

Chapitre 7

Propriétés fondamentales des étoiles

Hormis le rayonnement de fond cosmologique et le phénomène d'accrétion, la quasi totalité de la lumière que nous recevons du ciel provient des étoiles. Les galaxies, seuls repères lumineux que nous puissions clairement voir dans l'univers, sont composées d'étoiles. Ces étoiles ont bien souvent des temps de vie courts comparés à ceux des galaxies. Notre connaissance de l'évolution des galaxies et de l'univers en général est donc intimement liée à notre connaissance de la physique stellaire, c'est-à-dire à notre connaissance du mode de formation, d'évolution et de mort des étoiles. Cette étude consiste en un pan entier de l'astrophysique moderne. Nous allons décrire ici dans les grandes lignes les principales caractéristiques des étoiles et les relier aux observations.

7.1 Description générale

La façon dont évolue une étoile au cours de sa vie **dépend essentiellement de sa masse initiale** et, dans une moindre mesure, de son environnement (étoile double ou multiple, membre d'amas etc...). L'intensité des réactions nucléaires, les températures qu'elles engendrent au centre des étoiles et la rapidité avec laquelle la matière est brûlée restent entièrement conditionnées par la masse du nuage initial qui a vu naître l'étoile. La mesure des masses stellaires est donc d'importance capitale. Peu de masses stellaires, hormis celles déterminées pour des étoiles doubles, ont directement été mesurées à ce jour.

Les observations en physique stellaire se fondent sur ce que l'on peut voir des étoiles, c'est-à-dire sur les parties les plus externes, les **atmosphères stellaires**. Chauffées par les couches plus profondes, elles rayonnent une lumière dont les caractéristiques spectrales sont très proches de celles d'un corps noir. Les spectres stellaires permettent de mesurer la température de corps noir des étoiles et de déterminer la composition chimique des atmosphères.

L'information sur la structure des couches internes est beaucoup plus difficile d'accès, **la profondeur optique** des atmosphères étant très grande. Alors que l'étude des atmosphères stellaires est relativement bien contrainte par l'observation, l'étude des couches profondes doit, soit se contenter de considérations purement théoriques, soit tenter d'estimer l'effet de l'évolution des couches internes, inobservables, sur les couches externes, mieux observables.

Depuis environ 10 ans, des mesures très précises de l'évolution de la luminosité des étoiles au cours du temps permettent néanmoins de mesurer leurs pulsations, et donc les mouvements de leurs couches internes. Ces mesures autrefois très difficiles sont maintenant effectuées de façon systématique et ont débouché sur une nouvelle discipline en astrophysique : **l'astérosismologie**.

7.2 Les atmosphères stellaires

Nous ne voyons des étoiles que la lumière émise par les minces couches externes. Leur atmosphère est donc en quelque sorte la "partie visible de l'iceberg". C'est elle qui va dominer notre perception de ce qu'est une étoile et qui est à la base de la classification spectrale des étoiles établie entre la fin du 19^{ème} siècle et le début du 20^{ème} siècle à l'observatoire de Harvard aux Etats-Unis.

7.3 Le diagramme de Hertzsprung-Russell (diagramme “HR”)

7.3.1 Description générale

Les premiers travaux de classification des étoiles en fonction de leur couleur remontent à 1880, avec la **classification de Harvard**. Utilisant les observations essentiellement obtenues par W. Huggins, A. Secchi et H.C. Vogel, E.C Pickering et A. Cannon purent établir un classement des étoiles **7 types spectraux** représentés chacun par une lettre. Ainsi, on distingue les classes O, B, A, F, G, K, M, qui vont des étoiles les plus bleues et donc les plus chaudes, vers les plus rouges, dont la température de surface est plus froide. Afin de préciser leur classification, chaque classe est subdivisée en 10 sous classes, allant de 0 à 9. Ainsi, une étoile du type A5 est située juste “au milieu” entre les classes B0 et A0. La classification de Harvard est une classification en **classes de couleurs**. Elle s’est par la suite affinée et la présence ou non de certaines raies dans les spectres est devenu un critère dans la classification.

La température des couches externes des étoiles détermine leur couleur. Leur masse détermine leur luminosité intrinsèque, c’est-à-dire leur magnitude absolue. Il est donc logique de construire des diagrammes montrant une observable relative à la couleur des étoiles en fonction d’une observable relative à leur luminosité. De tels diagrammes, fondamentaux pour se représenter de façon synthétique les principales caractéristiques des étoiles **vues à la même distance**, ont été proposés pour la première fois entre 1905 et 1913 par E. Hertzsprung et H.N. Russell. Ils sont connus depuis sous le nom de **diagrammes de Hertzsprung-Russell, ou encore diagrammes “HR”**.

Les étoiles ne se répartissent pas de façon aléatoire dans le diagramme HR, mais se regroupent dans des zones bien précises. Par ailleurs, elles se déplacent dans le diagramme au cours de leur

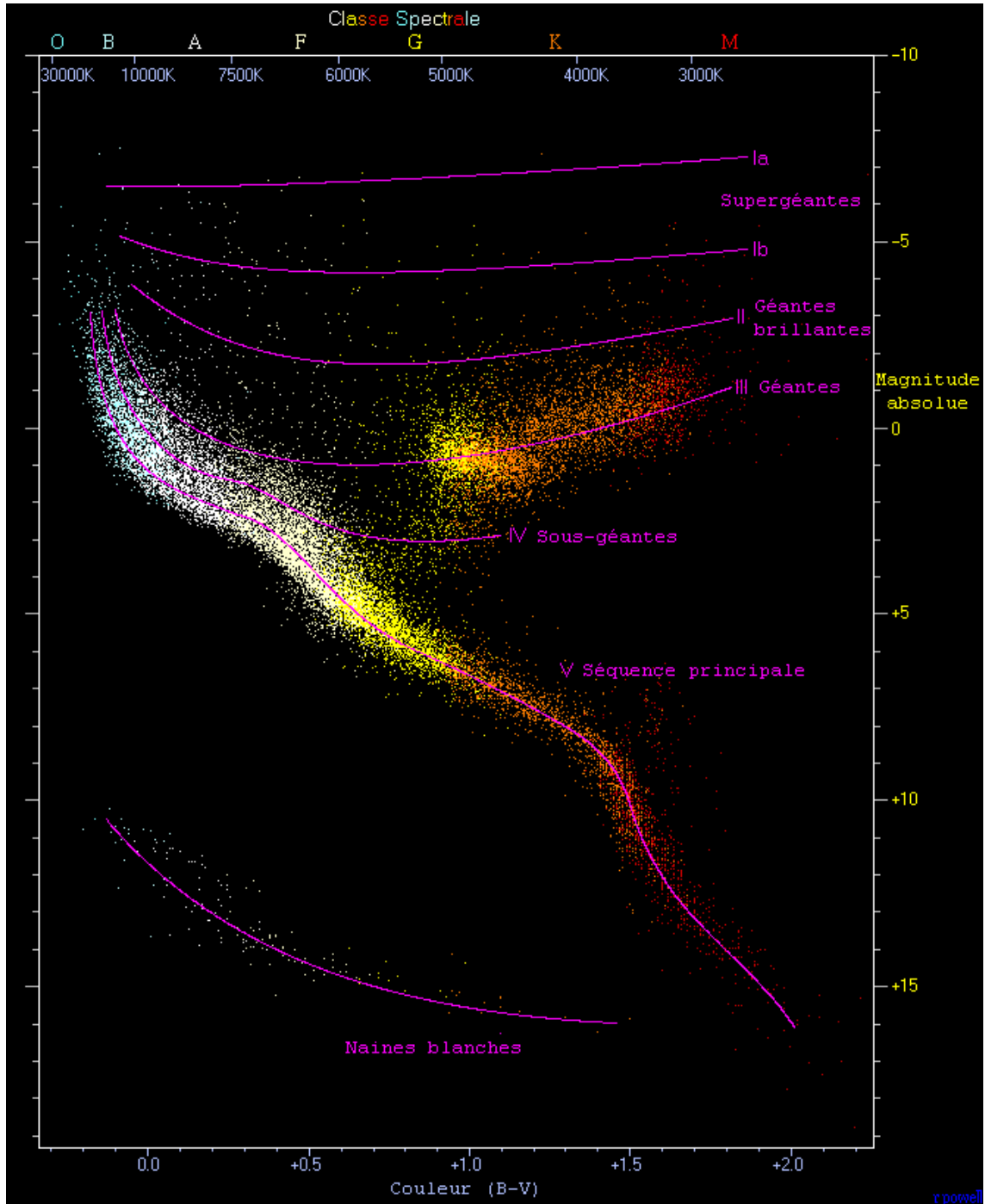


FIGURE 7.5 – Diagramme couleur-magnitude pour 16'631 étoiles de notre galaxie, avec des parallaxes plus précises que 10% et une mesure sur la couleur plus précise que $\sigma_{(B-V)} = 0.025$ mag. La plupart des étoiles sont le long de la **séquence principale**, en diagonale depuis le coin en haut à gauche jusqu'au coin en bas à droite. L'autre branche du diagramme, presque perpendiculaire à la précédente est composée d'étoiles dites "géantes".

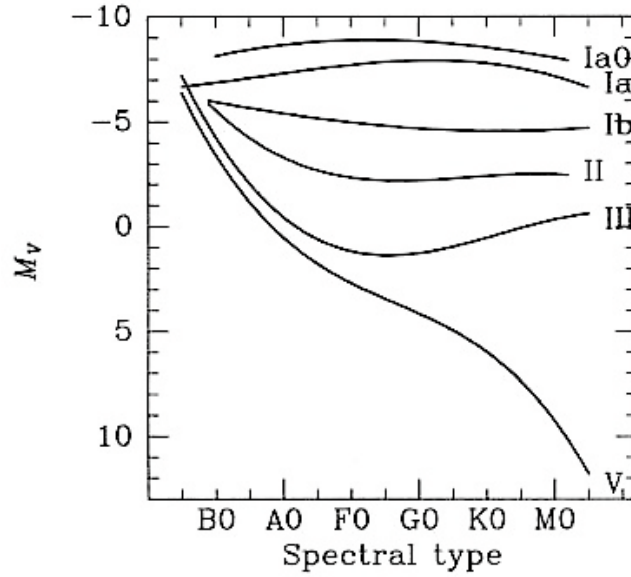


FIGURE 7.6 – Position des différentes classes de luminosité dans le diagramme HR. Une rapide comparaison avec la Figure 7.5 permet de noter que les hyper-géantes et les super-géantes sont des classes rares.

Table 3.13 Physical properties of MS stars

Spectral type	$\mathcal{M}/\mathcal{M}_{\odot}$	$\log(L/L_{\odot})$	M_{bol}	M_V	R/R_{\odot}	$\bar{\rho}/\bar{\rho}_{\odot}$
O3	120	6.15	-10.7	-6.0	15	0.035
O5	60	5.90	-10.1	-5.7	12	0.035
O8	23	5.23	-8.4	-4.9	8.5	0.037
B0	17.5	4.72	-7.1	-4.0	7.4	0.043
B3	7.6	3.28	-3.5	-1.6	4.8	0.069
B5	5.9	2.92	-2.7	-1.2	3.9	0.099
B8	3.8	2.26	-1.0	-0.2	3.0	0.14
A0	2.9	1.73	0.3	0.6	2.4	0.21
A5	2.0	1.15	1.7	1.9	1.7	0.41
F0	1.6	0.81	2.6	2.7	1.5	0.47
F5	1.3	0.51	3.4	3.5	1.3	0.59
G0	1.05	0.18	4.2	4.4	1.1	0.79
G5	0.92	-0.10	4.9	5.1	0.92	1.18
K0	0.79	-0.38	5.6	5.9	0.85	1.29
K5	0.67	-0.82	6.7	7.4	0.72	1.79
M0	0.51	-1.11	7.4	8.8	0.60	2.36
M5	0.21	-1.96	9.6	12.3	0.27	10.7
M7	0.12	-2.47	10.8	14.3	0.18	20.6
M8	0.06	-2.92	11.9	16.0	0.1	60

SOURCE: Data published in Schmidt-Kaler (1982)

FIGURE 7.7 – Caractéristiques des étoiles de la séquence principale (classe de luminosité V), en unités solaires. On note les variations significatives des paramètres pour des étoiles en debut ou fin de chaque type spectral.

vie. Le diagramme HR constitue un outil essentiel dans notre compréhension de la façon dont évoluent les étoiles. **L'évolution stellaire** représente un pan entier de l'astrophysique moderne. C'est la prédiction de l'endroit où se trouvent les étoiles dans le diagramme HR et la comparaison avec les observations qui guide les modifications à apporter aux modèles.

Il existe plusieurs versions du diagramme HR. Le premier compare la température de surface et la magnitude absolue. Il s'agit du diagramme HR dans la version proposée par Hertzsprung et Russell. La mesure de la température nécessitant l'observation de spectres, elle est souvent impossible ou en tout cas grandement limitée par les moyens d'observation. On se contente donc souvent de remplacer la température effective par un indice de couleur. La conversion de ce dernier en température fait intervenir des modèles et est donc moins précise qu'une mesure directe de la température en spectroscopie. Les diagrammes en question s'appellent des **diagrammes couleur-magnitude**. Ils permettent des études comparatives entre étoiles, comme par exemple la détermination des populations stellaires des amas d'étoiles et des galaxies ainsi que la comparaison de leurs âges.

Les diagrammes HR ou couleur-magnitude, utilisent tous deux des magnitudes absolues, ce qui impose de connaître la distance aux étoiles. Or, la mesure des distances par la méthode des parallaxes reste limitée au voisinage solaire. La Figure 7.5 montre un exemple d'un tel diagramme pour 16'631 étoiles dans un rayon de 100 pc autour du Soleil (c'est-à-dire très proche du Soleil, la Galaxie mesure environ 30'000 pc de diamètre). Les distances utilisées ici sont celles mesurées par le satellite Hipparcos. Un autre moyen de construire des diagrammes HR est de considérer des groupes stellaires, où toutes les étoiles sont à la même distance de nous et dont la taille est négligeable devant la distance nous séparant d'eux. La magnitude apparente est alors égale à la magnitude absolue à une constante près.

7.3.3 Classification MK

La classification MK de W.W. Morgan et P.C. Keenan est une extension de la classification de Harvard. Elle contient la classification de Harvard, mais y ajoute des **classes de luminosité**. La luminosité, comme nous venons de le voir, est directement liée à la taille des étoiles ce qui fait que les classes de luminosité portent des noms plutôt évocateurs de tailles que la luminosité. On dénote 7 classes de luminosité :

- **Ia-0** : hyper-géantes
- **I** : super-géantes
- **II** : géantes lumineuses
- **III** : géantes
- **IV** : sous-géantes
- **V** : séquence principale des naines (dont le Soleil)
- **VI** : sous-naines

La Figure 7.6 donne la localisation des différentes classes de luminosité dans un diagramme HR. La Table 7.7 donne les tailles et les luminosités des étoiles en unités solaires. La classification MK est la classification utilisée de nos jours.

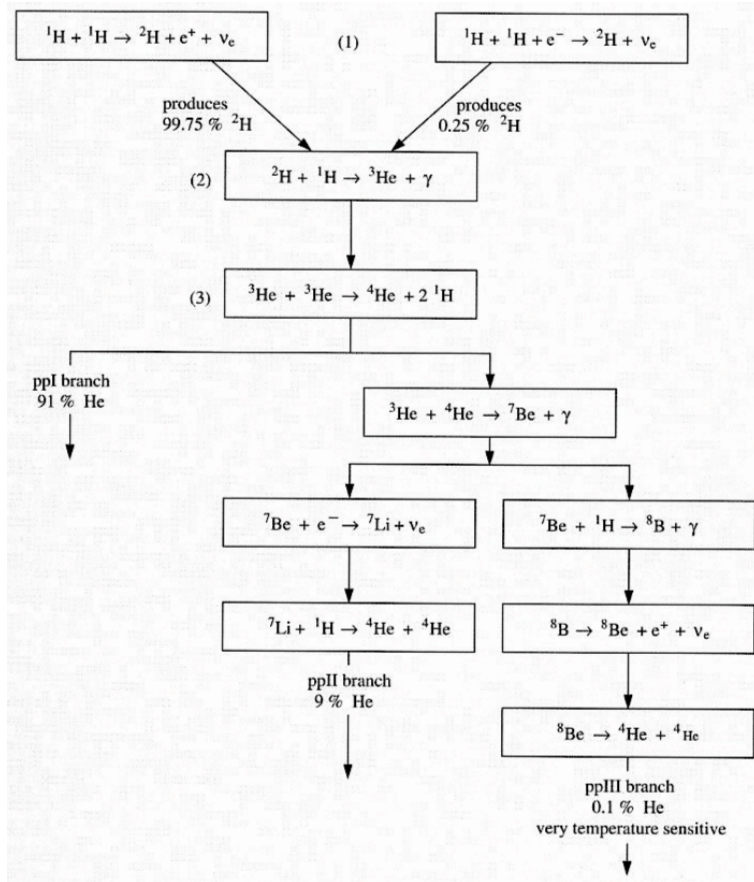


FIGURE 7.8 – Représentation schématique de la chaîne de réaction dite “pp”, proton-proton, et ses trois embranchements caractéristiques. Cette chaîne est possible dès $T \sim 4 \times 10^6$ K.

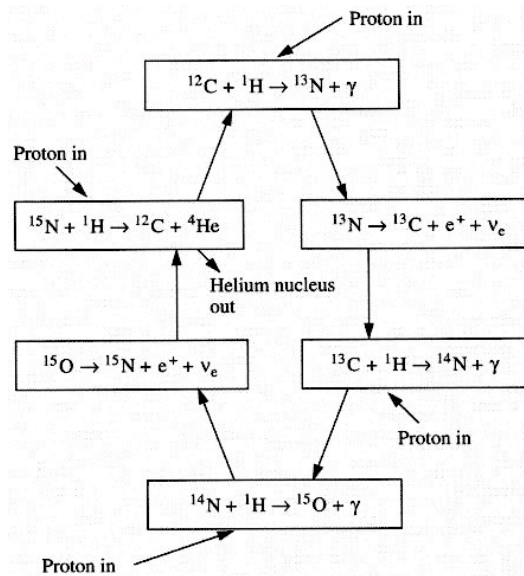


FIGURE 7.9 – Cycle du carbone, dit “CNO”, démarrant vers $T \sim 12 \times 10^6$ K.

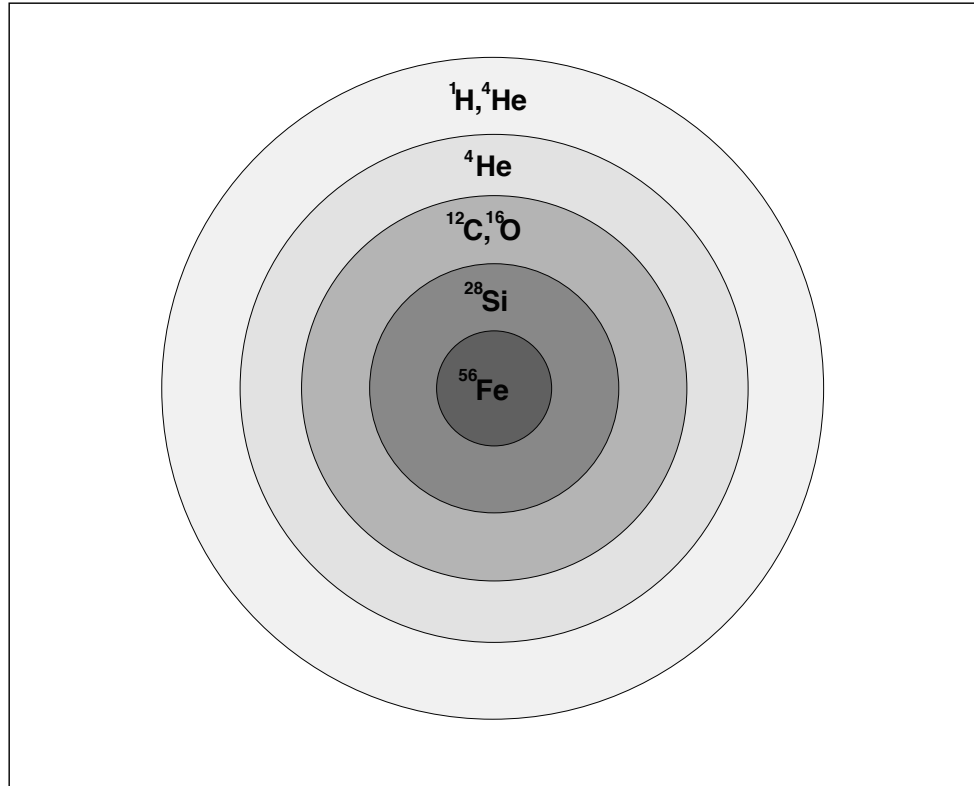


FIGURE 7.10 – Structure “en pelure d’oignon” d’une étoile de $30 M_{\odot}$ arrivant à l’étape de la formation du Fer.

Cette énergie est de 0,5 MeV. C’est pour cela que l’énergie à disposition pour l’étoile est de 26,23 MeV au lieu des 26,73 MeV attendus juste en considérant les masses des éléments avant et après la réaction. Dans la deuxième réaction, l’isotope 3 de l’hélium, ^3He , est produit, avec émission d’un photon. Les ^3He se combinent ensuite en un ^4He . Alors que le photon émis dans la deuxième réaction est immédiatement réabsorbé par la matière, le neutrino de la première réaction s’échappe de l’étoile. Après la troisième étape, trois “bifurcations” sont possibles. On parle des “trois branches” de la réaction pp. La plus simple, à gauche dans la Figure 7.8, produit 91% de l’hélium **dans le Soleil**. Les deux autres font intervenir des éléments plus lourds et plus rares que l’hydrogène et l’hélium. Elles ont donc aussi lieu plus rarement et ne produisent respectivement que 9% et 0.1% de l’hélium solaire. Les poids relatifs de ces branches varient d’étoile en étoile. **La combustion de l’hydrogène dans les étoiles moins massives que $1,5 M_{\odot}$ est dominée par la chaîne pp.**

7.5.2 Le cycle CNO

L’autre réaction conduisant à la conversion de l’hydrogène en hélium est le **cycle CNO**. Cette chaîne est connue depuis les travaux de Hans Bethe en 1938. Elle a lieu à des températures plus élevées que la chaîne pp, et est donc le processus dominant dans des étoiles plus massives que $1,5 M_{\odot}$, dont l’énergie gravitationnelle permet d’atteindre plus facilement les énergies de liaisons d’atomes lourds comme le C, N, et O. L’énergie disponible pour l’étoile est plus petite avec le cycle CNO qu’avec la chaîne pp, du fait de sa production plus grande de neutrinos.

7.5.3 De l'hélium au fer

La combustion de l'hydrogène arrivant à sa fin, la partie centrale de l'étoile continue à se contracter jusqu'à ce que la température atteigne des niveaux permettant l'allumage des réactions des atomes plus lourds, comme l'hélium. Autour de $T=10^8$ K, la fusion de 3 atomes ${}^4\text{He}$ en 1 atome de ${}^{12}\text{C}$, devient possible. Les atomes d'hélium étant aussi connus sous le nom "d'éléments α ", ce processus s'appelle la **réaction triple α** : $3\alpha \rightarrow {}^{12}\text{C}$.

Les éléments depuis l'hydrogène jusqu'au fer, sont produits par une succession de combustions et de contractions au sein de l'étoile. Ainsi tous les éléments jusqu'à $Z=56$ sont formés lors des premières phases de vie des étoiles. Les réactions nucléaires générant les éléments plus lourds que $Z=56$ se font plutôt par capture rapide de neutrons et ont lieu lors des phases de supernovae.

Au fur et à mesure des réactions nucléaires successives conduisant à des éléments de plus en plus lourds, se forment des couches "en pelure d'oignon" (Figure 7.10) contenant des éléments de plus en plus lourds (jusqu'au Fer) lorsque l'on va de l'extérieur vers l'intérieur de l'étoile. Le phénomène de mélange des éléments est négligeable dans les intérieurs stellaires.