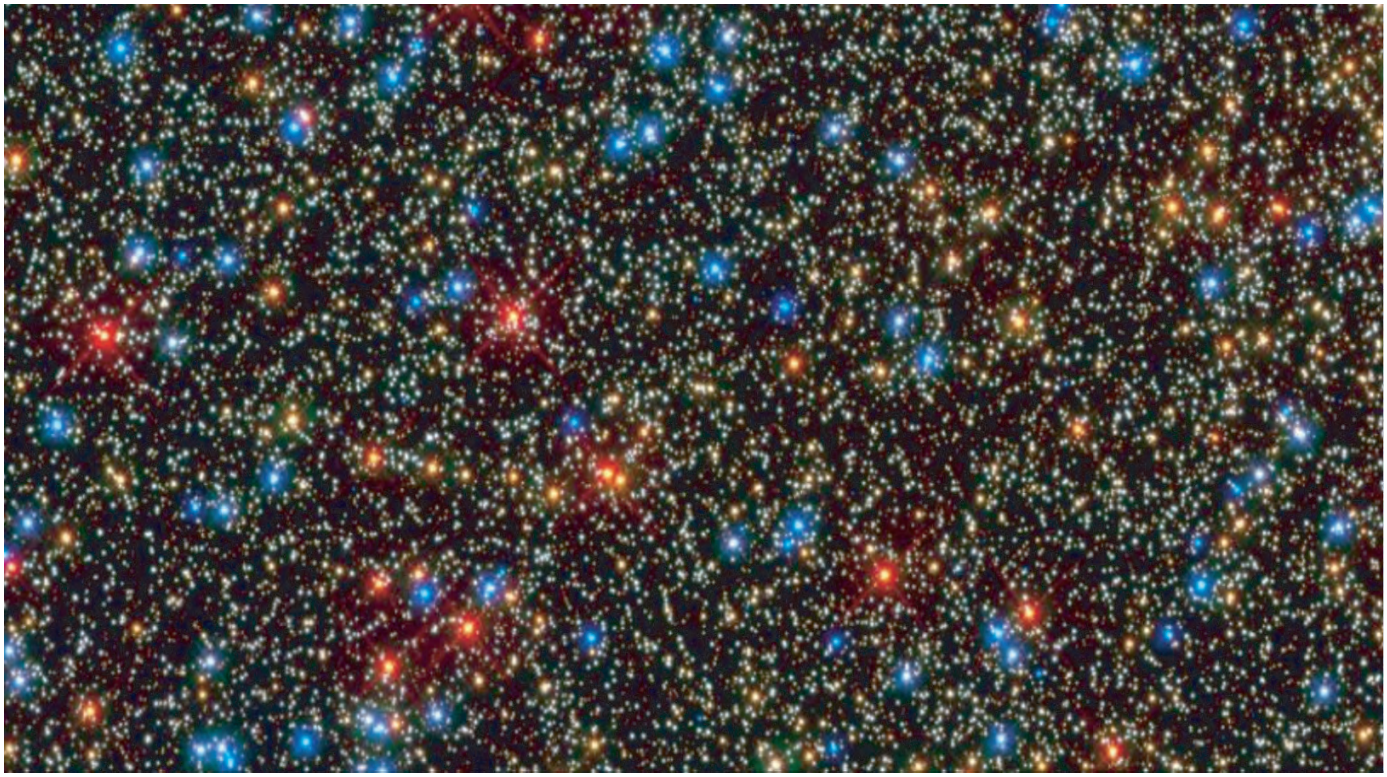
La couleur des étoiles



Groupe d'Astronomie Populaire 47

GAP 47 • Olivier Sabbagh • Novembre 2018 - Révision Mai 2023

La Classification des étoiles selon leur couleur, leur température et leur âge relatif

Les étoiles que nous voyons dans le ciel n'ont pas toutes la même couleur. Elles varient même de manière importante au cours de leur vie. Ces variations dépendent essentiellement de deux paramètres qui sont la température de surface de l'étoile (qui déterminera leur couleur) et l'âge relatif de l'étoile.

On parle d'âge relatif des étoiles, car il ne s'agit pas d'un âge absolu, simplement exprimé en années ou en millions d'années, voire en milliard d'années. Plus une étoile est grosse et massive, plus courte sera sa durée de vie, et inversement. Les très petites étoiles (la moitié de la masse du Soleil) peuvent vivre très longtemps, théoriquement des dizaines de milliards d'années. Une étoile relativement petite comme notre Soleil pourra vivre 9 à 10 milliards d'années. Une étoile d'une masse 10 fois supérieure au Soleil va consommer la majeure partie de son hydrogène en quelques dizaines, voire quelques centaines de millions d'années seulement.

Au cours de sa vie, une étoile va passer (plus ou moins rapidement) par plusieurs stades, passant d'un bleu très chaud jusqu'à un rouge profond. Elle traversera cette évolution d'autant plus rapidement qu'elle sera massive. Donc, quand on verra une étoile rouge, on pourra penser avec raison qu'elle sera « proche » de la fin de sa vie mais, en fonction de sa masse, cette étoile aura vécu pendant quelques dizaines de milliards d'années, quelques milliards d'années ou seulement quelques millions d'années.

La classification des étoiles, en fonction de leur température et leur couleur a longtemps été celle-ci :

Classe	température	couleur	raies d'absorption
O	> 25 000 K	bleue	azote, carbone, hélium et oxygène
B	10 000 - 25 000 K	bleue-blanche	hélium, hydrogène
A	7 500 - 10 000 K	blanche	hydrogène
F	6 000 - 7 500 K	jaune-blanche	métaux : fer, titane, calcium, strontium et magnésium
G	5 000 - 6 000 K	jaune (comme le Soleil)	calcium, hélium, hydrogène et métaux
K	3 500 - 5 000 K	jaune-orange	métaux et monoxyde de titane
M	< 3 500 K	rouge	métaux et monoxyde de titane

Pour mémoriser l'ordre des types spectraux (OBAFGKM), les anglophones utilisent la phrase *« Oh, Be A Fine Girl/Guy, Kiss Me! »*, ce qui se traduit par « Oh! Sois une gentille fille/un gentil gars, embrasse-moi ». La raison de l'arrangement étrange des lettres est historique. Quand les premiers spectres d'étoiles furent pris, on remarqua que la raie de l'hydrogène variait beaucoup et l'on classa les étoiles selon l'intensité de la raie de Balmer : de **A**, la plus forte, à **Q**, la plus faible. Puis les raies d'autres éléments chimiques vinrent en jeu : les raies **H** et **K** du calcium, la raie **D** du sodium, etc. Plus tard, il apparut que beaucoup de ces classes se chevauchaient et furent retirées. Ce n'est que bien plus tard encore qu'on découvrit que l'intensité des raies dépendait essentiellement de la température de surface de l'étoile. Actuellement, ces classes sont subdivisées à l'aide des chiffres (0-9) : **A0** pour les étoiles les plus chaudes de la classe **A** et **A9** pour les moins chaudes. Par exemple, le soleil est une étoile de type **G2**.

Plus récemment, la classification a été étendue en **W O B A F G K M L T Y** et **R N C S**, où **W** sont les étoiles Wolf-Rayet, **L**, **T** et **Y** représentent des étoiles extrêmement froides, des naines brunes, et **R N C S** sont utilisés pour les étoiles carbonées.

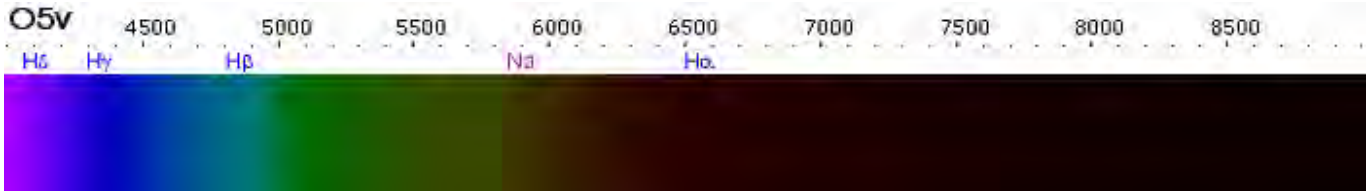
Les LBV
En astronomie, une (étoile) variable lumineuse bleue (en anglais, *Luminous blue variable (star)* : LBV), appelée également (étoile) variable de type S Doradus ou variable de Hubble-Sandage, est une étoile variable hypergéante bleue et très lumineuse. Ces étoiles présentent de lents changements de luminosité, ponctués par des expulsions occasionnelles et importantes de matière (de l'ordre de 10^{-5} masse solaire par an). Extrêmement rares, elles ont été observées dans la galaxie d'Andromède et furent cataloguées pour la première fois par Edwin Hubble et Allan Sandage en 1953. C'est la raison pour laquelle elles furent longtemps appelées « variables de Hubble-Sandage » avant de prendre leur dénomination actuelle. Ces étoiles peuvent briller des millions de fois plus que le Soleil et, avec des masses allant jusqu'à 150 fois celle du Soleil, et ainsi approcher la limite théorique supérieure des masses stellaires. Si elles étaient encore plus massives, la gravité serait insuffisante pour contrebalancer la pression de radiation et elles se disloqueraient. Elles maintiennent difficilement l'équilibre hydrostatique car leur vent stellaire éjecte constamment de la matière, faisant décroître la masse de l'étoile. Pour cette raison, elles sont habituellement entourées de nébuleuses, créées par ces explosions ; Eta Carinæ est l'exemple le plus proche et le mieux étudié. À cause de leur masse élevée et de leur très grande luminosité, leur durée de vie est relativement très courte : quelques millions d'années. Au début du XXIe siècle, les théories estiment que les LBV correspondent à un stade d'évolution des étoiles très massives nécessaire pour évacuer l'excès de masse. Elles peuvent évoluer en étoiles Wolf-Rayet avant de finir en supernova. Si l'étoile ne perd pas assez de masse, elle peut produire une supernova particulièrement violente créée par instabilité de paires

Les étoiles WR (ou W)
Une étoile Wolf-Rayet (souvent abrégé en étoile WR) est une **étoile** chaude, massive et évoluée présentant un taux de perte de masse très élevé. Elles furent découvertes en **1867** par **Charles Wolf** et **Georges Rayet**, de l'**Observatoire de Paris**. Wolf et Rayet avaient observé, dans 3 étoiles de la **constellation du Cygne**, d'étranges **raies** en émission d'origine alors inconnue. On pense aujourd'hui que les étoiles Wolf-Rayet sont les *descendantes* des étoiles de **type spectral** O ou B, c'est-à-dire les étoiles
les plus massives des populations stellaires (qui ont une masse comprise entre 9 et 80-150 **masses solaires**). On parle d'une « étoile Wolf-Rayet » pour dire une étoile « de type Wolf-Rayet », plutôt qu'une « étoile *de* Wolf-Rayet » (comme on parle de l'« **étoile de Barnard** »). Les étoiles Wolf-Rayet ne sont, en grande majorité, plus sur la **séquence principale**, c'est-à-dire que la **combustion** en leur cœur n'est plus celle de l'**hydrogène**, mais celle d'autres éléments, à savoir, par étapes, l'**hélium**, puis le **carbone**, l'**oxygène** etc. On parle donc parfois du stade (évolutif) Wolf-Rayet ou d'une étoile montrant des caractéristiques Wolf-Rayet. Une autre caractéristique de ces étoiles est leur vent stellaire si important qu'il en devient optiquement épais, ne laissant plus percevoir le spectre de l'étoile elle-même. On ne peut alors pas non plus parler de surface (hydrostatique), comme c'est le cas des étoiles « normales », de plus faible masse, comme le **Soleil**.

La classification spectrale des étoiles

1) Type O

Les étoiles de type **O** sont très chaudes (température de surface : 35 000 K pour delta Orionis) et très lumineuses et de couleur bleue. Par exemple, Naos, dans la constellation de la Poupe, brille près d'un million de fois plus fort que le Soleil. Ces étoiles possèdent des raies d'hélium intenses et des raies d'hydrogène assez faibles, elles émettent principalement dans l'ultraviolet. Ces étoiles sont si énergétiques qu'elles développent un fort vent stellaire et donc perdent de la matière qui forme alors des enveloppes donnant des raies en émission (type Oe pour les émissions dans l'hydrogène, type Of pour les émissions dans l'hélium II et l'azote III).

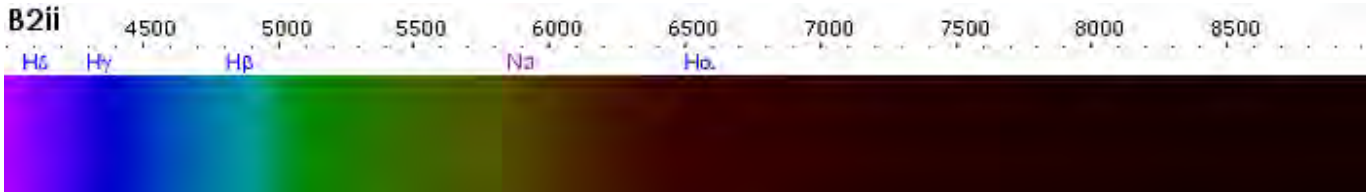


Spectre d'une étoile de type O5v

Une **géante bleue** est une étoile très chaude, très brillante et très massive (plus de 18 masses solaires), de couleur bleue et de type spectral **O** ou **B**. Dans le diagramme de Hertzsprung-Russell, les géantes bleues se trouvent dans le coin supérieur gauche à cause de leur luminosité et de leur couleur. Ce sont, généralement des étoiles de la séquence principale qui brûlent leur hydrogène. Cependant leur masse est suffisante pour leur permettre d'entamer la combustion de l'hélium une fois celle de l'hydrogène achevée. Très rapidement, l'étoile passera à la combustion du carbone, puis à celle de l'oxygène. Elle aura alors constitué un noyau de fer, élément trop stable pour que sa combustion soit possible, quelle que soit la masse de l'étoile. L'équilibre maintenu dans l'étoile par les réactions thermonucléaires étant subitement rompu, elle explosera en une gigantesque supernova. Les géantes bleues sont extrêmement lumineuses, de magnitude absolue -5, -6 ou même moins. Leur température de 20 000 K ou plus est suffisamment élevée pour qu'une partie non négligeable de l'énergie qu'elles émettent soit dans le domaine de l'ultraviolet, donc invisible à nos yeux. La majorité des étoiles de ce type se trouvent dans les associations O-B, des grands groupes d'étoiles jeunes. Du fait de leur masse élevée, leur durée de vie est très courte, de l'ordre de 10 à 100 millions d'années. Les théories actuelles prédisent que la plupart d'entre elles finiront en supernova. Certaines des étoiles les plus brillantes visibles dans le ciel sont des géantes bleues; par exemple Beta Orionis (Rigel) et Alpha Cygni (Deneb), mais dans l'ensemble, à cause de leur courte durée de vie, les géantes bleues sont assez rares.

2) Type B

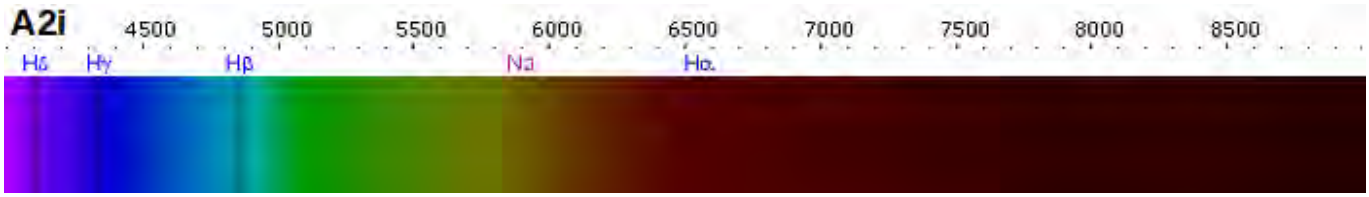
Les étoiles de type **B** sont aussi très lumineuses et chaudes (température de surface : 13 000 K); Rigel, dans la constellation d'Orion, est une supergéante bleue de classe **B**. Leur spectre possède des raies d'hélium neutre et les raies d'hydrogène sont assez faibles (elles sont appelées *raies de Balmer*). Les étoiles de type **O** et **B** sont si puissantes qu'elles ne vivent que fort peu de temps. Elles ne s'écartent donc que peu de l'endroit où elles se sont formées. Ainsi, elles ont tendance à s'assembler en ce qu'on appelle des *associations OB1* qui regroupent ces étoiles au sein d'un immense nuage moléculaire. L'association OB1 d'Orion forme un bras entier de la Voie lactée et contient toute la constellation d'Orion. C'est la présence d'étoiles très brillantes et non leur nombre qui fait que les bras des galaxies paraissent plus brillants. On peut rajouter que parmi les cent étoiles les plus brillantes, un tiers sont des étoiles de type B. Certaines étoiles B montrent des raies en émission dans leur spectre. Selon que les raies soient des raies interdites ou des raies normales, on parle d'étoiles « B[e] » ou « Be » (le « e » pour émission).



Spectre d'une étoile de type B2ii

3) Type A

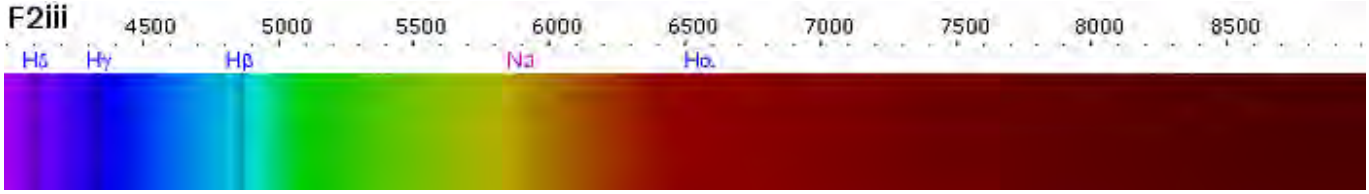
Les étoiles de type **A** (appelées étoiles blanches de la séquence principale) sont parmi les plus communes visibles à l'œil nu. Deneb, dans la constellation du Cygne, et Sirius, l'étoile la plus brillante du ciel dans le visible, sont deux étoiles de classe **A**. Comme toutes celles de ce type, elles sont blanches, leur spectre possède des raies d'hydrogène assez intenses (raies de Balmer) et montre plus faiblement la présence de métaux ionisés (raie *K* du calcium ionisé). Certaines d'entre elles présentent des caractéristiques remarquables notées Am ou Ap. Elles font partie des étoiles à fort champ magnétique (taches) ou présentant de fortes concentrations de certains métaux (par lévitation due aux forces radiatives) renforçant les raies spectrales de ces éléments chimiques.



Spectre d'une étoile de type A2i.

4) Type F

Les étoiles de classe **F** sont encore très lumineuses (température de surface : 7 200 K à 6 000 K), et sont en général des étoiles de la séquence principale, comme upsilon Andromedae A dans la constellation d'Andromède, Canopus, l'Étoile polaire, ou encore Procyon A. Leur spectre est caractérisé par des raies d'hydrogène plus faibles que dans les étoiles A et la présence de raies des métaux neutres et ionisés (Fe I, Fe II, Ti II, Ca I, Ca II, Mg I, etc.).



Spectre d'une étoile de type F2iii.

En astronomie, la séquence principale est une bande continue et bien distincte d'étoiles qui apparaissent sur des diagrammes où l'abscisse est l'indice de couleur *B-V* et l'ordonnée la luminosité ou, en sens inverse, la magnitude absolue des étoiles. Ces diagrammes couleur/luminosité sont connus sous le nom de diagramme de Hertzsprung-Russell, d'après leurs co-inventeurs Ejnar Hertzsprung et Henry Norris Russell. Les étoiles figurant dans cette bande sont connues sous le nom d'*étoiles de la série principale*, ou « étoiles naines ». Ainsi, environ 90 % des étoiles observées au-dessus de 0,5 $M_\odot$ sont sur la séquence principale. La *séquence principale* désigne aussi le stade principal de l'évolution d'une étoile : c'est pendant cette période que ses caractéristiques correspondent à celles de la séquence principale du diagramme HR et qu'elle s'y trouve effectivement représentée.

Histoire

Au début du XXe siècle, on commence à avoir des informations plus fiables sur les types et les distances des étoiles : elles montraient des spectres (à l'époque, leur partie visible) de structures différentes. Annie Jump Cannon et Edward Charles Pickering, au *Harvard College Observatory* (Observatoire de l'université de Harvard) en déduisent alors une méthode de classification, connue sous le nom de Schéma de classification de Harvard, publiée dans les *Annales de Harvard* en 1901.

À Potsdam, en 1906, l'astronome danois Ejnar Hertzsprung remarque que les étoiles les plus rouges, classées K et M dans le schéma de Harvard, peuvent être subdivisées en deux groupes bien séparés :

- celles qui sont beaucoup plus brillantes que le Soleil, qu'il nomme « géantes ».
- et celles qui le sont beaucoup moins, les « naines ».

L'année suivante, il commence à étudier des amas stellaires; c'est-à-dire de grands échantillons d'étoiles qui sont toutes à peu près à la même distance. Il publie les premiers diagrammes de luminosité en fonction de la couleur pour ces étoiles. Ces diagrammes présentent une suite claire et continue d'étoiles, qu'il nomme « séquence principale ». À l'université de Princeton, Henry Norris Russell poursuit ses recherches dans la même direction. Il étudie la relation entre classification spectrale et luminosité absolue, la magnitude absolue. À cette fin, il utilise un échantillon d'étoiles de parallaxes fiables, dont beaucoup ont été classifiées à Harvard. Quand il classe les types spectraux de ces étoiles en fonction de leur magnitude absolue, il trouve que les étoiles naines suivent une relation bien définie. Ceci lui permet de prédire la magnitude absolue d'une étoile avec une relative précision. Parmi les étoiles rouges observées par Hertzsprung, les naines suivent aussi la relation couleur-luminosité découverte par Russell. Mais comme les géantes sont bien plus brillantes que les naines, elles ne suivent pas la même relation. Russell propose que les « les étoiles géantes doivent avoir une faible densité, ou une grande luminosité de surface, et inversement pour les étoiles naines ». Le même diagramme montre aussi qu'il y a quelques rares étoiles blanches très peu lumineuses. C'est en 1933 que Bengt Strömgren introduit l'expression « diagramme de Hertzsprung-Russell » pour désigner un diagramme montrant la luminosité en fonction de la classe spectrale. Ce nom renvoie à la mise au point de cette technique, en parallèle par Hertzsprung et Russell, au début du siècle.

Séquence principale
Le théorème de Vogt-Russell, mis au point dans les années 1930, établit une relation entre la masse de l'étoile d'une part, le rayon et la luminosité de cette étoile de l'autre. Le diagramme HR utilisant ces mêmes valeurs, on peut déduire sa masse et son rayon à partir de sa position (Cependant, il a été découvert plus tard que le théorème est quelque peu mis en échec si la composition de l'étoile n'est pas uniforme). Un schéma amélioré pour la classification stellaire « MK » a été publié en 1943 par W. W. Morgan et P. C. Keenan. La classification MK donne à chaque étoile un type spectral basé sur la classification de Harvard – et une classe de luminosité. La classification de Harvard avait été mise au point en attribuant les lettres aux types d'étoiles en fonction de l'importance des diverses raies du spectre de l'hydrogène, avant que la relation entre spectre et température ne soit connue. Si on les range par températures, et en éliminant les doublons, on obtient les types spectraux en fonction des températures décroissantes, avec des couleurs allant du bleu au rouge : la séquence devient O, B, A, F, G, K et M. Les classes de luminosité vont de I à V, en ordre de luminosité décroissante. Les étoiles de luminosité V forment la séquence principale.

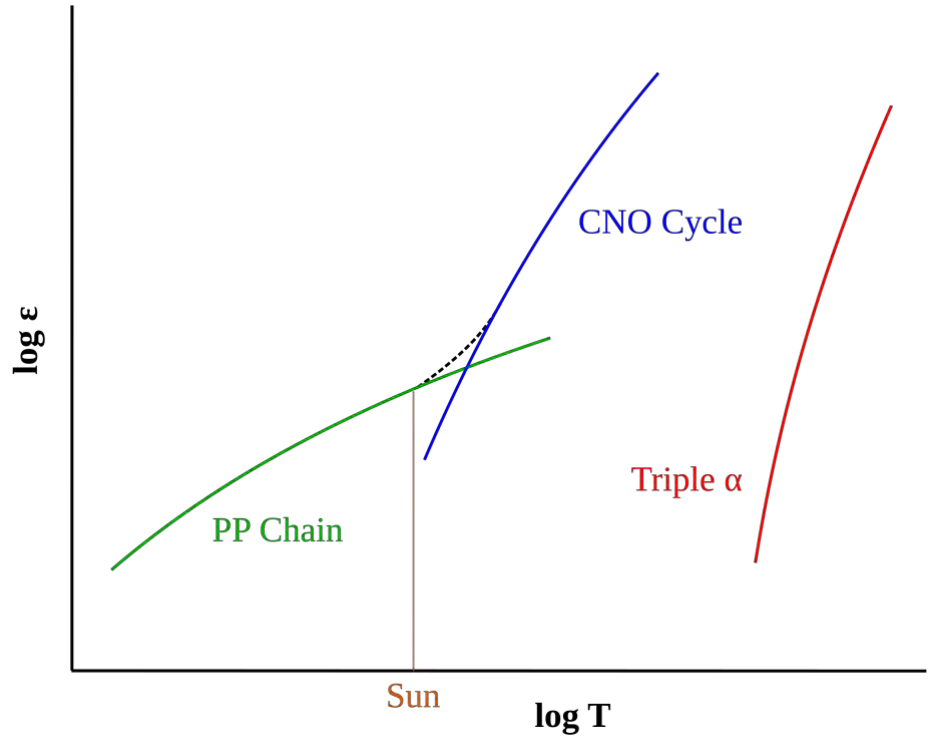
Les étoiles de la séquence principale
Quand une proto-étoile se forme dans l'effondrement d'un nuage moléculaire géant de gaz et de poussière dans le milieu interstellaire local, elle est initialement homogène et se compose d'environ 70 % d'hydrogène et 28 % d'hélium, plus des traces des autres éléments. La masse initiale de l'étoile dépend des conditions locales dans le nuage. Pendant cet effondrement initial, l'étoile naissante dite *précurseur de la séquence principale* engendre de l'énergie par contraction gravitationnelle. Quand elle arrive à une densité convenable, le processus de fusion nucléaire commence à transformer l'hydrogène en hélium dans le cœur, et à produire de l'énergie. Le phénomène de contraction gravitationnelle se dissipant, la densité de l'étoile se stabilise et la fusion nucléaire de l'hydrogène devient le processus dominant de production d'énergie.

Équilibre
Une fois qu'une étoile s'est formée, elle crée de l'énergie dans son cœur chaud et dense, par fusion nucléaire des noyaux d'hydrogène en noyaux d'hélium. Pendant cette période de la vie de l'étoile, elle se trouve sur la séquence principale du digramme HR, à un point défini principalement par sa masse, avec quelques corrections dues à sa composition chimique et autres. La distribution des masses des étoiles nouvellement formées est décrite empiriquement par la fonction de masse initiale. Toutes les étoiles de la séquence principale ont une région de cœur où l'énergie est produite par fusion nucléaire. La température et la densité de ce cœur sont à des niveaux suffisants pour entretenir la production d'énergie capable de soutenir le poids du reste de l'étoile. Une réduction de la production d'énergie produirait une compression par ce poids, ce qui rétablirait la production d'énergie à son niveau convenable, en raison de l'élévation de la pression et de la température. Inversement, un accroissement trop prononcé de la production d'énergie ferait gonfler l'étoile, diminuant ainsi la pression et la température du cœur. L'étoile forme donc un système auto-régulé en équilibre hydrostatique, stable tout au long de son séjour sur la séquence principale. Toutes les étoiles de la séquence principale sont dans cet état stable, avec la pression thermique du cœur chaud qui équilibre la pression gravitationnelle des couches supérieures, et la plupart de leurs caractéristiques résultent de cet équilibre.

Répartition initiale
Les caractéristiques de l'étoile déterminent sa place dans diagramme de Hertzsprung-Russell, sur une courbe qui s'appelle la ***séquence principale*** *standard*. Les astronomes se réfèrent parfois à ce stade comme la séquence principale d'âge zéro (ZAMS, acronyme anglais pour *Zero Age Main Sequence*). La courbe ZAMS peut être calculée en utilisant des modèles informatiques des propriétés stellaires au moment où l'étoile commence la fusion. À partir de ce point, la luminosité et la température de surface des étoiles augmentent en général avec l'âge. La majorité des étoiles sur un diagramme HR typique se trouvent sur la séquence principale. Cette ligne est accentuée parce que le type spectral et la luminosité ne dépendent que de la masse de l'étoile, au moins en première approximation, tant que l'étoile accomplit la fusion de l'hydrogène dans son cœur – et c'est ce que font presque toutes les étoiles pendant la majorité de leur vie *active*. La variation d'intensité lumineuse entre les étoiles les moins chaudes, est assez important pour différencier les naines (rouges, oranges ou jaunes) des plus grosses.

Cependant, pour les étoiles plus chaudes (blanches et bleues), la variation de taille et de luminosité n'est pas directement observable entre les étoiles. Pour cette raison, la nomenclature différencie les étoiles *naines* des *géante* en se référant à la différence entre les spectres, dont les raies indiquent si l'étoile est sur la séquence principale ou en-dehors. Néanmoins, des étoiles sur la séquence principale, même très chaudes et massives peuvent être appelées parfois naines. D'autres facteurs contribuent à étaler la séquence principale sur le diagramme HR : incertitude sur la distance des étoiles, et présence d'étoiles binaires non résolues qui peuvent modifier les paramètres stellaires observés. Mais même une observation parfaite montrerait une séquence principale élargie, car la masse n'est pas le seul paramètre qui affecte la couleur et/ou la luminosité d'une étoile. Outre les variations en composition chimique (tant par l'abondance initiale que par l'évolution de l'étoile) l'interaction avec un compagnon rapproché, une rotation rapide, ou un champ magnétique peut aussi changer la position d'une étoile légèrement sur le diagramme HR, pour citer quelques facteurs. Par exemple, il y a des étoiles très pauvres en éléments de numéro atomique supérieur à celui de l'hélium (ce sont les étoiles à faible métallicité) qui se trouvent juste en dessous de la séquence principale. Nommées sous-naines, ces étoiles effectuent la fusion de l'hydrogène dans leur cœur, et marquent la limite basse de la séquence principale, en ce qui concerne la composition chimique. Une région presque verticale du diagramme HR, connue sous le nom de bande d'instabilité, est occupée par des étoiles variables pulsantes, notamment les céphéides. Ces étoiles varient en magnitude à intervalles réguliers, leur donnant une apparence pulsante. La bande coupe la partie supérieure de la séquence principale dans la région des classes A et F, entre 1 et 2 masses solaires. Les étoiles variables dans la partie de la zone d'instabilité qui coupe la partie supérieure de la séquence principale sont appelées variables de type Delta Scuti. Les étoiles de la séquence principale de cette région ne subissent que des changements de faible amplitude en magnitude, et cette variation est donc difficile à détecter. D'autres classes d'étoiles de la séquence principale instables, comme les variables de type beta Cephei, à ne pas confondre avec les céphéides, ne sont pas reliées à cette bande d'instabilité.

Réactions nucléaires



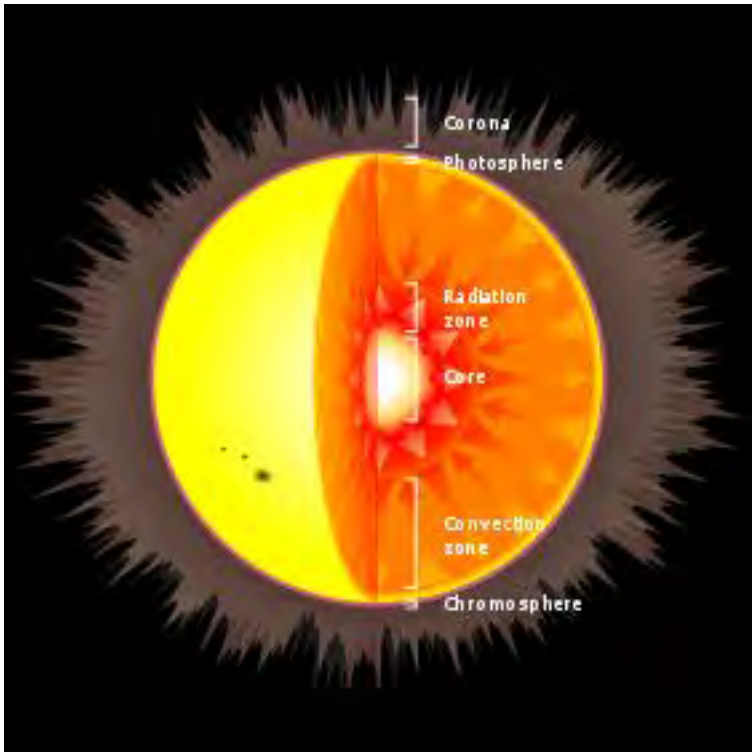
Ce graphique montre la quantité d'énergie (ε) produite dans le cœur des étoiles par les processus de fusion en fonction de la température (T). La ligne pointillée représente la production combinée par la chaîne pp et le cycle CNO

La chaîne PP et le cycle CNO interviennent quand les étoiles se trouvent sur la séquence principale tandis que la réaction triple α s'établit après qu'elles en soient sorties et si leurs caractéristiques leur permettent de devenir des étoiles géantes. À la température actuelle du cœur du Soleil, la chaîne pp domine encore. Les

étoiles de la séquence principale produisent leur énergie par deux processus de fusion de l'hydrogène, et le taux de production d'énergie par chacun dépend de la température au cœur. Les astronomes divisent alors la séquence principale en parties supérieure et inférieure, en fonction du mécanisme exact de la réaction de fusion nucléaire qui domine : Les étoiles au-dessous de 1,5 masse du Soleil fusionnent surtout les noyaux d'hydrogène par fusion directe et désintégration β des isotopes de l'hydrogène : deutérium et tritium (chaîne pp). L'inférieure est celle où domine la chaîne pp où les isotopes de l'hydrogène proton, deutérium et tritium fusionnent directement, le tritium subissant la désintégration β qui transforme lentement les protons en neutrons pour former les α. C'est à une température de 18 millions de kelvins que le cycle CNO dépasse en productivité la chaîne pp. Ceci correspond à une étoile d'environ 1,5 masse solaire. Ainsi en gros, les étoiles F ou moins chaudes utilisent la chaîne pp, tandis que les A ou plus chaudes utilisent le cycle CNO. La transition d'un mode de production à l'autre s'effectue sur un intervalle de moins de 1 masse solaire : dans le Soleil, seulement 1,5 % de l'énergie est produite par le cycle CNO. Inversement, les étoiles de plus de 1,8 masse solaire tirent presque toute leur énergie du cycle CNO. Au-dessus de cette masse, la température centrale devient suffisante pour permettre la fusion de protons avec des noyaux de carbone (C), azote (N) et oxygène (O), et une chaîne utilisant ces noyaux comme intermédiaires, restitués après la production d'un noyau d'hélium se met en route. C'est le cycle CNO, qui dépasse rapidement en importance la chaîne proton-proton. La supérieure est celle où domine le cycle CNO, où les protons fusionnent avec des noyaux plus lourds, carbone, azote et oxygène, qui subissent la désintégration β et finalement éjectent un α pour recommencer le cycle. La limite supérieure observée pour les étoiles de la séquence principale est de 120 à 200 masses solaires. L'explication théorique pour cette limite est que les étoiles qui la dépassent ne peuvent pas rayonner l'énergie assez vite pour rester stables, si bien que toute masse additionnelle sera éjectée par une série de pulsations, jusqu'à ce que l'étoile atteigne une limite stable. La limite inférieure pour une fusion nucléaire entretenue par la chaîne pp est d'environ 0,08 masse solaire. En dessous de cette masse, on trouve des objets sous-stellaires qui n'entretiennent pas la fusion de l'hydrogène, et que l'on appelle naines brunes.

Rôle de la structure interne

Comme il y a une différence de température entre le cœur et la surface, ou photosphère, l'énergie se propage vers l'extérieur. Les deux modes de transport de l'énergie sont la conduction et la convection. Dans la conduction, l'énergie est principalement transmise par rayonnement à ces températures. Une zone conductive est une zone stable par rapport à la convection, et il y a très peu de mélange de matière. Par contre, dans une zone convective, l'énergie est transportée par le plasma en mouvement : la matière est alternativement chauffée par le cœur et transportée vers l'extérieur, puis refroidie en surface et transportée vers l'intérieur. La convection est un mode plus efficace que la conduction pour le transport de l'énergie, mais elle n'aura lieu que dans des conditions qui créent un fort gradient de température, c'est-à-dire où la température varie rapidement avec la distance au centre, par exemple une valeur élevée de l'opacité thermique qui limiterait la conduction. Dans les étoiles massives (au-dessus de 10 masses solaires), le taux de production d'énergie par le cycle CNO est très sensible à la température, si bien que la fusion est fortement concentrée dans le cœur. Donc il existe un fort gradient de température dans cette région, ce qui résulte en une zone convective assurant un meilleur transport de l'énergie. Ce mélange de matière autour du cœur élimine l'hélium produit de la région fusionnant de l'hydrogène. Ceci permet à une fraction plus importante de l'hydrogène d'être consommée pendant le séjour sur la séquence principale. Par contre, les régions périphériques d'une étoile massive transportent l'énergie par conduction, avec pas ou peu de convection. Pour les étoiles de masse plus faible, ce cœur convectif devient progressivement plus petit, et disparaît pour environ 2 masses solaires. C'est le cas pour des étoiles de masse intermédiaire, comme Sirius, qui transportent l'énergie majoritairement par conduction, avec une petite zone convective près du cœur. En dessous, les étoiles comme le Soleil sont conductives près du cœur, mais convectives près de la surface : le cœur stable envers la convection s'enrichit en hélium et s'entoure de couches riches en hydrogène mélangées par la convection. En faisant encore décroître la masse, on arrive à des étoiles dont la convection (initiée dans les couches externes) occupe l'ensemble de la masse : les étoiles de très petite masse, peu chaudes (en dessous de 0,4 masse solaire) sont convectives dans leur ensemble. Ainsi l'hélium produit au cœur est réparti dans l'ensemble de l'étoile, produisant une atmosphère relativement uniforme, et une vie proportionnellement plus longue sur la séquence principale.

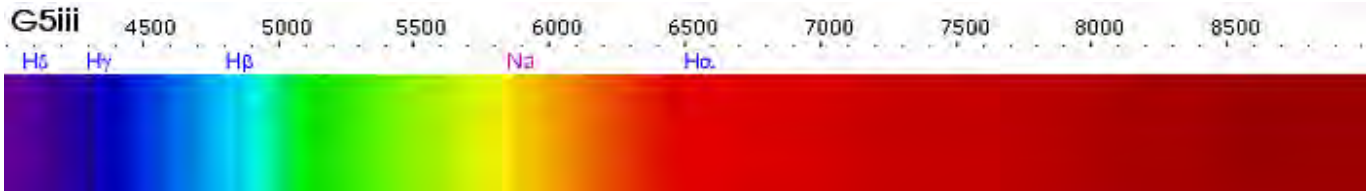


Cette figure montre la coupe d'une étoile analogue au Soleil, montrant sa structure interne

Luminosité. La relation masse-luminosité exacte dépend de l'efficacité du transport de l'énergie du cœur vers la surface. Une opacité plus élevée a un effet isolant, qui retient plus d'énergie près du cœur, si bien que l'étoile n'a pas besoin de produire autant d'énergie pour maintenir l'équilibre hydrostatique. Inversement, une opacité plus faible entraîne que l'énergie s'échappe plus facilement, et l'étoile doit consommer plus de matière fusible pour maintenir l'équilibre. Il faut remarquer cependant qu'une opacité suffisamment élevée peut déclencher le transport de l'énergie par convection, ce qui change les conditions nécessaires pour maintenir l'équilibre. Dans les étoiles de haute masse sur la séquence principale, l'opacité est dominée par la diffusion par les électrons, qui ne dépend pratiquement pas de la température. Donc la luminosité n'augmente plus que comme le cube de la masse de l'étoile. Pour les étoiles en dessous de 10 masses solaires, l'opacité devient dépendante de la température, ce qui conduit à une variation de la luminosité approchant la 4e puissance de la masse de l'étoile. Pour les étoiles de très petite masse, les molécules dans l'atmosphère contribuent aussi à l'opacité. En dessous d'environ 0,5 masse solaire, la luminosité de l'étoile varie comme la masse à la puissance 2,3, ce qui produit une diminution de la pente du graphique de la luminosité en fonction de la masse. Même ces raffinements ne sont cependant qu'une approximation, et la relation masse-luminosité peut dépendre de la composition de l'étoile.

5) Type G

Les étoiles de classe **G** (ou naine jaune) sont les mieux connues, pour la seule raison que le Soleil appartient à cette classe. Elles possèdent des raies d'hydrogène encore plus faibles que celles de classe **F** et des raies de métaux ionisés ou neutres. Les raies du Ca II H et K sont très prononcées. La classe G est l'une des dernières (outre K et M, ci-dessous) où l'on distingue (étant donné la température de surface de 5 000 à 6 000 K) des raies moléculaires encore assez fortes (CH, CN, C_2, OH). Elles doivent d'ailleurs leur nom « G » à la molécule CH qui présente une forte absorption vers 430 nm identifiée par Fraunhofer par la lettre G. Alpha Centauri A est une étoile de classe G.



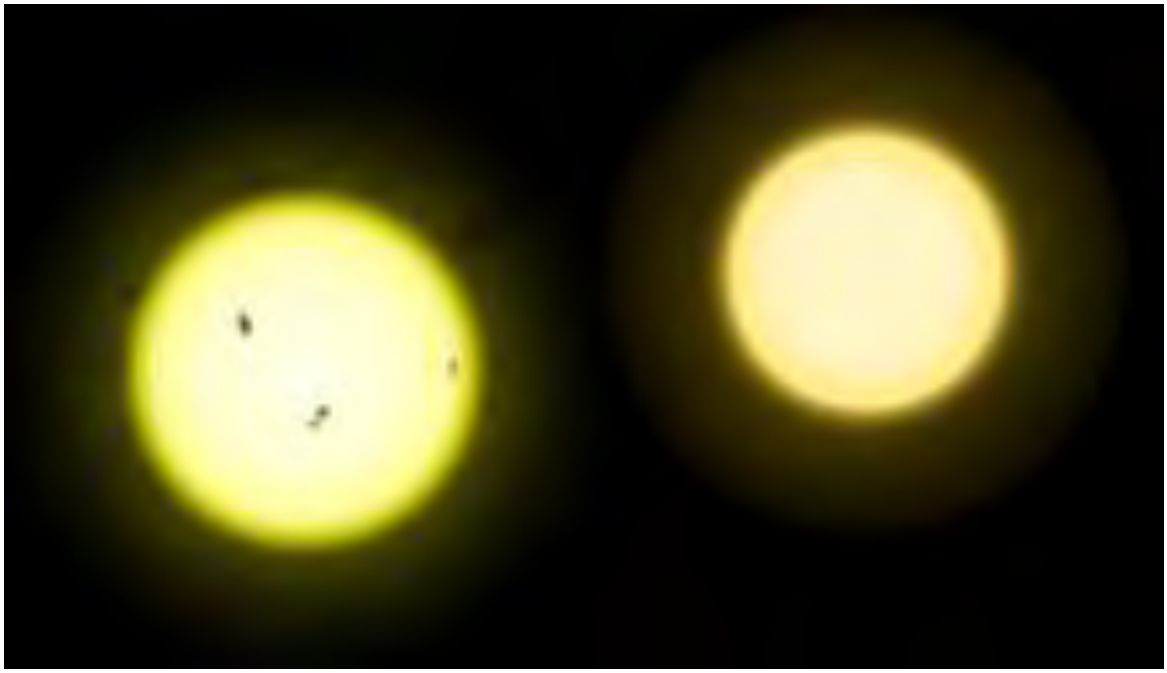
Spectre d'une étoile de type G5iii

Une **étoile jaune de la séquence principale**, appelée communément **naine jaune**, est une **étoile de type** G **V** (lire « G cinq »), c'est-à-dire une étoile appartenant à la séquence principale (classe de luminosité V) de type spectral G (étoile jaune). Sa masse est comprise entre 0,8 et 1,2 masse solaire. Ce type d'étoile représente environ 10 % des étoiles de la Voie lactée et le Soleil en est un exemple typique.

Caractéristiques

Les naines jaunes transforment dans leur cœur de l'hydrogène en hélium, par un processus de fusion nucléaire. Le mot « naine » utilisé pour désigner ces étoiles fait référence à leur classe de luminosité V. Leur température de surface est comprise entre 5 000 et 6 000 °C environ, et leur couleur jaune vif, presque blanc. La durée de vie d'une telle étoile est d'environ 10 milliards d'années. À la fin de leur vie, ces étoiles se mettent à grossir démesurément, pour devenir des géantes rouges (comme c'est le cas de Alpha Tauri par exemple). Lorsque ceci arrivera au Soleil, il s'étendra jusqu'à engloutir entièrement Mercure, Vénus et la Terre. Plus tard il s'effondrera à nouveau sur lui-même, laissant derrière lui une bonne partie des gaz le composant, pour former une naine blanche entourée d'une nébuleuse planétaire.

Naines jaunes remarquables

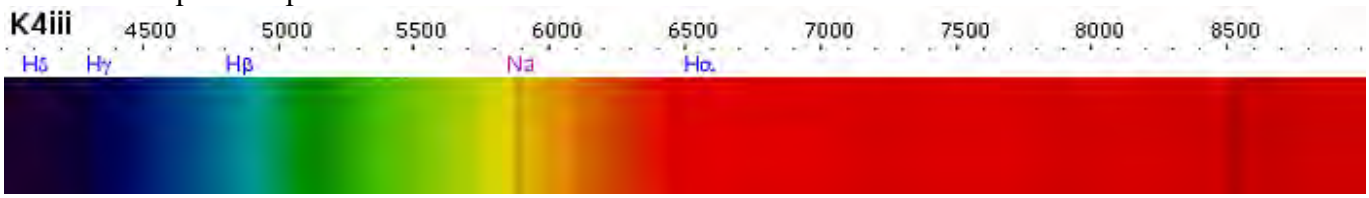


Le Soleil (à gauche) comparé à Tau Ceti (à droite).

Le Soleil est l'exemple le plus connu de naine jaune. Kepler-22 abrite Kepler-22b, la première exoplanète découverte orbitant dans la zone habitable de son étoile. Environ 10 % des étoiles de la Voie lactée sont des naines jaunes. Parmi les plus notables d'entre elles, on peut citer Alpha Centauri A, Tau Ceti, et 51 Pegasi.

6) Type K

Les étoiles de classe **K** (ou naine orange) sont des étoiles de couleur orange, légèrement moins chaudes que le Soleil (température de surface : 4 000 K). Certaines, comme Antarès, sont des géantes rouges alors que d'autres, telle que alpha Centauri B, sont des étoiles de la séquence principale. Elles possèdent des raies d'hydrogène très faibles, voire inexistantes, et surtout des raies de métaux neutres. Quelques composés moléculaires y sont visibles : CH, CN, monoxyde de carbone CO, ainsi que les larges bandes de monoxyde de titane TiO pour les plus froides.



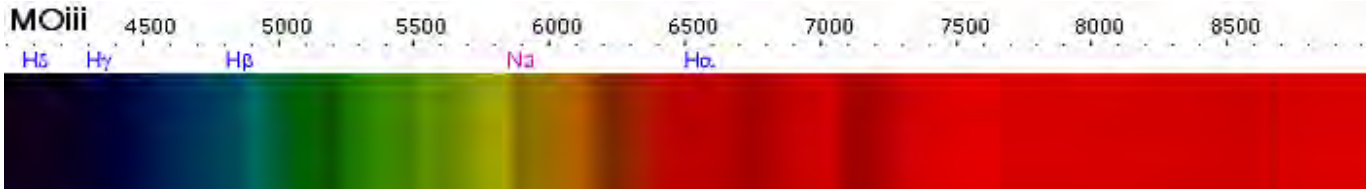
Spectre d'une étoile de type K4iii.

En astronomie, une **étoile orange de la séquence principale**, appelée communément **naine orange**, est une **étoile de type** K **V** (lire « K cinq »), c'est-à-dire une étoile appartenant à la séquence principale (classe de luminosité V) de type spectral K (étoile orange). Elles se situent entre les naines jaunes (analogues au Soleil) et les naines rouges. Elles ont des masses de l'ordre de 0,5 à 0,8 fois celle du Soleil et des températures de surface comprises entre 3900 et 5 200 K.
Naines orange remarquables

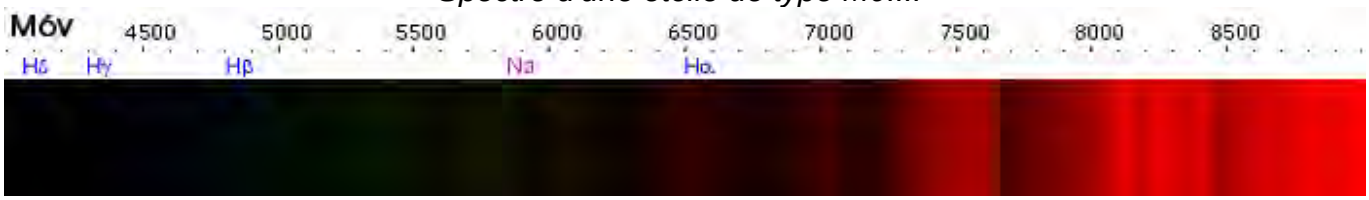
- 36 Ophiuchi : Étoile double composée de deux naines orange
- 61 Cygni
- 70 Ophiuchi : Étoile double composée d'une naine jaune et d'une naine orange
- Alpha Centauri B
- Epsilon Eridani
- Epsilon Indi
- Eta Cassiopeiae
- Gliese 667
- HD 69830
- Sigma Draconis
- Sigma Ursae Majoris

7) Type M

Les étoiles de classe M sont les plus nombreuses et possèdent une température de surface de 2 500 à 3 900 K. Toutes les naines rouges, soit 80 % des étoiles existantes, sont de ce type, comme par exemple Proxima Centauri. Bételgeuse (géante rouge), de même que les étoiles variables de type Mira sont également de ce type. Leur spectre montre des raies correspondant à des molécules (CN, CH, CO, TiO, VO, MgH, H_2, etc.) et des métaux neutres, les raies du monoxyde de titane TiO peuvent être très intenses et les raies de l'hydrogène en sont généralement absentes.



Spectre d'une étoile de type M0III.



Spectre d'une étoile de type M6V.

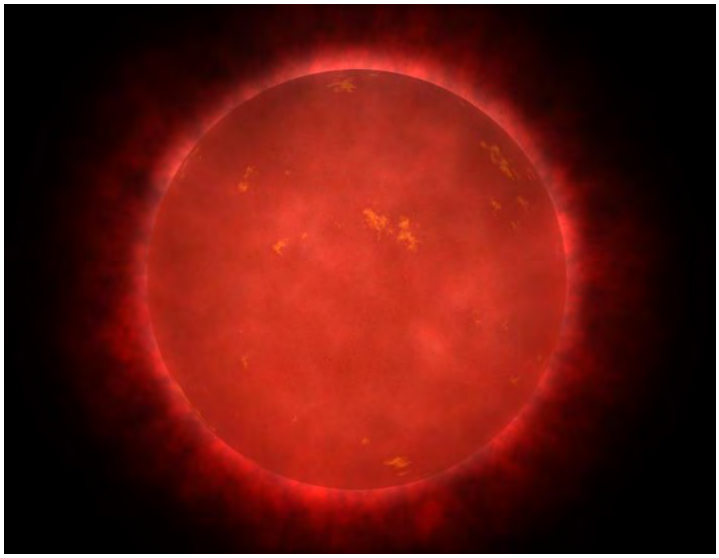
Classes	O	B	A	F	G	K	M
Etoiles	Alnitak A	Rigel	Sirius	Canopus	Le Soleil	Arcturus	Bételgeuse
	Suhail al Muhlif	Achernar	Véga	Procyon	Alpha Centauri	Aldébarran	Antarès
	Naos	Hadar	Altaïr	Mirfak	Capella A	Pollux	Gacrux
		Spica, l'Epi	Fomalhaut	Wezen	Capella B	Alpha Centauri B	Mirach
		Mimosa	Deneb	Sargas		Dubhe A	Beta Gruis
		Régulus	Miaplacidus	Polaris		Atria	Scheat
		Acrux 1	Alioth	Sadir		Alphard	
		Adhara	Alhena	Caph		Hamal	
		Shaula	Castor A			Deneb Kaitos	
		Bellatrix	Delta Velorum A			Menkent	
		Elnath	Ras Alhague			Kochab	
		Alnilam	Denebola			Lambda Velorum	
		Al Na'ir	Alphecca A			Eltanin	
		Kaus Australis	Aspidiske			Schedar	
		Alkaïd	Mizar A			Almach A	
		Alpha Pavonis	Merak			Algieba A	
		Murzim	Phecda			Wei	
		Saïph	Alderamin			Ankaa	
		Nunki				Enif	
		Alpheratz				Avior A	
		Acrux B				Gienah	
		Algol					
		Epsilon Centauri					
		Alpha Lupi					
		Dschubba					
		Eta Centauri					
		Girtab					
		Gamma Cassiopea					
		Aludra					
		Kappa Velorum					

Liste des 90 étoiles les plus brillantes (magnitude apparente) visibles depuis la Terre à l'œil nu, selon leurs couleurs

Naines rouges

En astronomie, une étoile rouge de la séquence principale, appelée communément naine rouge, est une étoile de type spectral M V (lire « M cinq »), c'est-à-dire une étoile appartenant à la séquence principale (classe de luminosité V) de type spectral M (étoile rouge). Les étoiles K dites tardives (naines oranges les plus froides) sont parfois incluses parmi les naines rouges. Ces étoiles sont peu massives et de température peu élevée. Ayant une masse comprise entre 0,075 et 0,4 masse solaire et une température inférieure à 4 000 K en surface, ce sont des étoiles peu lumineuses, les plus grosses d'entre elles émettant de l'ordre de 10 % de la luminosité solaire. En dessous de 0,075 masse solaire, on a affaire à un objet substellaire, naine brune ou géante gazeuse. La limite entre étoile naine rouge et naine brune de type spectral M est généralement au niveau du type M 6.5. Les naines rouges seraient de loin les étoiles les

plus nombreuses de l'Univers. Les modèles stellaires actuels les décrivent comme entièrement convectives, c'est-à-dire que l'hydrogène est constamment brassé par convection dans l'ensemble de l'étoile de sorte que l'hélium issu de la réaction proton-proton au cœur de l'astre ne peut s'y accumuler. Les naines rouges pourraient ainsi briller de façon relativement constante pendant des centaines de milliards d'années, c'est-à-dire plusieurs dizaines de fois l'âge de l'Univers, ce qui signifie que toutes les naines rouges actuelles n'en seraient qu'au début de leur existence.



Représentation d'une naine rouge

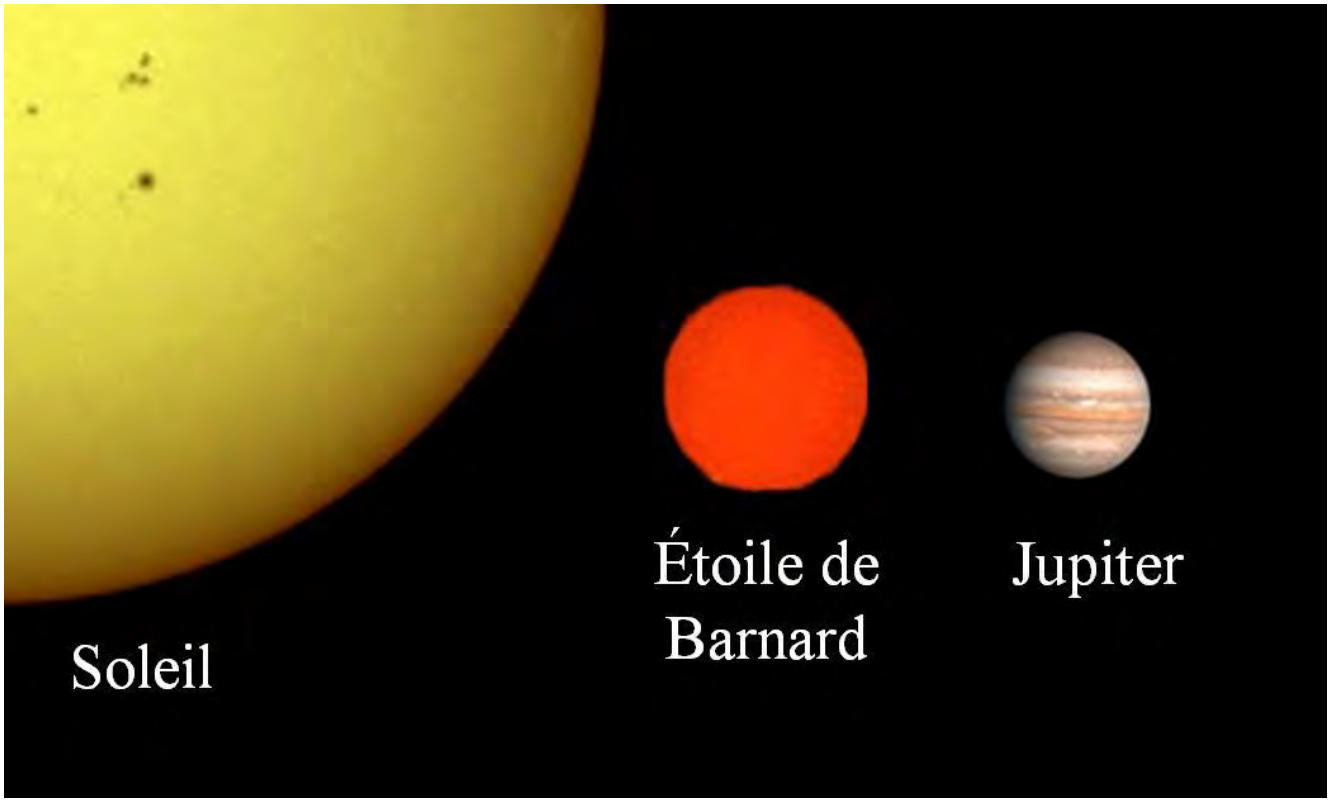
En astronomie, une étoile rouge de la séquence principale, appelée communément naine rouge, est une étoile de type spectral M V (lire « M cinq »), c'est-à-dire une étoile appartenant à la séquence principale (classe de luminosité V) de type spectral M (étoile rouge). Les étoiles K dites tardives (naines oranges les plus froides) sont parfois incluses parmi les naines rouges. Ces étoiles sont peu massives et de température peu élevée. Ayant une masse comprise entre 0,075 et 0,4 masse solaire et une température inférieure à 4 000 K en surface, ce sont des étoiles peu lumineuses, les plus grosses d'entre elles émettant de l'ordre de 10 % de la luminosité solaire. En dessous de 0,075 masse solaire, on a affaire à un objet substellaire, naine brune ou géante gazeuse. La limite entre étoile naine rouge et naine brune de type spectral M est généralement au niveau du type M 6.5. Les naines rouges seraient de loin les étoiles les plus nombreuses de l'Univers. Les modèles stellaires actuels les décrivent comme entièrement convectives, c'est-à-dire que l'hydrogène est constamment brassé par convection dans l'ensemble de l'étoile de sorte que l'hélium issu de la réaction proton-proton au cœur de l'astre ne peut s'y accumuler. Les naines rouges pourraient ainsi briller de façon relativement constante pendant des centaines de milliards d'années, c'est-à-dire plusieurs dizaines de fois l'âge de l'Univers, ce qui signifie que toutes les naines rouges actuelles n'en seraient qu'au début de leur existence.

Découverte

Les premières naines rouges ont été découvertes au XXe siècle, respectivement en 1915 pour Proxima du Centaure et en 1916 pour l'étoile de Barnard par l'astronome américain Edward Emerson Barnard.

Masse et rayonnement

Elles sont de type spectral « K » ou « M ». Elles ont une masse comprise entre 8 et 40 % celle du Soleil (voire 60 % au maximum), et une température de surface plus basse que 3 500 K. Leur luminosité peut être très variable mais est grandement inférieure à celle du Soleil. Celle-ci peut aller de moins de 0,001 % de celle du Soleil jusqu'à 3 ou 4 % au maximum pour les plus volumineuses. Ce sont des étoiles entrées dans la séquence principale, très peu massives, voire à la limite entre un objet substellaire (naine brune) et une étoile. En raison de leur faible masse, leur température centrale n'est pas très élevée. Il faut faire la différence avec un autre type d'étoiles qui pourraient être appelées aussi *naines rouges* : des cadavres stellaires d'étoiles peu massives, des naines blanches dont la lumière a décru au fil des milliards d'années. Il semblerait que les naines blanches ne se soient pas refroidies suffisamment pour rayonner dans le rouge, et ainsi devenir des « naines rouges » et a fortiori des « naines noires ».



L'étoile de Barnard comparée au Soleil et à Jupiter

Cycle de vie

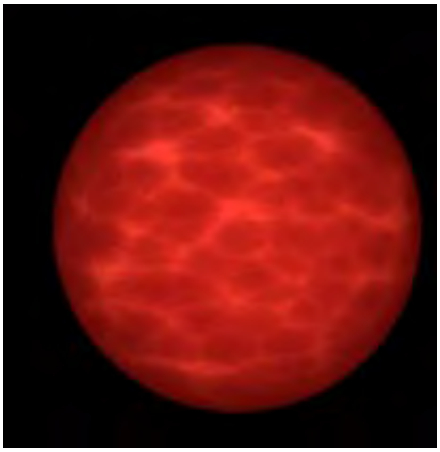
Elle ne permet que des réactions de fusion nucléaire du type chaîne proton-proton et la conversion de l'hydrogène en hélium s'y effectue à un rythme très lent. Par conséquent, leurs réserves en hydrogène s'épuisent lentement. Ces étoiles possèdent donc une durée de vie bien plus longue que le Soleil, estimée entre quelques dizaines et 1 000 milliards d'années. L'énergie produite au centre des naines rouges est transportée vers la surface uniquement par convection en raison de l'opacité de leur milieu intérieur. À la différence du Soleil et d'autres étoiles plus massives, l'hélium ne s'accumule donc pas au centre de l'étoile, mais circule à l'intérieur de celle-ci. Elles peuvent donc consommer une plus grande proportion d'hydrogène. À cause de leur faible température (du fait également de leur petite masse), les naines rouges n'arrivent jamais au stade où les autres étoiles commencent la fusion de l'hélium et ne deviennent donc jamais des géantes rouges. Elles se contractent et s'échauffent lentement jusqu'à ce que tout leur hydrogène soit consommé. Dans tous les cas, il ne s'est pas encore passé suffisamment de temps depuis le Big Bang pour que quiconque ait pu observer la séquence terminale d'une naine rouge. Un mystère encore non résolu à ce jour est l'absence de naines rouges dépourvues de métaux (en astronomie un métal est un élément plus lourd que l'hydrogène et l'hélium). En effet la théorie du Big Bang prédit que les étoiles de la première génération ne devraient contenir en leur sein que de l'hydrogène, de l'hélium ainsi que du lithium à l'état de trace. Si cette première génération d'étoiles comportait des naines rouges, on devrait en observer aujourd'hui, mais ce n'est pas le cas. L'explication privilégiée actuellement est que seules des étoiles très massives et appartenant à la population III ont pu se former en l'absence d'éléments lourds dans l'univers. Ces étoiles, d'une durée de vie très brève, ont relâché dans le milieu interstellaire des éléments lourds qui ont permis par la suite la formation de naines rouges.

Présence dans la Voie lactée

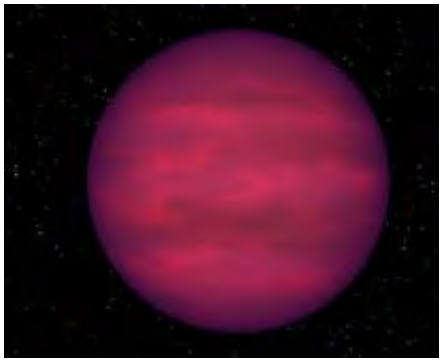
Les naines rouges sont probablement les étoiles les plus nombreuses de l'Univers.

Proxima du Centaure, l'étoile la plus proche de nous, ou l'étoile de Barnard (2e système à moins de 6 années-lumière, solitaire comme le Soleil) sont des naines rouges, de même que vingt autres parmi les trente étoiles les plus proches, comme l'étoile Wolf 359 par exemple, ou encore la composante principale de WISE 0720-0846 (dite l'étoile de Scholz) découvert en 2013. Elles représenteraient 80 à 85 % des étoiles de notre galaxie, ce qui correspondrait environ à « 160 milliards sur les 200 milliards d'étoiles dans la Voie lactée ».

Naines brunes



Vue d'artiste d'une naine brune de type « L ».



Vue d'artiste d'une naine brune de type « T ».

Vue d'artiste d'une naine brune de type « Y ».

Classe L

Les astres de la nouvelle classe L sont de couleur rouge très foncé et illuminent surtout dans l'infrarouge. Leurs gaz sont assez froids pour que les hydrures de métaux et les métaux alcalins prédominent dans leur spectre. Une naine L est un astre de type spectral L, de masse substellaire (naine brune ou de masse planétaire). Elle est plus froide qu'une naine rouge (type spectral M) et plus chaude qu'une naine T, et possède une température effective allant de 1300 à 2000 K environ. La classification spectrale repose principalement sur le spectre rouge à proche infrarouge (0,65 à 1 µm), avec la disparition des bandes spectrales des oxydes métalliques (de titane et de vanadium) typique des naines M au profit de d'hydrures de métaux (fer et chrome), l'élargissement du doublet du potassium à 766 et 770 nm, et l'apparition de raies spectrales de métaux alcalins (principalement rubidium et césium). Contrairement au type spectral T, les bandes de l'ammoniac ne sont pas prédominantes dans le spectre infrarouge proche (1 à 2,5 µm). Cette extension à classification de Morgan et Keenan a été proposée à la fin des années 1990.

Classe T

Les astres de classe T sont soit des étoiles à peine assez massives pour pouvoir effectuer des réactions de fusion nucléaire, soit des naines brunes (quasi-étoiles dépourvues de fusion nucléaire). Elles émettent peu ou pas de lumière visible, mais seulement des infrarouges. Leur température de surface peut être aussi basse que 600 °C, ce qui permet la formation de molécules complexes, comme le confirme l'observation de raies de méthane CH_4 dans le spectre de certaines de ces étoiles. Une naine brune est, d'après la définition provisoire adoptée, en 2003, par l'Union astronomique internationale, un objet substellaire dont la vraie masse est inférieure à la masse minimale nécessaire à la fusion thermonucléaire de l'hydrogène mais supérieure à celle nécessaire à la fusion thermonucléaire du deutérium[1], correspondant à une masse située entre 13 et 75 masses joviennes (masse de Jupiter). En d'autres termes, il s'agit d'un objet insuffisamment massif pour être considéré comme une étoile mais plus massif qu'une planète géante. Il y a un accord sur la limite supérieure en deçà de laquelle une naine brune ne peut entretenir la réaction de fusion nucléaire de l'hydrogène : moins de 0,07 masse solaire pour une composition chimique solaire. La limite inférieure quant à elle ne fait pas unanimité; un critère couramment retenu est la capacité à fusionner le deutérium, soit environ 13 masses M_J. La classification spectrale des naines brunes a motivé une extension de celle des étoiles : elles ont pour type spectral M, L, T voire Y pour les plus froides. L'énergie lumineuse d'une naine brune est quasi-exclusivement tirée de l'énergie potentielle gravitationnelle, transformée en énergie interne par contraction, contrairement à une étoile de la séquence principale qui tire son énergie des réactions nucléaires. La contraction s'achève lorsque se produit la dégénérescence de la matière, la naine brune a alors un diamètre de l'ordre de celui de la planète Jupiter. En l'absence d'autre source d'énergie, une naine brune se refroidit au cours de son existence, et parcourt les types spectraux M, L et T; ceci diffère d'une étoile de la séquence principale dont la température effective et le type spectral restent sensiblement constants. Bien que leur existence fût postulée dès les années 1960, c'est seulement depuis le milieu des années 1990 qu'on a pu établir leur existence.

Histoire
Dès les années 1960, on postule l'existence de corps de masse trop faible pour entretenir la combustion stable de l'hydrogène (Kumar 1963). Puisque les naines brunes n'émettent qu'un faible rayonnement, principalement dans l'infrarouge (un domaine de longueur d'onde pour lequel les détecteurs sont restés longtemps très peu sensibles), elles n'ont pas été détectées avant de nombreuses années. C'est en 1995 qu'on a observé pour la première fois des naines brunes. D'abord, Teide 1, un objet de 40-60 fois la masse de Jupiter a été découvert dans les Pléiades. Quelques mois plus tard, la découverte de Gliese 229B, une naine brune de 20-50 fois la masse de Jupiter, est annoncée. Cette dernière se trouve en orbite autour d'une étoile de faible masse, Gliese 229.

Caractéristiques
Les naines brunes ont une masse qui se situe entre les planètes les plus massives et les étoiles les moins massives. En raison de cette masse trop faible, la température et la pression du cœur ne sont pas suffisantes pour maintenir les réactions de fusion nucléaire de l'hydrogène. Une naine brune peut, à une certaine époque, avoir réussi à démarrer des réactions de fusion, mais n'avoir jamais atteint un état stable et avoir fini par « s'éteindre ». C'est en quelque sorte une étoile avortée. Une fois la courte phase de réactions nucléaires terminée, la chaleur émise par une naine brune provient uniquement de sa contraction gravitationnelle *via* le mécanisme de Kelvin-Helmholtz. En général, on considère qu'une naine brune doit avoir une masse supérieure à 13 fois celle de Jupiter, ce qui est la masse inférieure à laquelle un astre peut fusionner du deutérium, et inférieure à 0,07 masse solaire, masse au-dessus de laquelle les réactions de fusion (de l'hydrogène) peuvent s'enclencher durablement.

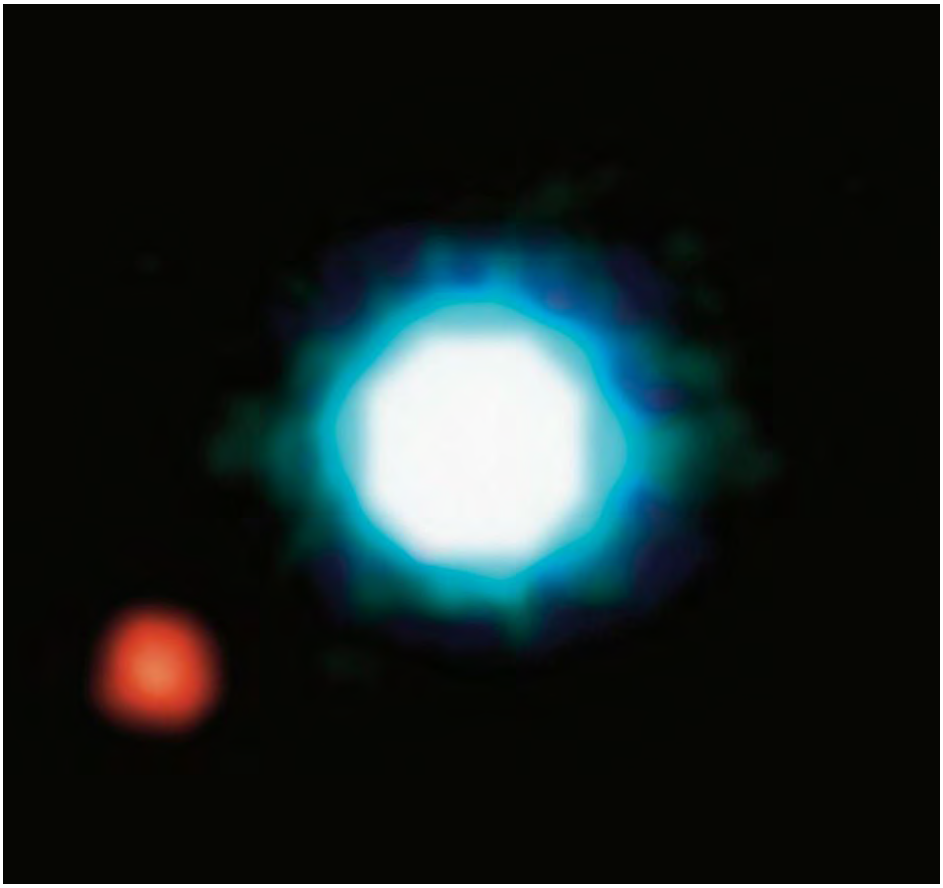


Image composite montrant une exoplanète (la zone rouge en bas à gauche), en rotation autour de 2M1207, une naine brune (au centre). 2M1207b est la première exoplanète directement photographiée, et la première découverte près d'une naine brune. La photo a été prise pour la première fois en 2004. Son caractère de planète et ses caractéristiques ont été confirmés en 2005 après une année d'observation. 2M1207b est une géante gazeuse cinq fois plus grosse que Jupiter. Elle est deux fois plus éloignée de son étoile que Neptune l'est du soleil. Ce système est à une distance de 230 années-lumière de la terre dans la constellation de l'Hydre. Photo basée sur trois expositions dans l'infrarouge proche (bandes H, K et L) avec le télescope de 8,2 m « Yepun » de l'observatoire de l'ESO sur le Cerro Paranal.

Alternativement, il a été proposé qu'une naine brune se distingue d'une planète géante gazeuse par son mode de formation. En effet, la plupart des naines brunes flottent seules dans l'espace. Cela confirme qu'elles se forment comme des étoiles, c'est-à-dire de la fragmentation d'un nuage moléculaire, et non comme des planètes, qui naissent plutôt dans l'effondrement local d'un disque présent autour d'une étoile. La découverte d'une naine brune entourée d'un disque protoplanétaire laisse à supposer que la formation des planètes, sous-produits naturels de la formation stellaire, est possible aussi autour des naines brunes. On qualifie une naine brune de *froide* à 1 000°C, et de *chaude* à partir de 2 000°C. La chaleur émise par une naine brune étant le résidu de sa formation, une jeune naine brune sera plutôt chaude, puis se refroidira lentement au cours de son existence. D'ailleurs, les jeunes naines brunes ont des températures de surface semblables à celles des étoiles peu massives et plus âgées et en sont presque indifférenciables. Ce n'est qu'après quelques dizaines à quelques centaines de millions d'années (dépendant de la masse de la naine brune) que celles-ci atteignent les températures des étoiles les plus froides (environ 1 800 K). Quand les naines brunes atteignent des âges de plusieurs milliards d'années, elles ont des températures de surface allant de 400 K à 1 000 K, les rendant peu différentes à ce niveau de certaines géantes gazeuses supermassives.

Exoplanète
En 2004, il est découvert la première exoplanète orbitant autour d'une naine brune à environ 170 années-lumière. Il s'agit de la planète 2M1207b orbitant autour de 2M1207. La masse de ce corps est estimée entre 3 et 10 masses de Jupiter.

Les différents types de naines brunes :
Les naines brunes se subdivisent en plusieurs types spectraux :

- Naines M : Type spectral des naines brunes les plus chaudes et des étoiles de très faible masse, les naines rouges.
- Naines L : On connait quelques centaines de naines L, celles-ci présentent des signatures spectroscopiques de grains de poussière dans leur atmosphère et semblent y avoir un *cycle de la pluie* avec leurs grains de poussière (oxydes métalliques).
- Naines T : Leurs températures de surface sont inférieures à 1 200 K. On connait environ 60 naines T (novembre 2005) dont la plupart sont dans le voisinage immédiat du Soleil. Les naines T possèdent de fortes signatures spectroscopiques du méthane et du monoxyde de carbone. La plus froide naine T connue a une température de 750 K (~480°C).
- Naines Y : Celles-ci présentent une température (de surface) de l'ordre de 500 K (~230°C) et les signatures spectroscopiques de l'ammoniac. La première naine Y (CFBDS0059) a été observée en 2008 à l'aide du télescope Canada-France-Hawaï (CFHT). La naine brune Y la plus froide ayant été découverte, WISE 1828+2650, possède une température de surface d'environ 300 K.

Naines brunes remarquables

- Teide 1, la première naine brune observée en 1995.
- WISE 0855–0714, située à 7,2 années-lumière du Soleil, aurait la température de surface la plus basse connue (entre -48 et -13°C).
- Gliese 229 B, beaucoup moins massive, qui a été découverte peu de temps après, en 1995.
- 2M1207, qui a une planète en orbite.
- Gliese 22 C
- HR 5568 D
- CFBDSIR 1458+10A et CFBDSIR 1458+10B : situées à 75 années-lumière de notre système, découvertes par le travail d'astronomes internationaux sur les télescopes Keck, CFHT et le *Very Large Telescope* (VLT), l'une des deux possède une température très basse : 100 °C.

Classe Y

Les naines brunes de type spectral Y se trouvent à l'extrémité de l'échelle, elles sont plus froides que celles de la classe spectrale T et ont des spectres qualitativement différents d'eux. Parmi les naines brunes remarquables de cette classe, on peut citer WISE 0855–0714 qui est une des plus froide connue avec une température de surface estimée entre 225 et 260 K (−48 à −13 °C).

Classes R, N, S et C

Les étoiles de classe **R**, **N S** et **C** sont les étoiles carbonées, des étoiles géantes ayant une forte proportion en carbone dans leur composition. Elles correspondent à une classification en parallèle avec les étoiles de classe **G** à **M** et ont été récemment unifiées en une unique classe **C**. Les étoiles de classe **S** se situent à mi-chemin entre les étoiles carbonées et celles de classe **M** et possèdent dans leur spectre des raies d'oxyde de zinc ZnO plutôt que de monoxyde de titane TiO. Elles ont une abondance en oxygène et carbone presque identique, les deux éléments se trouvant presque exclusivement sous forme de monoxyde de carbone CO. Quand une étoile est assez froide pour que du CO puisse se former, celle-ci consomme un maximum d'oxygène et de carbone et il ne reste plus que l'élément en excès : l'oxygène dans les étoiles de la séquence principale, le carbone dans les étoiles carbonées et à peu près rien dans les étoiles de classe **S**.

Classe	T° max (K)	T° min	couleur	raies d'absorption
R	3 000		rouge	composés carboniques
N	2 000		rouge	composés carboniques
S	3 000	2 000	rouge	oxyde de zirconium

En réalité, il existe une continuité entre les étoiles de la séquence principale et les étoiles carbonées qui demanderait une autre dimension dans la classification pour être correctement traitée.

Résumé des caractéristiques des différents types spectraux actuels						
Type spectral	**Température de couleur**	**Couleur relative à l'illuminant D65**	**Couleur relative au soleil**	**Principales raies d'absorption**	**Types d'astres**	**Exemples d'astres**
O	> 25 000 K	Bleu	Bleu	Hélium, azote, carbone, oxygène	Étoiles bleues de la séquence principale, Géantes bleues, Supergéantes bleues	Delta Orionis (Mintaka), Zeta Puppis (Naos)
B	10 000–25 000 K	Bleu clair	Bleu clair	Hélium, hydrogène	Étoiles bleu-blanc de la séquence principale, Géantes bleues, Supergéantes bleues, Hypergéantes bleues	Bêta Orionis (Rigel), Zeta1 Scorpii, Cygnus OB2-12
A	7 500–10 000 K	Bleu très clair	Bleu très clair	Hydrogène, métaux ionisés (calcium)	Étoiles blanches de la séquence principale, Supergéantes blanches	Alpha Cygni (Deneb), Alpha Canis Majoris (Sirius)

F	6 000– 7 500 K	Blanc	Blanc bleu	Hydrogène, métaux neutres et ionisés fer, titane, calcium, strontium, magnésium)	Étoiles jaune-blanc de la séquence principale, Supergéantes jaunes	Upsilon Andromedae (Titawin), Alpha Carinae (Canopus), Alpha Ursae Minoris (Étoile polaire), Alpha Canis Minoris (Procyon)
G	5 000– 6 000 K	Jaune très clair	Blanc	Hydrogène, métaux ionisés ou neutres (calcium), molécules (CH, CN, C_2, OH)	Étoiles jaunes de la séquence principale, Supergéantes jaunes, Hypergéantes jaunes	Soleil, Alpha Centauri A, Rho Cassiopeiae, V382 Carinae
K	3 500– 5 000 K	Orange très clair	Jaune clair	Métaux neutres, molécules (TiO, CH, CN, CO)	Étoiles orange de la séquence principale, Hypergéantes jaunes	Alpha Centauri B, Alpha Bootis (Arcturus), HR 5171, RW Cephei
M	2 000– 3 500 K	Orange clair	Orange clair	Métaux neutres, molécules (TiO, CH, CN, CO, VO, MgH, H_2)	Étoiles rouges de la séquence principale, Géantes rouges, Supergéantes rouges, Hypergéantes rouges	Proxima Centauri, Alpha Orionis (Bételgeuse), Alpha Scorpii (Antarès), NML Cygni
L	1 200– 2 000 K	Orange	Orange	Hydrures de métaux (fer, chrome), potassium, métaux alcalins (rubidium, césium)	Naines brunes L	GD 165 B
T	750–1 200 K	Rouge	Rouge	Molécules complexes (CH_4, CO)	Naines brunes T	Gliese 229 B
Y	< 750 K	Aucune	Aucune	Molécules complexes (NH_3)	Naines brunes Y	WISE 0855–0714, WISE 1828+2650, CWISEP J193518.59−154620.3

Une nomenclature secondaire, en minuscule, est ajouté au type spectral pour indiquer une particularité du spectre.

Code	Particularité spectrale des étoiles
:	Débordement et/ou incertitude de la valeur spectrale
…	Existence d'une particularité indéfinie
!	Particularité spéciale
comp	Spectre composite
e	Présence de raie d'émission
[e]	Présence de raie d'émission "interdite"
er	Centre de raie d'émission "inversé" plus faible que les bordures
ep	Raie d'émission particulière.
eq	Raie d'émission ayant le profil de P Cygni
ev	Émission spectrale présentant une variabilité
f	Raie d'émission **N III** et **He II**
f+	Raie d'émission **Si IV** additionnelle aux raies **He II** et **N III**
f*	Émission **N IV** plus forte que **N III**
(f)	Raie d'émission **He** faible
((f))	Pas d'émission d'**He**
He wk	Faible raie **He**
k	Spectre avec des caractéristiques d'absorption interstellaire
m	Présence de raie métallique
n	Absorption large (« diffuse ») causée par une rotation rapide
nn	Absorption très large causée par une rotation très rapide
neb	Mélangé au spectre d'une nébuleuse
p	Particularité du spectre indéfinie, étoile chimiquement particulière
pq	Spectre particulier, semblable au spectre d'une nova
q	Présence d'un décalage vers le rouge ou vers le bleu
s	Raies d'absorption étroites aux contours nets
ss	Raies très étroites
sh	*Shell star*
v	Spectre variable (noté aussi « var »)
w	Raies ténues (noté aussi « wl » ou « wk »)
d Del	Géante de type A ou F avec de faibles raies H et K du calcium, comme dans le cas de δ Delphini (en)
d Sct	Étoile de type A ou F avec un spectre semblable à celui de la variable à courte période δ Scuti
Code	**Spectre présentant des caractéristiques métalliques**
Ba	Raie du baryum anormalement forte
Ca	Raie du calcium anormalement forte
Cr	Raie du chrome anormalement forte

Eu	Raie de l'europium anormalement forte
He	Raie de l'hélium anormalement forte
Hg	Raie du mercure anormalement forte
Mn	Raie du manganèse anormalement forte
Si	Raie du silicium anormalement forte
Sr	Raie du strontium anormalement forte
Code	**Spectre particulier aux naines blanches**
:	Classification incertaine
P	Naine blanche avec une polarisation détectable
E	Présence de raie d'émission
H	Naine blanche magnétique sans polarisation détectable
V	Variable
PEC	Existence de particularité spectrale

Par exemple, epsilon Ursae Majoris a un spectre de type A0pCr, indiquant une classification générale A0 avec un spectre particulier à une forte raie d'émission du chrome. Il existe différentes classes d'étoiles chimiquement particulières, où les raies spectrales de nombreux éléments apparaissent anormalement intenses ou, au contraire, anormalement ténues.