état, dans un volume donné.

Si ce volume (très, très petit) est déjà occupé par le maximum de particules possibles, toute nouvelle particule tentant de s'y introduire sera expulsée. Ceci constituera une pression qui s'opposera à la contraction indéfinie de la matière, et assurera un nouvel équilibre à l'étoile.

Cet état où « toutes les cases sont prises » s'appelle un état dégénéré de la matière. Son comportement est totalement différent de celui d'un gaz parfait. Ici, la pression est définie par la densité, et non par la température. Cela signifie que si la température augmente, il n'y aura pas d'augmentation de la pression, comme dans le cas des gaz parfaits. Il y a « découplage » de la pression et de la température. La température de l'étoile s'uniformise, elle devient la même en tout point de l'étoile.

Une étoile dans cet état (en fin de vie) est une « naine blanche ». C'est le cas du compagnon de Sirius (Sirius B), découvert en 1838. A cette époque, l'observation du couple d'étoiles et les équations de Newton ont permis de calculer la masse de Sirius B : 1,05 fois celle du Soleil. La surprise arriva avec le calcul du rayon : 0,008 fois celui du Soleil. La densité est donc de 3 millions de tonnes au mètre cube ! Un soleil dans une planète ...

Il fallut attendre la mécanique quantique du début du XX^{ème} siècle pour expliquer le phénomène.

Les premières particules à dégénérer sont les électrons. Si la pression augmente du fait de la grande masse de l'étoile, les électrons dégénérés n'auront qu'une seule possibilité, celle de fusionner avec un proton pour donner un neutron. C'est ensuite la dégénérescence des neutrons qui assurera un nouvel équilibre à l'étoile qui s'appelle alors une étoile à neutrons (la masse d'une grosse étoile dans une sphère d'une quinzaine de km de rayon !). La poursuite du mécanisme (dégénérescence des quarks ?) de l'effondrement des étoiles super massives en trou noir nous est inconnue...

Les propriétés de la matière dégénérée sont déroutantes. Par exemple, dans le cadre non dégénéré, plus une étoile est massive, plus elle est grosse. Pour les naines blanches, c'est l'inverse : plus elle sera petite, plus elle sera massive.

Une naine blanche possédant un compagnon encore sur la séquence principale, peut « aspirer » sa matière par gravitation, et donc augmenter sa masse. Comme sa masse augmente, son rayon diminue ! Sa masse n'augmente pas indéfiniment, et à partir d'une certaine limite (la limite de Chandrasekhar), située à 1,44 fois la masse du Soleil, la pression de dégénérescence est vaincue. La température étant indépendante de la pression, elle prend une valeur constante dans toute l'étoile. La suite des réactions nucléaires (combustion du carbone, de l'azote, de l'oxygène, du silicium, du nickel...) s'emballe, et l'étoile devient une supernova de type Ia, laissant un résidu appelé étoile à neutrons.

L'équilibre énergétique

L'énergie d'une étoile provient des réactions nucléaires. Cela commence comme nous l'avons déjà vu par la transformation de l'hydrogène en hélium, puis celle de l'hélium en carbone...

Afin de déterminer dans ce modèle la luminosité théorique de l'étoile, nous devons connaître le taux de production d'énergie, donc la quantité d'énergie produite par les différentes réactions aux différents stades de la vie de l'étoile.

Cela nécessite la connaissance du nombre de réactions par seconde et par unité de volume, ainsi que la quantité d'énergie mise en jeu.

La transformation de l'hydrogène en hélium ne se fait pas en une seule fois. Cette réaction globale nécessite des étapes intermédiaires qui ne se font pas au même rythme, et qui ne dégagent pas la même quantité d'énergie. Ce sera la réaction la plus lente qui déterminera le rendement énergétique de la chaîne de réactions.

Il y a deux façons de produire de l'hélium dans une étoile :

- La première s'appelle le cycle « proton-proton » et ne fait intervenir que des noyaux d'hydrogène (les protons) et leurs produits de réaction comme le deutérium.
- La seconde est le cycle « CNO ». Elle fait intervenir des noyaux plus lourds comme le Carbone, l'Azote et l'Oxygène qui agissent comme des catalyseurs, augmentent le taux de réaction, et que l'on retrouve intact après la chaîne de réactions.

La production d'énergie d'un cycle va dépendre de la densité du milieu (plus il y a de particules dans un volume donné, plus il y aura de chances qu'elles se rencontrent), de la température (plus les particules vont vite, plus il y aura de chances qu'elles se rencontrent), et de l'abondance de l'hydrogène (plus il y aura de matière première, plus il y aura de chance que la réaction se fasse).

Le taux de production d'énergie ϵ (quantité d'énergie libérée par unité de masse et par seconde) est la suivante, pour les deux cycles de production d'hélium :

$$\epsilon_{pp}(r) = A_{pp} \rho(r) X(r)^2 T(r)^n$$

$X(r)$ = abondance de l'hydrogène par unité de masse à la distance r

$Z_{CNO}(r)$ = abondance du carbone et de l'azote à la distance r

$$\epsilon_{CNO}(r) = A_{CNO} \rho(r) X(r) Z_{CNO}(r) T(r)^n$$

A_{pp} et A_{CNO} sont des constantes fonctions du type de réaction

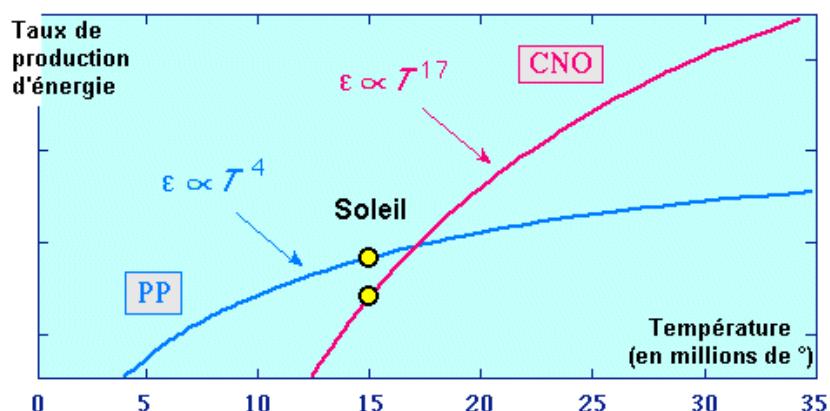
$T(r)$ = température à la distance r du centre

n est un exposant dépendant du type de réaction. Il vaut environ 4 pour la chaîne p-p, et environ 15 à 20 pour la chaîne CNO.

La valeur élevée de l'exposant n pour le cycle CNO indique que ce dernier sera plus énergétique, mais il se fera à des températures plus élevées.

On voit également l'influence de la composition chimique dans la production d'énergie.

Ce schéma montre la proportion des réactions pp et CNO selon la température.



Connaissant l'énergie rayonnée par une étoile par unité de temps (mesure effectuée depuis la Terre), il est possible de calculer le temps qu'elle mettra pour épuiser son combustible nucléaire (l'hydrogène), et estimer ainsi son espérance de vie.

On montre également que plus l'étoile est massive, plus sa durée de vie est courte. Cela provient du fait que plus l'étoile est massive, plus les forces de gravité sont importantes, plus les forces de pressions pour la compenser devront être importantes. Ceci est obtenu par l'augmentation de la température, elle-même obtenue par l'accélération des réactions nucléaires. Le combustible est consommé plus rapidement, même s'il est en quantité plus importante.

Ainsi, le Soleil brûlera son hydrogène pendant 10 milliards d'années, une étoile de 15 fois sa masse, pendant 75 millions d'années.

Cette phase de combustion de l'hydrogène s'appelle la « séquence principale », en référence à la position de ces étoiles dans le diagramme HR.

La luminosité L produite par une étoile est la quantité globale d'énergie provenant des réactions nucléaires. L'équation de la luminosité en fonction de la distance au centre est donnée par :

$$\frac{dL(r)}{dr} = 4\pi r^2 \varepsilon(r) \rho(r)$$

Pendant les phases de changement rapide de la structure de l'étoile, le taux d'énergie de contraction gravitationnelle est à ajouter au terme $\varepsilon(r)$.

Les transferts d'énergie

L'énergie produite par les réactions nucléaires se propage à travers l'étoile jusqu'à la surface grâce plusieurs modes de transfert. Il en existe 3 dans la nature :

- La conduction
- Le rayonnement
- La convection

Transport par conduction

Le transport d'énergie par conduction est assuré par les électrons libres d'un milieu. Dans une étoile dans la séquence principale, les électrons sont confinés dans un espace restreint (le cœur nucléaire) et interagissent très rapidement, ne jouant qu'un rôle limité dans le transfert de l'énergie.

Par contre, si la matière est dégénérée, les électrons devront couvrir des distances importantes avant de trouver une place libre. Ce sont les équations de la mécanique quantique qui régiront le transport d'énergie par conduction dans ce cas.

Transport par rayonnement

Les lois du « corps noir » (une étoile en est un bon exemple) nous indiquent que son rayonnement est maximal dans une gamme de longueurs d'ondes qui dépend de la température uniquement. A l'intérieur des étoiles, le rayonnement est essentiellement composé de photons X, qui interagissent fortement avec la matière.

Dans les régions centrales, on estime qu'un photon X parcourt un demi-centimètre avant d'interagir. Lors de l'interaction, le photon est soit dévié, soit absorbé. Dans ce dernier cas, un photon est ré-émis dans une autre direction.

La trajectoire d'un photon est donc une suite gigantesque de zig-zag dans toutes les directions.

Finalement, le temps moyen de présence d'un photon dans une étoile est de l'ordre d'un million d'années, depuis sa formation dans le cœur nucléaire, jusqu'à son arrivée à la surface de l'étoile.

Le nombre de collisions d'un photon avec la matière est représentatif de ce qui est appelé l' « opacité » du milieu. Si le milieu est transparent, les photons rencontrent peu de matière, circulent librement longtemps. Si le milieu est opaque, les photons restent prisonniers plus longtemps.

La distance moyenne que peut parcourir un photon avant d'interagir s'appelle le *libre parcours moyen*.

Entrent en jeu dans le calcul du libre parcours moyen, la densité du milieu et la taille des particules. Un libre parcours moyen est déterminé pour chaque particule participant aux collisions. Il faut donc connaître ces particules.

L'opacité quant à elle sera calculée en tout point de l'étoile, en connaissant sa température, et sa composition chimique.

Transport par convection

Dans les zones de l'étoile où le gaz est très opaque, le transport de l'énergie par radiation ne se fera pas, il y aura accumulation. La température de la matière va alors s'élever localement dans une « bulle ». Cette bulle étant plus chaude, va aller vers les zones plus froides et monter à la surface. Les bulles chaudes arrivant dans un milieu plus froid cèdent leur énergie, se refroidissent, et retombent dans les profondeurs où elles vont se réchauffer localement, et ainsi de suite...

Ce mouvement de matière est la convection.

Il n'existe aujourd'hui aucune théorie satisfaisante permettant de mettre en équation les mouvements convectifs dans une étoile. C'est un phénomène chaotique. Les experts utilisent un paramètre appelé « longueur de mélange », qui représente la distance au bout de laquelle une bulle a cédé son énergie à son environnement. La connaissance de cette longueur de mélange permet de mesurer les échanges dans les milieux convectifs. Pour le Soleil, ce paramètre a été mesuré par déduction, en faisant tourner les modèles jusqu'à ce que l'observation soit correctement décrite. Ces résultats ont été corroborés par les études d'héliosismologie.

Les mouvements convectifs amènent partiellement vers la surface les matériaux fabriqués par les réactions nucléaires, provoquant un brassage limité.

La zone convective prend naissance lorsque la température et la densité descendent au dessous de certaines valeurs et augmentent suffisamment l'opacité du milieu, pour rendre le transport radiatif inopérant.

Dans les étoiles sur la séquence principale, la zone convective existe pour les étoiles de masses comprises entre 0,4 et 1,1 fois la masse du Soleil. Les étoiles de faible masse (0,4 M_S) sont entièrement convectives. Cette zone convective disparaît au profit de la zone radiative pour les étoiles de masse supérieure à 1,1 fois la masse du Soleil.

La limite entre la zone convective et la zone radiative (environ 3 000 km, appelée « tachocline ») serait à l'origine du champ magnétique des étoiles par effet dynamo, engendrant entre autres les phénomènes de surface comme les taches, facules ou protubérances.

En résumé

Pour le Soleil, dont le rayon est de 700 000 km, les réactions nucléaires se produisent dans une sphère de 175 000 km de rayon. Le transport radiatif est effectif jusqu'à 600 000 km. De 550 000 à 700 000 km, c'est la convection qui assure le transport de l'énergie.

Les bulles sont d'ailleurs visibles par l'observation directe de la surface du Soleil.

Dans le cas des étoiles massives, le transport est radiatif jusqu'à la surface, il n'existe pas de convection.

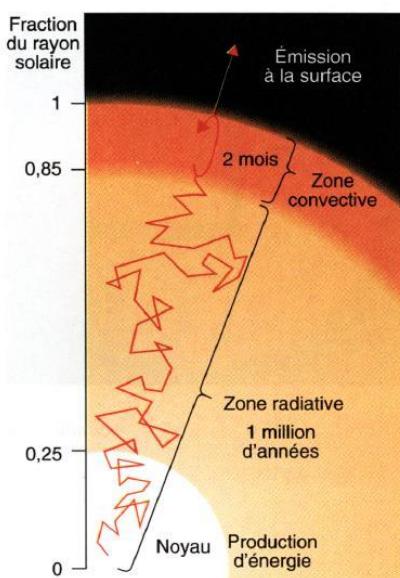


Figure 8.5

La structure interne du Soleil.
Le noyau est la zone où des réactions nucléaires produisent de l'énergie. Son rayon correspond à 25 % du rayon solaire, et son volume, à 1,6 % du volume solaire.

Dans la zone radiative, la chaleur produite dans le noyau est transportée sous forme de photons, qui entrent constamment en collision avec les particules de matière.

La courbe brisée représente de manière simplifiée le trajet irrégulier d'un photon type généré dans le noyau par une réaction nucléaire. (Le nombre réel de bifurcations est beaucoup plus grand!) Il faut au photon un million d'années pour atteindre le sommet de la zone radiative. Son énergie est ensuite emportée par les tourbillons de matière de la zone convective, et atteint la surface du Soleil deux mois plus tard. Elle est alors émise sous la forme d'un photon de lumière visible.

CONCLUSIONS

La masse d'une étoile, et à un moindre niveau sa composition chimique, sont les paramètres très importants. Ils vont à eux seuls déterminer :

- La température au centre, et en surface
- Le type de réactions nucléaires dans le cœur
- La taille (le rayon) de l'étoile
- Sa luminosité, sa couleur
- La durée de sa vie
- La façon dont elle va finir sa vie (géante rouge, nébuleuse planétaire, supernova...)

Ce modèle a été testé avec succès sur le Soleil, seule étoile observable de relativement près, pour ce qui concerne le stade actuel de la vie du Soleil. L'histoire de la Terre nous donne des indications sur ce que pouvait être le Soleil il y a quelques milliards d'années. Mais c'est l'observation des autres étoiles, à différents stades, qui nous renseigne, par exemple, sur la fin de leur vie, et permettent d'ajuster le modèle.