

La physique stellaire appliquée à la vie solaire ou Cent millions de siècles avec le Soleil

Laurent Piau

I Introduction

II Carte d'identité solaire

III Structure des étoiles de type solaire

IV Evolution des étoiles de type solaire

- 1) L'origine et la presequence principale
- 2) La séquence principale
- 3) Géante rouge
- 4) Géante rouge asymptotique
- 5) Naine blanche

V Conclusion

Références

I Introduction

La physique stellaire est la branche de l'astrophysique qui s'intéresse directement à la structure et à l'évolution des étoiles. Ces deux facettes -structure et évolution- sont indissociables. La structure d'une étoile détermine en effet son évolution ultérieure et réciproquement sa structure dépend directement de son évolution antérieure.

La compréhension du fonctionnement des étoiles a connu un essor considérable au cours du 20^{ième} siècle. Cette progression s'est appuyée sur les avancées scientifiques dans de nombreux domaines de la physique et sur des avancées techniques. Pour comprendre une étoile il faut faire appel à différents champs de la physique. Une étoile étant (sauf cas pathologique) une énorme boule de gaz extrêmement chauds, elle se comporte comme un fluide. La physique stellaire exploite donc la mécanique des fluides. Autre exemple : les étoiles sont presque toutes le siège de réactions nucléaires. D'où le recours aux données de physique nucléaire. Ces deux exemples pourraient être largement complétés car sont aussi utilisées la thermodynamique, la mécanique quantique, la physique atomique, etc... La physique stellaire constitue en définitive une science au carrefour de nombreux autres domaines. Durant la première partie du siècle dernier les progrès de ces domaines ont permis aux astrophysiciens de comprendre notamment l'origine de l'énergie ou de la longévité des étoiles.

Les calculs précis de structure ou d'évolution stellaire sont considérables et ne peuvent être menés à la main. La résolution passe par des calculs lourds que seules les machines peuvent faire. A partir des années 1950 le développement fulgurant des ordinateurs a permis de franchir un pas supplémentaire. Il est ainsi aujourd'hui possible de connaître avec une extrême précision la structure du Soleil ou l'explosion d'une étoile massive.

Ce bref expose a pour but d'expliquer la structure et l'évolution d'une étoile classique : le Soleil. Notre étoile est à la fois typique de part sa masse et sa composition mais aussi du fait de la phase évolutive sur laquelle il se trouve. Il s'agit d'une étoile tout à fait banale qui permet donc de dégager les caractéristiques essentielles de ces objets. Dans le même temps le Soleil est exceptionnel du fait de sa très grande proximité sur le plan astronomique ce qui nous a permis de l'étudier et de le connaître avec un degré de détail inaccessible pour les autres étoiles.

Après avoir donné les caractéristiques générales du Soleil je décrirai brièvement sa structure. Puis j'évoquerai son évolution depuis sa naissance à partir d'un nuage de matière interstellaire jusqu'au stade ultime de son existence : la naine blanche.

II Carte d'identité solaire

Le Soleil est une étoile. C'est un astre gigantesque 300 000 plus massif que notre planète et 1 million trois cent mille fois plus volumineux. S'il nous paraît si lumineux c'est non seulement parce qu'il est -comme on s'en doute- extrêmement chaud mais aussi parce que sur le plan astronomique il est extrêmement proche de la Terre. Nous sommes à 150 millions de kilomètres du Soleil ce qui est important pour nos standards terrestres mais reste très faible devant les dizaines de milliers de milliards de kilomètres qui nous séparent des autres étoiles. Alors que la lumière met 7 minutes pour nous parvenir de la surface solaire, elle met au minimum quelques années pour nous parvenir des étoiles.

Même s'il vous prenait l'envie (un peu) folle d'aller marcher sur le Soleil cela vous serait impossible. Le soleil est entièrement gazeux et ne présente donc pas de surface solide. Ses deux principaux constituants l'hydrogène (~91 % des atomes) et l'hélium (~9 % des atomes) sont dans des proportions tout à fait représentatives de la composition des autres étoiles et donc de l'Univers dans son ensemble.

L'âge solaire est aujourd'hui estimé à 4.55 milliards d'années. Cette fraction notable de l'âge de l'Univers nous montre l'extrême longévité des étoiles. Cependant rien n'est éternel. D'ici une durée voisine de celle écoulée depuis sa formation le Soleil aura épuisé ses réserves d'énergie.

Avant d'expliquer les changements ayant eu lieu au cours de la vie solaire je vais décrire sa structure actuelle.

III Structure des étoiles de type solaire

Avec un rayon de quelques centaines de milliers à quelques millions de kilomètres, une étoile est une énorme sphère de gaz. Ce gaz d'autant plus chaud et dense que l'on se rapproche du centre : actuellement pour le Soleil la température centrale s'élève à 15 millions de degrés celsius et la densité à 150 grammes par centimètres cube c'est à dire 20 fois plus que le fer. Au contraire la surface stellaire est (relativement) froide et tenue. Le disque visible de notre étoile est à 5530 degrés celsius et sa densité est d'un dixième de milliardième de grammes par centimètres cube. Ces ordres de grandeur pour le centre et la surface sont tout à fait représentatifs de la plupart des étoiles. En remontant du centre on passe continûment par une succession d'états intermédiaires qui avec la composition définissent la structure de l'étoile.

Pourquoi le gaz est-il si chaud et dense près du centre? En fait le gaz s'organise sous l'effet de deux forces qui agissent dans des directions opposées. D'une part la gravité fait que chaque parcelle du gaz est attirée par les autres. Globalement elle tend à tirer vers le centre de l'étoile les couches plus externes comme la Terre tend naturellement à nous attirer. Cela explique les fortes température et densité des régions centrales qui sont comprimées. En retour ces fortes température et densité engendrées près du centre y produisent une pression énorme. La différence de pression avec les couches plus externes ou la température et la densité sont moindres tend à repousser celles-ci ce qui finalement compense l'effet attractif global de la gravité.

Pour aller plus loin dans la compréhension de la structure il faut évoquer les questions liées à l'énergie dans les étoiles et à leur composition. L'équilibre entre gravité et différences de pression fait intervenir l'évaluation de la température dans l'astre. Or en un lieu la température mesure l'état d'agitation donc l'énergie (de mouvement) des atomes ou particules. La structure d'une étoile ne peut par conséquent être comprise que si on comprend dans quelles conditions et dans quelles proportions l'énergie est dégagée ou se propage dans une étoile. Dans 90 % des étoiles l'énergie est libérée dans les régions centrales par des réactions nucléaires. Ainsi notre Soleil transforme à chaque seconde en son centre 600 millions de tonnes d'hydrogène en hélium. L'énergie dégagée est considérable comme on s'en doute : 400 milliards de milliards de mégawatts. Une fois produite elle remonte sous forme de grains de lumière (les photons) vers la surface en interagissant étroitement avec le gaz constituant l'étoile. La façon dont l'énergie se propage dans l'étoile se répercute donc directement sur sa structure.

Il y a dans la nature trois modes de transport de l'énergie (thermique) : la conduction, la radiation et la convection. Nous avons observé tous ces modes dans la vie quotidienne. Par exemple un objet métallique chauffé en un endroit devient rapidement entièrement chaud par conduction. Le voisinage d'une flamme ou d'une source incandescente chauffe par radiation. Enfin l'énergie se propage par convection (c'est à dire par mouvement de la matière) dans une bassine d'eau en ébullition.

Les étoiles ne retiennent généralement que la radiation et la convection pour transporter l'énergie. Dans les régions profondes du Soleil le milieu est relativement transparent et le rayonnement transporte efficacement l'énergie. Ces régions constituent la zone radiative solaire qui s'étend jusqu'au deux tiers du rayon. A partir de ce rayon la

diminution de température entraîne une forte augmentation de l'opacité du milieu et, le rayonnement étant bloqué, la convection prend le relais dans le transport de l'énergie. Le tiers externe de notre étoile est donc animé de forts courants de matière : d'immenses paquets de gaz chaud montent tandis que des paquets de gaz plus froid descendent au sein de cellules de convection. La surface solaire présente une granulation caractéristique qui n'est autre que le sommet, l'aboutissement, des cellules de convection : les rouleaux de matière circulant depuis les profondeurs vers l'atmosphère solaire.

IV Evolution des étoiles de type solaire

Les étoiles brillent. Elles rejettent dans le milieu qui les environne de l'énergie sous forme lumineuse. Il existe donc en leur sein une ou plusieurs source(s) d'énergie. Ces sources sont limitées et leur consommation progressive entraîne des changements dans la structure de l'étoile. Les étoiles ne cessent donc d'évoluer et en quelque sorte elles naissent vivent et meurent comme les êtres vivants. Pourtant elles nous paraissent figées. La raison est que leur temps de vie est très grand en regard du temps de vie humain. Nous pouvons tout au plus compter sur une centaine d'années. Les étoiles 'vivent' au minimum quelques millions d'années et leur longévité peut atteindre plusieurs milliers de milliards d'années.

Dans la suite nous allons détailler la vie du Soleil qui est aussi représentative dans ses grandes lignes de la vie des étoiles de faible masse ie de 0.1 a 8 fois la masse solaire.

1) L'origine et la presequence principale

Toutes les étoiles se forment a partir du gaz constituant le milieu interstellaire. Ce gaz s'organise en deux phases. La première est chaude et tenue ($T \sim 10^4$ K, ρ (densité) $\sim 10^{-1} \text{ g.cm}^{-3}$). Elle occupe la quasi totalité du volume de la Galaxie. Nous ne nous en préoccupons pas ici. La seconde phase est froide et dense ($T \sim 10$ K, $\rho \sim 10$ a 10^8 g.cm^{-3}). Cette phase est concentrée en nuages situes dans les bras spiraux de la Galaxie. Ces nuages sont bien visibles car ils contiennent outre du gaz des poussières. Tantôt le rayonnement des étoiles situées derrière est bloqué et on voit le nuage comme une région sombre et vide d'étoiles tantôt les poussières diffusent la lumière des étoiles proches et illuminent le nuage. Au sein des nuages le gaz d'hydrogène est assez froid pour se constituer en molécules H_2 . On parle donc de nuages moléculaires.

Les étoiles naissent dans ces nuages. Un nuage n'est pas une entité homogène. Certaines régions sont plus froides et denses que d'autres. Leurs dimensions typiques varient de 0.1

a 0.01 années-lumière et leur masses sont de l'ordre de 0.1 à 100 masses solaires. Ces régions sont appelées coeurs denses. Les coeurs denses sont les parents directs des étoiles.

Comme nous l'avons dit plus haut la gravité tend à rassembler la matière. C'est son action (contraction et fragmentation) sur le coeur dense qui forme l'étoile. Nous décrivons dans la suite la formation d'une étoile de masse solaire, ce qui est représentatif de ce qui se passe pour les astres de faible masse (~0.1 à 8 masses solaires). On peut distinguer 5 étapes :

Phases proto-stellaires.

1) La matière diffuse vers le centre du coeur dense. L'écoulement est lent : la gravité doit en effet lutter contre l'agitation turbulente du gaz et le champ magnétique qui tendent à s'opposer à la contraction. Il faut quelques millions d'années pour qu'un coeur dense change significativement d'aspect. Le million d'années est donc le temps typique d'évolution durant cette phase.

2) Plus la concentration augmente plus l'intensité de la gravité s'accroît ($g \sim GM/R^2$). A partir d'un certain moment le champ de gravité est assez fort pour que l'écoulement s'emballe. On passe d'un régime de contraction à un régime d'effondrement et la matière s'accumule rapidement au centre du nuage sur ce qui va devenir l'étoile. Une partie non négligeable du gaz (~10 %) tombant sur l'étoile se trouve finalement éjectée par un processus mettant en oeuvre le champ magnétique à proximité directe de l'étoile. Ce phénomène produit deux jets de gaz s'étendant dans des directions opposées par rapport à la très jeune étoile. A cette époque la majeure partie du gaz est encore froide et dans le nuage entourant l'objet central : l'énergie émise par l'objet se trouve donc dans le domaine radio. On parle d'objet de classe 0. Le passage par la classe 0 dure typiquement dix mille ans.

3) L'objet de classe I : cette phase correspond à la fin de l'effondrement hydrodynamique amorcé à l'étape précédente. 90 % de la masse se trouve maintenant dans l'objet central. Cet objet est véritablement une proto-étoile : ses dimensions (qq centaines de milliers à

qq millions de km), sa densité ($\sim 1 \text{ g.cm}^{-3}$) sont comparables à celle d'une étoile.

Autour de l'objet central la matière s'organise sous forme d'un disque épais dont la masse est typiquement du dixième de la masse solaire. Les jets d'éjection apparus à la phase précédente sont toujours présents.

L'énergie provient de la contraction gravitationnelle de l'étoile. Le rayonnement globalement émis par le système étoile/disque sort sous forme infrarouge et radio. Cette phase dure typiquement cent mille ans.

Phases pré-stellaires

4) L'objet de classe II. L'étoile est alors constituée et le nuage qui l'entoure se dissipe. A cet âge le Soleil était une étoile environ dix fois plus brillante qu'aujourd'hui mais avec

une température de surface plus faible : environ 4000 degrés celsius. Les objets de classe II présentent de forts excès UV / infrarouge par rapport aux étoiles 'adultes'. On les appelle Ttauri du nom de l'étoile prototype dans la constellation du taureau. C'est à cet âge (~ un million à quelques millions d'années) que l'étoile devient optiquement visible et sort de son nuage : c'est sa naissance.

5) L'objet de classe III. La forte activité magnétique typique de la phase précédente faiblit en même temps que l'excès en lumière infrarouge. Dans le même temps la luminosité descend et la température de surface monte : l'étoile se rapproche de la séquence principale en subissant une lente contraction générale. La température et la densité centrales augmentent. Âge : dix millions à quelques dizaines de millions d'années.

Il est important de noter qu'au cours de toutes les étapes précédentes l'étoile ne tire jamais son énergie de la fusion de l'hydrogène. Elle ne rayonne que du fait de sa contraction gravitationnelle. Il n'y a alors aucune réaction nucléaire (mis à part un bref épisode de combustion du deutérium au début de la classe II). La contraction gravitationnelle agit de la façon suivante : du fait qu'il n'y a pas de source d'énergie contrebalançant le champ de gravité, l'étoile tend à se contracter sous l'effet de son propre poids (cf la chapitre sur la structure II). Or lorsque un gaz se comprime il s'échauffe (essayez de gonfler un pneu de vélo). L'étoile s'échauffant, elle rayonne. Depuis le début de la contraction du cœur dense jusqu'à l'allumage de l'hydrogène en son centre (arrivée sur la séquence principale) l'évolution de notre étoile Soleil aura demandé 50 millions d'années.

2) La séquence principale

La quasi totalité des étoiles se situent comme notre Soleil aujourd'hui au cours d'une phase de combustion nucléaire de l'hydrogène en leurs centres. Pour cette raison, cette phase a reçu le nom de série ou séquence principale. Cette étape suit directement la formation de l'étoile que nous avons décrit au chapitre précédant. Pour les étoiles situées sur la séquence principale la luminosité et la température de surface sont étroitement liées à la masse : plus l'étoile est massive plus elle est chaude et lumineuse. Les étoiles les plus massives atteignent 100 masses solaires : elles ont des températures de surface de l'ordre de 50 .000 degrés et des luminosités de plusieurs millions de luminosités solaires. Les étoiles les moins massives tournent autour de 1/100 de masses solaires : elles ont des températures de surface de l'ordre de 2000 degrés et des luminosités de l'ordre du millième de luminosités solaires.

Bien que le Soleil brûle 600 millions de tonnes d'hydrogène à chaque seconde il demeure au cours de sa vie 9 milliards d'années sur la séquence principale. Ces 600 millions de tonnes ne sont en effet qu'une partie dérisoire de la masse solaire totale qui est de 2 milliards de milliards de milliards de tonnes. Par conséquent la combustion de l'hydrogène est un phénomène très lent ; ceci explique la longévité et la stabilité solaire en particulier et stellaire en général. Il est d'ailleurs intéressant de noter que les étoiles ont un

très faible rendement énergétique : elle ne produit que très peu d'énergie par unité de masse. En son centre le Soleil ne dégage qu'un millionième de watt par gramme c'est-à-dire 100 millions de fois moins que le filament d'une ampoule classique (mais il y a beaucoup de gramme dans le coeur du Soleil et c'est pourquoi il est si lumineux!).

Le Soleil est en définitive très peu différent aujourd'hui de ce qu'il était à son arrivée sur la séquence principale il y a 4.5 milliards d'années. Sa température de surface n'a augmenté que de 140 degrés pour atteindre 5500 degrés C aujourd'hui (ie 5800 K). De même sa luminosité s'est accrue de 30 %. Cela correspond à une augmentation moyenne d'environ 7 millionième de pourcent par millénaire et reste très faible par rapport à la gamme de luminosités pour les masses d'étoiles évoquées ci-dessus.

On peut comprendre l'évolution de la température et de la luminosité de surface en les rattachant à l'évolution interne et plus spécifiquement à l'évolution du coeur. Sous le poids considérable de l'enveloppe, le coeur solaire est le siège de réactions nucléaires. Ces réactions changent la composition centrale, ce qui se répercute sur la structure globale. Le centre d'une étoile étant la région évoluant à cause des réactions nucléaires il constitue à la fois le moteur évolutif et énergétique de l'étoile.

Revenons sur la structure solaire. Sous la surface visible s'étend une zone mélangée par la convection sur le tiers du rayon solaire soit 230 mille kilomètres. Plus profond et jusqu'au centre (situé à 700.000 kilomètres de la surface) se trouve la zone dite radiative exempte de mélange efficace. L'énergie est transportée par la convection dans la première région et par la radiation dans la seconde. On peut comparer ce dernier transport à de la diffusion : les photons (les grains de lumière véhiculant l'énergie) diffusent depuis le centre comme une goutte d'encre peut diffuser dans de l'eau limpide. Cette diffusion est d'ailleurs très lente : remontant du centre un photon met plus de cent mille années à atteindre la limite de la région convective (à comparer au 7 minutes qu'il lui faut ensuite pour voler de la surface solaire à la Terre). Le flux lumineux est alimenté par les réactions nucléaires qui ont lieu à moins de 0.2 rayons solaires du centre. Ces réactions transforment globalement 4 noyaux d'hydrogène (4 protons) en un noyau d'hélium plus de l'énergie. Comme la plupart des étoiles le Soleil tire son énergie de réactions nucléaires : c'est un immense réacteur nucléaire. La transformation de l'hydrogène en hélium s'accompagne d'une légère augmentation en température et en densité. Il y a 4.5 milliards d'années la température solaire centrale était de 13 millions de

-3

degrés (15 millions aujourd'hui) et la densité de 80 g.cm⁻³ (150 aujourd'hui). Or l'efficacité des réactions nucléaires dépend fortement de ces quantités, et plus particulièrement de la température : dans les conditions solaires centrales si la température montait d'un facteur 2 le taux de production énergétique nucléaire monterait d'un facteur 16. Par conséquent alors que le coeur solaire consomme son hydrogène il émet de plus en plus d'énergie. Cette augmentation de production se traduit par l'augmentation de la luminosité et de la température de surface que nous avons évoqué plus haut.

3) Géante rouge

Le Soleil a aujourd'hui consommé la moitié de son combustible. La fraction de masse en hydrogène central n'est plus que de 35 %, la fraction de masse en hélium est montée à 63 %. Initialement ces rapports étaient presque inverses puisque l'hydrogène solaire initial était voisin de 70 % en masse et l'hélium initial voisin de 28 %.

D'ici quelque 4.5 milliards d'années les réserves en hydrogène seront épuisées. Le cœur du Soleil alors constitué d'hélium pur sera privé de source d'énergie nucléaire. Il entrera en contraction et s'échauffera. Remarquons que contrairement à ce que l'on pourrait croire l'arrêt des réactions nucléaires provoquera une augmentation de température. De même si on arrêtais aujourd'hui (comme par magie) les réactions nucléaires dans le Soleil celui-ci ne se refroidirait pas.. bien au contraire, il se contracterait sous l'effet de son poids et la compression entraînerait un échauffement du gaz... Contrairement à l'intuition les réactions nucléaires ont donc pour effet (entre autre) d'empêcher le Soleil et les autres étoiles de se contracter et de s'échauffer!

Ayant ce point à l'esprit, revenons au destin solaire : le cœur privé d'énergie nucléaire se contracte et s'échauffe. Mais dans les régions légèrement excentrées il reste de l'hydrogène : celui-ci commence à brûler car la contraction élève la température. La combustion de l'hydrogène se déplace donc progressivement du centre vers l'extérieur sur une coquille sphérique toujours plus grande allant chercher l'hydrogène frais de plus en plus loin du centre. Conformément à ce que nous venons de voir la combustion bloque en partie la température dans la coquille et l'empêche donc de suivre la contraction du cœur.

L'étoile est alors dans une situation où le cœur en contraction est surplombé d'une coquille de combustion de l'hydrogène qui ne se contracte pas. La densité à la base de cette coquille ne peut que diminuer au cours du temps puisque la matière tend à se rassembler plus profondément. Mais alors par contre coup la densité doit aussi diminuer au dessus de cette coquille. Pourquoi? Parce que si elle ne diminue pas le gaz constituant l'étoile termine fatalement dans une situation où un milieu plus dense se trouve *au-dessus* d'un milieu moins dense. Une telle situation n'est pas stable et disparaîtrait très rapidement : essayez donc de faire tenir du vinaigre sur de l'huile dans un verre. Impossible, le vinaigre, plus lourd glisse systématiquement au fond.

Que signifie cette diminution de densité dans les régions au-dessus de la couche de combustion de l'hydrogène ? Cette diminution de densité veut dire que le gaz solaire se dilate : les couches externes du Soleil gonfleront démesurément et la luminosité solaire montera en conséquence. Dans le même temps la température de surface diminuera à 4000 degrés celsius. Le globe solaire deviendra donc immense et beaucoup plus rouge qu'il ne l'est aujourd'hui. La surface de l'étoile dépassera l'orbite de Mercure puis de Venus pour atteindre les environs de l'orbite Terrestre un milliard d'années après l'épuisement de l'hydrogène central. Toute vie terrestre aura alors disparu. Les océans se seront évaporés et l'atmosphère terrestre surchauffée se sera échappé dans l'espace. Notre étoile occupera le tiers voire la totalité du ciel terrestre.

A ce stade de son évolution le Soleil est une géante rouge. Il est 1000 à 2000 fois plus lumineux qu'aujourd'hui. L'énergie rayonnée provient alors à plus de 90 % de la fusion de l'hydrogène de l'enveloppe le reste étant fourni par la contraction gravitationnelle du

coeur d'hélium.

4) Géante rouge asymptotique

Après un milliard d'années de contraction le coeur solaire sera suffisamment chaud (120 millions de degrés) et dense (100 kg/cm^{-3}) pour que la fusion de l'hélium débute. Dans les étoiles de faible masse comme notre étoile, l'allumage de ces réactions se fait de façon catastrophique : en raison de la très forte densité la fusion de l'hélium en carbone s'emballe. A lieu dans l'étoile ce que l'on nomme un flash thermonucléaire : sur une durée extrêmement brève (peut-être quelques minutes) quelques pourcents de l'hélium central est consommé ce qui entraîne un dégagement d'énergie de l'ordre d'un milliard de fois l'énergie dégagée par seconde aujourd'hui par le Soleil. L'énergie libérée par le flash de l'hélium n'est pas immédiatement rayonnée vers l'extérieur (l'étoile ne devient pas plus brillante) mais elle a pour effet principal de dilater fortement le coeur. Par contre-coup le couches externes solaires se contractent et la luminosité de l'étoile redescend de ~ 1000 luminosités solaires à ~ 100 luminosités solaires. L'étoile entre alors sur une phase de combustion 'tranquille' de l'hélium qui dure environ un milliard d'années. Cette phase est dix fois plus courte que la phase de combustion de l'hydrogène en raison du rendement énergétique de la fusion de l'hélium dix fois moindre que celui de l'hélium.

Une fois que l'hélium central est entièrement transformé en carbone (et aussi en oxygène) sa zone de combustion se déplace vers l'extérieur : on passe à une combustion en couche comme à la fin de la séquence principale pour l'hydrogène. Le coeur de l'étoile se contracte à nouveau et l'évolution ultérieure ressemble beaucoup à celle au sortir de la séquence principale : avec une luminosité montant vers 5000 luminosités solaires l'étoile redevient une géante rouge. Pour cette raison l'étoile est appelé étoile géante rouge asymptotique.

De tels objets sont animés de pulsations de grande ampleur. Le rayon de l'étoile se met à varier d'environ 50 % avec une période typique de l'ordre de 300 jours. Ces variations régulières sont observables car elles se répercutent sur la luminosité de ces étoiles qui sont appelées variables à longue période. L'étoile omicron Ceti de la constellation de la Baleine correspond à cette classe d'objets. Elle leur a donné son nom : les étoiles Mira Ceti ce qui signifie 'la merveilleuse (mira) de la baleine (Ceti)' car son éclat rougeoyant varie au fil des mois.

5) Naine blanche

Une fois au stade de géante rouge asymptotique, le Soleil perd très rapidement de la masse. Les couches superficielles de l'étoile sont faiblement liées au centre (le champ de gravité diminue en raison de l'inverse du carré de la distance au centre). De plus elles sont froides : dans ce lointain futur l'atmosphère solaire est à 2800 degrés environ et par

conséquent des poussières carbonées s'y forment. Ces poussières sont poussées par le rayonnement de l'étoile et partent se perdre dans le milieu interstellaire. Avec elles, elles entraînent du gaz et le Soleil perd jusqu'à un millionième de sa masse par an. Ce taux de perte de masse est énorme : en quelques centaines de milliers d'années (ce qui est très court à l'échelle d'une vie d'étoile) l'enveloppe externe est totalement soufflée.

Ne subsistent que les cendres de la combustion centrale de l'hélium. Un cœur stellaire extrêmement chaud fait de carbone et d'oxygène. Les dimensions de ce cœur sont minuscules en regard d'une géante rouge ou même du Soleil actuel : le rayon de la 'nouvelle' étoile est voisin du rayon terrestre soit 6000 km. Dans le même temps la surface de l'étoile étant très chaude (initialement 150 000 degrés) celle-ci rayonne son énergie sous forme rayons X, de radiation ultraviolette et de lumière blanc bleutée. En raison de sa taille et de son rayonnement ce type d'étoile est appelée naine blanche.

Le fort rayonnement ultraviolet de la très jeune naine blanche ionise en permanence le gaz provenant de l'enveloppe rejetée vers l'espace et avoisinant encore l'étoile. Ce gaz se recombine en émettant du rayonnement lumineux et un équilibre ionisation/recombinaison s'établit : le milieu gazeux diffus rayonne par fluorescence.. Apparaît alors dans le ciel un nuage faiblement lumineux que l'on nomme nébuleuse planétaire. Les nébuleuses planétaires s'étendent sur des rayons de l'ordre de 1 à 10 années lumière. Leurs formes sont souvent sphériques ce qui leur a valu leur nom : dans les premiers télescopes ces nébuleuses évoquaient les disques de planètes. On sait aujourd'hui que les nébuleuses planétaires n'ont rigoureusement aucun lien avec des planètes. Le gaz constituant une nébuleuse planétaire se disperse et s'éloigne de l'étoile centrale avec une vitesse de l'ordre de quelques dizaines de kilomètres par seconde. En moins de 100.000 ans la nébuleuse planétaire a totalement disparu.

Là où se trouvait le Soleil ne reste qu'une étoile naine blanche. Cette étoile n'évolue pas sur le plan nucléaire. Cela est dû à son extraordinaire densité mais relativement faible température de son intérieur. On estime aujourd'hui que la masse contenue dans la naine blanche dont le Soleil enfantera est de 60 % de sa masse actuelle. Si le rayon est de 6000 km cela signifie que la densité moyenne du gaz avoisinera les cent tonnes par centimètre cube. Dans le même temps la température moyenne de l'intérieur n'excédant pas les 200 millions de degrés la matière sera dans un état dit dégénéré.

Plus la densité d'un milieu monte plus les électrons constituant la matière tendent à occuper des positions rapprochées. Cela ne constitue pas un problème dans la mesure où ces électrons se déplacent vite les uns par rapport aux autres. La mécanique quantique interdit en effet à deux électrons d'avoir des positions et des vitesses arbitrairement proches. De ce fait si la gravité veut contracter un objet déjà aussi dense qu'une naine blanche ses électrons se rapprochent et leurs vitesses relatives augmentent. Cela a pour conséquence d'engendrer une forte pression qui s'oppose à la gravité. Cette pression essentiellement liée à un effet de mécanique quantique est appelée pression de dégénérescence. Elle empêche la contraction de l'étoile qui serait nécessaire à l'allumage des réactions de fusion nucléaire du carbone. Une étoile naine blanche est donc un objet figé et en équilibre : d'une part la gravité qui tend à comprimer la matière vers le centre. D'autre part la pression de dégénérescence des électrons empêche la contraction.

Au cours du temps la naine blanche se refroidit : sa luminosité descend

rapidement au environ du dixième de millièème de luminosité solaire. Au bout d'environ 5 milliards d'années le gaz est suffisamment dense et froid pour se transformer en solide. Les noyaux de carbone et d'oxygène commencent à se disposer les uns par rapport aux autres pour constituer un réseau cristallin. Cette transition est tout à fait comparable au phénomène de solidification de l'eau lorsque celle-ci se transforme en glace a 0 degrés celsius. La naine blanche devient finalement un énorme cristal de l'espace inerte et se refroidissant indéfiniment. L'étoile rayonne de moins en moins son éclat disparaissant finalement totalement.

V Conclusion

La vie de l'étoile Soleil aura duré un peu plus de 100 millions de siècles. Au cours de cette vie le Soleil n'aura pratiquement jamais cessé d'être le siège de réactions nucléaires transformant l'hydrogène en hélium puis l'hélium en carbone et en oxygène. L'énergie dégagée par ces réactions lui aura permis de rayonner avec une extraordinaire stabilité pendant la plus grande partie de sa très longue évolution et donc d'assurer les conditions qui ont permis a la vie terrestre de se développer.

Il est intéressant de se pencher sur les moyens mis en oeuvre par la nature dans le Soleil en particulier et les étoiles en général. Quatres interactions (quatre forces) sont connues à ce jour dans la nature. L'interaction gravitationnelle qui se manifeste sur Terre par la chute des corps ; l'interaction électromagnétique mise en oeuvre par exemple dans les ondes lumineuses, les phénomènes électriques ou les réactions chimiques ; l'interaction nucléaire forte qui assure la stabilité aux noyaux atomiques de la matière ; l'interaction nucléaire faible qui intervient dans les processus de désintégration nucléaires. Ces quatres interactions fondamentales de la nature entrent directement en jeu dans les étoiles. D'abord l'interaction gravitationnelle rassemble la matière et la concentre depuis le nuage des origines. Ensuite cette même gravitation assure la cohésion de l'astre et comprime les parties centrales jusqu'à ce que les réactions nucléaires s'y déclenchent. Mais la gravitation ne pourrai réussir à confiner le gaz si l'interaction electromagnetique n'évacuait l'énergie thermique produite lors des premières étapes de contraction. L'électromagnétisme joue par ailleurs un rôle central puisqu'il permet à l'étoile de rayonner l'énergie dégagée par les réactions nucléaires : l'interaction nucléaire forte assurant la cohésion des noyaux résultant de la fusion (hélium puis carbone et oxygène), l'interaction nucléaire faible contrôlant quant à elle une ou plusieurs étapes de la fusion.

Toutes les interactions fondamentales (connues) travaillent donc de concert dans une étoile. Mais à quoi travaillent-elles? Le gaz initialement pris au milieu interstellaire y retournera pour une bonne partie lors des ultimes étapes de l'évolution du Soleil. Cependant il aura été enrichi en éléments plus lourds que l'hydrogène par les réactions nucléaires : hélium, carbone, oxygène. Ces deux derniers composes jouent un rôle central dans notre existence. Ainsi les étoiles participent à l'élaboration des briques qui ont permis, permettent et permettront a la vie de se développer. Nous sommes doublement redevables aux étoiles : la Terre reçoit du Soleil son énergie, d'autres étoiles aujourd'hui défuntes ont synthétisé les noyaux de la matière nous constituant. Pour finir je ferai donc

un parallèle entre le phénomène que l'on nomme la vie et la vie d'une étoile comme le Soleil. La matière vivante est beaucoup plus organisée que la matière inerte. Sur Terre le développement d'êtres de plus en plus complexes au cours du temps peut être rapprochée de l'évolution d'une étoile. Car elle aussi emmène la matière vers un plus grand état d'organisation (techniquement on dit que son entropie diminue) : les réactions nucléaires agencent par exemple en un seul édifice des noyaux précédemment distincts. Les étoiles à travers leur évolution participent donc à la tendance générale qui caractérise l'Univers. Du simple au compliqué et du désordonné au structuré.

Références

Se renseigner

Dossier de Pour la science : 'Vie et moeurs des étoiles. Hors série : janvier 2001

'Les étoiles, vie et mort des soleils lointains', James Kaler, Pour la science, Diffusion Belin.

Ouvrage de très bonne vulgarisation recouvrant de nombreux aspects observationnels et théoriques de la structure et de l'évolution stellaire en 250 pages.

'Astronomie et Astrophysique', M. Seguin, B. Villeneuve, DeBoeck, 2002.

Ouvrage de très bonne vulgarisation sur l'astronomie en general.

Aller plus loin

Stellar structure and evolution, Dina Prialnik, Cambridge University Press 2000.
Bon ouvrage de synthèse sur l'évolution stellaire.

Principes fondamentaux de structure stellaire, Manuel Forestini, Gordon and Breach Science publishers, 1999

Bon ouvrage en français surtout axe sur la structure des étoiles et insistant particulièrement sur les l'équation d'état et les processus nucléaires.

Aller au fond

Principle of Stellar Structure, J. Cox & R. Giuli, Gordon and Breach Science publishers, 1968

La bible de la physique stellaire en ~ 2000 pages et en deux volumes.