

Les étoiles carbonées

De la formation du carbone
à l'enrichissement du milieu interstellaire

Stéphan DIANA

Laboratoire LIRA - Observatoire de Paris-PSL - CY Cergy Paris Université

Les étoiles « carbonées » représentent certains des objets les plus photogéniques et fascinants de la Voie lactée. Leur atmosphère, riche en carbone, leur confère une couleur rouge intense et des caractéristiques physiques et chimiques exceptionnelles. Cet article décrit pourquoi ces étoiles sont présentes, comment elles se développent, ce que nous percevons depuis notre planète et l'importance qu'elles revêtent pour l'astronomie et la chimie interstellaire.

Table des matières

1. Historique des découvertes.....	2
2. Origine et stade d'évolution.....	3
3. Spectre, apparence et classification.....	5
4. Variabilité et dynamique atmosphérique.....	6
5. Perte de masse et rôle galactique.....	6
6. Pourquoi les étoiles carbonées sont-elles intéressantes scientifiquement ?.....	7
7. Observations : que mesure-t-on et comment ?.....	7
8. L'apport de Gaia à la connaissance des étoiles carbonées.....	8
9. Pour conclure.....	8
10. Pour plus d'informations.....	9
Annexe 1 : La fusion de l'hydrogène.....	10
Annexe 2 : La fusion de l'hélium.....	11
Annexe 3 : Les dix étoiles carbonées les plus remarquables.....	12

1. Historique des découvertes

Les étoiles carbonées ont été identifiées pour la première fois au XIX^e siècle, bien avant que leur nature physique ne soit comprise.

1868 - Angelo Secchi

L'astronome italien Angelo Secchi, un précurseur de la classification spectrale, constate que certaines étoiles rouges affichent des bandes spectrales particulièrement vastes et obscures, distinctes de celles observées chez les étoiles classiques. Il les catégorise en classe IV, qui se caractérise par des bandes moléculaires intenses.



Figure 1 : Une belle et brillante étoile carbonée : T Draconis (image SDSS9)

1880-1900 - Identification du carbone

Grâce aux avancées en spectroscopie, les astronomes comprirent que ces bandes sont attribuables aux molécules C₂ (bandes de Swan) et CN, dévoilant une exceptionnelle prévalence de carbone dans l'atmosphère de ces étoiles. L'expression « étoiles carbonées » devient alors incontournable.

Première moitié du vingtième siècle - La question de la provenance du carbone

Durant de nombreuses décennies, leur provenance demeure un mystère : on ne savait pas comment une étoile peut accumuler plus de carbone que d'oxygène. L'évolution de la physique nucléaire stellaire démontre graduellement que le carbone est

généré par la fusion de l'hélium (réaction triple-alpha).

1950-1970 - Compréhension basée sur l'évolution

Selon les modèles d'évolution stellaire, les étoiles carbonées sont des géantes évoluées qui se trouvent sur la branche asymptotique des géantes (AGB). Le processus principal, connu sous le nom de dredge-up, décrit la manière dont le carbone produit à l'intérieur est acheminé vers la surface.

Vers la fin du XXe siècle - Influence de la poussière et des variations

Les observations en infrarouge montrent que ces étoiles génèrent de grandes quantités de poussière carbonée, participant ainsi à l'enrichissement chimique du milieu interstellaire. On reconnaît que leur variabilité pulsante est un facteur crucial de la réduction de la masse.

XXI^e siècle - Période des relevés astronomiques majeurs (2MASS, WISE, Gaia)

Les vastes relevés photométriques et astrométriques facilitent l'analyse statistique de milliers d'étoiles carbonées, reliant spectre, variabilité, poussière et évolution. Gaia offre une perspective innovante en associant précisément luminosité, distances et comportements photométriques.

2. Origine et stade d'évolution

Une étoile carbonée n'est pas une étoile qui a vu le jour en étant déjà riche en carbone : c'est une étoile qui a évolué. Elle est généralement positionnée sur la branche asymptotique des géantes (AGB), qui est une phase avancée pour les étoiles de masse faible à intermédiaire (environ 0,8 à 8 masses solaires $M_{\odot}$).

Lorsqu'une étoile vient à bout de son hydrogène via la fusion nucléaire qui se produit en son cœur (voir annexe 1), une contraction s'amorce et la température monte, entraînant l'élargissement et le refroidissement des enveloppes externes de l'étoile. Celle-ci se transforme en une géante rouge, empruntant une trajectoire qui la mène vers le coin supérieur droit du diagramme HR¹. Lorsque la température du cœur atteint approximativement 300 millions de degrés, le processus de combustion de l'hélium (fusion des noyaux d'hélium) débute (voir annexe 2). L'initiation du processus de fusion de l'hélium dans le noyau arrête le refroidissement de l'étoile tout en augmentant sa brillance, entraînant un déplacement de l'étoile vers la partie inférieure gauche du diagramme HR : il s'agit de la branche horizontale (pour les étoiles de population II, très anciennes, pauvres en métaux et constituées avant la formation du disque galactique), le red clump² (regroupement rouge), ou la boucle bleue pour les étoiles dont la masse dépasse environ 2 $M_{\odot}$. Une fois la combustion de l'hélium terminée dans son

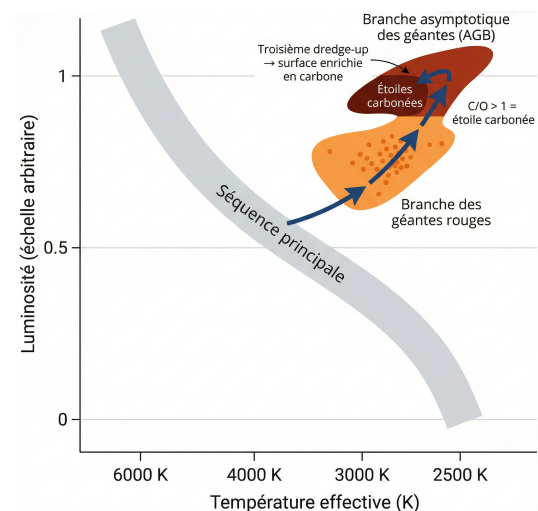


Figure 2 : Evolution d'une étoile dans le diagramme HR vers la branche AGB

- 1 Le diagramme de Hertzsprung-Russell, également connu sous le nom de diagramme HR, est une représentation graphique qui illustre la luminosité d'un groupe d'étoiles en fonction de leur température effective. Ce genre de graphique a facilité l'examen des populations d'étoiles et la formulation de la théorie de l'évolution stellaire.
- 2 Il s'agit d'une région du diagramme de Hertzsprung-Russell qui correspond aux géantes rouges de population I (à savoir des étoiles riches en métaux, c'est-à-dire en éléments autres que l'hydrogène et l'hélium), dont l'âge est estimé entre environ 0 et 10 milliards d'années. La majeure partie des étoiles que nous observons actuellement sont de type I et génèrent leur énergie à la fois par la fusion de l'hydrogène grâce à la réaction proton-proton dans une couche entourant le cœur, et par la fusion de l'hélium en carbone 12 via le processus triple-alpha au centre de l'étoile.

noyau, l'étoile reprend sa progression vers le haut et la droite du diagramme, en se refroidissant et en gonflant, tout en augmentant en luminosité. Son parcours s'aligne en grande partie avec celui de sa phase de géante rouge, d'où l'appellation de branche asymptotique des géantes. Toutefois, l'étoile sera plus éclatante durant sa phase AGB qu'elle ne l'était à son pic sur la branche des géantes rouges. On désigne les étoiles qui ont atteint cette phase d'évolution stellaire comme étant des étoiles AGB.

On distingue deux segments dans la phase AGB : la phase précoce AGB (également appelée E-AGB, pour Early-AGB) et la phase des pulsations thermiques (connue aussi sous le nom de Thermally pulsing ou TP-AGB). Durant la phase E-AGB, la fusion de l'hélium se déroule dans une enveloppe entourant un noyau majoritairement composé de carbone et d'oxygène, qui constitue la principale source d'énergie. Au cours de cette étape, l'étoile se dilate jusqu'à atteindre une taille impressionnante avant de redevenir une géante rouge. Le diamètre de l'étoile peut aller jusqu'à une unité astronomique (environ 215 fois le rayon du Soleil).

La phase TP-AGB débute suite à l'épuisement de la coquille d'hélium. Désormais, l'étoile puise son énergie dans la fusion d'une mince enveloppe d'hydrogène qui diminue la coquille d'hélium interne à une couche extrêmement fine et empêche sa fusion stable. Toutefois, sur des échelles de temps de 10 000 à 100 000 ans, l'hélium provenant de la coquille d'hydrogène s'accumule et finalement la coquille d'hélium s'enflamme de manière explosive, un phénomène désigné sous le nom de flash d'hélium en coquille. La brillance du flash en coquille peut surpasser des milliers de fois la luminosité totale d'une étoile. Toutefois, elle s'atténue de manière exponentielle en l'espace de quelques années.

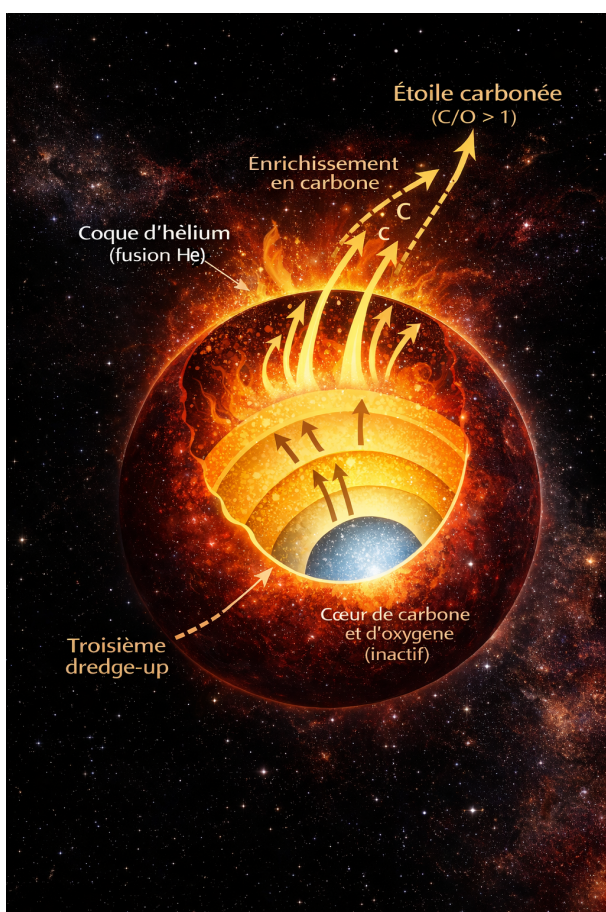


Figure 3 : Illustration des remontées convectives

L'extinction de la combustion de la coquille d'hydrogène est due à un gonflement et un refroidissement de l'étoile causés par le flash en coquille, ce qui entraîne une forte convection dans la région située entre les deux coquilles. Lorsque la combustion de la coquille d'hélium atteint la base de la coquille d'hydrogène, l'élévation de la température relance la combustion de l'hydrogène et le cycle se répète. L'éphémère mais notable augmentation de la luminosité due au flash de l'hélium en coquille entraîne une intensification de la brillance de l'étoile de quelques dixièmes de magnitude pendant plusieurs centaines d'années. Ce phénomène est sans comparaison avec les fluctuations habituelles de luminosité qui se produisent sur des périodes allant de quelques dizaines à plusieurs centaines de jours pour ce genre d'étoile.

Pendant ces phases d'instabilité, les matières provenant de la zone centrale peuvent se mêler aux strates extérieures, modifiant ainsi la composition de surface. Ce phénomène est désigné sous le nom de dragage (dredge-up) ou remontée convective.

En raison de ce « dredge-up », les étoiles AGB peuvent contenir des éléments du « processus s³ » dans leurs spectres et d'importants « dredge-up » peuvent mener à la création d'étoiles riches en carbone. Tous les « dredge-up » postérieurs aux pulsations thermiques sont désignés comme troisièmes « dredge-up », après le premier « dredge-up » qui a lieu dans la branche des géantes rouges, et le second « dredge up » qui se produit lors de la phase E-AGB. Dans certaines situations, il peut ne pas y avoir de second « dredge-up », mais les « dredge-up » qui suivent les pulsations thermiques seront tout de même désignés comme des troisièmes « dredge-up ». L'intensité des pulsations thermiques augmente rapidement après les premières, et par conséquent, les troisièmes « dredge-up » sont généralement les plus significatifs et ont la plus grande probabilité d'envoyer du matériau du cœur vers la surface.



Figure 4 : Vue artistique d'un dredge-up

Lorsque le ratio carbone/oxygène (C/O) dans l'atmosphère excède 1, la composition chimique se modifie : les molécules à forte teneur en carbone (C₂, CN, CH, etc.) prennent le pas et l'étoile est dite « carbonée ».

3. Spectre, apparence et classification

Les étoiles carbonées doivent leur dénomination à la prédominance de bandes moléculaires de carbone (C₂, CN) dans leurs spectres optiques. En termes d'apparence, elles ont une couleur rouge prononcée, souvent plus que les géantes M oxygénées, grâce à une température effective assez basse (quelques milliers de kelvins) et à l'absorption moléculaire.

Dans le domaine de l'infrarouge moyen, plusieurs molécules carbonées présentent des marques de poussière carbonée (carbone non cristallin). Occasionnellement, leur spectre montre une légère bosse autour de ~11,3 μm attribuée au SiC (carbure de silicium). Ainsi, ces étoiles produisent de la poussière qui enrichit le milieu interstellaire en particules chargées de carbone.

Historiquement, la classification spectrale a été basée sur les bandes moléculaires dominantes :

- **C-N** : ce sont des étoiles AGB « classiques », riches en C₂ et CN
- **C-R** : ces étoiles sont plus chaudes, proches de la branche des géantes rouges
- **C-H** : elles sont pauvres en métaux, souvent enrichies par transfert de masse
- **C-J** : elles sont enrichies en ¹³C (fortes bandes de ¹³CN)
- **C-EMP** : ce sont des étoiles extrêmement pauvres en métaux mais riches en carbone

Le système R et N est toujours utilisé, mais maintenant il est plus courant de voir les étoiles carbonées classées par leur température de surface. En 1941, le système de division de C0 à C9 fut introduit, C0 indiquant la température la plus élevée (4500 K), C9 la température la plus froide

3 Le « processus s » est un ensemble de processus astrophysiques conduisant à la fabrication d'environ la moitié des éléments chimiques de numéro atomique supérieur à celui du fer. Le numéro atomique d'un atome, ou plus généralement d'un élément chimique, est son nombre de protons.

(3000 K). En 1975, on ajoutât une désignation pour la bande de carbone à la classe de température, par exemple C 7,3. Le nombre supplémentaire désigne la « force » de la bande de carbone, 1 étant le plus faible, 5 le plus fort. Par exemple, VX And, qui est une des plus rouges étoiles carbonées, est classé N7 et C4,5.

4. Variabilité et dynamique atmosphérique

De nombreuses étoiles carbonées sont des variables à longue période (LPV) — Miras et semi-régulières — présentant des cycles de plusieurs dizaines à quelques centaines de jours. La variabilité photométrique est largement contrôlée par les pulsations (les fluctuations de rayon et de température).

Cependant, un élément crucial s'ajoute à la formation et à l'extinction chez les composés carbonés : la poussière. Cette dernière peut se regrouper dans l'enveloppe externe, réduisant considérablement la luminosité, généralement de manière décalée par rapport à la fluctuation intrinsèque de l'étoile (on peut alors voir des boucles sur un diagramme couleur-magnitude en suivant la lumière et la couleur au fil de la phase). Ces boucles renseignent sur le laps de temps entre la pulsation et la création de poussière, la dynamique de l'enveloppe ainsi que la vitesse du vent.

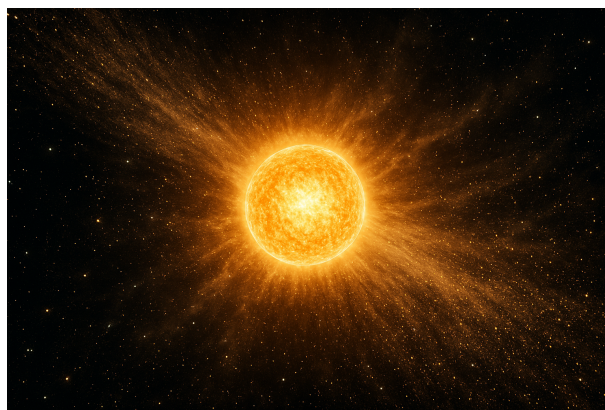


Figure 5 : La poussière autour d'une étoile carbonée (vue artistique)

5. Perte de masse et rôle galactique

Les étoiles carbonées connaissent une perte substantielle de matière : leur vent, propulsé par la pression de radiation sur la poussière, entraîne généralement des taux d'éjection massique très importants (de l'ordre de 10^{-7} à $10^{-5} M_{\odot}/\text{an}$, voire davantage). Ce déclin de matière alimente l'espace interstellaire en gaz et en particules de carbone, éléments cruciaux dans la création de nouvelles étoiles et planètes, ainsi que dans la chimie organique interstellaire. En d'autres termes, ces étoiles sont essentielles pour l'enrichissement chimique de la galaxie : elles génèrent des éléments lourds (processus s) et des particules carbonées.



Figure 6 : Illustration du vent stellaire (vue artistique)

6. Pourquoi les étoiles carbonées sont-elles intéressantes scientifiquement ?

- **Pour la nucléosynthèse et l'évolution des étoiles** : elles agissent comme des laboratoires naturels pour la création d'éléments lourds et l'étude du mélange convectif.
- **Pour la production de poussière** : il est essentiel de comprendre la nature et le volume de poussière généré par les AGB pour la chimie interstellaire et le processus de formation des planètes.
- **Pour l'étude de la variabilité et de la dynamique** : les cycles couleur-magnitude et le décalage de phase entre luminosité et couleur fournissent des informations sur la physique des atmosphères étendues et des vents stellaires.
- **Pour l'étude des populations stellaires** : la répartition des étoiles carbonées dans notre galaxie offre des éclaircissements sur l'histoire chimique et l'évolution des populations d'étoiles.

L'apport de carbone dans l'espace interstellaire représente une phase essentielle dans la création de la vie que nous connaissons. Ce carbone est généré dans le noyau des étoiles grâce au processus de fusion triple alpha, avant d'être éparpillé dans l'univers lors d'événements extrêmes tels que les supernovae ou les vents stellaires. Lorsqu'il est libéré, il s'intègre aux gaz et à la poussière interstellaires, enrichissant les nuages moléculaires qui donneront vie à de nouvelles étoiles et planètes. Ce processus de recyclage cosmique permet à chaque génération d'objets célestes d'être plus enrichie en éléments lourds, le carbone étant l'un des plus essentiels.

Ce carbone interstellaire a par la suite un rôle chimique crucial : il génère des molécules organiques sophistiquées, telles que les hydrocarbures, les acides aminés ou les sucres, qui ont été observées dans les comètes, les météorites et même dans les nuages interstellaires. Ces éléments de la vie peuvent se regrouper sur des planètes en formation, où les conditions physiques (température, présence d'eau liquide, atmosphère) favorisent leur développement vers des structures biologiques. En définitive, le carbone provenant des étoiles constitue la base moléculaire sur laquelle peut se développer la chimie de la vie.

7. Observations : que mesure-t-on et comment ?

On peut observer les étoiles carbonées de différentes manières :

- **En spectroscopie optique** : on peut déterminer les bandes moléculaires du carbone. Cela aide à classifier l'étoile (types C-R, C-N, C-J, etc.) et à évaluer le rapport C/O ainsi que d'autres éléments.
- **En photométrie multi-bande (V, R, I, J, H, K, filtres WISE)** : on observe la variabilité, la couleur et l'existence d'un surplus infrarouge (poussière).
- **En photométrie par époque (Gaia, AAVSO)** : on produit des courbes de lumière qui sont bénéfiques pour déterminer les périodes et les phases.
- **En infrarouge moyen** : on peut mieux identifier la poussière et les marqueurs tels que la bosse SiC.

Les mesures photométriques en V, R et I effectuées par des astronomes amateurs jouent un rôle crucial dans l'analyse des étoiles carbonées. En effet, ces dernières possèdent des atmosphères froides et riches en carbone qui montrent une opacité fortement liée à la longueur d'onde. Les filtres VRI explorent des régions spectrales dominées par différentes bandes moléculaires (CN, C₂, parfois C₃), ce qui offre la possibilité de tracer les modifications de la structure atmosphérique et des

mécanismes de pulsation. Les séries de données photométriques multi-filtres mettent en évidence, entre autres, les fluctuations de la température effective, les modifications de la profondeur optique dans les bandes moléculaires, et les phases de formation de poussière carbonée au sein de l'enveloppe circumstellaire, qui se manifestent par un net rougissement dans R et principalement I.

Étant donné que ces événements se déroulent sur des périodes variant de quelques jours à plusieurs mois, une observation constante par les amateurs offre un échantillonnage temporel nettement meilleur que celui proposé par les grands télescopes. L'intégration de ces informations dans les bases de données mondiales (AAVSO, GEOS) permet de perfectionner les modèles d'évolution des géantes carbonées, de restreindre les cycles de pulsation et d'approfondir la compréhension des mécanismes de perte de masse et d'enrichissement du milieu interstellaire.

8. L'apport de Gaia à la connaissance des étoiles carbonées

La mission Gaia a radicalement transformé notre perception des étoiles carbonées en leur fournissant, pour la première fois, une représentation précise en 3D au sein de notre galaxie, la Voie lactée. Gaia, grâce à ses mesures astrométriques d'une précision extrême, a rendu possible la détermination précise des distances, des mouvements propres et des luminosités intrinsèques de milliers d'étoiles carbonées qui étaient auparavant mal définies. Cela a facilité la distinction des diverses sortes d'étoiles carbonées (AGB, post-AGB, etc.), le suivi de leur évolution stellaire et l'analyse de leur contribution à l'enrichissement du milieu interstellaire en carbone et en particules. En combinant les données de Gaia avec les spectres infrarouges et les diagrammes couleur-magnitude, il devient plus aisé pour les astronomes, qu'ils soient amateurs ou professionnels, d'identifier ces étoiles fascinantes et de suivre leur trajectoire dans les phases finales de l'évolution stellaire.

9. Pour conclure

Les étoiles carbonées présentent un spectacle photométrique et spectroscopique fascinant : elles apparaissent en rouge, sont sujettes à des variations, peuvent parfois être occultées par leur propre poussière, et sont cruciales pour la chimie de notre galaxie. Un observateur non professionnel peut fournir des informations de valeur : des séries en photométrie VRI, des mesures d'intensité et de couleur, et signaler des modifications soudaines (phases de formation de poussière). Ces mesures, en particulier sur une longue période, sont scientifiquement viables et s'intègrent à merveille aux principaux catalogues (Gaia, 2MASS, WISE, etc.).



Figure 7 : Une autre belle étoile carbonée : RY Draconis (image SDSS9)

10. Pour plus d'informations

Vous pouvez consulter le site de l'auteur : <https://sdiana.fr> où vous trouverez une rubrique de vulgarisation sur les étoiles carbonées et une rubrique scientifique consacrée à une analyse statistique d'un échantillon de 125 étoiles observées par Gaia.

Mini-glossaire :

- **AGB** : phase asymptotique des géantes, stade avancé d'étoiles de masse faible à moyenne.
- **Dredge-up** : remontée convective qui permet la migration de composantes du noyau vers la surface.
- **C/O > 1** : critère chimique fréquemment utilisé pour caractériser une étoile carbonée.
- **SiC** : le carbure de silicium, dont la poussière est détectable à environ 11,3 μm .
- **Cycle proton-proton** : c'est la fusion de l'hydrogène (quatre protons sont convertis en un noyau d'hélium-4).
- **Réaction triple-alpha** : c'est la fusion de l'hélium (trois noyaux d'hélium-4 fusionnent en un noyau de carbone-12).

Note :

Toutes les images de cet article ont été créées par l'auteur à l'aide de l'IA sauf les figures 1 et 7 qui sont issues du SDSS9 (Sloan Digital Sky Survey).

Annexe 1 : La fusion de l'hydrogène

La fusion de l'hydrogène est le processus central qui alimente des étoiles telles que notre Soleil. Au centre de ces corps célestes, la température atteint plus de dix millions de degrés et la pression y est si forte que les noyaux d'hydrogène, habituellement repoussés, réussissent à se rapprocher assez pour fusionner. Cette réaction convertit quatre protons en un noyau d'hélium, libérant une énorme quantité d'énergie sous forme de lumière et de chaleur. C'est ce mécanisme, connu sous le nom de cycle proton-proton ou cycle CNO selon la masse stellaire, qui assure l'éclat des étoiles durant la majorité de leur existence et qui maintient leur structure en équilibrant la force gravitationnelle par la pression interne.

Le cycle proton-proton débute avec la fusion de deux protons (c'est à dire des noyaux d'hydrogène).

Cette fusion produit un noyau de deutérium (composé d'un proton et d'un neutron), tout en libérant un positron et un neutrino.

Par la suite, ce deutérium se combine avec un autre proton pour former un noyau d'hélium-3 (deux protons et un neutron), accompagné d'un photon gamma. Finalement, deux noyaux d'hélium-3 ont la capacité de se fusionner pour donner naissance à un noyau d'hélium-4 (composé de deux protons et deux neutrons), tout en libérant deux protons. Cette phase libère une immense énergie qui se diffuse vers l'extérieur, permettant à l'étoile de briller pendant des milliards d'années.



Figure 8 : Quatre protons (en rouge) sont convertis en bout de chaîne en un noyau d'hélium-4 : deux protons et deux neutrons (en bleu)

Annexe 2 : La fusion de l'hélium

Quand l'hydrogène s'épuise dans le cœur, les étoiles de masse adéquate entrent dans une phase plus rigoureuse : la fusion de l'hélium. Cette fois-ci, il est nécessaire d'atteindre approximativement cent millions de degrés afin que trois noyaux d'hélium puissent se fusionner en un noyau de carbone, dans une réaction communément appelée « triple alpha ». La fusion de l'hélium représente une étape plus brève mais essentielle du développement stellaire, car elle génère les premiers éléments plus denses que l'hélium et transforme radicalement la configuration de l'étoile. Ces réactions permettent petit à petit à l'Univers de se doter d'éléments chimiques, préparant le terrain pour la création des planètes, des molécules sophistiquées et, en fin de compte, de la vie.

Le processus de fusion nucléaire connu sous le nom de réaction triple alpha permet à une étoile de convertir l'hélium en carbone, ce qui représente une phase essentielle dans l'évolution des étoiles plus avancées. Dans des conditions de températures extrêmes, deux noyaux d'hélium-4 (aussi connus sous le nom de particules alpha) peuvent fusionner de manière temporaire pour donner naissance à un noyau instable de béryllium-8.

Ce noyau de béryllium-8 possède une durée de vie très brève (inférieure à un milliardième de seconde). Cependant, s'il croise rapidement la route d'un troisième noyau d'hélium-4, ils ont la possibilité de fusionner pour donner naissance à un noyau stable de carbone-12. Ce processus libère de l'énergie et signale le commencement de la nucléosynthèse des éléments plus lourds que l'hélium. La réaction triple alpha joue donc un rôle crucial dans l'enrichissement chimique de l'Univers, puisqu'elle facilite la création du carbone, un élément vital pour la vie.

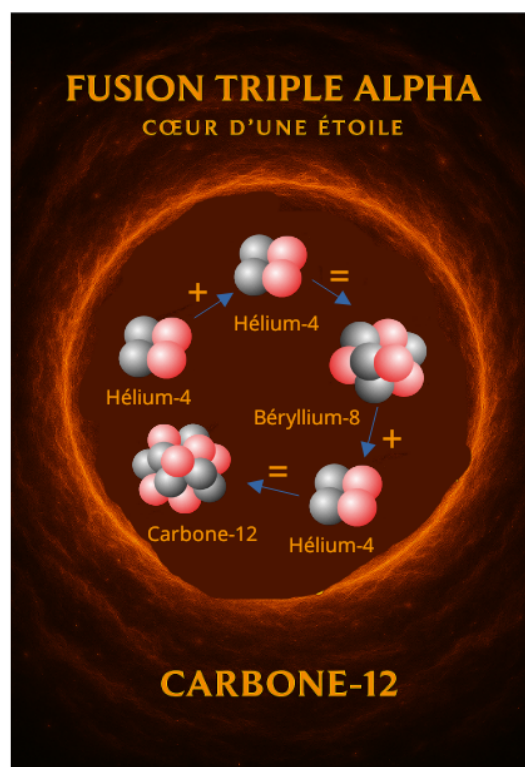


Figure 9 : Le cycle de la fusion de l'hélium

Annexe 3 : Les dix étoiles carbonées les plus remarquables

Tableau 1: Les dix étoiles carbonées les plus rouges et les plus accessibles pour un amateur. Un clic sur le nom de l'étoile ouvrira une page web montrant une image Aladin.

Étoile	Constellation	RA (J2000)	DEC (J2000)	Magnitude typique	Commentaire
T Lyrae	Lyre	18h 32m 20s	+36° 59' 56"	7,5–9,3 (C6,R6)	Une des plus rouges du ciel
R Leporis	Lièvre	04h 59m 36s	−14° 48' 22"	5,5–11,7 (C7,N6)	Hind's Crimson Star
V Hydrae	Hydre	10h 51m 37s	−21° 15' 00"	6,5–12 (C6-C7)	Très froide, très rouge
X Cancri	Cancer	08h 55m 23s	+17° 13' 53"	5,6–7,5 (C5,N3)	Rouge profond
Y Canum Venaticorum	Chiens de chasse	12h 45m 08s	+45° 26' 25"	4,8–6,4 (C5,N3)	La Superba
UU Aurigae	Cocher	06h 36m 33s	+38° 26' 44"	5,1–7,0 (C7,N3)	Très rouge, brillante
WZ Cassiopeiae	Cassiopee	00h 01m 16s	+60° 21' 19"	6,9–11 (C9,N1)	Variable, très rouge
V Aquilae	Aigle	19h 04m 24s	−05° 41' 05"	6,6–8,4 (C5-C6)	Facile à pointer
TX Piscium	Poissons	23h 46m 24s	+03° 29' 13"	4,8–5,2 (C7,N0)	Très rouge, très stable
SS Virginis	Vierge	12h 25m 14s	+00° 46' 11"	6,0–9,6 (C6,Ne)	Très rouge, souvent observée en spectro