

# Les étoiles

---

## Qu'est-ce qu'une étoile?

Une étoile est une boule de gaz, en équilibre, et qui émet de la lumière grâce aux réactions nucléaires qui ont lieu en son sein. L'étoile la plus proche de la Terre et la mieux connue est bien sûr le Soleil. Il existe des étoiles de masses et d'âges différents et qui ont des luminosités très différentes. Les étoiles forment l'essentiel de la masse visible de l'Univers. Elles sont regroupées en galaxies. Notre Galaxie, la Voie Lactée compte quelques 100 milliards d'étoiles. L'Univers est composé de quelques centaines de milliards de galaxies.

---

## Constellations et noms d'étoiles

Parmi les étoiles de notre Galaxie, la Voie Lactée, seules 6000 à 7500 sont visibles à l'oeil nu (sur l'ensemble de la sphère céleste). Pour se repérer dans le ciel, les astronomes des siècles passés ont dessiné arbitrairement sur la sphère céleste des figures reliant les étoiles les plus brillantes qu'ils ont nommées constellations. Les noms des constellations boréales (situées dans l'hémisphère nord) nous viennent principalement de l'antiquité, et sont des personnages (Andromède, Cassiopée...), des animaux (le Cygne, la Grande Ourse...), ou des objets (la Lyre, la Balance...) issus de la mythologie (principalement grecque et romaine). Mais les astronomes de l'antiquité n'ont pas observé la partie la plus australe du ciel (visible dans l'hémisphère sud) et ne l'ont donc pas organisée en constellations. Ce travail fut effectué par des astronomes comme Bayer au 17<sup>ème</sup> siècle qui choisit des noms d'animaux (le Phénix, le Poisson Volant...) et La Caille au 18<sup>ème</sup> siècle qui préféra des noms d'instruments scientifiques (le microscope, la machine pneumatique...). Cependant, les limites des constellations restaient floues, et certaines nouvelles constellations mordaient sur les anciennes. La situation fut réglée en 1922 par l'Union Astronomique Internationale qui découpa une bonne fois pour toute le ciel en 88 constellations. L'astronome belge Eugène Delporte en fixa précisément les limites selon des arcs de méridien ou de fuseaux horaires.

Durant l'antiquité, les astronomes nommaient les étoiles d'après leurs positions dans la constellation auxquelles elles appartenaient. Au moyen-âge, les astronomes arabes fixèrent le nom des étoiles les plus brillantes sur le même principe (Rigel dans la constellation d'Orion, qui était pour l'astronome grec Ptolémée "l'étoile la plus brillante du pied gauche en contact avec l'eau", signifie simplement "le pied" en arabe) et ces noms sont restés d'usage courant.

Au début du 17<sup>ème</sup> siècle, l'astronome allemand Bayer classa les étoiles des constellations par luminosité décroissante en suivant l'alphabet grec puis l'alphabet latin suivi du génitif du nom latin de la constellation. Ainsi, Arcturus, l'étoile la plus brillante du Bouvier (Bootes en latin) se nomme-t-elle aussi  $\alpha$  Bootis (ou  $\alpha$  Boo). De même, Castor et Pollux, les deux étoiles les plus brillantes des Gémeaux (Gemini) sont respectivement  $\alpha$  et  $\beta$  Geminorum ( $\alpha$  et  $\beta$  Gem). Sur le même principe, l'astronome anglais Flamsteed poursuivit la nomenclatures des étoiles de chaque constellation par des numéros. La manière de nommer une étoile par une lettre grecque ou latine ou d'un numéro suivi du génitif du nom latin de la constellation à laquelle elle appartient s'appelle ainsi dénomination de Bayer-Flamsteed.

De nos jours, où le catalogage des étoiles n'est plus une fin en soi, et où le nombre d'étoiles connues est considérable, les étoiles sont nommées d'après leur numéros dans des catalogues spécifiques (catalogues d'étoiles

brillantes, de binaires, de variables, d'étoiles observées avec tel ou tel instrument...). Une étoile appartenant à plusieurs catalogues a donc plusieurs noms.

---

## Pourquoi les étoiles brillent-elles?

Les étoiles brillent car leur surface, ou photosphère, est composée de gaz ionisé très chaud - entre 3000 et 50000 K - qui émet de la lumière. Mais pourquoi la surface est-elle si chaude et pourquoi émet-elle?

La température, la pression et la densité au coeur des étoiles atteignent des valeurs gigantesques. À titre d'exemple, la température au centre du Soleil est d'environ 15 millions de degrés Kelvin, la pression est de plusieurs centaines de milliards d'atmosphères et la densité est de plusieurs centaines. Dans ces conditions, les atomes d'hydrogène (protons) ont une vitesse suffisante pour vaincre la force de répulsion électrostatique et peuvent entrer en collision et fusionner, en perdant de la masse et en libérant de l'énergie sous forme de neutrinos et de photons à haute énergie. Les neutrinos interagissent très peu avec la matière et sont tout de suite éjectés de l'étoile. Les photons, au contraire, mettent plusieurs siècles à quitter l'étoile en ce sens qu'un photon issu d'une réaction de la fusion de deux atomes est presque immédiatement réabsorbé par un autre atome qui réémet à son tour un autre photon... jusqu'à atteindre la surface de l'étoile où il part vers le milieu interstellaire. La surface de l'étoile est donc chauffée par les réactions nucléaires qui ont lieu au coeur de l'étoile.

Le gaz à la surface de l'étoile peut être considéré, en première approximation, comme un corps noir. Un corps noir est un corps idéal qui réémet tout le rayonnement qu'il reçoit sous forme d'un spectre continu (qui suit la loi de Planck) avec un maximum à une longueur d'onde  $\lambda_m$  qui ne dépend que de sa température T (selon la relation de

Wien :  $\lambda_m T = \text{cte} = 3.10^7 \text{ \AA K}$ ). La longueur d'onde  $\lambda_m$  détermine la couleur de l'étoile. La température de la surface d'une étoile variant de quelques milliers à quelques dizaines de milliers de Kelvins,  $\lambda_m$  varie environ entre 600 et 10000 correspondant à un maximum situé entre le proche ultraviolet et le proche infrarouge en passant par toutes les couleurs de l'arc-en-ciel. Les étoiles les plus chaudes apparaissent ainsi très bleues et les plus froides sont rouge sombre. Le flux F d'énergie émis par un corps noir à sa surface ne dépend lui aussi que de la température selon la relation de Stefan-Boltzmann  $F = \sigma T^4$  avec  $\sigma = 5,67.10^{-8} \text{ W/m}^2/\text{K}$ . La luminosité totale L émise par un corps noir est le produit de sa surface par le flux F. La luminosité d'une étoile représentée par un corps noir sphérique de rayon R est donc  $L = 4\pi R^2 \sigma T^4$ . À rayon égal, une étoile chaude, donc bleue d'après la relation de Wien, émettra donc plus d'énergie qu'une étoile froide et plus rouge. De même, une étoile de grand rayon, comme géante rouge par exemple, émettra plus d'énergie qu'une naine rouge de même température mais de rayon inférieur.

---

## Structure d'une étoile

Les étoiles se forment par effondrement gravitationnel de nuages de gaz interstellaire composés principalement d'hydrogène (~70 % de la masse) et d'hélium (25-30 %) avec une faible teneur en éléments plus lourds (<2 %), appelés (improprement) métaux en astrophysique. Contrairement à l'hydrogène et à la majeure partie de l'hélium qui se sont formés juste après le Big-Bang, les éléments lourds sont le résidu des réactions de fusion de générations précédentes d'étoiles. Une étoile passe sa vie à s'opposer à l'effondrement gravitationnel. Au fur et à mesure qu'une étoile se contracte, sa densité augmente. Ceci entraîne une augmentation de la pression jusqu'à ce que celle-ci équilibre la contraction gravitationnelle.

L'augmentation de la pression s'accompagne d'une augmentation de la température qui peut alors atteindre les

quelques millions de degrés nécessaires à la fusion de l'hydrogène. Au cœur d'une étoile ont donc lieu des réactions de fusion nucléaire qui transforment des noyaux légers en noyaux plus lourds et produisent de l'énergie sous forme de photons et de neutrinos selon la fameuse formule d'Einstein  $E=mc^2$ . Les réactions nucléaires permettent de maintenir la température élevée et donc la pression nécessaire à la stabilité de l'étoile. Les réactions nucléaires créent de l'énergie qui a tendance à augmenter la température. Or, le rendement des réactions nucléaires croît avec la température. Les réactions devraient donc s'emballer. Ce n'est pas le cas car la pression augmente avec la température. Si la température augmentait, les forces de pression deviendraient supérieures aux forces de contraction gravitationnelles. Le milieu se dilaterait et la densité diminuerait. La pression et donc la température suivraient cette diminution ce qui calmerait les réactions nucléaires. L'intérieur d'une étoile est donc en équilibre.

Les noyaux atomiques sont constitués de protons et de neutrons liés entre eux par l'interaction forte, l'une des quatre forces fondamentales. Les protons ont une charge positive et, comme leur nom l'indique, les neutrons sont neutres. La masse d'un noyau n'est pas égale à la somme des masses de ses nucléons. Plus la masse moyenne par nucléon est faible, plus le noyau est stable en ce sens qu'il peut plus difficilement transformer de la masse en énergie. Le noyau le plus stable est celui du fer composé 56 nucléons (26 protons et 30 neutrons). Les noyaux plus lourds que le fer ont une masse par nucléon qui croît avec la masse du noyau, la masse par nucléon des atomes les plus lourds étant environ 1.001 fois plus grande que celle du fer. Inversement, les noyaux plus légers ont une masse par nucléon qui décroît avec la masse du noyau, la masse par nucléon de l'hélium étant environ 1,002 fois plus grande que celle du fer. Le noyau d'hydrogène, composé d'un seul proton, a une masse presque 1,010 fois plus grande que la masse par nucléon du fer.

Deux atomes légers peuvent donc fusionner pour former un nouvel atome de masse inférieure à la somme de leurs masses individuelles. La différence de masse est transformée en énergie sous forme de photons et de neutrinos. C'est ce que l'on appelle une réaction de fusion nucléaire. La masse d'un nucléon d'un atome d'hydrogène étant de loin la plus grande, la réaction de fusion la plus énergétique par unité de masse de combustible sera donc celle de l'hydrogène.

Inversement, un noyau très massif peut se casser en deux atomes plus petits dont la somme des masses sera inférieure, la différence de masse étant également transformée en énergie. C'est ce que l'on appelle la fission nucléaire qui est utilisée dans nos centrales nucléaires pour transformer de l'uranium en noyau plus petits, l'excès d'énergie étant utilisé pour produire de l'électricité.

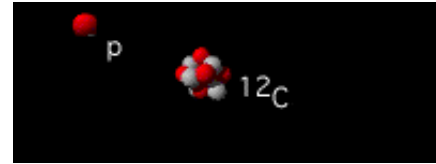
Les étoiles tirent donc principalement leur énergie de réactions de fusion nucléaire. La durée de vie d'une étoile n'est donc pas illimitée puisque l'étoile a une masse limitée. Pour fusionner, deux noyaux doivent donc d'abord vaincre une force de répulsion électrostatique d'autant plus forte qu'ils sont chargés (et donc lourds). Pour vaincre cette force électrostatique, ils doivent avoir une énergie cinétique suffisante et donc une vitesse suffisante. Ceci revient à dire que la température doit être très élevée puisque la température n'est rien d'autre qu'une mesure macroscopique de la distribution de vitesse des particules. L'élément qui fusionne le premier dans les étoiles est donc l'hydrogène. De plus, comme la réaction de fusion de l'hydrogène est celle qui fournit le plus d'énergie, et que l'hydrogène est de loin l'élément le plus abondant, la majeure partie de la vie d'une étoile se passera à fusionner de l'hydrogène.

Contrairement à ce que l'on pourrait croire, plus une étoile est massive, moins elle vit longtemps. En effet, plus la masse est grande, plus la pression et la température à l'intérieur de l'étoile seront fortes. Or l'efficacité des réactions de fusion croît avec la température.

Les deux grands types de réactions qui transforment l'hydrogène en hélium sont le cycle pp (pour proton-proton) qui domine dans les étoiles de petite masse (comme le Soleil) et le cycle CNO (pour Carbone-Azote-Oxygène qui agissent globalement comme catalyseurs) dans les étoiles de grande masse. Or, le taux de production d'énergie du cycle p-p est proportionnel à  $T^4$  et celui du cycle CNO à  $T^{20}$ , l'égalité de ces deux taux étant équivalent aux alentours de 1,2 masse solaire. Les étoiles libèrent donc d'autant plus d'énergie qu'elles sont massives et vivent donc moins longtemps car elles épuisent plus vite leur carburant.



cycle p-p



cycle CNO

## La mort des étoiles

Les phases finales de l'évolution d'une étoile dépendent principalement de sa masse. On l'a vu, plus l'étoile est massive, plus sa température centrale est grande sous l'effet de la pression qui doit s'opposer à l'effondrement gravitationnel. Une fois que le coeur de l'étoile a transmuté son hydrogène en hélium, il se contracte de nouveau puisqu'il n'y a plus de réactions nucléaires pour maintenir la température et donc la pression.

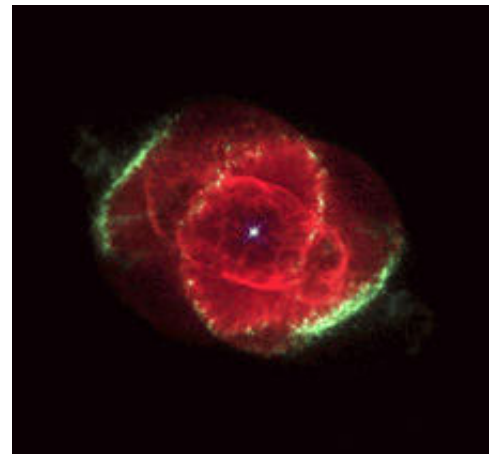
Les objets de masse inférieure à 0,07 masse solaire ne sont pas suffisamment massifs pour que leur température centrale atteignent les quelques millions de degrés nécessaires à la fusion de l'hydrogène. Elles ne portent pas le nom d'étoile mais de naine brune.

Les étoiles de 0,07 à 0,5 masses solaires vont brûler lentement de l'hydrogène dans leur coeur. Lorsqu'il n'y a plus d'hydrogène à brûler, le coeur se contracte et les électrons deviennent dégénérés avant d'atteindre la température nécessaire à la fusion de l'hélium. L'étoile devient une naine blanche d'hélium. Un des résultats de la mécanique quantique (qui décrit le comportement des particules élémentaires constituant, entre autres, la matière) établit qu'il existe des volumes élémentaires qui ne peuvent contenir plus de deux particules (fermions) de même type. C'est le principe d'exclusion de Pauli. La matière est dite dégénérée lorsque sa densité est telle que les particules qui la constituent parviennent à remplir presque tous les volumes élémentaires. La matière est constituée de noyaux (protons et neutrons) et d'électrons. Les premières particules à atteindre l'état de dégénérescence sont les électrons. Les naines blanches sont composées d'un mélange de noyaux non dégénérés et d'un gaz d'électrons dégénérés. La pression ne dépend alors plus de la température mais uniquement de la densité. La pression des électrons dégénérés est suffisante pour s'opposer à la gravité pour des objets de masse inférieure à une masse limite dite masse de Chandrasekhar (car prédite par l'astronome Indien Subrahmanyan Chandrasekhar). Cette masse limite est d'environ 1,4 masse solaire. La taille d'une naine blanche est comparable à celle de la Terre ce qui correspond à une densité pouvant atteindre une tonne par centimètre cube. Au delà de la limite de Chandrasekhar, les électrons atteignent des vitesses relativistes ce qui a pour effet de diminuer la pression. La matière se condense encore et les électrons "pénètrent" dans les noyaux et fusionnent avec les protons pour former des neutrons. La matière n'est alors plus composée que de neutrons dégénérés. Une étoile à neutron a une taille typique de quelques dizaines de kilomètres seulement pour une densité pouvant atteindre un milliard de tonnes par centimètre cube (la Terre tiendrait dans une sphère d'une centaine de mètres de diamètre!). Au delà de 3 masses solaires environ (masse limite de Landau-Oppenheimer-Volkoff), les neutrons deviennent à leur tour relativistes et plus rien ne peut s'opposer à la gravitation. Le corps s'effondre pour former un trou noir.

Entre 0,5 et 7 masses solaires environ, une fois qu'il n'y a plus d'hydrogène à brûler au coeur de l'étoile, l'hydrogène se met à brûler dans une couche mince enveloppant celui-ci et faisant gonfler les couches externes de l'étoile. Celle-ci devient une géante rouge de rayon égal à plusieurs centaines de fois celui du Soleil. Puis, l'hélium "brûle" dans le coeur selon la réaction "triple alpha" (trois noyaux d'hélium) pour former du carbone puis de l'oxygène, du néon et du magnésium par de nouvelles captures de noyaux d'hélium. À la fin du stade de géante rouge, une étoile de cet intervalle de masse éjecte ses couches externes (représentant l'essentiel de sa masse) en quelques dizaines de milliers d'années pour former une nébuleuse planétaire tandis que le coeur de l'étoile, de masse inférieure à la limite de Chandrasekhar, s'effondre. La température du coeur n'atteint pas les 600 à 800 millions de degrés nécessaires à la fusion du carbone et il finit en naine blanche (composée de carbone et d'oxygène) de masse inférieure à 1,4 masse solaire et d'environ 1000 km de rayon.



La "nébuleuse de l'anneau"  
(M57, Photo F.L. Whipple Observatory)



La nébuleuse "oeil de chat"  
(NGC 6543, photo Hubble Space Telescope)

Deux belles nébuleuses planétaires marquant l'évolution finale d'étoiles de petite masse. Dans les deux cas, on distingue bien l'enveloppe éjectée visible parcequ'elle est ionisée par l'intense flux ultra-violet émis par le coeur de l'étoile lui-même est en train de devenir une naine blanche.

Entre 8 et 12 masses solaires après la fusion de l'hydrogène, puis de l'hélium dans le coeur, le carbone peut fusionner pour former des atomes jusqu'au silicium . Au delà de 12 masses solaires, l'oxygène fusionne dans le coeur. L'étoile géante ou supergéante rouge est le siège de nombreuses réactions nucléaires qui s'équilibrent et prend alors une structure en "pelure d'oignon" : un coeur de fer se forme entouré de coquilles de températures décroissantes correspondant à des réactions nucléaires et des compositions chimiques différentes. Au cours de ces réactions, des éléments de plus en plus lourds jusqu'au fer peuvent se former principalement par captures de noyaux d'hélium eux-mêmes produits par la désintégration de noyau légers (carbone, oxygène, néon, magnésium, silicium...) par des photons gamma. Dans certaines couches de l'étoile géante ou supergéantes, certaines réactions nucléaires libèrent des neutrons. Ces particules peuvent être capturées par les noyaux et peuvent former des noyaux plus lourds que le fer.

Le fer étant le noyau le plus stable, le coeur de l'étoile n'est plus le siège de réactions nucléaire. Pour supporter l'effondrement gravitationnel, le coeur se contracte et les électrons deviennent dégénérés fournissant la pression nécessaires. Mais la couche proche du coeur continue de produire du fer à partir de noyaux plus légers, augmentant ainsi la taille du coeur. Lorsque la masse du coeur dépasse la limite de Chandrasekhar, masse au dessus de laquelle la pression des électrons dégénérés n'est pas suffisante pour contrebalancer la gravité, le coeur s'effondre de nouveau. L'énergie gravitationnelle est libérée sous forme de photons à très haute énergie et de neutrinos. Les photons cassent les noyaux de fer. La matière devient alors excessivement dense et n'est plus formée que de neutrons, les électrons fusionnant avec les protons. La densité est telle que les neutrons sont dégénérés et peuvent s'opposer à la gravité. Le coeur de l'étoile devient une étoile à neutrons. Ce processus est très rapide (quelques fraction de secondes). Dans le même temps, une onde de choc, créée par le vide libéré, se crée et, avec le flux intense de neutrinos, fait exploser les couches externes de l'étoile en une supernova. Au cours de l'explosion, un flux intense de neutrons est libéré, permettant de créer rapidement des noyaux très riches en neutrons. Ces noyaux ne sont pas stables et une partie des neutrons se transforment en protons (en produisant des positrons et un neutrinos). Des noyaux plus lourds que le fer sont alors formés. Avec l'explosion, les couches externes sont donc renvoyées dans le milieu interstellaire qu'elles enrichissent avec les éléments précédemment synthésés.



La "nébuleuse du Crabe" (M1, photo Sven Kohle et Till Credner, Bonn) résidu d'une supernova vue par les Chinois en l'an 1054. L'étoile à neutrons centrale, émet principalement en rayons X et en radio.

Si la masse initiale de l'étoile est supérieure à 25 fois la masse du Soleil, l'explosion de la supernova n'est pas suffisante pour évacuer toutes les couches externes et une partie retombe sur l'étoile à neutrons. La pression des neutrons dégénérés peut alors ne plus suffire pour s'opposer à l'effondrement gravitationnel si la masse résiduelle est supérieure à environ 3 masses solaires. En fait, plus rien ne peut résister à cet effondrement et un trou noir se forme.

---

## Bibliographie succincte

L'astronomie, Ian Ridpath, 1991, Éditions ATLAS  
Atlas de l'astronomie, Joachim Hermann, 1996, La Pochotèque  
Dictionnaire de l'astronomie, Philippe de la Cotardière, 1996, Larousse collection "références"  
Les Étoiles, Evry Schatzman, Françoise Praderie, 1990, Interéditions/Éditions du CNRS collection "Savoirs Actuels"  
Figures du Ciel, Marc Lachièze-Rey, Jean-Pierre Luminet, 1998, Seuil/BNF  
Le Monde des étoiles, ouvrage collectif, 1995, Hachette collection "les fondamentaux"

---

## Quelques liens

Physique nucléaire :

Site de l'[IN2P3](#) à Marseille  
Site du [Commissariat à l'Energie Atomique \(CEA\)](#)  
Site du [CERN](#)

Constellations et noms d'étoiles :

Le [catalogue de Messier](#) en images contenant une description, des images et des liens sur les 110 objets (nébuleuses planétaires, amas ouverts ou globulaires, galaxies...) répertoriés par l'astronome Charles Messier au 18<sup>ème</sup> siècle.  
[Les constellations et leurs étoiles](#) (en anglais)

Belles images astronomiques :

Observatoire anglo-australien [AAO](#) (en anglais)

Le Soleil :

La BAse Solaire Sol 2000, antenne meudonnaise: [BASS2000](#)  
Dernières images de [SOHO](#), Observatoire solaire spatial.

# Glossaire

---

- **Amas stellaire** : Un amas stellaire est un groupe d'étoiles nées d'un même nuage moléculaire et qui sont encore liées par la gravitation. Les étoiles qui composent un amas ont donc même âge et même composition chimique. On distingue deux types d'amas qui dépendent des conditions dans lesquelles ils se sont formés :
  - les amas **ouverts** : ce sont des groupes de quelques dizaines à quelques milliers d'étoiles qui se forment dans les nuages moléculaires du plan galactique. Leur structure est lâche. Leur masse n'est pas assez importante pour que les étoiles restent groupées plus de quelques millions à quelques milliards d'années. Ce sont des objets typique du disque de la Galaxie (composée d'étoiles de population I).
  - les amas **globulaires** : ils sont composés de quelques dizaines de milliers à quelques millions d'étoiles. Ils ont une structure sphérique d'où leur nom. On n'observe dans notre Galaxie que des amas globulaires très vieux qui se sont formés en même temps que la Voie Lactée il y a quelques 12 à 15 milliards d'années. Ils ont une distribution sphérique dans la Galaxie. Ce sont des objets typique du halo de la Galaxie (composée d'étoiles de population II).



Amas ouvert des Pléiades



Amas globulaire M92

- **Binaire (étoile)** : Une étoile binaire (ou simplement binaire ou étoile double physique) est un système de deux étoiles orbitant l'une autour de l'autre sous l'effet de la gravité (comme la Terre tourne autour du Soleil). Une binaire est dite :
  - **visuelle** lorsque les deux étoiles qui la composent sont observables séparément à travers un télescope.
  - **spectroscopique** lorsque les raies d'au moins une des composantes se décalent périodiquement dans le spectre à cause des variations de vitesse radiale induites par son mouvement orbital.
  - **photométrique** (ou binaire à éclipse) quand sa luminosité est variable à cause des éclipses produites par le passage de l'une des composantes devant l'autre.
  - **astrométrique** lorsque sa position est perturbée de manière détectable par la présence d'un compagnon trop peu lumineux pour être vu.

Le concept de binarité est subjectif : une binaire visuelle peut être résolue par un gros instrument et pas par un plus petit. De même la binarité spectroscopique ou photométrique dépend de la précision des détecteurs.

Les étoiles binaires jouent un rôle primordiale dans notre connaissance des étoiles. En particulier, le calcul des éléments orbitaux (période, demi-grands axes, inclinaison...) des composantes d'une binaire est le seul moyen direct de mesurer des masses d'étoiles grâce aux lois de Kepler.

- **Classe de luminosité** : nombre compris entre I et VII correspondant à un classement des étoiles en fonction de leur luminosité. Les étoiles de classe I - supergéantes - sont les plus brillantes. Puis viennent les géantes brillantes et normales (II et III), les sous-géantes (IV), les naines ou étoiles de la séquence principale (V), les sous-naines (VI) et les naines blanches (VII).
- **Constellation** : Ensemble d'étoiles arbitrairement regroupées par les Anciens dans une même région du ciel. Les étoiles d'une constellation ne sont pas liées physiquement contrairement aux amas stellaires.
- **Corps noir** : Un corps noir est un corps idéal en équilibre qui réémet tout le rayonnement qu'il reçoit.
- **Diagramme de Hertzsprung-Russell (ou diagramme HR)** : Diagramme ayant pour abscisse un indicateur de la température effective des étoiles (indice de couleur B-V, type spectral...) et pour ordonnée un indicateur de leur luminosité totale (magnitude absolue bolométrique ou dans une certaine bande photométrique...). Dans un diagramme HR, les étoiles se regroupent dans des zones bien définies : séquence principale, séquence des géantes, zone des supergéantes et séquence des naines blanches qui correspondent à des stades d'évolution différents d'étoiles de masse et de composition chimique différentes.

Le diagramme HR et, en particulier, le diagramme HR des amas ouverts ou globulaires, est un des outils fondamentaux de la compréhension de l'évolution stellaire.

- **Distance (d'une étoile)** : La distance des étoiles proches est connue grâce à la mesure de leurs parallaxes trigonométriques. La distance d'étoiles plus lointaines, qui ont une parallaxe trigonométrique non mesurable par les instruments actuels, est mesurée par des méthodes indirectes. Le module de distance  $m-M$  d'une étoile, obtenu par la différence entre sa magnitude apparente  $m$  et sa magnitude absolue  $M$ , permet de calculer sa distance. L'inverse de cette distance est alors appelé parallaxe spectroscopique ou photométrique selon la manière dont sa magnitude absolue a été calibrée (par son type spectral ou un indice de couleur).
- **Double (étoile)** : système de deux étoiles proches sur la sphère céleste. Une étoile double visuelle peut être une binaire visuelle (deux étoiles gravitant l'une autour de l'autre et donc liées physiquement) ou une étoile double optique (étoiles fortuitement proches sur le ciel mais qui sont en fait à des distances différentes).
- **Géante (étoile)** : étoile ayant épuisé son hydrogène dans le cœur et brûlant de l'hydrogène dans une couche entourant celui-ci. D'autres éléments plus lourds que l'hydrogène peuvent également être en train de fusionner dans le cœur ou en couches. Une géante a un rayon plusieurs dizaines ou plusieurs centaines de fois plus grand que celui du Soleil (d'où leur nom). Une géante brille donc intrinsèquement beaucoup plus qu'une naine de même température. Sa durée de vie est par contre beaucoup plus courte.
- **Indice de couleur** : différence de la magnitude d'une étoile dans deux bandes différentes. Selon le système photométrique utilisé, un indice de couleur permet d'avoir des informations quantitatives sur les paramètres physiques d'une étoile (température, métallicité, magnitude absolue...).
- **Luminosité (d'une étoile)** : Puissance du rayonnement électromagnétique émis par une étoile. La luminosité bolométrique est la luminosité sur l'ensemble du spectre électromagnétique. Sinon, la luminosité est définie dans une certaine bande de longueur d'onde.
- **Magnitude (d'une étoile)** : Initialement, intensité de la sensation visuelle produite par une étoile. Les étoiles visibles ont ainsi été classées en 6 ordres de grandeur par les astronomes anciens, de la première magnitude pour les plus brillantes à la sixième pour les étoiles tout juste visibles à l'œil nu. À cette hiérarchie s'est substitué un classement plus quantitatif coïncidant avec la première définition. Si  $F$  est le flux d'une



étoile dans une bande de longueur d'onde donnée, la magnitude est définie par  $m = 2,5 \log(F) + m_0$ , où  $m_0$  est une constante. La magnitude absolue d'une étoile est la magnitude qu'aurait l'étoile si elle était située à 10 parsecs de la Terre. La magnitude absolue permet ainsi de comparer des étoiles ayant des distances différentes. La magnitude absolue est égale à  $M = m - 5 \log(D) + 5 + A$  où  $D$  est la distance de l'étoile en parsecs et  $A$  est l'absorption interstellaire.

- **Masse limite de Chandrasekhar** : masse maximum d'une naine blanche valant environ 1,4 fois la masse du Soleil. Au dessus de cette masse, la pression des électrons dégénérés n'est plus suffisante pour s'opposer à l'effondrement gravitationnel. Un objet dégénéré de masse supérieure à cette masse limite est donc condamné à devenir une étoile à neutron ou un trou noir.
- **Matière dégénérée** : état de la matière tellement dense que ses caractéristiques sont déterminées par le principe d'exclusion de Pauli. Ce principe stipule qu'un volume élémentaire ne peut contenir plus de deux particules de même type. Cet état de la matière joue un grand rôle dans les phases finales d'évolution des étoiles. La pression des particules dégénérées ne dépend pas de la température (comme dans un gaz parfait par exemple) mais uniquement de la densité de matière. La pression des électrons dégénérés d'une naine blanche est suffisante pour s'opposer à la contraction gravitationnelle d'objets de masse inférieure à la limite de Chandrasekhar. De même, la pression des neutrons dégénérés d'une étoile à neutrons est suffisante pour équilibrer des objets jusqu'à 3 masses solaires.
- **Mouvement propre** : vitesse angulaire à laquelle une étoile se déplace sur la sphère céleste. Elle est fonction de la vitesse de l'étoile dans la Galaxie.
- **Multiple (étoile)** : Groupe de quelques étoiles liées gravitationnellement. On parle de système double (étoile binaire), triple, quadruple...
- **Naine (étoile)** : Étoile de la séquence principale du diagramme de Hertzsprung-Russell c'est-à-dire une étoile qui brûle de l'hydrogène dans son cœur. Une étoile passe plus de 90% de sa "vie" sous forme de naine avant de devenir une géante ou une supergéante.
- **Naine blanche** : Étape ultime de l'évolution des étoiles de masse inférieure à 6 masses solaires environ. Les électrons de la matière composant une naine blanche sont dégénérés. Une naine blanche est caractérisée par une masse inférieure la masse limite de Chandrasekhar, un rayon de quelques milliers de kilomètres seulement pour une densité de l'ordre de une tonne par centimètre cube.
- **Neutron** : une des deux particules (avec le proton) composant les noyaux des atomes. Les neutrons n'ont pas de charge électrique et ont une masse voisine de celle du proton.
- **Neutron (étoile à neutrons)** : Stade ultime de l'évolution d'étoiles de masse initiale comprise entre 8 et 25 masses solaires. Un tel objet est composé de neutrons dégénérés dont la densité peut atteindre un milliard de tonnes par centimètre cube. La masse d'une étoile à neutrons est comprise entre 1,4 et 3 masses solaires. Au-delà, la pression des neutrons dégénérés n'est plus suffisante pour s'opposer à la contraction gravitationnelle et l'objet finit en trou noir.
- **Parallaxe trigonométrique (ou parallaxe annuelle)  $\pi$**  : angle sous lequel est vu le demi-grand axe de l'ellipse apparente que semble effectuer une étoile à cause de son mouvement réflexe dû à la rotation de la Terre autour du Soleil.

- **Parsec** : Le parsec (pc) est défini comme la distance à laquelle une étoile a une parallaxe trigonométrique de 1 seconde de degré (1"). On a les équivalences suivantes :  $1 \text{ pc} = 3.2615 \text{ al} = 206\,265 \text{ UA} = 3.0857 \cdot 10^{13} \text{ km}$ . Notez que  $1/206\,265 = \sin(1")$ .
- **Photon** : Particule élémentaire (de la famille des bosons) qui transmet l'interaction électromagnétique c'est-à-dire la lumière. L'énergie transportée par un photon est égale à  $h\nu$ , ou  $hc/\lambda$  où  $h$  est la constante de Planck ( $h=6.626 \cdot 10^{-34} \text{ J.s}$ ),  $c$  est la vitesse de la lumière dans le vide ( $c=300.000 \text{ km/s}$ ),  $\nu$  est la fréquence de l'onde électromagnétique et  $\lambda$  est sa longueur d'onde. Plus la fréquence est grande (et donc plus la longueur d'onde est courte), plus le photon est énergétique. Les photons les plus énergétiques sont les photons  $\gamma$  ( $\lambda < 10^{-12} \text{ m}$ ), puis viennent les rayons X ( $10^{-8} < \lambda < 10^{-12} \text{ m}$ ), les ultraviolets UV ( $10^{-8} < \lambda < 3,5 \cdot 10^{-7} \text{ m}$ ), la lumière visible ( $3,5 \cdot 10^{-7} < \lambda < 8 \cdot 10^{-7} \text{ m}$ ), les infrarouges ( $8 \cdot 10^{-7} < \lambda < 5 \cdot 10^{-4} \text{ m}$ ) et les ondes radio (micro-ondes, ondes millimétriques, centimétriques, décimétriques, ondes ultracourtes, courtes, moyennes, et enfin grandes ondes).
- **Photométrie** : Ensemble des techniques utilisées pour mesurer la luminosité des astres à différentes longueurs d'onde.
- **Photosphère** : Zone mince de quelques dizaines de kilomètres à la surface d'une étoile d'où provient la majorité de son rayonnement électromagnétique visible, ultraviolet proche et infrarouge proche.
- **Population stellaire** : ensemble d'étoiles ayant sensiblement le même comportement cinématique et la même composition chimique. Les étoiles de notre Galaxie, la Voie Lactée, sont ainsi regroupées en deux grandes populations: le disque et le halo. Les étoiles du halo, ou étoiles de populations II, ont une distribution sphérique et sont presque aussi vieilles que la Galaxie elle-même. Les étoiles du disque, ou étoiles de populations I, sont plus jeunes.
- **Spectre stellaire** : Distribution de l'énergie d'une étoile aux différentes longueurs d'onde. Un spectre se caractérise par l'intensité du flux aux différentes longueurs d'onde et par les caractéristiques de ses raies d'absorption ou d'émission. Les spectres sont les outils fondamentaux de l'étude de la physique des étoiles. Le spectre d'une étoile permet de calculer sa température, sa composition chimique et sa gravité de surface. Par effet Doppler, il est également possible de déterminer sa vitesse radiale et sa vitesse de rotation projetée.
- **Spectroscopie** : Science de l'étude des spectres.
- **Supernova** : Explosion finale d'une étoile de masse supérieure à 8 masses solaires (supernova de type II) ou explosion finale d'un système binaire dans lequel une naine blanche a accréte suffisamment de matière de son compagnon pour atteindre une masse supérieure à la masse limite de Chandrasekhar (supernova de type I). Au cours d'une supernova de type II, l'étoile éjecte l'essentiel de sa masse dans le milieu interstellaire, enrichissant celui-ci en éléments lourds. Le résidu est une étoile à neutron ou un trou noir.
- **Trou noir** : objet créant un champ gravitationnel tellement intense qu'il crée une région à l'intérieur de laquelle plus rien, même pas la lumière, ne peut s'échapper. Un trou noir stellaire, de masse supérieure à 3 masses solaires, est le stade ultime de l'évolution d'étoiles de masse initiale supérieure à 25 masses solaires après l'explosion d'une supernova

- **Type spectral** : Lettre donnée à une étoile selon l'allure de son spectre et l'intensité de ses raies. Il permet de classer les étoiles en température avec des types les plus chauds aux plus froids : OBAFGKM (un moyen mnémotechnique à été inventé par les anglo-saxons avec la phrase : "Oh Be A Fine Girl Kiss Me!" qui peut aisément se transformer en "Oh Be A Fine Guy Kiss Me!" pour ne pas choquer les féministes les plus virulentes ou même en "Oh Be A Fine Gay Kiss Me!" pour être politiquement correct en toutes circonstances). Chaque type spectral peut être affiné en rajoutant un nombre compris entre 0 et 10 (ainsi une étoile F3 est un peu plus chaude qu'une F4 et une A9 plus qu'une F0). On adjoint souvent la classe de luminosité au type spectral de manière à bien définir une étoile. Le Soleil est ainsi une G2V c'est-à-dire une étoile G2 de la séquence principale.
- **Variable (étoile)** : étoile dont la magnitude varie au cours du temps. On distingue :
  - les variables de type Algol qui sont en fait des binaires à éclipse.
  - les variables physiques qui peuvent être ou non périodiques suivant la raison de leur variabilité.
- **Vitesse radiale  $V_R$**  : vitesse d'une étoile sur sa ligne de visée. Elle est mesurée par le déplacement des raies dans le spectre de l'étoile par effet Doppler (décalage vers le rouge lorsque l'étoile s'éloigne et vers le bleu lorsqu'elle se rapproche). Le décalage Doppler (non relativiste)  $\Delta\lambda$  à une longueur d'onde  $\lambda$  est relié à la vitesse radiale  $V_R$  par la formule  $\Delta\lambda/\lambda = V_R/c$  où  $c$  est la vitesse de la lumière.