

L' EVOLUTION STELLAIRE

(texte d'un cours présenté à l'université d'été d'astronomie à Gap, 19–28 août 1990)

C. Waelkens

Astronomisch Instituut Katholieke Universiteit Leuven
Celestijnenlaan 200 B
B–3001 Leuven–Heverlee (Belgique)

Pendant le vingtième siècle, l'astronomie est de plus en plus devenue astrophysique. Les astronomes se sont rendu compte que la même physique que nous avons appris à connaître en laboratoire, peut nous guider à comprendre ce qui se passe dans l'univers qui nous entoure. Ceci est une véritable révolution. D'une vue du monde où les péripéties terrestres se passent sous une voûte céleste apparemment immuable, nous sommes arrivés à une vue d'ensemble où l'évolution sur Terre fait partie de l'évolution de tout le cosmos.

Si nos connaissances de l'évolution de l'univers dans sa totalité et des grandes structures (galaxies, amas de galaxies) qui le composent sont parfois encore assez rudimentaires, il semble que nous sommes arrivés déjà fort loin dans notre compréhension de la structure et de l'évolution des étoiles. Ceci est dû en grande partie au fait que les moyens observationnels qui sont à notre disposition nous permettent d'étudier en détail l'information – sous forme de rayonnement électromagnétique – que les étoiles nous font parvenir. Nous pouvons observer l'évolution stellaire près de chez nous, à l'intérieur de notre propre galaxie. Sans doute les grands télescopes actuellement en construction aideront-ils à augmenter de façon significative nos connaissances sur les lointaines galaxies et sur les profondeurs, dans l'espace et dans le temps, de notre univers tout entier.

Dans cet article, nous nous proposons de présenter l'état de nos connaissances sur l'évolution stellaire, à partir d'une part d'observations d'étoiles et d'autre part des acquis de la physique contemporaine.

Qu'est-ce qu'une étoile?

Le Soleil et la Terre sont des corps à symétrie sphérique. Ces corps célestes doivent cette structure à la gravitation qu'elles exercent sur elles-mêmes. En effet, la sphère est la surface d'équilibre sur laquelle la gravité est la même partout. La question se pose alors pourquoi ces corps autogravitants ne s'effondrent pas sur elles-mêmes. La réponse est que la force de gravité est compensée par une force vers l'extérieur, sous la forme d'une décroissance ("gradient") de la pression du centre à la surface.

La pression à l'intérieur d'une planète est liée à la rigidité des métaux et des rocs (ou des fluides) qui la composent: la structure métallique du noyau de la Terre est assez forte pour soutenir les couches supérieures. Mais si la Terre était dix fois plus grande pour une même densité, alors sa masse et donc sa gravité serait mille fois supérieure, tandis que la force de pression, qui est proportionnelle à la surface n'augmenterait que d'un facteur cent. On imagine donc aisément que, pour un mécanisme de pression donné, il existe une masse au-delà de laquelle l'effondrement gravitationnel ne peut plus être évité. La masse limite d'une planète est de l'ordre de quelques milliers de fois la masse de la Terre. Dans des corps plus massifs la densité et la température centrales deviennent telles que la matière n'existe qu'à l'état gazeux. Ceci est donc le cas pour les étoiles.

Le gaz qui compose une étoile peut très bien être considéré comme un gaz parfait, pour lequel la pression est proportionnelle à la température. Pour que la gravité soit vaincue, il faut que la pression soit la plus grande à l'intérieur et donc que la température centrale soit élevée. C'est ce qui arrive à un gaz s'effondrant sur lui-même: la chaleur produite ainsi contribue à ralentir l'effondrement, mais dans la mesure où une partie est perdue en rayonnement, elle ne peut pas arrêter la contraction de l'étoile. L'équilibre sera enfin (mais pas définitivement, comme nous allons voir) trouvé au moment où la température centrale est assez élevée pour qu'une autre source d'énergie devient disponible, l'énergie de fusion nucléaire.

Nous pouvons donc définir une étoile comme *un système autogravitant*, qui est soutenu par *un gradient de pression*, qui résulte d'*un gradient de température* causé par *une source d'énergie nucléaire à l'intérieur*. Pour le mathématicien, c'est un système de plusieurs équations différentielles couplées, et l'évolution stellaire est l'intégration (numérique) dans le temps de ce système...; nous essayerons de comprendre la physique qui guide cette évolution.

La formation stellaire

Une chose est de dire que la physique nous aide à comprendre quelle est la structure des étoiles, une autre est d'expliquer pourquoi une grande partie de la masse dans l'univers semble être répartie dans des étoiles. Il semble que ce n'est pas une simple coïncidence.

Les grandes structures ne sont pas nées avec l'univers, mais se sont formées plus tard, quand l'univers était devenu assez froid pour que des sous-structures puissent se développer. Dans l'univers chaud des premières centaines de milliers d'années après le "Big Bang", la pression était assez importante pour empêcher l'effondrement gravitationnel: aussi longtemps que la température de l'univers était assez élevée pour que la matière restât ionisée, l'interaction du rayonnement avec la matière empêchait des structures de se développer, mais une fois la matière devenue neutre, celle-ci devenait essentiellement transparente et le rayonnement ne pouvait plus rien pour contrer l'effondrement gravitationnel de certaines parties de l'univers plus denses que d'autres.

On ne sait pas très bien encore comment les premières grandes structures se sont formées, mais il est certain qu'elles étaient beaucoup plus grandes que les étoiles. En effet, dans des circonstances de pression et de densité données, seules les structures ayant une étendue et donc une masse au-delà d'une certaine limite, nommée *masse de Jeans*, peuvent se développer. La raison est à nouveau que la force de gravité totale est proportionnelle au cube de la dimension et la force de pression totale seulement au carré. On peut aussi comprendre que cette masse de Jeans sera d'autant plus grande que la pression est grande et que la densité est faible. La relation de proportionnalité exacte entre la masse de Jeans M_J , la pression P et la densité ρ est

$$M_J \propto P^{3/2} \rho^{-2}.$$

Une fois l'effondrement d'un nuage amorcé, la densité augmente, et on pourrait s'attendre à ce que la pression fasse de même, puisque la température devrait croître. En réalité, au début la pression augmente peu: la densité du milieu est tellement faible que l'énergie thermique créée par la contraction est rayonnée de façon très efficace. Pendant l'effondrement la masse de Jeans diminue donc, et des fluctuations plus petites, qui jusqu'alors ne pouvaient pas se développer, deviennent à

leur tour gravitationnellement instables. Ce qui plus est, l'effondrement de ces sous-structures se passe plus vite que celle de la structure-mère, à cause de leurs dimensions plus restreintes. Avec l'effondrement, la masse de Jeans diminue encore et le processus se répète. C'est ce qu'on appelle la "fragmentation hiérarchique" du nuage.

La fragmentation finit par s'arrêter quand le milieu est devenu tellement dense qu'il n'est plus transparent pour le rayonnement thermique créé par la contraction. Les fragments formés alors pourront amorcer la contraction plus lente qui les conduira à devenir des étoiles. Il se trouve que les masses "proto-stellaires" qu'on peut estimer à partir de la théorie de la fragmentation hiérarchique sont précisément de l'ordre de grandeur des masses stellaires observées. Nous pouvons donc conclure qu'il n'est pas anormal que les étoiles existent...

Ce bref aperçu pourrait donner l'impression que la formation stellaire ne s'est produite qu'au début de l'histoire de notre galaxie. Il n'en est rien, et nous pouvons observer à ce jour de grands nuages moléculaires dans lesquels de nouvelles étoiles sont formées.

Les réactions nucléaires

Rappelons brièvement la structure d'un atome. Il est formé par un noyau, constitué de protons (charge électrique positive) et de neutrons (neutres), et d'un "nuage" d'électrons (charge électrique négative). Comme il y a autant de protons que d'électrons, la charge totale est nulle. Dans des conditions de haute énergie un atome peut perdre des électrons; il est alors ionisé.

La force électrique entre les protons est répulsive. C'est l'interaction forte nucléaire qui maintient les protons ensemble dans un noyau. Toutefois, un noyau formé seulement de protons ne peut pas exister: il faut des neutrons, qui connaissent aussi l'attraction nucléaire mais qui, étant électriquement neutres, ne participent pas à la répulsion électrostatique, pour "coller" le noyau. L'interaction nucléaire ne porte que sur de très courtes distances, tandis que l'interaction électrostatique est ressentie plus loin. Plus un noyau est grand, plus il devient difficile d'arranger les protons près l'un de l'autre: la répulsion électrostatique risque alors de l'emporter et il faut de plus en plus de neutrons pour coller le noyau. Les noyaux d'éléments lourds contiennent donc plus de neutrons que de protons.

La masse totale d'un noyau n'est pas égale à la somme des masses de ses constituants. En effet, l'énergie qui lie les nucléons (protons + neutrons) peut être considérée comme une masse. On constate par exemple que la masse d'un noyau d'hélium est plus petite que la somme des masses des protons et neutrons qui le composent. Si on arrive à fusionner deux protons et deux neutrons en un noyau d'hélium, une certaine masse Δm est libérée; cette masse correspond à une énergie $\Delta E = \Delta m c^2$, selon la célèbre formule d'Einstein.

Sur la figure 1 on voit la masse par nucléon d'un atome (la masse totale divisée par le nombre de masse A) en fonction du nombre de masse. On constate que cette masse par nucléons croît pour des éléments plus légers que le fer ($A = 56$) et remonte au-delà. En fusionnant des éléments légers, on obtient donc de l'énergie: c'est la fusion nucléaire. Pour des éléments plus lourds, il faut casser les atomes pour produire de l'énergie: c'est la fission nucléaire. Sur Terre il est très difficile d'obtenir une production d'énergie avec la fusion. En effet, il faut de très hautes énergies pour que deux noyaux rentrent en collision, puisque d'abord il faut que l'atome soit ionisé et ensuite que la force de répulsion électrostatique soit vaincue. La source d'énergie dans nos centrales nucléaires est la fission: il est plus facile pour l'homme de casser que de construire...

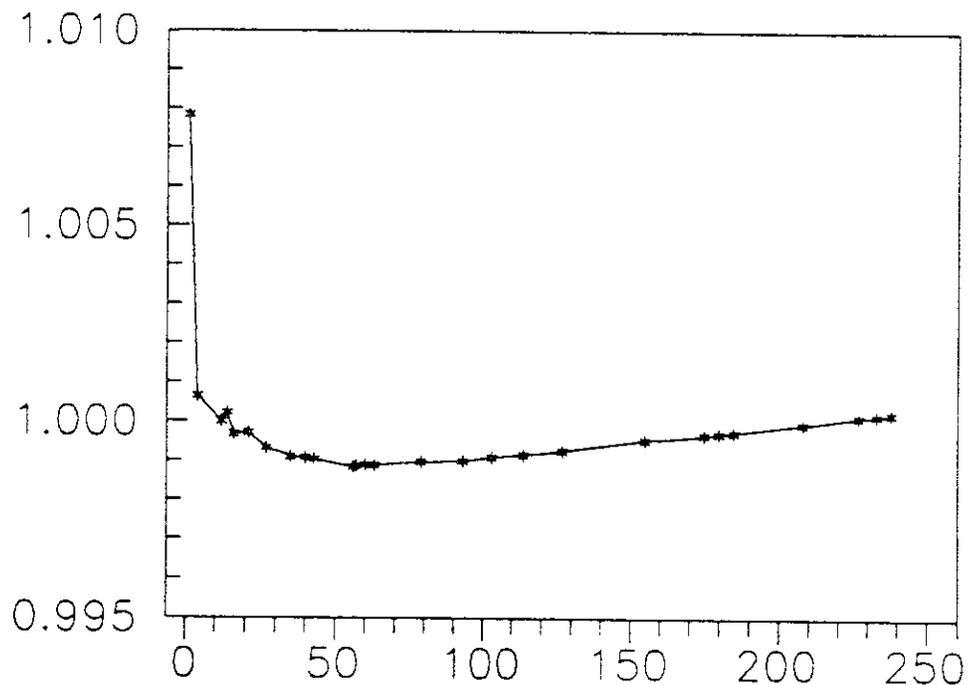
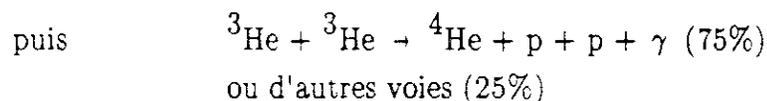
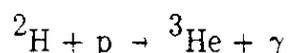


Figure 1: Masse par nucléon d'un atome en fonction du nombre de masse A

La fusion d'hydrogène dans les étoiles

Revenons à notre nuage protostellaire qui se contracte. A un certain moment la température centrale est assez élevée (de l'ordre de 10 millions de degrés) pour qu'une première réaction de fusion peut opérer. Celle-ci met en jeu les noyaux pour lesquels la force répulsive (proportionnelle au produit des charges) est la plus petite. C'est donc la fusion d'hydrogène en hélium. Bien entendu, il est très improbable que deux protons et deux neutrons se rencontrent d'un coup, et la fusion se fait selon une chaîne de réactions. Un exemple est la chaîne "proton-proton":



Deux protons vont donc d'abord former un noyau de deutérium (un proton et un neutron), le "diproton" ou "hélium-deux" (${}^2\text{He}$) n'existant pas; dans cette réaction un électron positif (positron) et un neutrino seront aussi produits. Puis sera formé de l'hélium-3 et enfin l'hélium-4. On voit que la chaîne utilise six protons pour créer un noyau d'hélium et deux protons. La plus grande partie de l'énergie libérée dans la chaîne le sera sous forme de rayonnement, qu'on peut considérer comme de particules dits "photons", symbolisés par γ .

On voit sur la figure 1 que la pente de la courbe est la plus grande pour les petites masses. Cela implique que le bilan énergétique de la fusion d'hydrogène est très bon: environ 0.7% de la masse est convertie en énergie. La phase de combustion d'hydrogène d'une étoile n'est donc pas seulement la première dans sa vie, c'est aussi celle qui produit le plus d'énergie. Une étoile peut donc pendant relativement longtemps compenser sa gravitation par la pression qui est produite par la fusion d'hydrogène dans son intérieur. Cette phase tranquille dans l'évolution d'une étoile est appelée le stade de la séquence principale.

Le diagramme Hertzsprung–Russell

Les astronomes avaient introduit la notion d'une séquence principale bien avant qu'ils connaissent la source de l'énergie stellaire. Au début du siècle Hertzprung et Russell avaient constitué un diagramme sur lequel ils montraient la magnitude absolue d'une étoile (c'est-à-dire un paramètre qui décrit sa luminosité totale, l'énergie rayonnée par unité de temps) en fonction du type spectral (un paramètre qui décrit la température des couches extérieures: une étoile chaude est bleue, une étoile froide est rouge). Ce diagramme est montré sur la figure 2.

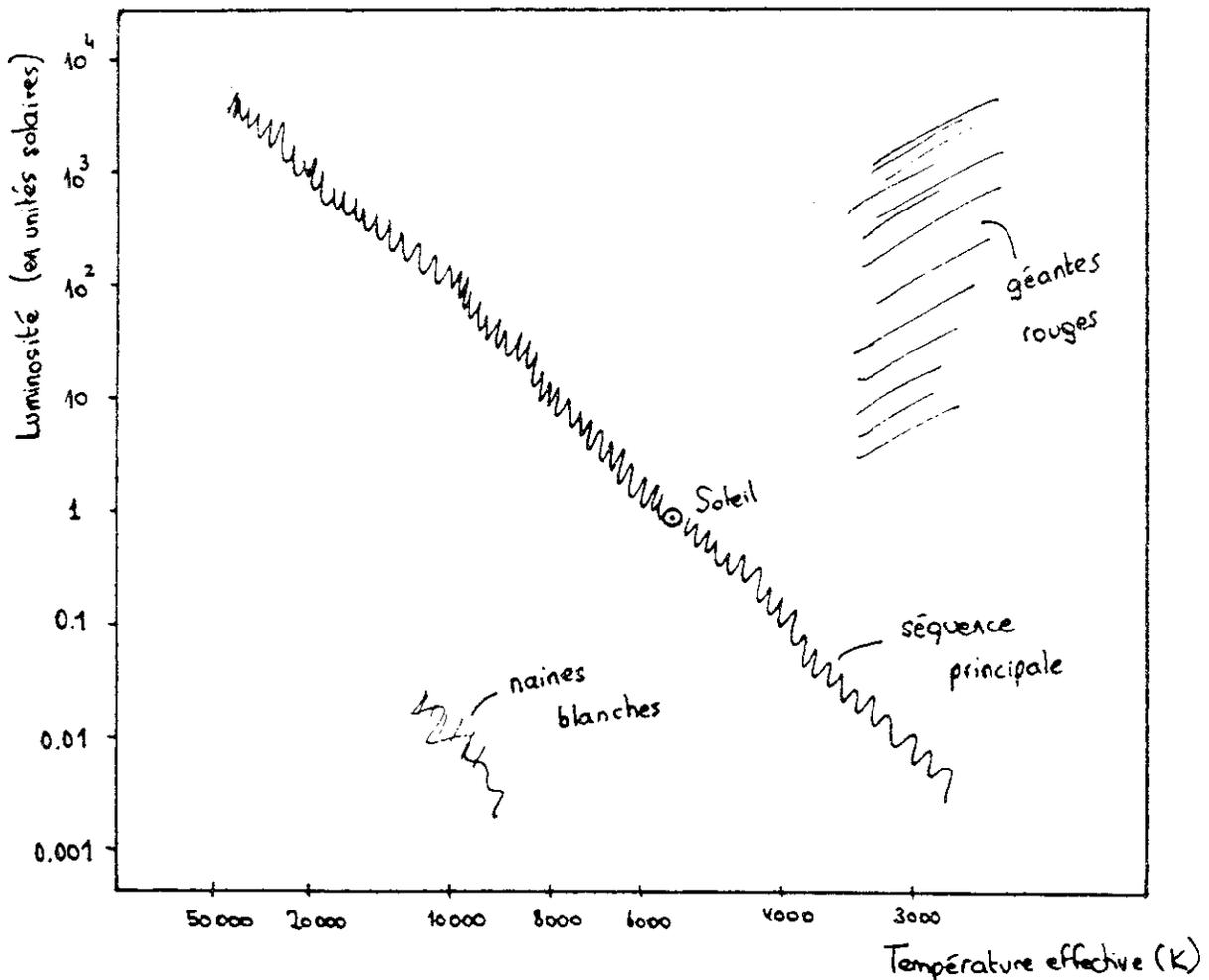


Figure 2: Le diagramme Hertzsprung–Russell

On voit sur la figure que les étoiles ne sont pas distribuées de façon aléatoire dans ce diagramme. La plupart des étoiles se trouvent en effet sur la séquence principale, qui s'étend des étoiles lumineuses et chaudes vers les étoiles faibles et froides. Mais on remarque aussi qu'il existe d'autres étoiles. Il y en a d'abord qui sont lumineuses et froides; puisque la brillance par unité de surface croît (fortement) avec la température, il faut que ces étoiles soient très grandes pour être aussi brillantes: on les appelle donc des géantes rouges. On observe aussi des objets assez chauds mais intrinsèquement faibles: ce sont les naines blanches.

En ayant identifié la séquence principale avec la phase de combustion d'hydrogène, nous pouvons expliquer pourquoi la plupart des étoiles s'y trouvent. Comme nous l'avons vu, cette phase de production d'énergie est celle qui dure le plus longtemps. Mais il y a aussi le fait que l'univers est encore assez jeune en termes de temps caractéristiques de l'évolution stellaire. On peut s'imaginer que dans un très lointain avenir toutes les étoiles auront quitté la séquence principale, mais qu'il n'y aura plus d'observateur pour le raconter...

Regardons de plus près la séquence principale. Nous voyons que c'est vraiment une séquence et pas un point. En plus, il y a une très grande différence de luminosité entre une étoile froide et une étoile chaude: en augmentant la température d'un facteur dix, on augmente la luminosité de six ordres de grandeur! C'est que toutes les étoiles n'ont pas la même masse, et que la production d'énergie dépend très critiquement de la masse. Si la masse est plus grande, la pression qui compense la gravitation doit l'être aussi, et donc aussi la température centrale. Or, il se trouve que la production d'énergie nucléaire augmente très vite avec la température. La luminosité de l'étoile croît avec la masse élevée à un exposant de l'ordre de 3 à 4!

Un corrélaire intéressant de cette relation masse—luminosité est que les étoiles de grande masse évoluent beaucoup plus vite que celles de petite masse, le combustible disponible étant proportionnel à la masse. Pour une étoile comme le Soleil la séquence principale dure environ 10 milliards d'années, mais pour une étoile dix fois plus massive, cela se termine déjà après 20 millions d'années. Ne nous plaignons donc pas que notre Soleil est une étoile plutôt modeste. Elle est assez grande pour produire suffisamment d'énergie pour nous éclairer et nous chauffer et assez économique avec son combustible pour que la Vie sur Terre ait eu le temps de se développer.

Evolution d'une étoile de faible masse

Les étoiles n'ont pas la vie éternelle, puisque leurs réservoirs d'énergie sont limités, et une fois la séquence principale terminée les problèmes de vieillesse vont s'annoncer. Pour décrire l'évolution ultérieure des étoiles il est utile de faire une distinction entre étoiles de "faible" et de "grande" masse; nous précisons plus loin où se situe la limite. Considérons d'abord les étoiles de faible masse, dont le Soleil fait partie.

Déjà pendant la séquence principale, la luminosité et la température ne restent pas tout à fait constantes. Les réactions nucléaires se produisent de plus en plus loin du centre, où plus de combustible est disponible et cela conduit à une augmentation lente de la température et de la luminosité: dans le diagramme HR sur la figure 3, l'étoile évolue du point 1 au point 2. Il est d'ailleurs remarquable que la biosphère terrestre s'est bien adaptée à cette situation changeante: si le Soleil était maintenant aussi froid qu'il ne l'a été il y a 4 milliards d'années, les océans gèleraient et la Vie ne serait plus possible. Sans doute l'effet de serre de notre atmosphère était-il plus important par le passé, et s'est-il adapté doucement.

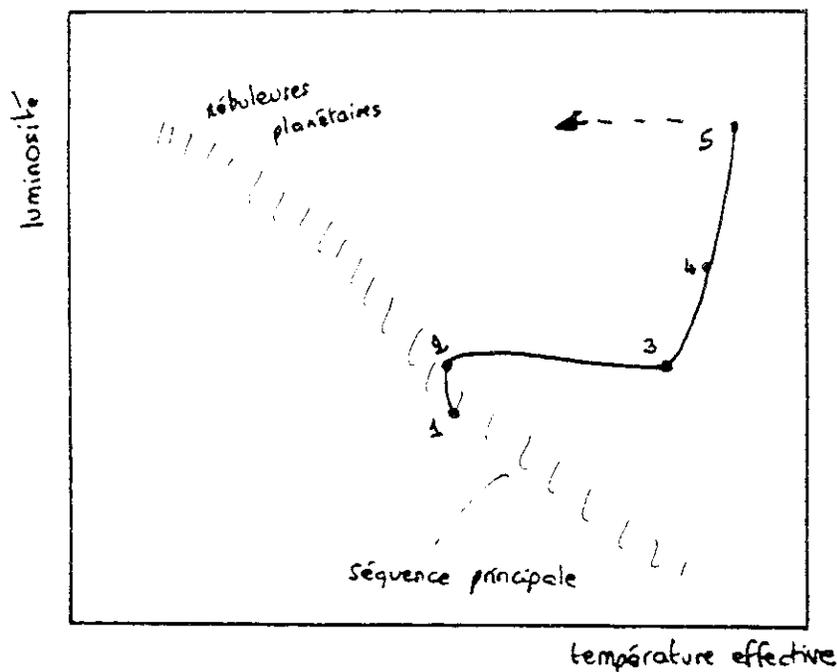
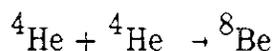


Figure 3. Etapes dans l'évolution d'une étoile de faible masse

Les problèmes sérieux commencent quand tout l'hydrogène dans le noyau stellaire est consommé. Alors une nouvelle phase de contraction y commence, qui conduit à une augmentation de la température dans les couches internes telle que finalement la combustion d'hydrogène peut commencer dans une coquille autour du noyau. Alors l'étoile aura du mal à trouver sa structure d'équilibre. Pour une raison (ou une combinaison de raisons) qui n'est pas tout à fait claire, les couches extérieures commencent à gonfler: l'étoile grossit considérablement à luminosité à peu près constante et finit par trouver un nouvel équilibre comme une géante rouge (le point 3 sur la figure). C'est un phénomène assez étonnant: les observations nous prouvent clairement que l'évolution vers le stade de géante rouge opère, et l'intégration numérique des équations qui gouvernent la structure stellaire reproduit bien cette évolution, et pourtant il n'est pas possible d'en nommer la cause avec exactitude. Sans doute s'agit-il d'une combinaison subtile de plusieurs effets, mais l'importance relative de ces effets reste matière à discussion entre les spécialistes.

Une fois l'étoile arrivée sur la séquence des géantes rouges, la luminosité croît lentement au fur et à mesure que la coquille où se produisent les réactions nucléaires grandit en masse. Il y a alors un contraste de densité de plus en plus grand entre l'intérieur et les couches extérieures (l'enveloppe) de l'étoile. Le noyau, essentiellement formé d'hélium, et la coquille occupent un volume très petit et l'enveloppe est très diluée. Le Soleil devenu géante rouge, son enveloppe finira par englober l'orbite de Mercure.

Au fur et à mesure que le noyau d'hélium contracte, il se réchauffe, pour finalement atteindre le moment où la combustion de l'hélium peut s'amorcer et qu'une nouvelle source d'énergie devient donc opérationnelle. L'étoile est alors arrivée au point 4 de la figure 3. La première réaction est la réaction



Il se trouve que le béryllium-8 n'est pas un élément stable. Pour que la fusion d'hélium soit efficace, il faut que pendant la très courte durée de vie de cet atome de béryllium une nouvelle réaction avec un atome d'hélium se produise, pour enfin produire l'élément stable qu'est le carbone-12; après, ce carbone pourra éventuellement, avec un autre atome d'hélium, former de l'oxygène-16.

On a pendant un temps douté si cette séquence de réactions nucléaires puisse opérer, parce qu'il apparaissait que la durée de vie du béryllium était beaucoup trop petite pour que la fusion de carbone soit probable. Or, et ce sur suggestion d'un astronome, on a trouvé en laboratoire qu'un noyau de carbone possède un état excité tel que la fusion de carbone est en réalité beaucoup plus rapide qu'on croyait. A partir de l'idée d'un astronome que la fusion de carbone doit pouvoir se faire dans les étoiles, on a donc pu anticiper une découverte en physique nucléaire!

Pour bien comprendre la physique du noyau très dense d'une géante rouge il nous faut introduire un nouveau concept, celui de la *degenerescence quantique*. La mécanique quantique nous apprend qu'une particule comme un électron ne peut pas avoir n'importe quelle énergie dans un système donné: elle doit occuper un état bien défini. C'est un peu comme dans un auditoire où des gens civilisés ne s'installent pas n'importe où, mais seulement là où il y a une chaise. Le "principe de Pauli" nous apprend que deux électrons différents ne peuvent pas occuper les mêmes états. Quand il y a beaucoup de particules dans un volume restreint, il se peut donc que tous les états peu énergétiques sont occupés et que forcément certaines particules atteignent de hautes énergies. La dégénérescence produit ainsi une certaine pression: on ne rentre pas facilement dans un auditoire où toutes les chaises sont prises...

Un diagramme très utile est celui montré sur la figure 4. Il montre la relation entre la pression et la température au centre d'une étoile pour plusieurs tracés évolutifs correspondant à des masses stellaires différentes. On voit aussi la ligne de démarcation entre les situations où le milieu est dégénéré ou pas. A température constante, la dégénérescence intervient au-delà d'une certaine densité critique, ce qui s'explique bien avec ce que nous avons énoncé plus haut. Aussi, à densité constante, la dégénérescence intervient en-dessous d'une certaine température: en effet, à température plus basse, il y a moins d'états énergétiques disponibles.

On remarque sur la figure 4 que le gaz est non-dégénéré pendant l'évolution sur la séquence principale d'une étoile et que cette situation perdure pour les étoiles plus massives que huit masses solaires. Par contre, les étoiles moins massives passent par un stade de dégénérescence en leur centre. Cette différence a des conséquences très importantes, assez importantes pour faire de 8 masses solaires la limite entre "étoiles de faible masse" et "étoiles massives".

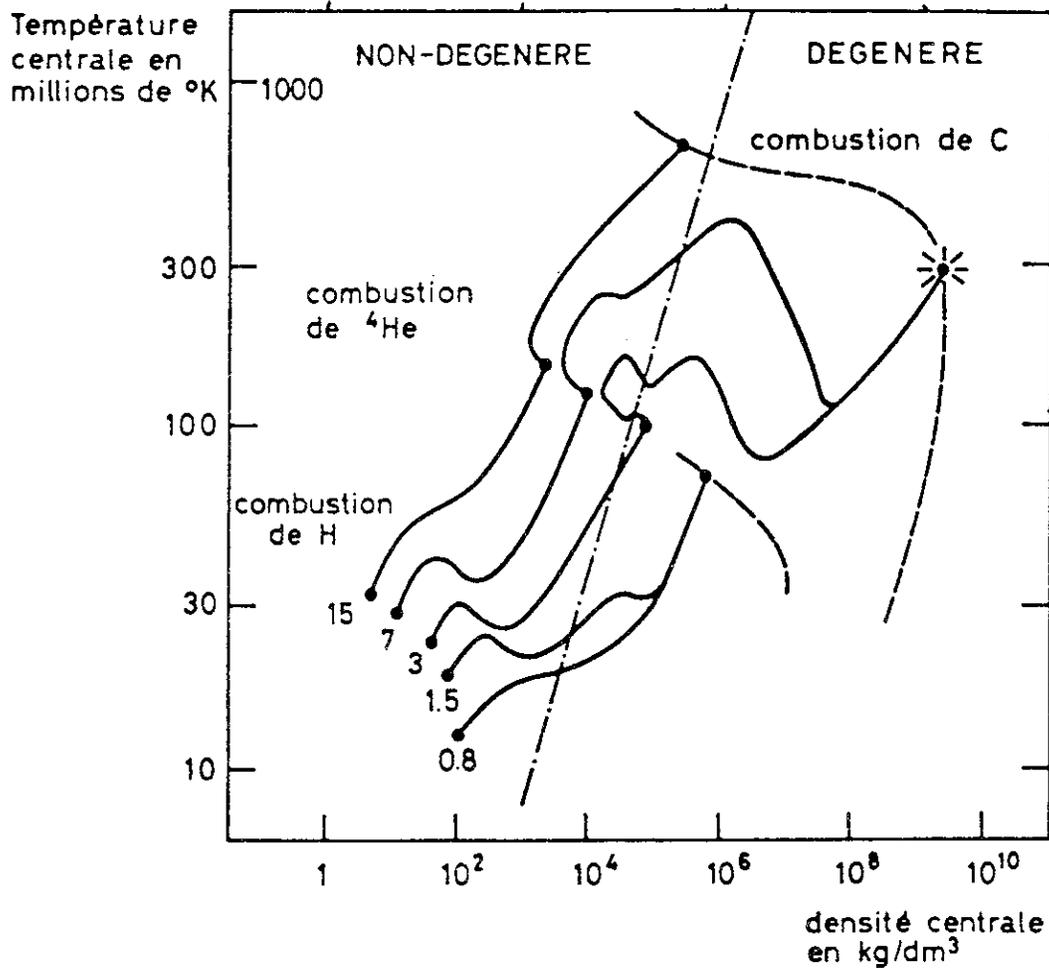


Figure 4: La relation entre la température et la densité centrale pendant l'évolution d'étoiles de masses différentes

La dégénérescence du gaz d'électrons est importante pour deux raisons. D'une part, elle produit une pression, qui contribue à soutenir l'étoile contre sa gravité. En fait, en extrapolant un peu sur la figure 4, on voit que pour des masses plus petites qu'environ 0.08 masses solaires, la pression électronique suffit déjà pour soutenir un objet autogravitant avant que la température centrale soit aussi importante que des réactions nucléaires soient amorcés. Puisque l'objet aura ainsi résolu son problème de compenser la gravitation, il n'aura même pas besoin de produire de l'énergie nucléaire et donc ne deviendra jamais une étoile. On appelle ce genre d'objets, qui sont à cheval entre les étoiles et les planètes, mais qui restent hypothétiques, car pas encore observés avec certitude, des "naines brunes".

Revenons à notre définition, qui disait que tout ce qu'une étoile entreprend est destiné à compenser son autogravitation. De ce point de vue, on pourrait se dire que toute la séquence principale est du temps perdu, puisque la dégénérescence offre un équilibre tout à fait stable et sans dépense énergétique! C'est donc grâce au fait que pour des masses assez importantes l'évolution vers la dégénérescence passe par des températures où les réactions nucléaires interviennent, que nous pouvons exister! Toutefois, comme les autres mécanismes de pression, la pression électronique d'un gaz dégénéré n'a pas réponse à tout et n'arrive à contrecarrer la gravité qu'aussi longtemps qu'une certaine masse critique n'est pas dépassée. Dans ce cas-ci, cette masse-limite est de l'ordre de 1.4 masses solaires, la "masse de Chandrasekhar".

Le deuxième aspect important de la dégénérescence du milieu stellaire est d'une toute autre nature. Jusqu'ici, nous ne nous sommes pas encore posé la question comment les réactions nucléaires peuvent se passer tranquillement et ne s'emballent pas tel que l'étoile devient une gigantesque bombe. Sur la séquence principale, la raison pourquoi les réactions nucléaires sont stables, est que le gaz est un gaz parfait. Si le taux de réaction augmentait, la température suivrait et avec elle la pression, qui ferait se dilater la zone où se passent les réactions; ainsi, la densité diminuerait, et le taux de réactions tomberait à nouveau. Des réactions nucléaires dans un gaz parfait sont donc stables. Il n'en est rien, par contre, en milieu dégénéré: la pression n'y dépend pas de la température et une augmentation de celle-ci ne conduit pas à une expansion du gaz dégénéré; à température plus élevée et même densité, le taux de réactions nucléaires augmente, faisant encore monter la température...

Ainsi, si l'hélium est allumé en milieu dégénéré, les réactions s'emballent (on appelle cela le "flash d'hélium"). Pourtant, l'étoile arrive à se sortir de ce passage difficile sans grand dommage. En effet, comme on peut voir sur la figure 4, avec la croissance de la température finalement la dégénérescence est levée, le gaz redevient un gaz parfait, et la stabilité est assurée de nouveau. Mais si d'aventure le noyau carbone-oxygène, qui est le produit de la combustion d'hélium, devrait être allumé en milieu dégénéré, cela tournerait mal: on calcule que cette "détonation du carbone" conduirait à une catastrophe qui ferait éclater l'étoile.

Deux menaces guettent donc notre étoile. Comment survivra-t-elle à l'implosion gravitationnelle une fois que la masse de son noyau dépasse la limite de Chandrasekhar? Pourra-t-elle éviter la destruction totale par détonation de carbone?

A la fin de l'évolution d'une géante rouge, un autre phénomène important intervient: la perte de masse. La gravité à l'extérieur de l'enveloppe ténue d'une géante rouge est très faible et des phénomènes turbulents dans l'enveloppe peuvent suffire pour que l'étoile commence à perdre de la masse. Une fois la perte de masse amorcée, la gravité diminue et le processus s'accélère. Ce qui se passe exactement alors n'est pas parfaitement compris. On pense que les pulsations que les étoiles subissent alors contribuent à la perte de masse, ainsi que la formation de molécules et de poussières dans les atmosphères froides de ces étoiles. Toujours est-il qu'apparemment les géantes rouges perdent des masses considérables, au point que les catastrophes cités plus haut n'interviennent finalement pas.

Pendant la phase de combustion d'hélium, des étoiles bien plus massives que le Soleil ont un noyau dont la masse est inférieure à la limite de Chandrasekhar. Pour une étoile d'une masse solaire, le noyau stellaire où se passe la combustion d'hélium contient environ 55% de la masse de l'étoile; une étoile de sept masses solaires a un noyau d'environ 1.2 masses solaires. Or les observations suggèrent maintenant que les étoiles de masse initiale jusqu'à huit masses solaires perdent toute leur enveloppe pendant la phase de combustion d'hélium en leur centre. Ne survit après alors qu'un reste stellaire ayant une masse inférieure à la masse de Chandrasekhar. La pression électronique seule suffira pour soutenir l'étoile et la température ne montera jamais au niveau nécessaire pour allumer le carbone.

Une fois l'étoile débarrassée du poids de son enveloppe, la production d'énergie nucléaire ne dure plus longtemps. D'abord l'éjection de l'enveloppe nous dévoile le noyau qui pendant quelques milliers d'années est visible comme un petit objet très chaud; son rayonnement ultraviolet est alors tellement intense que l'enveloppe fraîchement éjectée est ionisée et est visible comme une belle nébuleuse (on appelle ce genre de nébuleuses, un peu maladroitement, des "nébuleuses planétaires"). Puis l'objet, qui, ne produisant plus d'énergie, ne satisfait plus à notre définition d'"étoile", se refroidit progressivement pour devenir une naine blanche (sa taille est alors de l'ordre de celle de la Terre) et doucement disparaître du firmament.