Zeitschrift: Orion : Zeitschrift der Schweizerischen Astronomischen Gesellschaft
Herausgeber: Schweizerische Astronomische Gesellschaft
Band: 55 (1997)
Heft: 282

Artikel: L'univers, dis moi ce que c'est? : Épisode 11 : les étoiles, deuxième partie

Autor: Barblan, Fabio

DOI: https://doi.org/10.5169/seals-898683

Nutzungsbedingungen
Die ETH-Bibliothek ist die Anbieterin der digitalisierten Zeitschriften auf E-Periodica. Sie besitzt keine Urheberrechte an den Zeitschriften und ist nicht verantwortlich für deren Inhalte. Die Rechte liegen in der Regel bei den Herausgebern beziehungsweise den externen Rechteinhabern. Das Veröffentlichen von Bildern in Print- und Online-Publikationen sowie auf Social Media-Kanälen oder Webseiten ist nur mit vorheriger Genehmigung der Rechteinhaber erlaubt. Mehr erfahren

Conditions d'utilisation
L'ETH Library est le fournisseur des revues numérisées. Elle ne détient aucun droit d'auteur sur les revues et n'est pas responsable de leur contenu. En règle générale, les droits sont détenus par les éditeurs ou les détenteurs de droits externes. La reproduction d'images dans des publications imprimées ou en ligne ainsi que sur des canaux de médias sociaux ou des sites web n'est autorisée qu'avec l'accord préalable des détenteurs des droits. En savoir plus

Terms of use
The ETH Library is the provider of the digitised journals. It does not own any copyrights to the journals and is not responsible for their content. The rights usually lie with the publishers or the external rights holders. Publishing images in print and online publications, as well as on social media channels or websites, is only permitted with the prior consent of the rights holders. Find out more

Download PDF: 09.07.2025

ETH-Bibliothek Zürich, E-Periodica, https://www.e-periodica.ch

L'Univers, dis moi ce que c'est?

Episode 11: Les étoiles, deuxième partie

FABIO BARBLAN

5. L'évolution stellaire

Les astronomes ont donc acquis la certitude qu'une étoile naît dans certaines conditions, subit une évolution et atteint, après un parcours plus ou moins long et agité, un stade final. Le couple «type spectral - luminosité», qui situe l'étoile à une place déterminée du diagramme de Hertzsprung-Russel, est significatif de son état d'évolution.

La phase protoétoile représente la naissance de l'étoile. L'objet qui se constitue au terme de ce trajet est une étoile dont la position dans le diagramme HR se situe sur la séquence principale. Lorsque l'étoile s'éloigne de cette dernière elle entame son parcours vers la «mort».

5.1 Le stade protoétoile

Une étoile se forme par effondrement total ou partiel d'un nuage interstellaire de gaz et de poussières. On pense actuellement que le processus de formation d'une protoétoile suit les phases suivantes (figure 1a, 1b):

a) L'enveloppe externe d'un nuage de poussière très diffus (densité environ 10^5 atomes par cm^3)est transparente au rayonnement ultraviolet des étoiles voisines et s'échauffe sensiblement sous l'effet de ce rayonnement. La contraction gravitationnelle du nuage augmente sa densité et le rend progressivement opaque au rayonnement ultraviolet. L'effet d'échauffement s'arrête. Mais le nuage perd de l'énergie thermique par le rayonnement infrarouge des particules de poussière, il commence à se refroidir, et sa température descend jusqu'à environ 10 degrés Kelvin.

b) Commence alors une phase d'effondrement dynamique isotherme où le nuage de gaz se contracte très rapidement. L'effondrement dégage une importante quantité de chaleur due au travail de compression des forces de gravitation. Le nuage rayonne cette chaleur sous forme de lumière infrarouge. Mais l'augmentation de la densité du nuage finit par rendre celui-ci opaque aussi au rayonnement infrarouge et la chaleur dégagée par la compression ne peut plus être évacuée. Le nuage commence à se réchauffer et sa pression interne augmente. Cette première phase d'effondrement se termine lorsque la température des régions centrales a atteint environ 100 degrés Kelvin, sa densité environ 10^{14} atomes par cm^3 et que la pression thermique équilibre la force gravitationnelle.

c) La matière des régions externes du nuage qui sont encore transparentes au rayonnement infrarouge continue à s'effondrer et a s'accumuler sur ce premier noyau dense créé pendant la phase 2. Cette accumulation permanente de matière provoque une augmentation de la densité du noyau qui accroît progressivement sa température. Lorsque cette température atteint environ 2000 degrés Kelvin et la densité environ 10^{16} atomes par cm^3, la réaction de dissociation de la molécule d'hydrogène (H_2) en hydrogène atomique (H) peut commencer.

d) Cette réaction consomme de l'énergie et la température du noyau commence à diminuer, par conséquent la pression thermique aussi; on entre dans une deuxième phase d'effondrement dynamique. Cette contraction provoque évidemment une augmentation de la densité et de la température du noyau. L'effondrement cesse lorsque la densité d'environ 10^{24} atomes par cm^3 est atteinte avec une température d'environ 100 000 degrés Kelvin dans un deuxième noyau, plus petit que le premier, et ayant une dimension de quelques diamètres solaires.

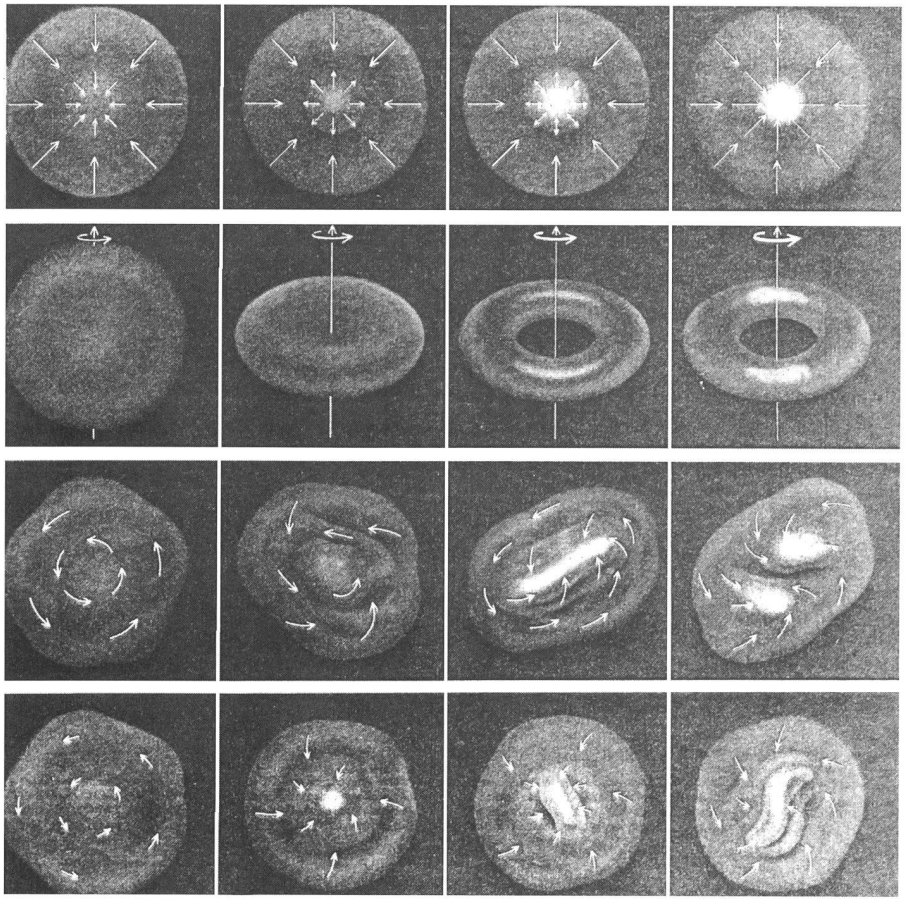
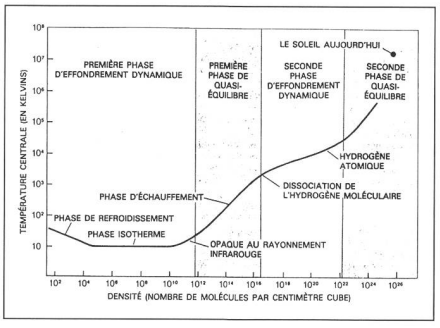


Figure 1a. Les différents stades d'une protoétoile (Source [2]).

Figure 1b. Relation entre température et densité pendant les différentes phases d'une protoétoile. La température d'un nuage interstellaire doit augmenter d'un facteur 10^6 et sa densité d'un facteur 10^{24}, avant qu'il puisse s'effondrer pour former une étoile (Source [2]).



e) Le reste du nuage continue son effondrement sur ce deuxième noyau et, lorsque tout le nuage a ainsi été absorbé, la protoétoile peut développer, dans sa partie centrale, les réactions nucléaires qui permettent de maintenir un équilibre hydrostatique; elle aborde, en tant qu'étoile, la séquence principale. La durée de ce processus est estimée à environ 100 000 ans.

Les masses des protoétoiles qui approchent la séquence principale sont comprises entre 1/50 de masse solaire et 100 masses solaires (figure 2). Pour des valeurs inférieures à 1/50 de masse solaire, les processus thermonucléaires ne peuvent pas débuter et on obtient une planète; au delà de 100 masses solaires le nuage en contraction est instable et se subdivise en plusieurs protoétoiles.

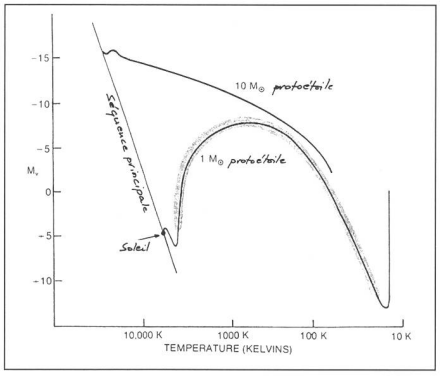


Figure 2.
Trajet de deux protoétoiles de une et dix masses solaires pour rejoindre la séquence principale.

5.2 Le stade «séquence principale»

C'est la partie «calme» de la vie d'une étoile et c'est aussi, en principe, la plus longue. Elle correspond à la phase d'épuisement progressif du combustible nucléaire primaire d'une étoile, l'hydrogène, avec une accumulation progressive en son noyau de l'hélium, résultat de cette combustion (figure 3).

La permanence d'une étoile sur la séquence principale dépend de sa masse initiale. Plus la masse est grande, plus la durée de vie sur la séquence principale est courte. En effet, la contraction gravitationnelle, au moment de la formation de l'étoile, élève d'autant plus la température du gaz que la masse est importante. Or, le taux de production de l'énergie nucléaire dépend de la température des régions centrales de l'étoile et il est d'autant plus élevé que la température est grande. Donc, les étoiles les plus massives ont un rythme de combustion de l'hydrogène beaucoup plus rapide que les étoiles moins massives.

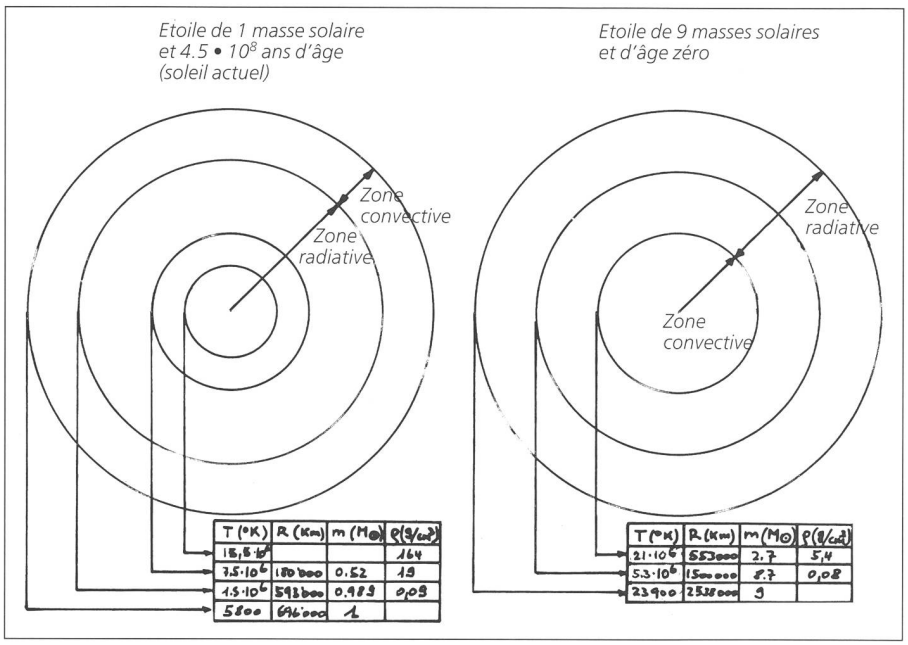


Figure 3. Différence entre la structure interne de deux étoiles de la séquence principale, en fonction de leur masse. Selon que la masse est inférieure ou supérieure à 1.5 masses solaires, le transfert d'énergie se fait dans la partie centrale de l'étoile, par radiation ou par convection. Dans la partie externe de l'étoile la situation est inversée dans les deux cas.

5.3 Le stade de géante ou super géante rouge

L'étoile quitte la séquence principale à la fin de la combustion nucléaire de l'hydrogène dans ses parties centrales; cette combustion continue pourtant à se maintenir dans les couches intermédiaires. L'énergie produite diminuant, la force de gravitation devient plus grande que la force due à la pression du gaz et une phase de contraction commence. Mais la contraction apporte un surplus d'énergie et l'étoile accroît sa luminosité. La pression du gaz augmente considérablement et la phase de contraction est suivie d'une phase d'expansion appréciable, le rayon pouvant atteindre jusqu'à 50 fois sa valeur initiale. La surface de l'étoile devient si grande que, malgré la forte luminosité, l'énergie rayonnée par unité de surface diminue, donc sa température effective aussi. La lumière émise est plus rouge que lorsque l'étoile se trouvait sur la séquence principale. L'étoile est devenue une géante rouge.

5.4 La fin d'une vie: le stade de naine blanche ou d'étoile à neutron

Les naines blanches sont, à température effective égale, de 10 à 15 magnitudes plus faibles que les étoiles correspondantes de la série principale. Elles doivent donc avoir des rayons très petits d'où leur nom et leur couleur. L'évolution d'une étoile amène celle-ci à avoir, progressivement, une structure en couches superposées. Chaque couche est caractérisée par la

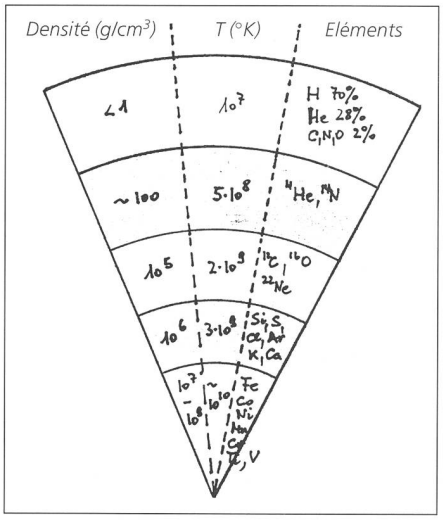


Figure 4. Structure en pelure d'oignons d'une étoile massive d'environ vingt masses solaires.

fusion nucléaire de niveau inférieur dans la chaîne successive des éléments en fusion (figure 4).

Arrive le moment où la fusion nucléaire de niveau le plus élevé (par exemple celle du Carbone, ou, étape ultime, celle du fer[1]), au centre de l'étoile, cesse. Le refroidissement de la partie centrale de l'étoile qui s'en suit produit une instabilité et le noyau se contracte[2]. Les calculs montrent qu'un nouvel état d'équilibre est atteint seulement lorsque le gaz d'électrons consti-

[1] Les réactions de fusion sont exothermiques (produisent de l'énergie) jusqu'au fer, ensuite elles sont endothermiques (absorbent de l'énergie)

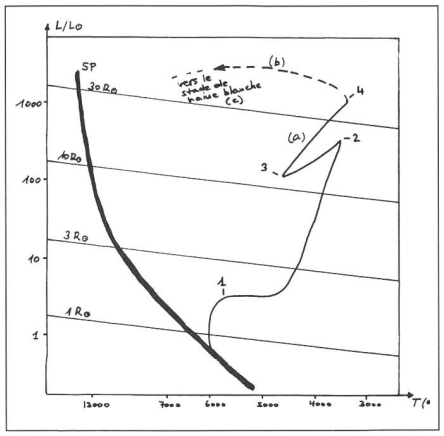


Figure 5. Trajet évolutif d'une étoile d'une masse solaire. L'évolution va vers une géante rouge (a), l'étoile centrale d'une nébuleuse planétaire (b) pour atteindre, finalement, le stade de naine blanche (c). L'axe vertical donne la luminosité de l'étoile en multiples de la luminosité solaire.
1: Fin de la combustion de l'hydrogène dans le noyau. 2: Flash de l'hélium. 3: Combustion de l'hélium dans le noyau. 4: Fin de la combustion de l'hélium dans le noyau.

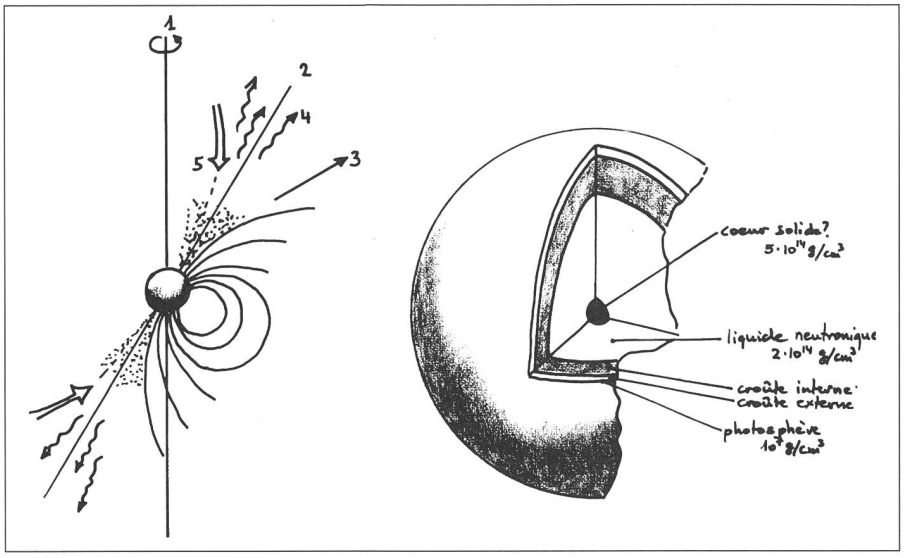


Figure 6. Modèle d'un pulsar ou étoile à neutrons.
1: Axe de rotation de l'étoile. 2: Axe du champ magnétique.
3: Direction d'observation. 4: Rayonnement radio par effet synchrotron. 5: Direction d'accrétion des particules chargées. Les points d'impact de ces particules, les pôles magnétiques, sont des zones d'émission de rayons X.
Par le fait que l'axe de rotation et l'axe magnétique ne coïncident pas, la rotation de l'étoile produit une modulation périodique du signal reçu (pulsar).

tuant l'étoile sera entièrement dégénéré[3]. Cette configuration est atteinte si l'étoile arrive à un rayon de 10^{-2} rayon solaire. C'est l'état de naine blanche (figure 5). Cette évolution est dépendante de la masse initiale de l'étoile et il est possible de déterminer une valeur limite au-delà de laquelle le gaz d'électrons dégénérés n'atteint «jamais» une configuration d'équilibre. C'est la limite de Chandrasekhar et elle vaut:

$M_{critique} = 1.44$ masses solaires

Si, au départ, la masse de l'étoile est plus grande que cette limite lorsque la fusion nucléaire cesse au centre de l'étoile, elle sera soumise à un effondrement gravitationnel qui ne s'arrête pas au stade de naine blanche, mais amène cette dernière vers le stade d'étoile à neutrons (figure 6), qui est le prochain stade d'équilibre. Si la masse est encore plus grande, l'effondrement gravitationnel continue et amène l'étoile au stade de «trou noir».

Il y a pour l'étoile deux possibilités d'éviter l'effondrement gravitationnel ultime:

- elle est en rotation très rapide: dans ce cas une configuration d'équilibre peut exister avec une masse au delà de la masse critique de Chandrasekhar;
- elle expulse en cours de route la majorité de sa masse. C'est le phénomène connu sous le nom de nébuleuses planétaires (figure 7).

Le processus de formation des nébuleuses planétaires n'est pas encore très bien compris. En particulier, on ne sait pas si toute la masse éjectée se retrouve dans la nébuleuse planétaire ou seulement une partie d'elle. L'estimation des masses des nébuleuses planétaires est extrêmement délicate et difficile.

Autre problème non résolu, celui du moment de l'éjection de cette matière. Se fait-il juste avant la contraction du noyau d'une façon brutale ou, plus en douceur, sur une longue période de la vie de l'étoile? Il semble que l'évolution douce qui amène de l'état de géante rouge à celui de nébuleuse planétaire et, finalement, à celui de naine blanche est un schéma possible. Pour des étoiles très massives (masse plus grande que huit masses solaires), on sait, par contre, que cette évolution passe par un stade cataclysmique, celui de supernova, pour se terminer en étoile à neutrons, si pas en trou noir. On estime à 10^{10} années le temps de refroidissement total d'une naine blanche de masse la moitié de celle du soleil, de luminosité un millième de la luminosité solaire et ayant une température de surface de 10^7 degrés Kelvin.

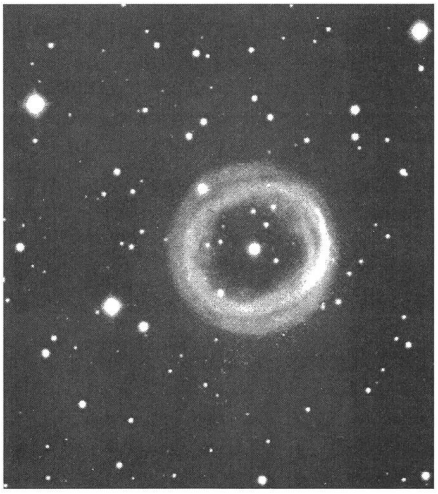


Figure 7. La très régulière nébuleuse planétaire Shapley 1 (PK 329+201) ayant une masse d'environ un dixième de masse solaire. Le nom «planétaire» a été donné par erreur parce que on pensait, lors des premières observations, d'être en présence d'un système planétaire en formation. (Source [1])

Bibliographie

[1] *Exploring The Southern Sky*, S. LAUSTSEN, C. MADSEN, R. M. WEST, Springer Verlag, 1987
[2] *La formation des étoiles*, ALAN BOSS, Pour la Science, Mars 1985
Le grand atlas de l'Astronomie, Encyclopédie Universalis, 1983 (Figures 3-6)

FABIO BARBLAN
Ch. Mouille-Galand 2a, CH-1214 Vernier/GE

[2] Lorsque l'évolution de la nucléosynthèse (éléments synthétisés dans le noyau de l'étoile) aboutit au fer, cette contraction devient catastrophique et le résultat est une explosion de Supernova.

[3] Un gaz d'électrons dégénéré, est un gaz dans lequel les effets quantiques sont prédominants. Les électrons se trouvent dans des états quantiques ayant une énergie minimale. Le gaz est «froid»; cette notion est toute relative puisque une température de milliards de degrés peut être considérée comme froide dans le cas des très hautes densités.