

01/11/2023

Les étoiles

L'essentiel, tout simplement...

Table des matières

La naissance d'une étoile	2
La galerie de portraits des étoiles	3
Les étoiles " avortées "	3
Les étoiles ordinaires de la séquence principale.....	3
Les étoiles en fin de vie.....	3
Les cadavres stellaires.....	3
Les caractéristiques physiques des étoiles	4
La taille	4
La masse	4
La température.....	4
La couleur	4
La brillance (luminosité).....	5
<i>Magnitude apparente</i>	5
<i>Magnitude absolue</i>	5
Le spectre	6
La classe spectrale.....	6
Le diagramme de Hertzsprung-Russell.....	7
Les différentes populations d'étoiles.....	7
La vie des étoiles dans la séquence principale.....	8
La mort des étoiles.....	8
Le destin des étoiles de 0,08 à 0,5 masses solaires.....	8
Le destin des étoiles de 0,5 à 8 masses solaires.....	8
<i>La limite de Chandrasekhar</i>	9
Le destin des étoiles de 8 à 25 masses solaires.....	9
Le destin des étoiles de 25 à 40 masses solaires.....	10
Le destin des étoiles de plus de 40 masses solaires.....	10
Bibliographie	10

L'essentiel, tout simplement...

La naissance d'une étoile

Les étoiles se forment à partir des gaz et de la poussière présents dans le milieu interstellaire. Ce milieu n'est pas homogène. Des zones apparemment vides y côtoient, en effet, d'autres zones à fortes concentrations qui forment de véritables nuages de gaz moléculaires essentiellement composés d'hydrogène, d'hélium et de quelques éléments plus lourds. La Voie Lactée comporte environ 6 000 nuages moléculaires de ce type dont les masses varient de 10^5 à 2×10^6 masses solaires et les diamètres de 15 à 600 années-lumière.

Ces nuages moléculaires sont généralement stables car la vitesse et la pression élevées des gaz qui les composent leur permet habituellement de bien résister aux effets de la gravitation. Il arrive toutefois, pour diverses raisons, qu'en certains points d'un nuage moléculaire la température et la pression baissent. Ces zones deviennent alors instables (**instabilité de Jeans**) et il suffit dès lors qu'elles soient comprimées par des vents stellaires ou par les ondes de choc d'une supernova proche pour qu'elles s'effondrent sous l'effet de leur propre poids.

Lorsqu'une région d'un nuage moléculaire s'effondre, sa densité augmente et sa lumière intrinsèque et/ou celle qui provient de l'arrière-plan ne parviennent plus à la traverser. Dans le nuage apparaissent alors des zones sombres que l'on appelle **globules de Bok**. Ils sont plusieurs milliers de fois plus grands que le Système Solaire et, lorsqu'on les observe dans l'infrarouge, on s'aperçoit qu'ils possèdent presque tous un cœur dense et compact. Ce sont ces cœurs denses qui deviendront ultérieurement des étoiles lorsque la gravité aura parachevé son travail.

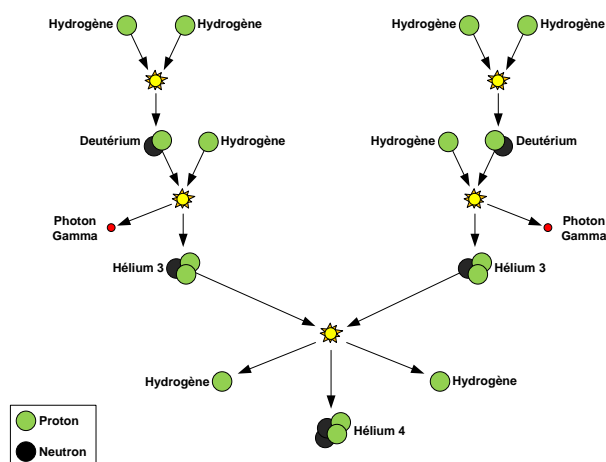
Dans un premier temps, un **cœur dense** en train de s'effondrer est juste une zone froide et poussiéreuse au centre d'une forte concentration de gaz. Mais, peu à peu, sous l'effet de la gravité, la matière s'organise en couches autour du cœur à la manière des pelures d'un oignon. La matière des couches internes migre rapidement vers le centre. Celle des couches externes suit le même chemin, mais en spiralant plus lentement. Lorsque le cœur d'un globule de Bok ne tourne pas sur lui-même, il s'effondre en formant une sphère qui deviendra peut-être par la suite une étoile isolée. Si, en revanche, le cœur est animé d'un mouvement de rotation, cas le plus fréquent, il s'effondre en formant un disque qui pourra ensuite donner naissance à un système planétaire.

On appelle **accrétion** le processus d'accumulation de la matière dans la région centrale d'un globule de Bok. L'objet qui résulte de ce processus est une **proto-étoile**. Une proto-étoile n'est pas une étoile car la fusion de l'hydrogène n'y a pas encore démarré mais elle émet déjà de l'énergie qui, à ce stade, provient essentiellement de la chaleur produite par la compression des gaz et par la friction des couches périphériques entre elles.

Tout au long du phénomène d'accrétion, la densité du cœur augmente sous l'effet de la gravité jusqu'à ce que le rayonnement et les particules émises par la proto-étoile finissent par exercer une contre-pression suffisante pour stopper la chute de la matière vers le cœur. L'accrétion s'arrête donc à ce stade et la proto-étoile devient une **étoile de la pré-séquence principale**. Elle se contracte alors lentement et sa température interne augmente de plus en plus. Lorsque celle-ci atteint 10^7 K, la fusion de l'hydrogène commence. Une nouvelle étoile est née...

La réaction de **fusion de l'hydrogène** se décompose en trois phases :

- **phase 1** : deux noyaux d'hydrogène fusionnent pour former un noyau de deutérium (au cours de la réaction, un des protons se transforme en neutron en convertissant l'un de ses quarks "Up" en un quark "Down") ;
- **phase 2** : le noyau de deutérium fusionne avec un autre noyau d'hydrogène pour former un noyau d'hélium 3 qui est instable ;
- **phase 3** : le noyau d'hélium 3 fusionne à son tour avec un autre noyau d'hélium 3 pour former un noyau d'hélium 4 stable ainsi que deux nouveaux noyaux d'hydrogène.



REPRESENTATION SIMPLIFIEE DE LA REACTION DE FUSION DE L'HYDROGENE

La réaction de fusion au cours de laquelle d'importantes quantités d'hydrogène sont converties en hélium 4 (*le Soleil en consomme environ 620 millions de tonnes par seconde*) libère une énergie considérable, principalement sous la forme de lumière, de chaleur, de neutrinos, d'électrons (*rayonnement Beta*) de positrons et d'un intense rayonnement Gamma.

Dès que la réaction de fusion commence au cœur d'une étoile, l'énergie libérée contrebalance l'effet de la gravité et l'étoile atteint un premier équilibre hydrostatique. Elle cesse alors de se contracter et se stabilise. Les vents stellaires dissipent peu à peu les couches externes de gaz et de poussières et la jeune étoile devient enfin visible. Elle rejoint alors la **séquence principale** (*nous verrons plus loin ce que signifie ce terme*) où elle restera jusqu'à ce qu'elle ait consommé la totalité de ses réserves en hydrogène, ce qui lui prendra un temps généralement proportionnel à sa masse.

La galerie de portraits des étoiles

L'univers recèle une grande variété d'étoiles de toutes tailles et de toutes couleurs. Certaines sont, en fait, des étoiles " avortées " qui n'ont pas développé de réactions nucléaires, d'autres sont des étoiles ordinaires dont la masse est comprise entre 0,08 et 10 masses solaires, d'autres encore sont des géantes, des supergéantes et même des hypergéantes. Et ce " bestiaire stellaire " ne serait pas complet si l'on n'y incluait pas également les restes des étoiles mortes, ces " cadavres " que sont les naines blanches, brunes ou noires, les étoiles à neutrons et les trous noirs stellaires.



Les étoiles " avortées "

- Certaines **naines brunes** sont des cadavres d'étoiles en cours de refroidissement mais la plupart sont des étoiles " ratées " ou " avortées ", ainsi nommées parce qu'elles n'ont jamais dépassé le stade de la proto-étoile. Lors de leur formation, leur masse était, en effet, inférieure à la limite fatidique de 0,08 masses solaires en dessous de laquelle la compression ne produit pas suffisamment de chaleur pour initier une réaction de fusion de l'hydrogène. Les naines brunes sont donc des astres froids qui émettent tout de même un faible rayonnement infrarouge à cause de la chaleur produite lors de la phase de compression.

Les étoiles ordinaires de la séquence principale

- Les **naines rouges** sont des étoiles à part entière bien qu'elles soient très petites. Leur masse est, en effet, comprise entre 0,08 et 0,4 masses solaires et leur température de surface est relativement basse, entre 2500 et 3500 K, ce qui explique leur couleur rouge. Ce sont, de loin, les étoiles les plus répandues dans l'univers. Très économes de leur carburant (*l'hydrogène*), elles ont des durées de vies extrêmement longues, de quelques dizaines à quelques centaines de milliards d'années voire davantage. Elles passent donc beaucoup plus de temps que les autres étoiles dans la séquence principale. Au fur et à mesure que diminuent leurs réserves d'hydrogène, elles se contractent et s'échauffent peu à peu. Proxima du Centaure, l'étoile la plus proche du Système Solaire, est une naine rouge.

- Les **naines orange** s'intercalent entre les naines rouges et les naines jaunes. Leur masse varie de 0,5 à 0,8 masses solaires (*500 à 800 fois la masse de Jupiter*) et leur température de surface est comprise entre 3500 et 5000 K. HR 753A, l'une des trois étoiles du système Gliese 105 dans la constellation de la Baleine, à 24 années-lumière de la Terre, est une naine orange. Ses deux compagnons HR 753B et HR 753C sont, eux, des naines rouges.

- Les **naines jaunes** sont des étoiles de taille moyenne tout à fait ordinaires dont la température se situe aux alentours de 6000 K. Elles brillent d'une belle lumière jaune vif, presque blanche. Notre Soleil est une naine jaune.

- Les **géantes bleues** de la séquence principale sont des étoiles plus massives que les naines jaunes (*au moins 10 masses solaires*). Elles sont aussi plus brillantes et surtout plus chaudes que celles-ci puisque leur température de surface dépasse souvent les 20000 K. Elles consomment très rapidement l'hydrogène disponible ce qui fait que leur durée de vie est assez courte (*quelques dizaines à quelques centaines de millions d'années tout au plus*). Elles sont également assez rares. Delta Orionis est une géante bleue de la séquence principale.

Les étoiles en fin de vie

Ce sont, pour la plupart, des étoiles **géantes, supergéantes** ou même **hypergéantes**, bleues, jaunes ou rouges, qui ont épuisé toutes leurs réserves d'hydrogène. Ces étoiles sont toutefois suffisamment massives pour que d'autres réactions de fusion s'y produisent encore. Ces réactions, de plus en plus énergétiques mais aussi de plus en plus brèves, se succèdent ainsi jusqu'à ce que le cœur de l'étoile se transforme finalement en un noyau de neutrons et de fer inerte. Ces astres sont donc dans la toute dernière phase de leur vie.

Les cadavres stellaires

- Les **naines blanches** ne sont plus des étoiles car elles n'abritent plus aucune réaction nucléaire. Ce sont, en fait, des restes d'étoiles éteintes dont la masse était initialement comprise entre 0,5 et 1,4 masses solaires. Ces astres éteints sont cependant encore très chauds et leur densité (*environ 1 tonne par cm³*) est très élevée car la matière qui les compose est concentrée dans un volume très petit. Au fur et à mesure qu'elle se refroidit, une naine blanche se transforme successivement en naine brune, puis en naine noire. Elle n'émet alors plus aucun rayonnement perceptible et devient peu à peu invisible. Procyon B et l'étoile de Van Maanen sont des naines blanches.

- Les **étoiles à neutrons** sont des restes d'étoiles dont la masse était initialement comprise entre 8 et 25 masses solaires. Lorsque les réactions nucléaires s'arrêtent au cœur d'une étoile de ce type, la compression gravitationnelle qu'elle subit est si forte que son cœur se transforme en un résidu compact de fer et de neutrons liés par les forces de gravitation. La masse volumique d'une étoile à neutrons est très élevée (*de l'ordre d'un milliard de tonnes par cm³*) car un tel astre ne mesure qu'entre 2 et 30 kilomètres de diamètre.

- Les **trous noirs stellaires** résultent de l'effondrement gravitationnel en fin de vie des cœurs d'étoiles de plus de 25 masses solaires. Les trous noirs sont des objets si compacts et si denses que leur champ gravitationnel empêche toute matière et tout rayonnement de s'en échapper. Ils sont donc totalement opaques et ne diffusent aucune lumière visible. On peut toutefois déceler leur présence grâce aux observations indirectes que l'on réalise dans leur environnement immédiat. La forte quantité de rayons X que produit la matière avant d'être absorbée par un trou noir ou les orbites anormales de certaines étoiles sont, par exemple, de puissants indicateurs de la proximité d'un tel objet.

Les caractéristiques physiques des étoiles

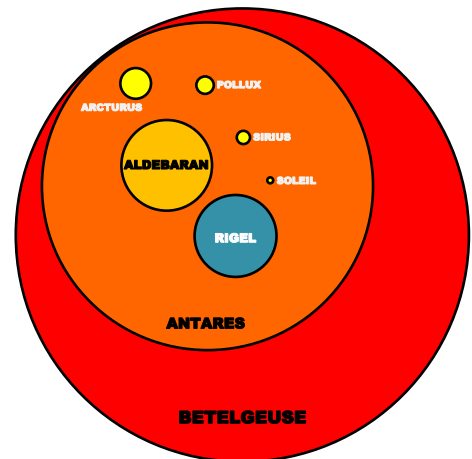
La taille

EBLM JO555-57b est la plus petite étoile connue à ce jour. Découverte au cours d'une campagne de recherche d'exoplanètes, son diamètre est comparable à celui de Saturne (116 500 km) et sa masse n'est que de 0,08 masses solaires, une valeur proche du minimum requis pour la formation d'une étoile. Toutefois, EBLM JO555-57b a beau être petite, elle est très dense : sa gravité est 300 fois plus forte que celle que l'on ressent sur Terre.

A l'autre extrémité de l'échelle se trouve Stephenson 2-18 (St 2-18), une supergéante rouge de la constellation de l'Écu de Sobieski. Son rayon est estimé à 2 150 rayons solaires et vaut environ 1,5 milliards de kilomètres, soit à peu près la distance qui sépare Saturne du Soleil.

Entre ces deux extrêmes, la population stellaire se répartit entre les étoiles naines, les étoiles de taille moyenne, les sous-géantes, les géantes, les supergéantes et même quelques hypergéantes comme St 2-18.

Il faut toutefois rappeler que la taille d'une étoile n'est pas une constante mais qu'elle peut varier dans de notables proportions tout au long de la vie de l'astre. Nous découvrirons plus loin dans quelles conditions s'opèrent ces changements de taille.



Tailles respectives de quelques étoiles connues

La masse

La masse des étoiles connues est comprise entre 0,08 et 300 masses solaires (**1 masse solaire = 1,9891.10³⁰ kg**). Cela s'explique ainsi :

- lorsque la masse d'un cœur dense en effondrement est inférieure à 0,08 masses solaires, la contraction gravitationnelle qu'il subit ne produit pas suffisamment de chaleur et d'énergie pour initier la réaction de fusion de l'hydrogène et donner naissance à une étoile ;
- a contrario, lorsque la masse d'une étoile dépasse les 300 masses solaires, la gravité ne parvient plus à contenir la matière de ses couches périphériques. La matière en excédent s'échappe donc dans l'espace et l'étoile perd rapidement de sa masse jusqu'à ce qu'un nouvel équilibre s'instaure entre la pression radiative du cœur et la gravité.

R136a1, découverte en 2018 dans la nébuleuse de la Tarentule, est l'étoile la plus massive jamais observée à ce jour. Sa masse avoisine les 265 masses solaires mais elle devait approcher les 320 masses solaires lors de sa formation.

Il n'existe toutefois aucune corrélation directe entre la masse d'une étoile et sa taille. Le diamètre de R136a1, l'étoile la plus massive de l'univers observable, n'est, en effet, que 31 fois supérieur à celui du Soleil, alors que St 2-18, pourtant bien moins massive, a un diamètre équivalant à 1075 diamètres solaires !

La masse d'une étoile est un paramètre important car elle conditionne sa durée de vie et son comportement tout au long de son évolution. Ainsi, les étoiles les plus massives, très lumineuses mais aussi très gourmandes en carburant, ont des durées de vies très courtes (*quelques centaines de millions d'années, tout au plus*). A l'inverse, les étoiles de faible masse comme les naines rouges, très économes de leurs réserves en hydrogène, ont une durée de vie excédant plusieurs dizaines voire plusieurs centaines de milliards d'années. S'établissant dans la bonne moyenne, l'espérance de vie d'une naine jaune de taille comparable au Soleil est d'environ 10 à 15 milliards d'années.

La température

La température d'une étoile varie selon l'endroit où l'on effectue la mesure. La couronne stellaire, par exemple, ce halo de plasma surchauffé à la périphérie d'une étoile, peut atteindre plusieurs millions de degrés. Paradoxalement, la surface de l'étoile est bien plus froide puisqu'elle n'atteint, au mieux, que quelques dizaines de milliers de degrés. Sous la surface, la température augmente à nouveau au fur et à mesure que l'on s'approche du cœur où elle atteint et parfois même dépasse les 15×10^6 K au sein des astres de la séquence principale. Nous verrons aussi que la température du cœur augmente en fin de vie, lorsque des réactions de fusion plus énergétiques que celle de l'hydrogène s'y produisent.

Lorsqu'il s'agit de comparer les étoiles entre elles, les astronomes se basent souvent sur leur température de surface. Celle-ci présente toutefois une assez grande variabilité puisqu'elle dépend étroitement de la taille et de la masse de l'astre, mais aussi de sa composition chimique et de son âge.

La température de surface des étoiles les plus froides, les rouges au sens large, varie entre 2700 et 4000 K. Viennent ensuite les jaunes avec une température comprise entre 4000 et 10000 K, puis enfin les bleues dont la température dépasse les 10000 K et peut même atteindre les 50000 K.

La couleur

Il existe une relation entre la température de surface et la couleur d'une étoile (tableau ci-contre).

Tout ceci est intimement lié aux propriétés physiques d'un corps imaginaire appelé "**corps noir**". Un corps noir est un objet théorique idéal capable d'absorber intégralement toute l'énergie qu'il reçoit ou qu'il produit sans la diffuser, ni la réfléchir. Sa température interne est donc proportionnelle à la quantité d'énergie accumulée ou produite et il existe, à l'intérieur du corps noir, un rayonnement électromagnétique appelé **rayonnement du corps noir** que l'on peut mesurer.

Température de surface	Couleur conventionnelle
> 25 000 K	Bleu
10 000 à 25 000 K	Blanc bleuté
7 500 à 10 000 K	Blanc
6 000 à 7 500 K	Jaune blanc
5 000 à 6 000 K	Jaune
3 500 à 5 000 K	Orange
< 3 500 K	Rouge

L'intensité et la qualité de ce rayonnement et donc sa couleur sont directement proportionnelles à la température interne du corps noir et donc à la quantité d'énergie qu'il a accumulée ou qu'il a produite.

Il se trouve que les étoiles peuvent, en première approximation et dans une certaine mesure, être assimilées à des corps noirs. Leur température de surface, abstraction faite des apports externes de l'atmosphère stellaire, dépend donc étroitement de l'énergie électromagnétique qu'elles émettent. Or, l'énergie véhiculée par une onde électromagnétique est proportionnelle à la fréquence de l'onde et inversement proportionnelle à la longueur d'onde. Ainsi, lorsqu'une étoile émet essentiellement des ondes de basse fréquence et de grande longueur d'onde, elle rayonne dans la partie rouge du spectre électromagnétique et c'est le signe qu'elle ne produit pas beaucoup d'énergie et que sa température est assez basse. A l'inverse, les étoiles dont le pic d'émission électromagnétique se situe dans la partie bleue du spectre produisent davantage d'énergie et ont une température beaucoup plus élevée.

La brillance (luminosité)

Magnitude apparente

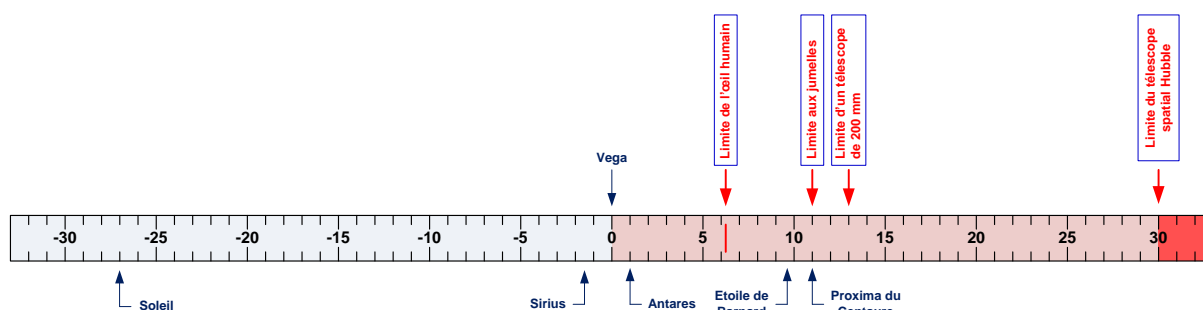
La lumière des étoiles doit traverser le milieu interstellaire et l'atmosphère terrestre avant de nous parvenir. Au cours de ce long voyage, elle perd de son intensité et certaines longueurs d'ondes qu'elle renfermait à l'origine disparaissent, absorbées par les gaz présents dans le milieu et dans les couches atmosphériques. Sur Terre, nous ne percevons donc qu'une partie de la lumière réellement émise par les étoiles.

Les astronomes classent souvent les étoiles en fonction de leur luminosité. Celle-ci est mesurée par des photomètres étalonnés et les valeurs obtenues sont reportées sur une échelle spécifique appelée "**échelle des magnitudes**". Vega, l'étoile la plus brillante de la constellation de la Lyre, en est la référence avec la magnitude "zéro". Paradoxalement, l'échelle fonctionne sur le principe suivant : **plus une étoile est brillante, plus sa magnitude est faible** (*elle peut même devenir négative*). C'est contre-intuitif, mais c'est ainsi....

Les étoiles moins brillantes que Vega ont donc une magnitude positive, alors que celles qui sont plus brillantes ont une magnitude négative. Ainsi, une étoile de magnitude 2 est moins brillante que Vega, mais plus brillante qu'une étoile de magnitude 4. Le Soleil, de magnitude -27, est, en revanche, plus brillant que Vega mais il est aussi plus brillant que Sirius qui a une magnitude de -1,5.

L'échelle des magnitudes est une échelle logarithmique où chaque graduation entière correspond à une division ou à une multiplication par 2,512 de la brillance d'un astre. Une étoile de magnitude 5 est donc environ 100 fois moins brillante que Vega. Il existe, en effet, un écart de 5 graduations entières entre ces deux valeurs. Il faut donc élever 2,512 à la puissance 5 pour obtenir le résultat.

L'échelle des magnitudes n'a pas de limites théoriques mais, en pratique, elle s'étend de -30 à +30. Sur la représentation graphique ci-dessous figurent les magnitudes de quelques étoiles connues et certaines valeurs limites. 6,2 correspond ainsi à la magnitude maximale des objets visibles à l'œil nu, 11 à celle des objets visibles aux jumelles, 13 à celle des objets visibles dans un télescope de 200 mm et 30 à celle des objets visibles par le télescope spatial Hubble.



Position de certaines étoiles remarquables sur l'échelle des magnitudes

L'échelle des magnitudes ne permet toutefois de classer les étoiles que selon leur **magnitude apparente**, c'est-à-dire selon leur luminosité telle qu'on la perçoit sur Terre. Or, la magnitude apparente d'une étoile est bien différente de sa **magnitude absolue** qui est une représentation normalisée de la luminosité réellement émise par l'astre.

Magnitude absolue

La magnitude apparente d'une étoile est toujours supérieure à sa magnitude absolue. L'image d'une étoile est, en effet, à une seule exception près, toujours moins lumineuse que l'étoile elle-même. Dans le domaine stellaire, l'exception, c'est le Soleil. C'est, en effet, la seule étoile dont la magnitude apparente (-27) est inférieure à la magnitude absolue (+4,8). Cela s'explique par le fait que le Soleil est si proche de nous qu'il paraît bien plus brillant qu'il ne l'est en réalité.

La connaissance de la magnitude absolue d'une étoile est déterminante en astronomie. Comme il n'est généralement pas possible de la mesurer directement, il faut s'en remettre aux observations, à l'examen du spectre électromagnétique de l'astre et à sa température pour la calculer. **La magnitude absolue d'une étoile correspond à la magnitude apparente qu'aurait cette étoile si elle se trouvait à 10 parsecs de la Terre (32,6 années-lumière)**. Pour le Soleil, la seule exception stellaire, cette distance est ramenée à 1 unité astronomique, environ 150 millions de kilomètres, la distance moyenne entre la Terre et le Soleil.

On sait que la luminosité d'une étoile décroît selon le carré de la distance (**loi du carré inverse**). On connaît également assez bien les propriétés de l'atmosphère terrestre et celles du milieu interstellaire. On peut donc comparer la magnitude absolue d'une étoile à sa magnitude apparente et déterminer assez précisément la distance à laquelle elle se trouve.

Le spectre

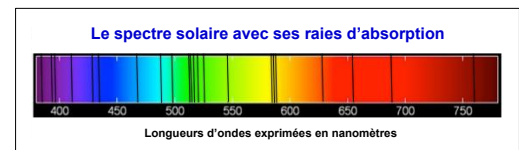
La lumière visible est un mélange de différentes longueurs d'ondes dont chacune correspond à une couleur particulière. Lorsqu'on décompose la lumière visible avec un prisme ou avec un réseau de diffraction, on voit apparaître toutes les longueurs d'ondes et donc toutes les couleurs qui la composent. Chaque couleur pure possède une longueur d'onde typique mais un ton chromatique s'exprime dans un intervalle de longueurs d'ondes plus étendu autour de la valeur typique comme le montre le tableau ci-dessous :

SPECTRE CONTINU DE LA LUMIERE VISIBLE		
Longueurs d'ondes de la lumière visible (exprimées en nanomètres)	Tons chromatiques	Longueurs d'ondes typiques
380 — 449	Violet	445
449 — 466	Violet-bleu	455
466 — 478	Bleu-violet	470
478 — 483	Bleu	480
483 — 490	Bleu-vert	485
490 — 510	Vert-bleu	500
510 — 541	Vert	525
541 — 573	Vert-jaune	555
573 — 575	Jaune-vert	574
575 — 579	Jaune	577
579 — 584	Jaune-orangé	582
584 — 588	Orangé-jaune	586
588 — 593	Orangé	590
593 — 605	Orangé-rouge	600
605 — 622	Rouge-orangé	615
622 — 780	Rouge	650

Les étoiles sont des sources lumineuses mais ce sont avant tout des boules de gaz qui contiennent des atomes qui émettent de la lumière dans toute une gamme de couleurs. Lorsqu'on décompose la lumière provenant de la surface d'une étoile, la photosphère, on devrait donc obtenir un spectre continu de toutes les couleurs comme celui qui est représenté ci-contre.



Ce n'est pourtant pas le cas car, avant de nous parvenir, la lumière de l'étoile doit déjà traverser sa propre atmosphère. Au cours de ce transit, les atomes présents dans l'atmosphère stellaire absorbent certaines couleurs correspondant à des longueurs d'ondes bien spécifiques. Cela se traduit par l'apparition de fines raies sombres dans le spectre continu de l'étoile comme le montre le spectre du Soleil, ci-contre.



Ces raies noires sont des **raies d'absorption** que l'on appelle parfois "**raies de Fraunhofer**" en hommage au physicien allemand Joseph Von Fraunhofer qui, en 1814, les a découvertes dans le spectre solaire grâce à un spectroscopie de son invention. Lorsque ces raies furent, par la suite, comparées en laboratoire à celles produites par des éléments chimiques connus, les scientifiques découvrirent qu'elles étaient spécifiques à chaque substance. Il suffisait dès lors d'identifier les raies d'absorption dans le spectre d'une étoile pour connaître précisément et rapidement la composition chimique des gaz présents dans son atmosphère.

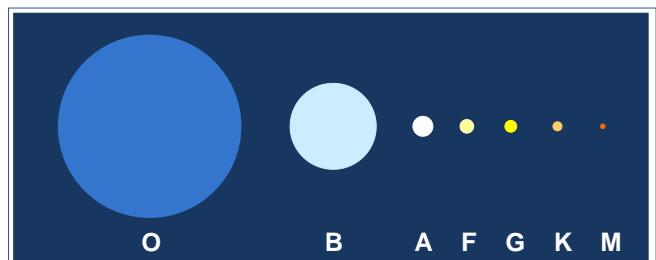
La classe spectrale

La couleur, la gravité, la masse et la luminosité sont des paramètres fondamentaux d'une étoile. Ces paramètres ne sont pas directement mesurables mais ils sont étroitement liés les uns aux autres. Les astronomes ont donc entrepris de classer les étoiles selon la position qu'elles occupent dans les modèles mathématiques spécifiques qui décrivent leur **classe spectrale**.

Le modèle le plus connu est la **classification de Harvard**, que l'on doit à l'astronome américain Henry Draper. A sa mort, les "filles de l'observatoire", dirigées par Annie Jump-Cannon, parachevèrent son travail.

Dans ce modèle, les étoiles se voient affecter une lettre correspondant à leur type spectral et à leur température de couleur comme le montre le schéma ci-contre.

Un moyen mnémotechnique permet de se rappeler les sept lettres qui composaient la série initiale. Il s'agit de la phrase suivante : "**Oh Be A Fine Girl. Kiss Me**".



Les étoiles de type **O** sont très chaudes et leur température de couleur varie entre 30 000 et 45 000 K (*35 000 K pour Delta Orionis*). Elles sont également très lumineuses (*parfois 10⁶ fois plus que le Soleil*) et ont une couleur bleue.

Les étoiles de type **B** sont également très lumineuses mais un peu moins chaudes que les étoiles de type O puisque leur température de couleur est comprise entre 10 000 et 25 000 K. Rigel est une supergéante bleue de type B.

Les étoiles de type **A** que l'on appelle souvent les étoiles blanches sont parmi les plus communes que l'on puisse voir à l'œil nu. Deneb, Vega et Sirius, l'étoile la plus brillante du ciel nocturne, sont des étoiles de type A.

Les étoiles de type **F** sont encore très lumineuses puisque leur température de couleur varie entre 6 000 et 7 200 K. On les rencontre souvent dans la séquence principale (*Procyon*) mais il y a des exceptions, comme Canopus ou Polaris.

Les étoiles de type **G** sont des naines jaunes dont la température avoisine les 6 000 K. Le Soleil appartient à ce groupe.

Les étoiles de type **K** sont qualifiées de naines orange en référence à leur couleur. Elles sont un peu moins chaudes que le Soleil avec une température de couleur de 4 000 K environ. Certaines d'entre elles sont des géantes rouges, comme Arcturus ou Aldébaran, mais d'autres, comme Alpha Centauri B, sont de petites étoiles de la séquence principale.

Les étoiles de type **M** sont de loin les plus nombreuses (*80% des étoiles observables*). Leur température de couleur est comprise entre 2 500 et 3 900 K. Toutes les naines rouges comme Proxima du Centaure appartiennent à ce type spectral mais on y trouve également des supergéantes rouges comme Bételgeuse et même des étoiles variables comme Mira.

De nos jours, les types spectraux comportent des subdivisions matérialisées par des chiffres de 0 à 9 où le 0 désigne les étoiles les plus chaudes et le 9 les étoiles les plus froides. Le Soleil, par exemple, est une étoile de type G2.

La classification a même été étendue pour y inclure la lettre **W** qui qualifie les étoiles de type Wolf-Rayet comme WR 104, des astres très chauds et massifs (*plusieurs dizaines de masses solaires*) qui, quelques millions d'années seulement après leur passage dans la séquence principale, expulsent déjà la matière de leurs couches externes sous forme de vents stellaires avant d'exploser en supernovæ. On y a également rajouté les lettres **L**, **T** et **Y** qui désignent ces étoiles très froides que sont les naines brunes, ainsi que les lettres **R**, **N**, **C** et **S** réservées aux étoiles carbonées dans lesquelles le carbone prédomine. Après toutes ces modifications, la classification se résume désormais à la série de lettres suivante : **W-O-B-A-F-G-K-M-L-T-Y-R-N-C-S**.

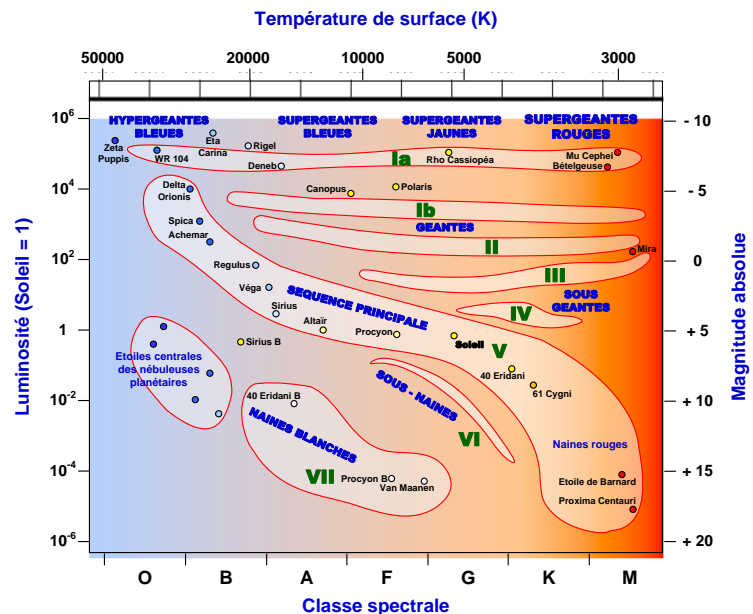
Le diagramme de Hertzsprung-Russell

Le **diagramme de Hertzsprung-Russell**, du nom des deux astronomes qui l'ont finalisé, rassemble les étoiles dont la classe spectrale, la magnitude absolue, la température de surface et la luminosité sont connues. C'est un outil très utile en ce sens qu'il comporte quatre entrées et qu'il permet, non seulement de connaître rapidement les principales caractéristiques d'une étoile, mais aussi d'en déduire d'autres (*l'âge approximatif ou le destin final, notamment*).

Les différentes populations d'étoiles

Sur le diagramme de Hertzsprung-Russell, les étoiles sont regroupées au sein de populations bien spécifiques :

- en bas et au centre du diagramme se trouve la zone notée **VII** réservée aux **naines blanches**. Ces cadavres d'étoiles de petite taille mais de forte densité (*leur masse est comparable à celle du Soleil mais leur volume s'apparente à celui d'une petite planète*) ont une température de surface très élevée (*plusieurs dizaines de milliers de °K*) mais elles se refroidissent lentement ;
- légèrement plus haut et sur la gauche du diagramme se trouve la zone des **étoiles centrales des nébuleuses planétaires**. Ce sont également des cadavres d'étoiles mais ils sont plus chauds que les naines blanches de la population VII et sont surtout plus massifs. Comme leur masse initiale était supérieure à la limite de Chandrasekhar (*1,44 masses solaires – voir paragraphes suivants*), les cœurs de ces étoiles n'ont pas résisté à l'ultime compression gravitationnelle. Ils ont donc littéralement explosé en projetant dans l'espace une grande partie de la matière qui les constituait, ne laissant au centre des nébuleuses planétaires ainsi formées que des résidus stellaires inertes mais encore très denses et extrêmement chauds ;
- au centre, une large bande diagonale notée **V** rassemble les **étoiles de la séquence principale**. C'est dans cette partie du diagramme que l'on trouve les étoiles dont la seule source d'énergie est la fusion de l'hydrogène. Comme elles en contiennent généralement de grandes quantités, les étoiles passent la plus grande partie de leur vie dans la séquence principale et c'est pour cela qu'on en trouve autant dans cette zone du diagramme. Les naines rouges, ces petites étoiles relativement froides et de faible masse, peuvent rester des dizaines, voire des centaines de milliards d'années dans la séquence principale avant d'épuiser la totalité de leurs réserves d'hydrogène. Les naines jaunes comme le Soleil, plus massives et plus chaudes, y séjournent moins longtemps (*de quelques milliards à quelques dizaines de milliards d'années*) alors que les étoiles très massives que l'on voit apparaître en haut à gauche du diagramme n'y restent que quelques millions d'années (*une étoile de 10 masses solaires ne mettra que 30 à 50 millions d'années pour consommer la totalité de ses réserves en hydrogène et quitter la séquence principale*) ;
- au-dessus de la séquence principale se trouvent les populations **Ia** et **Ib**, **II**, **III** et **IV** qui regroupent les hypergéantes, les supergéantes, les géantes et les sous-géantes. Ce sont, pour la plupart, des étoiles massives ayant quitté la séquence principale après avoir consommé tout l'hydrogène disponible mais dont les cœurs sont toujours actifs. D'autres réactions de fusion y ont, en effet, pris la place de celle de l'hydrogène et ce sont elles qui permettent à ces étoiles de synthétiser des éléments plus lourds comme le carbone, le néon, l'oxygène, le silicium et finalement le fer. Ces réactions sont toutefois très énergivores ce qui explique que les étoiles dont elles sont, en quelque sorte, les " moteurs " ont des durées de vies restantes relativement courtes.



La vie des étoiles dans la séquence principale

La séquence principale désigne, en fait, cette période particulière durant laquelle une étoile ne " fonctionne " que grâce à la fusion de l'hydrogène dans le cœur. Cette période plus ou moins longue dépend principalement de la masse de l'étoile comme le montre le tableau ci-contre :

MASSE (M _☉)	TEMPERATURE DE SURFACE (K)	LUMINOSITE (L _☉)	CLASSE SPECTRALE	TEMPS PASSE DANS LA SEQUENCE PRINCIPALE (en millions d'années)
25	35 000	80 000	O	3
15	30 000	10 000	B	15
3	11 000	60	A	500
1,5	7 000	5	F	3 000
1 (Soleil)	6 000	1	G	10 000
0,75	5 000	0,5	K	15 000
0,5	4 000	0,03	M	200 000

Les étoiles ne rejoignent la séquence principale qu'à la fin du processus d'accrétion et le démarrage effectif des réactions de fusion de l'hydrogène.

Elles y restent tant qu'il y a de l'hydrogène disponible dans le cœur. Lorsqu'il n'y en a plus, les étoiles quittent la séquence principale et migrent vers l'une ou l'autre des autres populations du diagramme d'Hertzsprung-Russell.

La mort des étoiles

Lorsque les réactions de fusion de l'hydrogène s'arrêtent dans le cœur d'une étoile, la pression radiative décroît et l'étoile ne parvient plus à contrer les effets de la gravité. Elle est donc fortement comprimée et ce qu'il advient d'elle dépend alors étroitement de sa masse.

Le destin des étoiles de 0,08 à 0,5 masses solaires

Ces étoiles sont le plus souvent des naines rouges dont la température de surface est basse (*moins de 4000 K*). De toutes les étoiles de l'univers, elles sont, de loin, les plus nombreuses mais aussi celles qui génèrent le moins d'énergie, qui produisent le moins de rayonnement et qui sont, par conséquent, les moins brillantes dans le ciel nocturne.

A cause de la faible masse de ces étoiles, l'hélium produit par la fusion de l'hydrogène ne reste pas dans le cœur mais diffuse lentement dans les couches externes de l'astre où il s'élève par convection vers la surface. L'hydrogène présent dans les couches externes prend, lui, le chemin inverse et migre vers le cœur où il fusionne à son tour.

Lorsque la totalité de l'hydrogène disponible dans les couches a été converti en hélium, les réactions de fusion dans le cœur s'arrêtent définitivement car la compression gravitationnelle ne parvient pas à élever la température de ces petites étoiles jusqu'au point de fusion de l'hélium. L'étoile quitte donc la séquence principale, se contracte encore davantage sous l'effet de la gravité et se refroidit peu à peu jusqu'à devenir pratiquement invisible.

Le destin des étoiles de 0,5 à 8 masses solaires

L'agonie des étoiles de masse intermédiaire est plus longue et plus complexe. Lorsque la totalité de l'hydrogène présent dans le cœur d'une étoile de ce type a été transformé en hélium, la réaction de fusion s'arrête et l'étoile se contracte. Toutefois, à ce stade, l'accroissement de la pression et de la température consécutif à la contraction ne suffit pas encore pour initier la fusion de l'hélium. Il suffit, en revanche, pour initier celle de l'hydrogène encore présent dans les couches périphériques de l'étoile. Une nouvelle réaction démarre donc à cet endroit : la "**fusion de l'hydrogène en couches**".

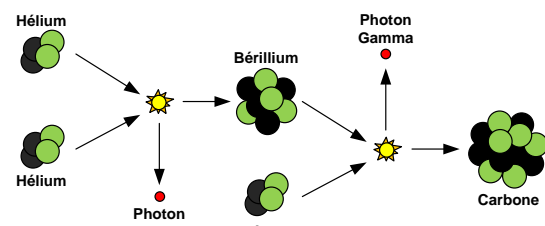
Cette nouvelle réaction produit de grandes quantités de photons mais, comme la pression dans les couches externes est plus basse que celle qui règne habituellement dans le cœur, ces photons sont en quelque sorte plus " libres " de leurs mouvements et sont donc beaucoup plus énergétiques. Ainsi, paradoxalement, alors que sa température de surface diminue et que sa couleur vire au rouge, l'étoile devient plus lumineuse. Dans le même temps, les couches externes, moins denses et plus légères, se dilatent sous la pression radiative générée par la fusion de l'hydrogène et l'étoile grossit. Sous l'influence de ces deux facteurs combinés, l'étoile devient alors une **géante rouge**. Le Soleil, quand son heure viendra, connaîtra un tel destin et verra son rayon s'étendre jusqu'à environ 0,5 UA, soit la moitié de la distance qui le sépare actuellement de la Terre.

La fusion de l'hydrogène en couches produit de grandes quantités d'hélium dont la majeure partie s'accumule dans le cœur et s'ajoute à l'hélium qui s'y trouve déjà. La température du cœur augmente alors progressivement jusqu'à atteindre enfin les 100 millions de K nécessaires pour que débute la fusion de l'hélium. Lorsque cette température est atteinte, il se produit un phénomène remarquable que l'on appelle le "**flash de l'hélium**".

La fusion de l'hélium se déroule en deux étapes :

- *phase 1* : deux noyaux d'hélium 4 fusionnent pour former un noyau de béryllium
- *phase 2* : le noyau de béryllium, dont la durée de vie est très courte, fusionne immédiatement avec un autre noyau d'hélium 4 pour former un atome de carbone.

La fusion de l'hélium produit donc du carbone et un rayonnement Gamma très énergétique. Elle provoque également la dilatation du cœur ainsi que son refroidissement. La température des couches périphériques diminue alors à son tour, ce qui inactive progressivement les réactions de fusion de l'hydrogène dans ces couches et tarit le flux de photons produits. La surface de l'étoile se refroidit



REPRESENTATION SIMPLIFIEE DE LA REACTION DE FUSION DE L'HELIUM

dissant peu à peu, l'astre se contracte à nouveau jusqu'à ce qu'un nouvel équilibre hydrostatique s'établisse.

Une fois cet équilibre atteint, la fusion de l'hélium dans le cœur se poursuit jusqu'à épuisement. Les couches externes de l'étoile, soumises à la forte pression radiative du cœur, sont peu à peu éjectées dans l'espace sous forme de gaz et de poussières. Autour de l'étoile se forme alors ce que l'on appelle une **nébuleuse planétaire** (une telle nébuleuse n'a aucun rapport avec une planète. Elle a seulement gardé le nom que les astronomes des temps anciens lui ont improprement donné).

Lorsque la fusion de l'hélium s'arrête enfin définitivement, l'étoile se contracte à nouveau mais cette ultime contraction ne permet pas d'élever la température du cœur à la valeur nécessaire à la fusion du carbone (environ $600 \times 10^6 \text{ K}$).

Privé de sa source d'énergie, le cœur de l'étoile devient alors une **naine blanche**, un astre encore très chaud, d'un diamètre équivalent à celui de la Terre mais dont la densité avoisine la tonne par cm^3 (environ 10^6 fois la densité de l'eau).

Deux cas peuvent alors se produire :

- 1) la masse de la naine blanche est inférieure à 1,44 masses solaires : dans ce cas, la matière qui constitue l'astre suffit à contenir la force de gravitation ce qui l'empêche de s'effondrer sur elle-même. Il s'établit donc un équilibre hydrostatique au stade de la naine blanche dans lequel l'astre demeure indéfiniment. Exposée au froid de l'espace environnant, une naine blanche se refroidit au fil du temps et perd peu à peu de sa luminosité jusqu'à ce qu'au bout d'une très longue période elle devienne finalement invisible dans le ciel nocturne ;
- 2) la masse de la naine blanche est supérieure à 1,44 masses solaires : dans ce cas, l'astre ne peut pas résister à la force de gravitation. Il s'effondre donc sur lui-même et finit par exploser, projetant dans l'espace une grande partie de sa matière. Il ne reste alors de lui qu'un résidu dense et très chaud.

La limite de Chandrasekhar

C'est le physicien indien Subrahmanyan Chandrasekhar qui, en 1930, a déterminé la masse maximale qui permet à un astre de résister à l'effondrement gravitationnel grâce à sa pression de dégénérescence électronique. Le résultat de ses calculs est la "**limite de Chandrasekhar**" dont la valeur est de **1,44 masses solaires**.

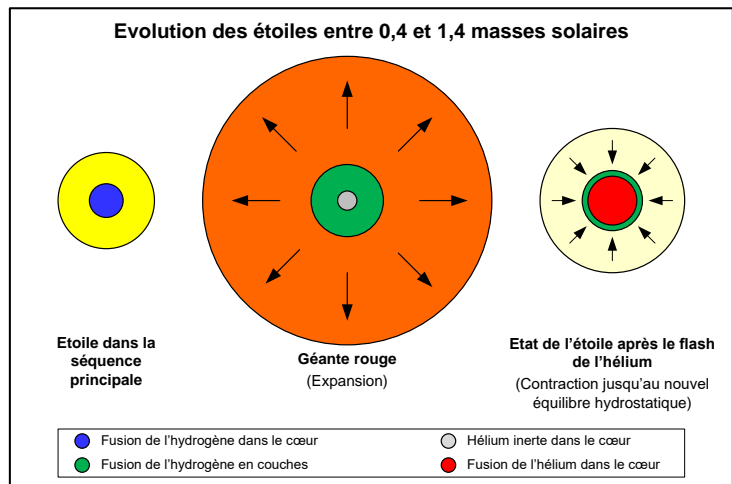
Le destin des étoiles de 8 à 25 masses solaires

Ces étoiles diffèrent des précédentes en ce sens qu'elles sont beaucoup plus massives. Elles connaissent donc un destin très différent :

- 1) la température au cœur de ces étoiles est suffisante pour que la fusion de l'hélium débute immédiatement après celle de l'hydrogène. Ces étoiles ne connaissent donc jamais le "flash de l'hélium" ;
- 2) les réactions de fusion ne s'arrêtent pas à celle de l'hélium. Lorsque ces étoiles fortement dilatées sont parvenues au stade de géantes rouges, la température du cœur continue de s'élever ce qui entraîne successivement la fusion du carbone ($600 \times 10^6 \text{ K}$), puis celle du néon ($1,2 \times 10^9 \text{ K}$), puis celle de l'oxygène ($2 \times 10^9 \text{ K}$), puis enfin celle du silicium ($3 \times 10^9 \text{ K}$). Chacune de ces réactions requiert des conditions de température et de pression plus importantes que la précédente mais dure également de moins en moins longtemps. L'étoile passe ainsi par des phases successives de fusions, d'arrêts des réactions et de contractions. En fin de vie, elle présente donc une structure dite "en pelures d'oignon" dans laquelle se superposent, du centre vers les bords, les zones de fusion du silicium, de l'oxygène, du néon, du carbone, de l'hélium et de l'hydrogène. Au stade ultime, alors que le silicium commence à manquer, le cœur de l'étoile ne renferme pratiquement plus que du fer, inerte, ainsi qu'une très grande quantité de neutrons ;
- 3) lorsque la fusion du silicium s'arrête, l'énergie dans le cœur chute brutalement et l'équilibre entre la force gravitationnelle et la pression radiative est rompu. **En quelques secondes** seulement, le cœur s'effondre sur lui-même et l'étoile implose. La densité du cœur augmente alors si fortement que celui-ci finit par devenir presque incompressible. Les couches externes de l'étoile rebondissent donc sur ce noyau dur et une puissante onde de choc balaye les couches externes de l'étoile et se propage dans le milieu interstellaire. Il en résulte une formidable **supernova**, un phénomène d'une extrême violence qui libère une quantité d'énergie phénoménale en un temps très bref, de quelques heures à quelques jours tout au plus, et qui éjecte brutalement dans l'espace tous les éléments lourds que l'étoile a synthétisés tout au long de sa vie ;
- 4) ce qu'il reste du cœur devient alors une "**étoile à neutrons**", un astre très compact de 1 à 15 km de rayon seulement à la surface duquel la gravitation peut atteindre 10^9 tonnes par cm^3 (sur une étoile à neutrons, le poids d'un être humain s'exprimerait en milliards de tonnes !) ;

La plupart des étoiles à neutrons tournent très rapidement sur elles-mêmes, souvent plusieurs centaines de fois par seconde. Certaines émettent de grandes quantités de rayons X et de rayons Gamma qui peuvent, dans certains cas, être perçus sur Terre et livrer de précieux renseignements sur la vitesse de rotation de l'émetteur et la distance à laquelle il se trouve. Ces étoiles à neutrons un peu particulières sont appelées "**pulsars**".

D'autres se caractérisent par un intense champ magnétique excédant les 1000 Gauss (à titre de comparaison, le champ magnétique terrestre n'excède pas 0,5 Gauss). Ces astres sont donc appelés "**magnétars**".



Le destin des étoiles de 25 à 40 masses solaires

Lorsqu'une étoile de cette catégorie a épuisé tout son carburant, tout se passe, au début, comme pour les étoiles moins massives : l'arrêt des réactions de fusion entraîne une forte compression suivie d'un rebond des couches externes et l'apparition consécutive d'une supernova. Toutefois, au sein de ces étoiles très massives, les forces de gravitation sont trop puissantes pour que le noyau de fer et de neutrons puisse y résister. Le cœur s'effondre donc et, au lieu de se stabiliser au stade d'étoile à neutrons, il se transforme en réalité en un **trou noir stellaire**.

Un trou noir est un objet si compact que son champ gravitationnel empêche toutes formes de matière ou de rayonnement de s'en échapper. Par conséquent, de tels objets n'émettent pas et ne diffusent pas la lumière : ils sont totalement noirs ce qui les rend littéralement invisibles. Pour détecter la présence d'un tel astre dans une portion de ciel, il faut donc recourir à l'observation indirecte, notamment à celle des rayons X qu'émet la matière en passe d'y être absorbée.

Le destin des étoiles de plus de 40 masses solaires

La masse de ces étoiles est très élevée. La compression qu'elles subissent en fin de vie est donc si forte que la plupart d'entre elles se transforment immédiatement en trous noirs sans même passer par la phase de la supernova.

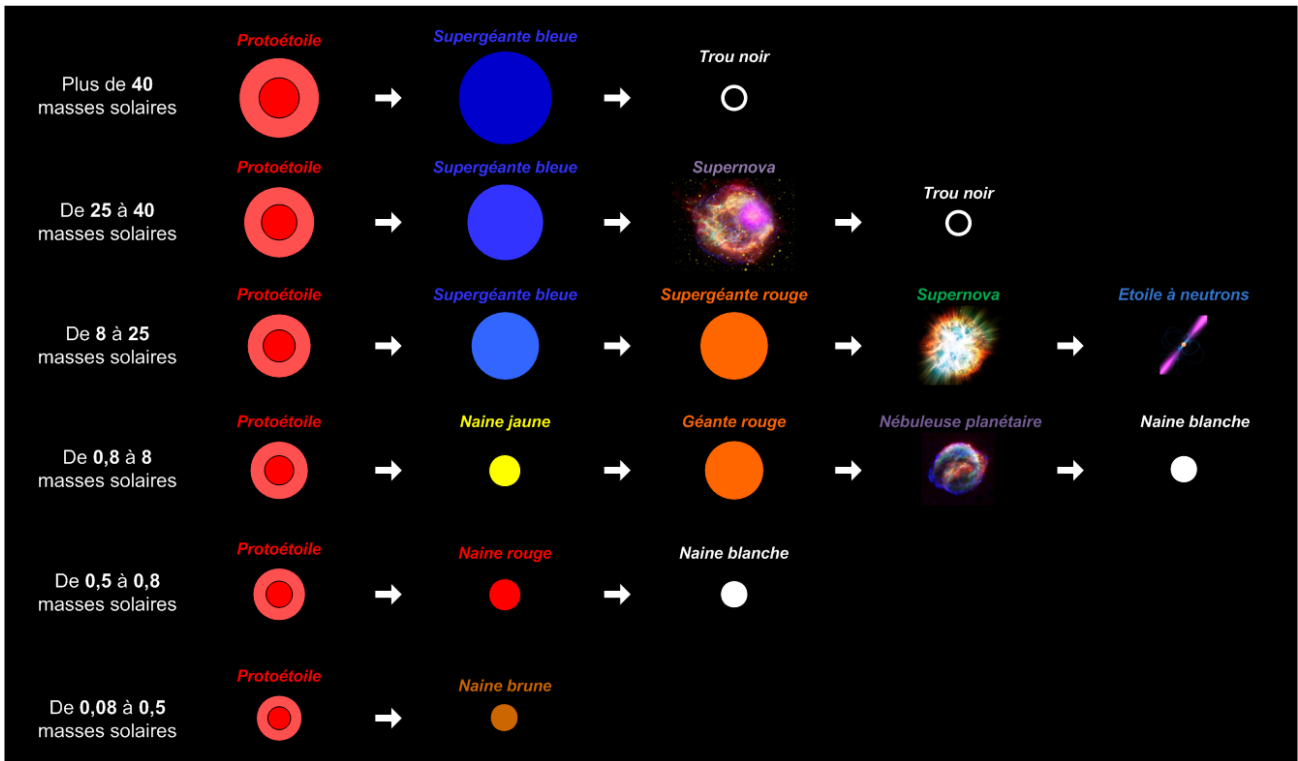


Schéma récapitulatif

NOTA IMPORTANT ! Dans la réalité, tout ne se déroule pas toujours selon les schémas théoriques exposés ci-dessus. Il faut, en effet, notamment tenir compte de la perte de masse qui affecte certaines étoiles avant leur mort, une donnée propre à chaque astre dont on ne saurait tirer une règle générale. L'environnement doit également être pris en compte au cas par cas. C'est ainsi que des naines blanches appartenant à des systèmes binaires absorbent quelquefois de la matière provenant de leur compagnon et voient ainsi leur propre masse augmenter jusqu'à dépasser la limite de Chandrasekhar et finalement exploser. Il existe donc encore bien des cas où le destin d'étoiles en fin de vie diffère du concept théorique.

Bibliographie

A la découverte de l'univers

Introduction à l'astronomie et à l'astrophysique – 2^{ème} édition – Neil F. Comins – Editions De Boeck Supérieur

Wikipédia

Encyclopédie collaborative en ligne - License Créative Commons BY-SA

Le beau livre de la physique

Du Big Bang à la résurrection quantique – Clifford A. Pickover – Editions Dunod

Introduction à la spectroscopie

Régis Kieffer – 01/07/2022

Vie et mort d'une étoile

DEBICKI Catherine, BOURDIER Gustave, GLUSZEK Pierre, FAGE Benoît et MIRA Mona (élèves de 1èreS2) – Cité scolaire d'APT Académie d'Aix-Marseille

L'évolution de l'univers

Voyage dans le cosmos – une collection présentée par Hubert REEVES – Editions RBA

Astronomie et astrophysique

Agnès ACKER – 5^{ème} édition - Editions Dunod