

La formation des éléments dans les étoiles

Monique Spite

Observatoire de Paris-Meudon

Abstract. This lecture reviews the stages of stellar evolution, and presents the production mechanisms of the various chemical elements.

1 Les débuts de la théorie moderne de la formation des éléments.

On fait généralement remonter la théorie moderne de la formation des éléments à l'année 1957, année où furent publiés deux articles fondamentaux : l'article de Burbidge, Burbidge Fowler et Hoyle (universellement connu sous le nom de "B2FH") et celui de Cameron. Ces deux articles affirmaient que l'ensemble des éléments chimiques connus étaient synthétisés à l'intérieur des étoiles. Il est clair que cette date est un peu arbitraire et qu'il y eu des précurseurs. Ainsi on savait déjà depuis les années 1920 que ce qui fournissait l'énergie aux étoiles et leur permettait donc de briller était la transformation en leur sein de l'hydrogène en hélium (Jean Perrin) mais la théorie la plus communément admise alors était que tous les autres éléments étaient synthétisés lors du Big Bang. On trouvera de nombreux détails sur l'histoire de notre compréhension de la formation des éléments dans le cours que L. Celnikier a donné lors d'une précédente école de Goutelas (Celnikier, 1998) et aussi dans le livre de M. Cassé (Cassé, 2000).

B2FH et Cameron vont fonder leur théorie sur quelques nouvelles observations. Nous retiendrons ici :

- l'observation de raies de technetium dans des étoiles évoluées et
- l'observation d'étoiles très pauvres en métaux ayant une cinématique très différente des autres étoiles du voisinage solaire.

En 1952 Merrill avait observé dans une géante très évoluée (nous dirions aujourd'hui une étoile AGB, cf. section 2.2) les raies caractéristiques du technetium. Or tous les isotopes de cet élément sont radioactifs et ont une durée de vie très courte par rapport au temps de vie d'une étoile. L'isotope le plus stable a une durée de vie de $4 \cdot 10^6$ ans et Cameron a

même montré que l'isotope qui a le plus de chance de se former est le ^{99}Tc qui a une durée de vie de seulement $2 \cdot 10^5$ ans. Il était très difficile, dans ces conditions, d'admettre que ce technetium avait été fabriqué lors du Big Bang ! Il n'avait pu qu'être formé au sein de l'étoile et apporté en surface par de puissants "courants".

En 1951 Chamberlain et Aller obtiennent des spectres de HD19445 et HD 140283. Ils voulaient comprendre pourquoi ces étoiles avaient une position anormale dans le diagramme couleur luminosité (cf. section 2.1). Ils trouvent que l'atmosphère de ces étoiles est très pauvre en fer, en calcium, et d'une manière générale en métaux. Cet article alimenta une longue polémique : toutes les étoiles qui avaient été jusqu'alors observées avaient montré une composition chimique très analogue à celle du Soleil. Les mesures de Chamberlain et Aller n'étaient-elles pas entachées d'une erreur systématique ?

Chamberlain et Aller avaient remarqué que ces deux étoiles avaient des vitesses spatiales très différentes de celle du Soleil mais n'en avaient pas tiré de conséquences. B2FH interprètent cette anomalie cinématique comme la preuve que ces étoiles appartiennent à une vieille population de la Galaxie. Ils remarquent en particulier que la composante V_z de leur vitesse perpendiculaire au disque galactique est grande, ce qui signifie qu'elles traversent le disque mais n'y séjournent pas : *Les étoiles qui ont de grandes vitesses spatiales, et en particulier celles qui ont une grande vitesse V_z , n'appartiennent pas au "voisinage solaire" mais à une plus ancienne population "sphérique"*. Nous dirions aujourd'hui qu'elles n'appartiennent pas au disque mais au halo Galactique ; notons toutefois que le premier modèle cohérent d'évolution de la Galaxie d'Evgen Lynden-Bell et Sandage ne paraîtra qu'en 1962, cinq ans plus tard.

On est maintenant en mesure de déterminer l'âge d'un grand nombre d'étoiles dont la composition chimique peut être mesurée avec précision. Sur la Fig. 1 on a porté pour des étoiles étudiées avec grande précision par Edvardsson et al. (1993), et Chen, Nissen et al. (2000), la métallicité en fonction de l'âge. Certes la dispersion est grande, elle excède les erreurs de mesure, mais on voit clairement une corrélation.

L'existence dans la Galaxie d'une population vieille pauvre en métaux est bien une preuve que la matière galactique s'est enrichie progressivement en éléments lourds au cours du temps. Quels autres objets que les étoiles auraient pu opérer cette transformation ?

Reste à relever le défi de représenter la distribution de l'abondance des éléments en fonction de leur masse atomique en utilisant la physique nucléaire et la théorie de l'évolution stellaire. En 1957, B2FH ont simplement cherché à représenter la distribution d'abondance observée dans le Soleil et que l'on croyait d'ailleurs "universelle". Aujourd'hui on

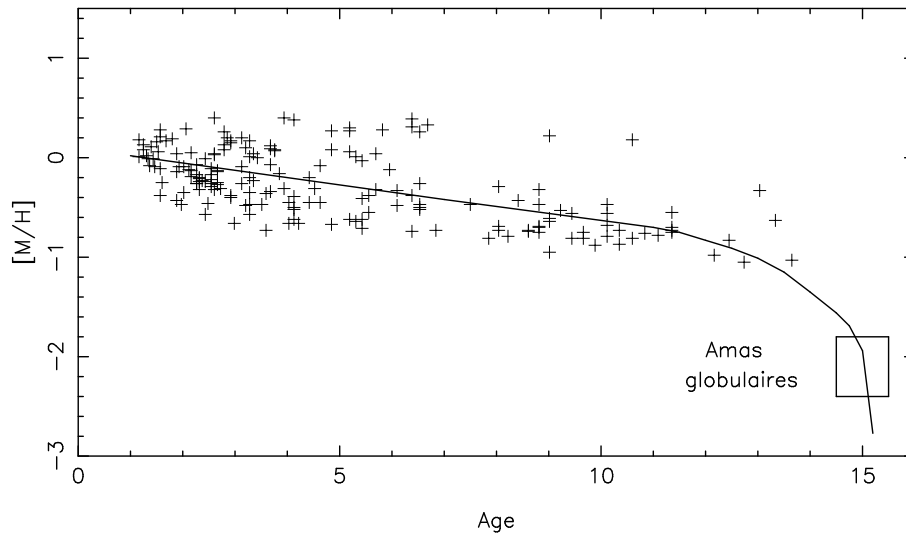


Figure 1 – Variation avec l’âge de la métallicité moyenne des étoiles. Les points sont d’après *Edvardsson et al. (1993)*, et *Chen, Nissen et al. (2000)*. Par rapport à ces deux articles on a légèrement contracté l’échelle des âges entre 0 et 15 milliards d’années.

va chercher également à représenter la variation de cette distribution d’abondance au cours du temps. (Les étoiles vieilles, nées au début de la vie de la Galaxie, n’ont pas exactement les mêmes rapports d’abondance que les étoiles jeunes, ainsi $[Mg/Fe]$ est plus grand dans les étoiles vieilles que dans le Soleil).

Quel que soit l’âge de l’objet considéré on observe principalement que l’abondance des éléments décroît quand la masse atomique augmente, mais que le lithium, le beryllium et le bore sont très peu abondants (“trou” des éléments légers), et qu’il y a un pic d’abondance au niveau du fer.

2 L’évolution des étoiles

Selon la phase de leur évolution, les étoiles tirent leur énergie soit de la gravitation (dans les périodes de contraction) soit d’une fusion (fusion de l’hydrogène de l’hélium etc. . .).

Soulignons un point important : l’énergie de liaison *par nucléon* des noyaux est maximum au voisinage du fer. Ainsi dans la formation des éléments plus légers que le fer, les réactions de fusion sont exothermiques. La fusion de l’hydrogène en hélium est la fusion la plus énergétique, elle libère 7 Mev par nucléon.

2.1 *Le diagramme de Hertzsprung-Russell (HR)*

Si l'on porte chaque étoile dans un diagramme où l'on met en abscisse la température (ou un indice de température, en général la couleur) et en ordonnée sa luminosité, on constate que les étoiles ne sont pas distribuées au hasard mais qu'elles se regroupent le long de différentes séquences : séquence principale, séquence des géantes, branche horizontale (voir le diagramme obtenu avec le satellite Hipparcos). La théorie de l'évolution stellaire nous explique que ces différentes séquences correspondent à différentes phases de l'évolution d'étoiles de différentes masses.

Pour des raisons de commodité on classe généralement les étoiles en trois catégories : les étoiles de petites masse ($M < 2M_{\odot}$), les étoiles de masse intermédiaire ($2M_{\odot} < M < 9M_{\odot}$), et les étoiles massives avec une masse supérieure. On s'est récemment intéressé à une quatrième catégorie, celle des étoiles hypermassives ($M > 100M_{\odot}$) qui ont peut-être été très actives au début de la vie de la Galaxie.

Toutes les étoiles naissent d'une manière analogue : le gaz de la proto-étoile se concentre, s'effondre, la densité et la température de ce gaz augmentent. Lorsqu'une température d'environ 10^6K est atteinte dans le cœur de la proto-étoile, la fusion de l'hydrogène s'allume (après de brefs épisodes d'allumage du D et du Li).

Le diagramme couleur-luminosité sert de référence pour l'étude de l'évolution des étoiles. La Fig. 2 présente un diagramme HR théorique simplifié, \log (Luminosité) en fonction de \log (Température), d'après Chiosi (1992) ; ce diagramme nous servira de référence.

La température et la luminosité qui correspondent à l'allumage de la fusion de l'hydrogène dépendent uniquement de la masse de la proto-étoile : dans le diagramme HR, les différentes masses dessinent la "séquence principale d'âge zéro" (ZAMS).

La durée de vie d'une étoile sur la séquence principale dépend beaucoup de sa masse. Ainsi, une étoile de $20M_{\odot}$ brille 10 000 fois plus que le Soleil. Elle est beaucoup moins économe en énergie et sa durée de vie sera beaucoup plus courte. La théorie de l'évolution stellaire va décrire ce qui se passe dans une étoile en fonction de sa masse et du temps qui passe.

2.2 *L'évolution d'une étoile simple : de la séquence principale à la phase AGB*

L'évolution et la mort des étoiles en fonction de leur masse ont été discutées en détail en particulier par Iben (1991) et Chiosi et al. (1992).

Sur la séquence principale l'étoile brûle l'hydrogène dans les régions centrales. Un cœur d'hélium se forme petit à petit. La luminosité de l'étoile augmente légèrement. La durée de cette phase dépend fortement

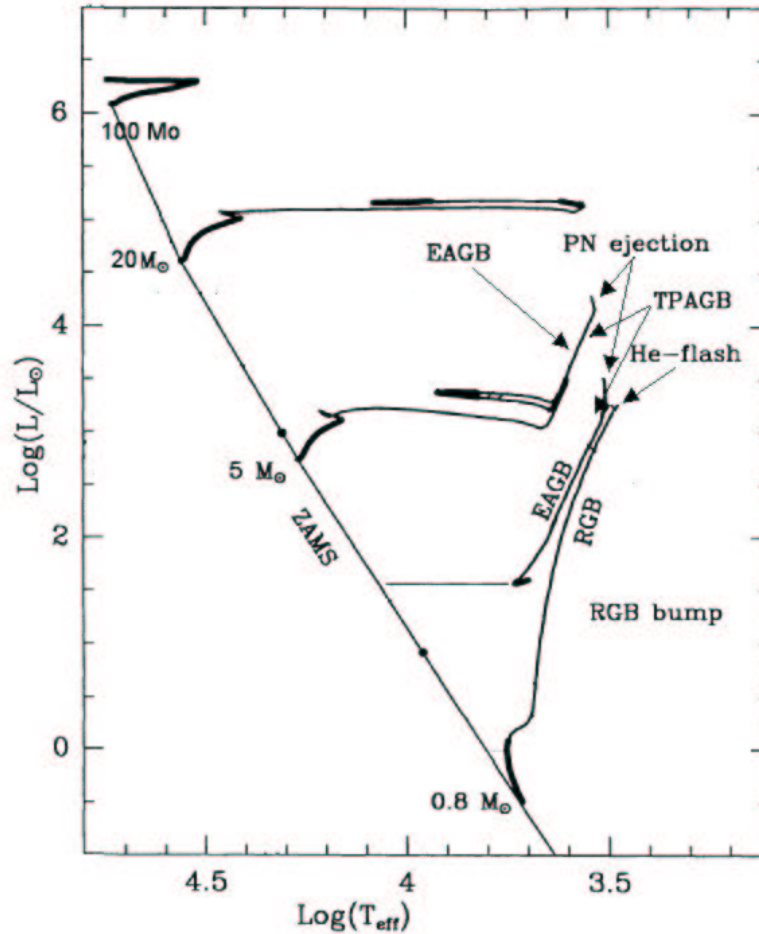


Figure 2 – Position des étoiles en fonction de leur masse et de leur état d'évolution dans un plan température—luminosité d'après Chiosi (1992). Les chemins d'évolution d'étoiles de 0.8, 5, 20 et 100 M_{\odot} sont indiqués. Les étoiles naissent sur la séquence principale d'âge zéro (zero age main sequence, ou ZAMS). (La position du Soleil sur la ZAMS est indiquée par un point à $\text{log}L/L_{\odot} = 1$.) Ensuite les étoiles considérées passent par les phases de géantes rouges (RGB), puis, quand la fusion de l'hélium s'est allumée, elle deviennent des géantes de la branche asymptotique (AGB), phase que l'on divise souvent en deux périodes : le début de la phase (EAGB, avec "E" pour "early"), et la phase pulsante (TPAGB, avec "TP" pour "thermally pulsating"). Dans ce diagramme, si le trait qui indique l'évolution de l'étoile est en gras, cela indique que le centre de l'étoile est en fusion. Lorsque l'on est proche de la ZAMS il s'agit de la fusion de l'hydrogène, sinon de la fusion de l'hélium.

de la masse de l'étoile : environ $15 \cdot 10^9$ ans pour une étoile de $0.7 M_{\odot}$, $0.3 \cdot 10^9$ ans pour $2 M_{\odot}$, et seulement 10^6 ans pour une étoile de $100 M_{\odot}$.

Quand tout l'hydrogène au centre de l'étoile est consommé, le cœur d'hélium se contracte et l'étoile évolue rapidement vers la branche des géantes rouges (RGB), elle brûle l'hydrogène dans une fine couche autour du cœur d'hélium qui continue à se contracter. C'est dans cette phase de l'évolution que peut avoir lieu le premier "dragage convectif" (*dredge up*) : une zone convective se développe qui ramène à la surface les produits de la fusion de l'hydrogène.

Bientôt la température du cœur atteint la température de fusion de l'hélium. L'hélium s'enflamme (ce phénomène peut dans les étoiles de faible masse être assez violent, c'est le "flash de hélium"). L'étoile devient plus bleue mais moins lumineuse et retombe sur la branche horizontale des géantes. Elle brûle l'hélium en son centre, et l'hydrogène dans une couche entourant cette zone de fusion de l'hélium. La zone du diagramme où évolue alors l'étoile est très dépendante de sa perte de masse dans la phase RGB, donc de sa métallicité. Au début de la fusion de l'hélium, l'énergie émise par le noyau stellaire qui brûle l'hélium est inférieure à l'énergie émise par la couche où brûle l'hydrogène. Mais, peu à peu, les deux sources d'énergie s'équilibrent puis s'inversent ("boucle bleue"). La modélisation précise du phénomène dépend de la masse de l'étoile, de sa composition chimique, de la convection, de la perte de masse dans la phase RGB et des taux de réactions nucléaires qui ne sont pas toujours très bien connus. Le résultat principal de la fusion de l'hélium est de transformer cet hélium en carbone et oxygène suivant des processus que nous verrons par la suite. A la fin de la fusion de l'hélium, l'étoile est constituée d'un noyau de carbone et d'oxygène, entouré d'une première couche qui brûle l'hélium et d'une seconde couche riche en hydrogène, à la base de laquelle l'hydrogène brûle. La durée de la phase "fusion de l'hélium" (qui est moins énergétique) représente environ 20 à 30% de la durée de la phase de fusion de l'hydrogène. Les phases qui vont lui succéder sont encore beaucoup plus brèves.

Lorsque l'hélium est épuisé en leur centre (il brûle encore dans une couche adjacente), les étoiles de petite masse et de masse intermédiaire vont évoluer le long de la branche asymptotique des géantes (AGB). On distingue souvent deux périodes dans cette phase de l'évolution : le début de la phase AGB, "EAGB" (pour *early AGB*), et la phase pulsante "TPAGB" (pour *thermally pulsating AGB*). Le noyau de C-O se contracte et chauffe tandis que l'enveloppe riche en hydrogène s'étend et se refroidit au point que la fusion de l'hydrogène dans cette couche s'éteint. Dans le diagramme HR, l'étoile évolue sur un chemin parallèle à la RGB. La zone convective augmente, elle pénètre vers l'intérieur de la couche où

l'hydrogène a été consommé et ramène ainsi en surface les produits de cette fusion ; c'est le second dragage convectif.

L'expansion de l'enveloppe s'arrête, elle se recontracte, la luminosité décroît et la matière à la base de la zone convective se réchauffe au point de rallumer la fusion de l'hydrogène. C'est la fin de la phase EAGB.

Pendant tout ce temps, le noyau de CO a continué de s'effondrer. Pour des étoiles de masse inférieure à environ $9M_{\odot}$, ce noyau est dégénéré ; il perd une grande quantité d'énergie sous forme de neutrinos et ne réussit pas à amorcer la fusion du carbone. La température dans le noyau est pratiquement égale à la température de la couche qui brûle l'hélium ($\approx 10^8\text{K}$).

On montre qu'après le rallumage de la fusion de l'hydrogène dans la couche extérieure, la fusion dans la couche qui brûle l'hélium devient instable. Pendant 90% du temps, seule la couche qui brûle l'hydrogène est active et est la principale source d'énergie de l'étoile. Cependant, la masse de la couche riche en hélium augmentant, la densité et la température à la base de cette zone croissent au point que l'énergie produite par la fusion de l'hélium devient plus grande que ce qui peut être évacué par diffusion radiative. Les réactions nucléaires s'emballent. Une petite zone convective se crée entre la couche qui fusionne l'hélium et celle qui fusionne l'hydrogène. La matière à la base de la zone de fusion de l'hydrogène est expulsée, et cette couche se refroidit à des températures si basses que la fusion de l'hydrogène s'éteint. Finalement la matière contenue dans la couche qui brûle l'hélium s'étend elle aussi, elle commence à se refroidir, la zone convective inter-couches disparaît, la fusion de l'hélium va continuer de manière plus régulière jusqu'à ce que le carburant soit épuisé. Par ailleurs la matière expulsée retombe sur la couche qui brûlait l'hydrogène, et finalement elle se rallume. Durant cette phase (TPAGB), la matière transformée située entre la couche riche en hydrogène et la couche riche en hélium peut être partiellement transportée jusqu'à la surface de l'étoile (troisième dragage convectif). Lors de la phase TPAGB, la luminosité de l'étoile augmente linéairement avec la masse du noyau stellaire où l'hydrogène a disparu.

2.3 La mort des étoiles

Mort des étoiles simples de masse inférieure à 5 - 6 M_{\odot} , les nébuleuses planétaires

On montre que la fusion du carbone ne peut démarrer que si la masse du noyau de C-O est supérieure à une limite proche de la masse de Chandrasekhar, $1.4M_{\odot}$, ce qui, compte tenu de la perte de masse, correspond à une masse initiale d'environ 4 à $6M_{\odot}$. Les étoiles ayant une masse inférieure vont éjecter leur enveloppe (nébuleuses planétaires)

et devenir des naines blanches. Cette éjection peut avoir lieu pendant la phase calme où l'hydrogène brûle, ou au contraire pendant la flambée d'hélium (flash) ce qui induit des scénarios légèrement différents. Mais finalement l'étoile évolue très rapidement vers le bleu dans le diagramme HR, sa luminosité reste quasi constante mais sa température effective augmente et passe de 4000 à environ 30 000 K au cours de sa contraction.

*Mort des étoiles simples de masse entre 6 et 100 M_{\odot} ,
les supernovae gravitationnelles*

Lorsque la masse de l'étoile est suffisante, la contraction du cœur amène sa température jusqu'à la température d'allumage de la fusion du carbone, $0.8 \cdot 10^9 \text{K}$ (si $M >$ à environ $6 M_{\odot}$). Successivement vont s'allumer ensuite les fusions du néon, de l'oxygène, et du silicium. Durant ces phases, la perte d'énergie est dominée par le flux de neutrinos émis depuis le cœur de l'étoile : $2\gamma \longleftrightarrow e + e^+ \longleftrightarrow \nu + \bar{\nu}$.

Toutes ces phases, de moins en moins énergétiques, vont être de plus en plus brèves : environ 300 ans pour la fusion du C mais seulement 2 jours pour la fusion du silicium.

A $T = 3.5 \cdot 10^9 \text{K}$ se déclenche la fusion hydrostatique du silicium qui formera essentiellement du fer (voir section 3.3). Il va se développer au centre de l'étoile un noyau riche en fer qui va s'effondrer en quelques millièmes de seconde (proto-étoile à neutrons). La température atteint alors $10 \cdot 10^9 \text{K}$ et la densité excède celle des noyaux atomiques, soit environ 10^{14}g cm^{-3} . Les couches externes s'effondrent elles aussi, la matière centrale comprimée va se détendre brutalement et engendrer une onde de choc qui traverse les couches externes. Elles sont alors fortement chauffées et éjectées en partie ; la partie non éjectée retombe (*fallback*). Dans ces couches, la fusion explosive forme de nombreux éléments notamment les éléments un peu plus lourds que le fer (voir section 3.3), tandis que le refroidissement rapide dû à l'expansion arrête les réactions (*α -rich freeze-out*). Au final, il reste comme "résidu central" soit une étoile à neutrons, soit un trou noir et des éjecta qui parfois retombent eux-mêmes dans le trou noir.

Ce type de supernova à effondrement gravitationnel correspond d'un point de vue observationnel aux types SN II, SN Ib et SN Ic.

Mort des étoiles simples très massives $M > 100M_{\odot}$, de métallicité nulle, les supernovae à instabilité par création de paires

Il nous faut également dire quelques mots de supernovae très massives qui ont pu enrichir la matière au *début de la vie des galaxies*. Des simulations de la contraction des nuages primordiaux avec

une métallicité nulle (Abel et al. 2000) ont suggéré qu'une première génération d'étoiles de très grande masse aurait existé au début de l'Univers (des étoiles d'environ $100M_{\odot}$ ou plus). C'est peut-être dans ces objets que se sont formés les premiers métaux. Abel et al. ont montré qu'entre 0.01% et 1% de la masse baryonique de l'Univers a pu être incorporée dans de telles étoiles (pour une galaxie de $10^{11}M_{\odot}$ comme la nôtre, cela correspond à $10^4 - 10^7$ étoiles de ce type). Ces étoiles ont une durée de vie très courte et il n'en existe bien sûr plus aucune aujourd'hui, leur perte de masse est difficile à déterminer mais elle doit être faible du fait de l'absence de métaux. Baraffe et al. (2001) ont montré que, contrairement à des étoiles très massives de métallicité solaire, ces objets pouvaient être stables assez longtemps pour produire des métaux, et Heger & Woosley (2002) ont étudié leur évolution et la nucléosynthèse correspondante (voir également Nakamura et al. 2001). Ils montrent que l'effondrement de ces étoiles (suivi d'explosion) est dû à la transformation au cœur de l'étoile des photons en paires d'électrons. Cette dissociation entraîne une forte perte d'énergie et une instabilité due à l'équation d'état de la matière stellaire. En général ces étoiles collapsent en un trou noir sans enrichir le milieu qui les entoure. Mais il existe une fenêtre entre 140 et $260 M_{\odot}$ où, au contraire, toute l'étoile est entièrement volatilisée lors de l'explosion finale, sans laisser de résidu central.

*Mort des étoiles binaires serrées de petite masse
Supernovae thermonucléaires*

Il existe un tout autre type de supernovae (type SN Ia) qui résulte de l'évolution d'étoiles binaires serrées. Leur modélisation implique une physique beaucoup plus complexe : il faut utiliser des modèles 3D avec effets de marée et échange de matière entre les deux étoiles. L'évolution des progéniteurs de ce type de supernovae a été étudiée par Iben (1991), Branch et al. (1995), Leibundgut (2000) et par Livio (2001).

A titre d'exemple on peut considérer l'évolution d'un couple d'étoiles d'environ 6 et $1M_{\odot}$. L'étoile de $6M_{\odot}$ évolue beaucoup plus vite que celle de $1M_{\odot}$. L'étoile la plus massive est déjà réduite à l'état de naine blanche avec un cœur de C-O alors que la plus petite est encore sur la séquence principale. On montre que les deux étoiles partagent alors la même enveloppe. Lorsque la seconde étoile devient une géante rouge, la naine blanche capture de la matière jusqu'à dépasser éventuellement la limite de Chandrasekhar, ce qui se termine en une gigantesque explosion thermonucléaire. L'étoile disparaît souvent complètement lors de cette explosion en libérant notamment une grande quantité de ^{56}Ni qui va se désintégrer en ^{56}Fe alimentant l'émission de lumière. Les raies des éléments formés,

et notamment du fer, sont visibles dans le domaine X dans le spectre des éjectas (*remnants*) de ces supernovae (Hughes et al. 1995).

3 Les différents processus de formation des éléments

Au cours de son évolution, la matière d'une galaxie est petit à petit enrichie en éléments fabriqués au cœur des étoiles et éjectés dans le milieu interstellaire, soit par des vents stellaires, soit lors de l'explosion de

- supernovae à création de paires ($M > 100M_{\odot}$ et $\tau < 10^6$ ans)
 - supernovae gravitationnelles ($6M_{\odot} < M < 100M_{\odot}$ et $\tau < 10^9$ ans)
 - supernovae thermonucléaires ($M < 6M_{\odot}$ et $\tau > 10^9$ ans)
- où τ est la durée de vie de la supernova.

Les rapports d'abondance des éléments éjectés lors de l'explosion dépendent du type de supernova. Ces réactions ont lieu pendant la fusion de l'hydrogène, de l'hélium, ou pendant les fusions du carbone, du néon de l'oxygène ou du silicium. Elles ont lieu soit au cœur de l'étoile soit dans une couche plus externe qui subit cette fusion. Dans ce dernier cas (fusion dans une couche) s'il y a une convection un peu profonde ou des phases d'expansion AGB (*pulses*), les produits des réactions nucléaires vont être apportés en surface. La composition initiale de l'atmosphère de l'étoile va être modifiée et les produits des réactions nucléaires pourront alors être vus "en direct".

La suite de ce chapitre est un résumé des principaux processus qui permettent précisément la fabrication des éléments dans les étoiles. On pourra trouver de nombreux détails complémentaires sur ces processus dans les cours donnés lors d'une précédente école de Goutelas (Coc 1998, Mochkovitch 1998, Meynet 1998, Arnould & Goriely 1998), dans Arnett (1996), ou dans la revue écrite à l'occasion du quarantième anniversaire de la publication de l'article de B2FH (Wallerstein et al., 1997).

3.1 La fusion de l'hydrogène

Deux processus permettent la transformation de l'hydrogène en hélium : le cycle pp et le cycle CNO.

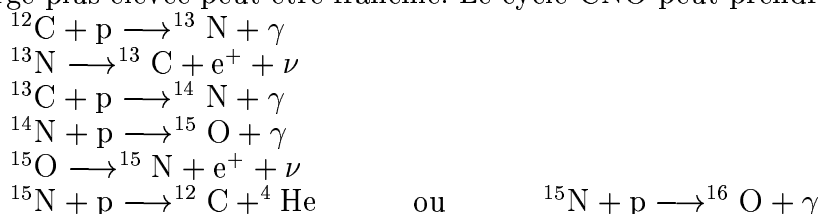
– Le cycle pp

A basse température, la fusion de l'hydrogène se fait par les processus pp (on distingue en fait trois processus différents PP1 PP2 PP3, mais nous ne parlerons ici que du cycle PP1). C'est le processus qui domine dans les étoiles de faible masse. Ce processus aboutit finalement à la transformation de 4 protons en un noyau d'hélium avec éjection de $2e^+$ et 2 neutrinos ; c'est une réaction lente. La réaction $p+p \rightarrow d+e^++\nu$, qui

implique une interaction faible (transformation d'un proton en neutron dans le champ d'un second proton) commande la durée du cycle. La probabilité de cette réaction augmente avec la température et la pression.

– *Le cycle CNO*

A plus haute température, la barrière coulombienne des noyaux de charge plus élevée peut être franchie. Le cycle CNO peut prendre place :



L'existence de ce cycle suppose que des atomes de carbone pré-existent dans l'étoile. Par ailleurs, toutes ces réactions n'ont pas lieu avec la même probabilité : la réaction $^{14}\text{N}(\text{p},\gamma)^{15}\text{O}$ est la plus lente, et il y aura dans l'étoile une accumulation de ^{14}N ; c'est ainsi que se forme cet élément. Comme la quantité d'azote fabriquée pendant le cycle CNO dépend de la quantité de carbone préexistant dans l'étoile, on dit que l'azote est un élément "secondaire". Si toutefois du carbone est fabriqué dans l'étoile pendant le cycle de l'hélium (que nous verrons à la section suivante 3.2), et que ce carbone est injecté par convection dans une couche où les conditions sont propices au cycle CNO, alors l'azote ainsi produit deviendra "primaire" (c.à.d. indépendant de la composition initiale de l'étoile).

Pour des étoiles de métallicité normale, le cycle pp domine lorsque la température du milieu est voisine de 10^7K , à partir de $2 \cdot 10^7\text{K}$ le cycle CNO domine. A métallicité plus faible, il faudra au cycle CNO des températures plus fortes pour s'imposer, et dans des étoiles de première génération à métallicité nulle, en l'absence de tout mélange, seul le cycle pp peut avoir lieu.

L'apport des produits de la fusion de l'hydrogène en surface a permis d'expliquer plusieurs anomalies d'abondances visibles dans certaines étoiles ; nous retiendrons à titre d'exemple les variations d'abondances récemment observées dans les étoiles de la branche des géantes rouges par Gratton et al. (2000). Lorsque l'on trace $[\text{C}/\text{Fe}]$, $\log ^{12}\text{C}/^{13}\text{C}$ et $[\text{N}/\text{Fe}]$ en fonction de la luminosité des étoiles dans un groupe d'étoiles de la séquence principale et de la branche des géantes rouges (Fig. 3), on constate que plus les étoiles sont évoluées (plus la luminosité augmente) et plus l'abondance du carbone dans l'atmosphère de l'étoile diminue (il est transformé en azote), alors que celle du ^{13}C et de l'azote augmente. Dans les étoiles RGB (Fig. 2), l'étoile brûle l'hydrogène dans une fine couche au-dessus du cœur d'hélium (section 2.2) ; au fur et à mesure de l'évolution les phénomènes de mélange augmentent et rapportent en