

# Evolution des étoiles

**John Percy**

Union Astronomique Internationale, Université de Toronto (Canada)

## Résumé

Cet article contient des informations utiles pour les professeurs de physique sur l'étude des étoiles et leur évolution. Il contient également des liens vers le programme typique pour école et suggère des activités pertinentes pour les étudiants..

## Objectifs

- Comprendre l'évolution stellaire et les processus sous-jacents.
- Comprendre le diagramme de Hertzsprung-Russell.
- Comprendre le système de magnitude absolue et apparente.

## Introduction

L'évolution stellaire implique chaque changement dans la vie des étoiles, en commençant par leur naissance, pendant leur longue vie jusque à la mort, par les "Forces" gravitationnelles des étoiles à l'énergie rayonnante. Pour compenser cette perte d'énergie, les étoiles produisent de l'énergie à travers des processus de fusion nucléaire de certains éléments légers dans d'autres lourds. Ce phénomène modifie lentement la composition chimique et, implicitement, les autres propriétés de étoiles. A la fin, il n'y aura pas de combustible nucléaire, et ils mourront. Comprendre la nature et l'évolution des étoiles, nous réussissons à comprendre et à apprécier la nature et l'évolution de notre Soleil - l'astre qui rend la vie possible sur la Terre. Cela nous aide à comprendre l'origine de notre système solaire, les atomes et les molécules dont la matière est formée, y compris la matière vivante. Nous aide à répondre à des questions fondamentales comme «il y a d'autres étoiles capables de produire l'énergie, et vivent assez longtemps, et restent suffisamment stables, donc pour pouvoir développer la vie sur les planètes autour d'eux? » Pour cela aussi et pour d'autres raisons, l'évolution des étoiles est un sujet passionnant pour les étudiants.

## Propriétés du Soleil et des étoiles

La première étape dans la compréhension de l'origine et de l'évolution du Soleil et des étoiles est la compréhension de leurs propriétés. Les élèves devraient comprendre comment ils sont déterminés ces propriétés. Le soleil est l'étoile la plus proche. Dans cet article, nous traitons le Soleil en termes d'évolution des étoiles. Les élèves doivent comprendre les propriétés et la structure, ainsi que la source d'énergie du Soleil, car les mêmes principes permettent aux astronomes de déterminer la structure et l'évolution de toutes les étoiles.

## Le Soleil

Par rapport aux autres étoiles, la détermination des propriétés de base du Soleil est un processus relativement facile. Sa taille moyenne est de  $1.495978715 \times 10^{11}$  m; de là, son rayon angulaire (959.63 arcsec) peut être transformé par la géométrie en un rayon linéaire:  $6.96265 \times 10^8$  m ou 696265 km. Le flux observé ( $1370 \text{ W/m}^2$ ) à distance terrestre peut être transformé dans une puissance totale:  $3,85 \times 10^{26}$  W.

Sa masse peut être déterminée par la force gravitationnelle exercée sur planètes, en utilisant les lois mécaniques et gravitationnelles de Newton:  $1.9891 \times 10^{30}$  kg. La température de surface - la source lumineuse - est de 5780 K. La période de la rotation est d'environ 25 jours, mais varie en fonction de la latitude du Soleil. En ce qui concerne sa composition, il se compose principalement d'hydrogène et d'hélium. À l'activité 2, les étudiants observeront le Soleil, l'étoile la plus proche, pour voir à quoi ressemble une étoile.

## Les étoiles

La propriété la plus évidente d'une étoile est sa luminosité. On mesure ça par la magnitude, qui est une mesure logarithmique du flux d'énergie que nous recevons de l'étoile.

L'échelle de magnitude a été développée par l'astronome grec Hipparh (190-120 av. J.-C.). Il a classé la magnitude des étoiles de 1 à 5. C'est pourquoi les étoiles avec moins de luminosité ont une magnitude supérieure. Plus tard, on a constaté que les sens humains réagissent logarithmiquement aux stimuli, ainsi un rapport de luminosité (2,512) a été introduit correspond à une différence de magnitude 1.0. L'étoile la plus brillante du ciel pendant la nuit a une grandeur de -1,44. L'étoile la plus faible est visible avec le plus grand télescope a une magnitude d'environ 30.

La luminosité apparente,  $B$ , d'une étoile dépend de sa puissance,  $P$  et distance,  $D$ . Selon la loi du carré inverse de la luminosité, elle est directement proportionnelle à son pouvoir et inversement proportionnel au carré de la distance:  $B \approx P / D^2$ . Pour les étoiles voisines, la distance peut être mesurée par parallaxe. À l'activité 1, les étudiants peuvent faire une démonstration pour illustrer la parallaxe et montrer qu'il est inversement proportionnel à la distance à l'objet observé. Puissance des étoiles peut alors être calculé et déterminé par la loi du carré inverse de la luminosité.

Les étoiles ont des couleurs différentes, cela peut être étudié très facilement à travers l'observation des étoiles Rigel (Beta Orionis) et Betelgeuse (Alpha Orionis) de la constellation Orion (figure 1). À l'activité 3, les étudiants peuvent observer les étoiles la nuit et admirer la beauté du vrai ciel. Les différentes couleurs des étoiles sont dues aux différentes températures des couches rayonnantes des étoiles. Les étoiles plus froides semblent rouges, et les plus chaudes semblent bleu. Parce que l'œil répond différemment aux couleurs, une étoile rouge apparaît en rouge clair et une étoile bleue apparaît en bleu clair. La couleur peut être déterminée exactement avec l'aide d'un photomètre avec des filtres de différentes couleurs et donc on peut déterminer la température de l'étoile analysée.



Fig. 1: La Constellation Orion. La bételgeuse, l'étoile supérieure gauche, est fraîche et par conséquent apparaît rougeâtre. Deneb, l'étoile inférieure droite, est chaude et semble donc bleutée. La nébuleuse d'Orion apparaît sous les trois étoiles au milieu de la constellation.

La température d'une étoile peut être déterminée à l'aide de son spectre - la distribution des couleurs ou des longueurs d'onde à la lumière de l'étoile (figure 2). Cette figure illustre la beauté des couleurs de la lumière des étoiles. Cette lumière a traversé l'atmosphère extérieure de l'étoile, et les ions, les atomes et les molécules dans l'atmosphère retirent des longueurs d'onde spécifiques du spectre. Cela produit des lignes sombres, ou des couleurs manquantes dans le spectre (figure 2). Selon la température de l'atmosphère, les atomes peuvent être ionisés, excités ou combinés en molécules. L'état observé des atomes, dans le spectre, fournit donc des informations sur la température.

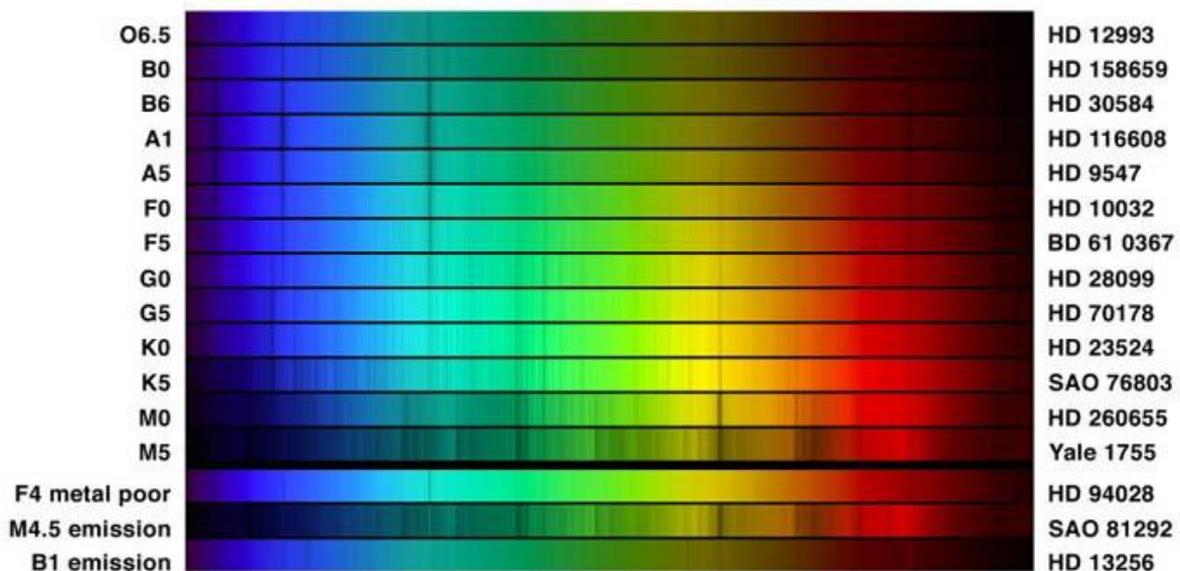


Fig. 2: The spectra of many stars, from the hottest (O6.5: top) to the coolest (M5: fourth from bottom). The different appearances of the spectra are due to the different temperatures of the stars. The three bottom spectra are of stars that are peculiar in some way. Source: National Optical Astronomy Observatory.

Il y a un siècle, les astronomes ont découvert une relation importante entre la puissance d'une étoile et sa température: pour la plupart des étoiles, la puissance est plus élevée à une température plus élevée. Plus tard, on a constaté que le facteur qui contrôle cette relation est la masse de l'étoile: les étoiles les plus massives sont plus fortes et plus chaudes. La graphique puissance par température s'appelle le diagramme Hertzsprung-Russell. Il est très important pour les étudiants de créer les tableaux (l'activité 8) puis de les interpréter (figure 3).

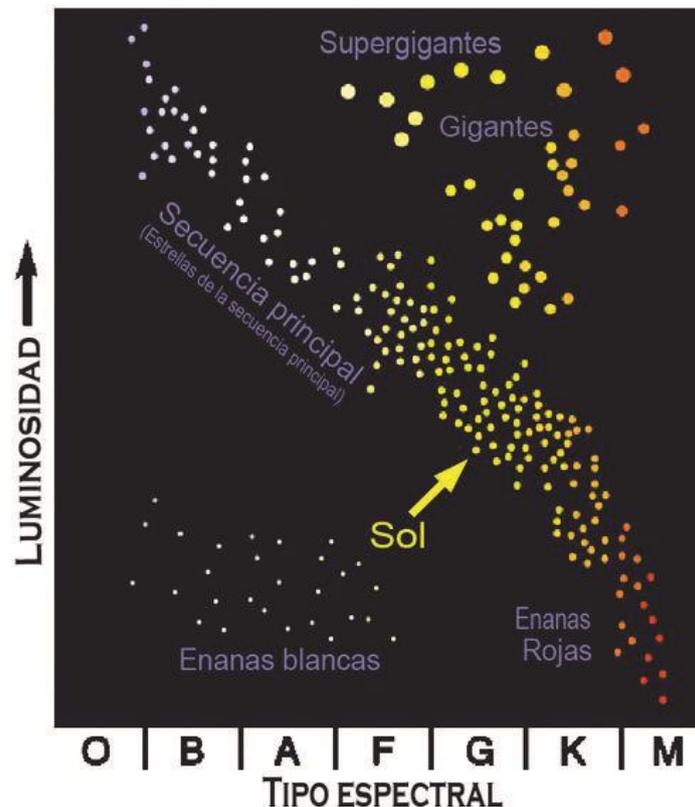


Fig. 3: Le diagramme de Hertzsprung-Russell, un graphique de la puissance stellaire ou de la luminosité par rapport à la température stellaire. Pour des raisons historiques, la température augmente vers la gauche. Les lettres OBAFGKM sont des types spectraux descriptifs liés à la température. Les lignes diagonales montrent le rayon des étoiles; les étoiles plus grandes (géantes et supergéantes) sont en haut à droite, les plus petites (naines) en bas à gauche. Notez la séquence principale de la partie inférieure droite à la partie supérieure gauche. La plupart des étoiles se trouvent ici. Les masses des étoiles de la séquence principale sont représentées. Les emplacements de certaines étoiles bien connues sont également montrés. Source: Université de Californie à Berkeley.

Un objectif principal en astronomie est de déterminer le pouvoir des étoiles de différents types. Ainsi, lorsqu'une étoile est vue dans une partie de l'Univers, les astronomes peuvent utiliser la luminosité  $B$  et la puissance  $P$  et calculer la distance  $D$  de la loi du carré inverse de la luminosité:  $B \cong P/D^2$ .

Les spectres des étoiles (et des nébuleuses) révèlent des informations sur la composition des étoiles: la courbe de l'abondance cosmique (figure 4). Elles sont composées de 3/4

d'hydrogène, 1/4 d'hélium et 2% d'éléments lourds, en grande partie du carbone, de l'azote et de l'oxygène.

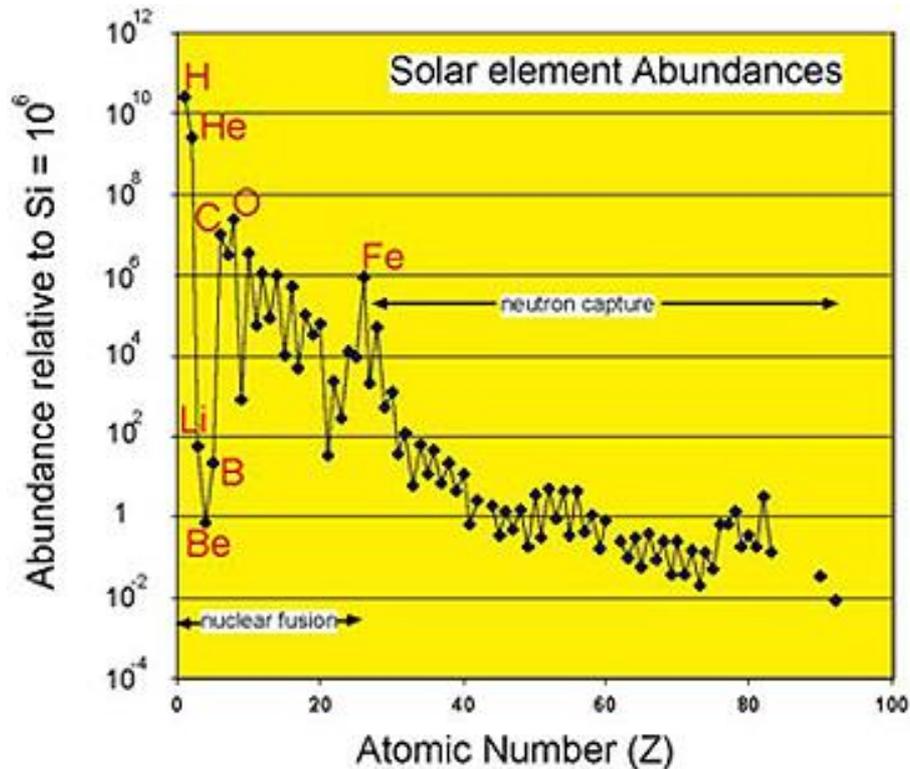


Fig. 4: L'abondance des éléments dans le Soleil et les étoiles. L'hydrogène et l'hélium sont les plus abondants. Le lithium, le béryllium et le bore ont une très faible abondance. Le carbone, l'azote et l'oxygène sont abondants. L'abondance des autres éléments diminue considérablement avec l'augmentation du nombre atomique. L'hydrogène est 1012 fois plus abondant que l'uranium. Les éléments ayant un nombre pair de protons ont des abondances plus élevées que les éléments ayant un nombre impair de protons. Les éléments plus légers que le fer sont produits par fusion nucléaire dans les étoiles. Les éléments plus lourds que le fer sont produits par capture neutronique dans les explosions de supernova. Source: NASA.

Environ la moitié des étoiles au voisinage du Soleil sont binaires ou doubles - deux étoiles en orbite l'une de l'autre. Les étoiles doubles sont importantes parce qu'elles permettent aux astronomes calculer la masse des étoiles. La masse d'une étoile peut être déterminée en observant le mouvement de l'autre et vice versa. Sirius, Procyon et Capella sont des exemples d'étoiles doubles. Il existe également des étoiles multiples: trois étoiles ou plus en orbite autour des autres. Alpha Centauri, l'étoile la plus proche du Soleil est une étoile triple. Epsilon Lyrae est une étoile quadruple.

Comme nous l'avons déjà mentionné, il existe une relation importante entre la puissance d'une étoile et sa masse: la puissance est approximativement proportionnelle à la masse de l'étoile à la troisième puissance. C'est ce qu'on appelle la relation masse-luminosité.

La masse des étoiles varie entre 0,1 et 100 fois la masse du Soleil. La puissance varie d'environ 0,0001 à 1.000.000 fois la puissance du Soleil. Les étoiles chaudes ont environ 50000 K, et le plus froid d'environ 2000K. Les astronomes qui étudient les étoiles peuvent

voir que le Soleil est beaucoup plus massif et a plus de puissance que 95% de toutes les étoiles voisines. Les étoiles massives et à haute puissance sont rares. Le soleil n'est pas une étoile moyenne. C'est supérieur à la moyenne!

## La Structure de Soleil et des étoiles

La structure du Soleil et des étoiles est principalement déterminée par la gravité. La gravité est celle qui maintient le Soleil fluide sous une forme parfaitement sphérique. Dans le Soleil, la pression augmente en raison du poids des couches gazeuses de la surface. Selon les lois du gaz, qui sont valables pour un gaz parfait, la densité et la température sont plus élevées si la pression est plus élevée. Si les couches plus profondes sont plus chaudes, la chaleur migrera vers l'extérieur alors que la chaleur migrera toujours du chaud au froid. Cela peut être obtenu soit par radiation, soit par convection.

Si la chaleur migre vers l'extérieur du Soleil, les couches plus profondes se refroidiront et la gravité peut provoquer la contraction du Soleil. En raison de l'énergie produite au centre du Soleil, il ne se rétrécit pas, mais il est maintenue au même volume a cause de la pression de rayonnement créé par le processus de fusion thermonucléaire décrit ci-dessous.

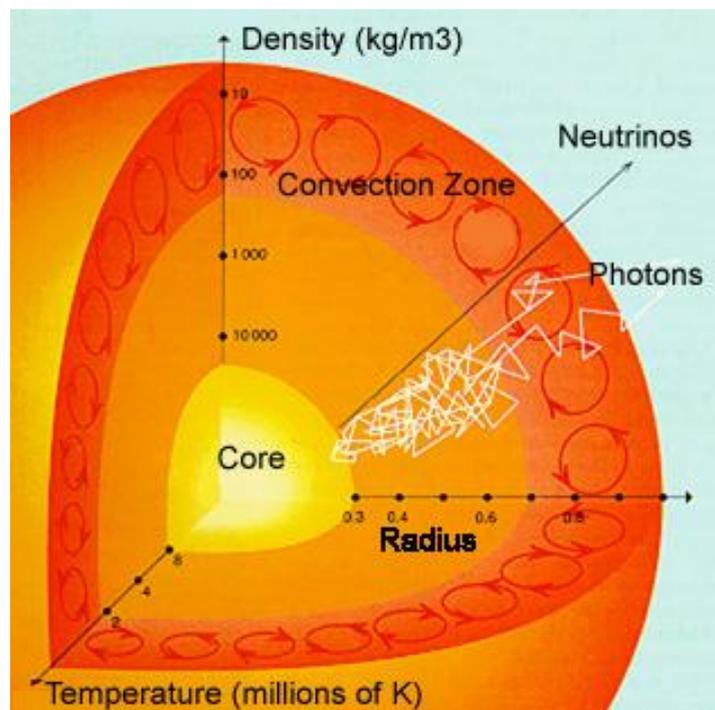


Fig. 5: Une coupe transversale du Soleil, déterminée à partir de modèles physiques. Dans la zone de convection externe, l'énergie est transportée par convection; en dessous, il est transporté par rayonnement. L'énergie est produite dans le noyau. Source: Institut de physique théorique, Université d'Oslo.

Ces quatre principes simples s'appliquent à toutes les étoiles. Ils peuvent être exprimés en équations et résolu sur l'ordinateur. Il fournit un modèle du Soleil ou de toute autre étoile: pression, densité et flux d'énergie dans n'importe quelle position par rapport au noyau étoile.

C'est la méthode de base à travers lequel les astronomes apprennent la structure et l'évolution des étoiles. Le modèle est conçu pour une certaine valeur de la masse et de la composition de l'étoile; et, à partir de là, les astronomes peuvent calculer le rayon de l'étoile, sa puissance et d'autres propriétés observables (figure 5).

Récemment, les astronomes ont développé une méthode puissante pour tester les modèles sur la structure du Soleil et des étoiles - l'hélioséismologie ou, pour d'autres étoiles, l'astro-séismologie. Le soleil et les étoiles vibrent légèrement et en mille différentes façons. Ceux-ci peuvent être observés avec des instruments sensibles et comparés aux propriétés de vibration prédites par les modèles.

## Source d'énergie du Soleil et des étoiles

Une des questions des chercheurs, depuis des siècles, est liée à la source d'énergie du Soleil et des étoiles. La source d'énergie la plus évidente est la combustion chimique des combustibles tels que les huiles ou le gaz naturel, mais en raison de la puissance extrêmement élevée du Soleil ( $4 \times 10^{26}$  W), telles sources d'énergie pourraient être épuisées en quelques milliers d'années. Jusqu'à il y a quelques décennies, les gens croyaient que l'âge du Soleil et de la Terre était juste quelques milliers d'années à cause des écrits de la Bible!

Après la recherche d'Isaac Newton, qui a publié la loi de l'attraction universelle, les chercheurs ont réalisé que le Soleil et les étoiles pouvaient générer de l'énergie par contraction lent. L'énergie de gravité (potentielle) pourrait être convertie en chaleur et rayonnement. Cette source d'énergie pourrait durer des millions d'années. Toutefois, la preuve géologique suggère que la Terre et donc le Soleil sont beaucoup plus anciens.

À la fin du 19<sup>ème</sup> siècle, les chercheurs ont découvert la radioactivité et la fission nucléaire. Mais les éléments radioactifs sont très rares dans le Soleil et dans les étoiles, et ils ne pourraient pas assurer leur puissance pendant des milliards d'années.

Enfin, les chercheurs ont réalisé au 20<sup>ème</sup> siècle que les éléments légers peuvent fusionner en d'autres plus lourds, un processus appelé fusion nucléaire. Si la température et la densité sont suffisantes haut, ils pourraient produire beaucoup d'énergie - plus que suffisant pour nourrir le Soleil et les étoiles. L'élément présentant le plus grand potentiel de fusion nucléaire est l'hydrogène, et il est le plus abondant dans le Soleil et dans les étoiles.

Dans les étoiles avec petit mass, comme le Soleil, la fusion de l'hydrogène a lieu dans plusieurs étapes connues sous le nom de réaction en chaîne p-p. Les protons fusionnent et forment le deutérium, un autre neutron fusionne avec du deutérium et génère de l'hélium-3. Noyaux d'hélium-3 fusionnent et forment l'hélium-4, l'isotope d'hélium normal (figure 6).

Dans les étoiles massives, l'hydrogène fusionne et l'hélium se forment à travers une série différent des réactions qui peuvent être appelées le cycle CNO (cycle carbone-azote-oxygène), dans lequel le carbone-12 est utilisé comme catalyseur (figure 7). Le résultat final, dans chaque cas, est que, en fusionnant les quatre noyaux d'hydrogène donnent naissance à un noyau d'hélium. Une petite partie de la masse des noyaux d'hydrogène est converti en énergie

(voir Activité 9). Normalement, les noyaux rejettent l'un sur l'autre, à cause des charges électriques positives. La fusion se produit uniquement en cas de collision forte (haute température) et de haute fréquence (densité) entre les noyaux.

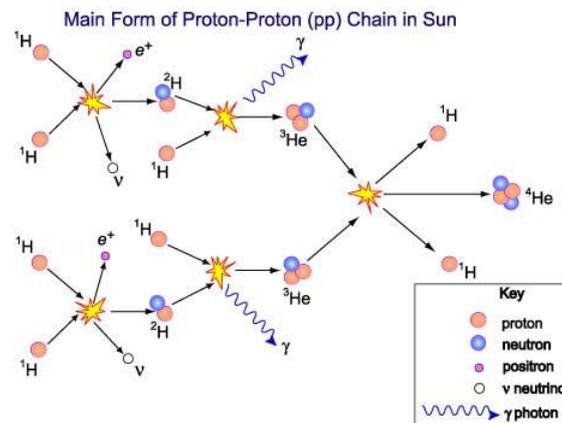


Fig. 6: The proton-proton chain of reactions by which hydrogen is fused into helium in the Sun and other low-mass stars. In this and the next figure, note that neutrinos ( $\nu$ ) are emitted in some of the reactions. Energy is emitted in the form of gamma rays ( $\gamma$ -rays) and the kinetic energy of the nuclei. Source: Australia National Telescope Facility.

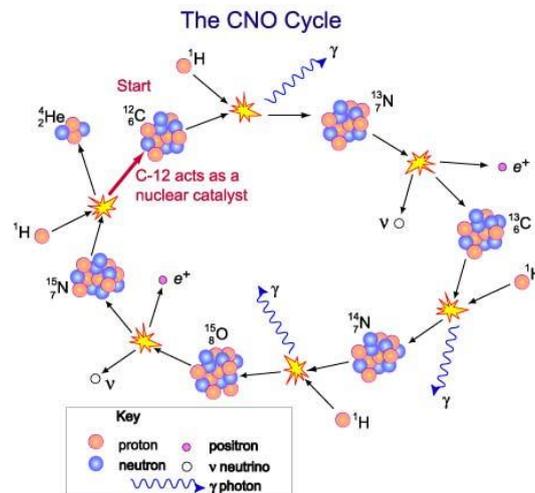


Fig. 7: Le cycle CNO par lequel l'hydrogène est fusionné en hélium dans des étoiles plus massives que le Soleil. Le carbone 12 (marqué «start») agit comme un catalyseur, il participe au processus sans être épuisé lui-même Source: Australian National Telescope Facility.

Si la fusion nucléaire est la source du pouvoir du Soleil, les réactions de fusion devraient conduire à la génération d'un grand nombre de particules subatomiques appelées neutrinos. Les neutrinos passent généralement par la matière sans interagir avec elle. Des milliards de neutrinos traversent nos corps chaque seconde. Seuls quelques-uns d'entre eux peuvent être détectés dans des "observatoires de neutrinos" spéciaux. Les premières observations n'ont détecté qu'un tiers du nombre attendu de neutrinos. Ce «problème du neutrino solaire» a duré plus de 20 ans, mais finalement a été résolu par l'Observatoire canadien de Neutrinos de Sudbury (SNO) (figure 8). Le cœur de cet observateur est l'énorme réservoir d'eau lourde - l'eau dans laquelle certains noyaux d'hydrogène sont du deutérium. Ces noyaux absorbent occasionnellement un neutrino et émettent un éclair. Il existe trois types de neutrinos. Les

deux tiers des neutrinos du Soleil se transforment en d'autres types. SNO est sensible aux tous les trois types de neutrinos et est capable de détecter tous les neutrinos prescrits par la théorie.

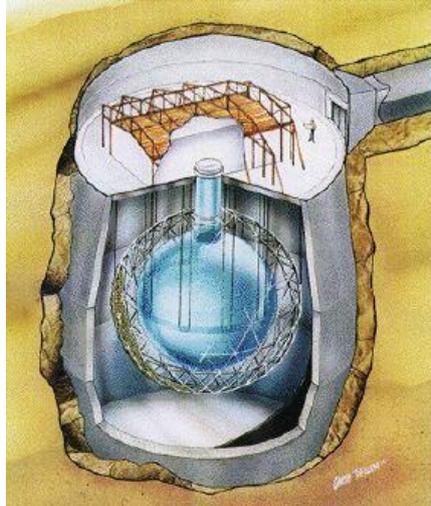


Fig. 8: L'Observatoire de neutrinos de Sudbury, où les scientifiques ont confirmé les modèles de fusion nucléaire dans le Soleil en observant le flux prévu de neutrinos. Le cœur de l'observatoire est un grand réservoir d'eau lourde. Les noyaux de deutérium (voir le texte) interagissent parfois avec un neutrino pour produire un éclair de lumière observable. Source: Observatoire de neutrinos de Sudbury.

## La vie du Soleil et des étoiles:

«La méthode scientifique» est un concept fondamental dans l'enseignement des sciences et c'est pourquoi nous commencerons par expliquer comment les astronomes comprennent l'évolution des étoiles:

- en utilisant des simulations informatiques, après les lois de la physique, comme décrit ci-dessus;
- par l'observation des étoiles dans le ciel, qui sont à différents stades d'évolution et leur placement dans la «séquence d'évolution» logique;
- en observant les essaims des étoiles: des groupes d'étoiles qui se sont formées du même nuage de gaz et de poussière en même temps mais qui ont des masses différentes. Il y a des milliers d'essaims d'étoiles dans notre Galaxie, dont 150 essaims globulaires, qui sont les objets les plus anciens de la galaxie. Hyades, Pléiades et la plupart des étoiles dans la Grande Ourse sont des essaims d'étoiles qui peuvent être vues à l'œil nu. Les essaims sont «les expériences de la nature»: des groupes d'étoiles formés du même matériau, au même endroit et en même temps. Ces étoiles ne diffèrent que dans leur masse. Étant donné que différents essaims ont des âges différents, on peut voir comment une collection d'étoiles de différentes masses peut être observée lorsqu'elles atteignent l'âge différent après la naissance;
- par observation directe des étapes rapides de l'évolution; ils seront très rares, car ils représentent une brève étape dans la vie des étoiles;
- en étudiant les changements dans les périodes d'étoiles variables, pulsateurs. Ces changements sont faibles mais observables. Les périodes de ces étoiles dépendent du rayon de l'étoile. Avec le changement de rayon tout au long de l'évolution, la période change. Le changement de la période est mesuré par observation systématique et pour une longue période des étoiles.

La première méthode, l'utilisation de simulations informatisées, est la même méthode à travers qui a déterminé la structure des étoiles. Une fois que la structure de l'étoile est connue, il est connu sa température et sa densité à n'importe quel point et on peut calculer les changements de la composition chimiques après les processus thermonucléaires. Ces modifications apportées à la composition peuvent être incorporé dans la prochaine model dans une séquence d'évolution.

Les étoiles variables les plus célèbres s'appellent Céphéide, après l'étoile Delta Céphéide qui est un exemple évident. Il existe une relation entre la période de variation de Céphéide et son pouvoir. En mesurant la période, les astronomes peuvent déterminer le pouvoir et implicitement la distance, en utilisant la loi de luminosité inverse carrée. Les Céphéides représentent un instrument important pour déterminer la taille et l'âge de l'Univers.

À l'activité 5, les étudiants verront différentes stars à travers des projets tels que Cytizen Sky. Cela leur permettra de développer des compétences mathématiques et scientifiques tout en apprenant la vraie science et contribuera probablement à la connaissance astronomique.

## La vie et la mort du Soleil et les étoiles

Le processus de fusion de l'hydrogène est très efficace. Assure la luminosité des étoiles à travers leur longue vie. Les réactions de fusion sont plus rapides vers le centre de l'étoile, où la température et la densité est plus élevée. Ainsi, l'étoile développe un noyau d'hélium qui se développe progressivement à l'extérieur. Pendant ce temps, le noyau de l'étoile est chaud, par rétrécissement, de sorte que l'hydrogène autour du noyau de l'hélium est assez chaud pour fusionner. Ce processus conduit à couches en expansion à la surface de l'étoile - lentement au début, puis plus vite. Cela devient une étoile rouge géant, des centaines de fois plus grande que le Soleil. Enfin, le centre d'hélium devient assez chaud que l'hélium fusionne dans le carbone. Cette fusion équilibre l'attrait gravitationnelle mais pas pendant longtemps, car la fusion d'hélium n'est pas aussi efficace que cela d'hydrogène. À ce stade, le noyau de carbone diminue, il devient plus chaud et les couches de la surface se développent et deviennent un géant de plus en plus grand. La plupart des étoiles massives se développent jusqu'à une dimension encore plus grande, devenant des étoiles super géantes rouges.

Une étoile meurt à la fin du combustible. Il n'y a plus de source d'énergie pour garder le cœur chaud et générer suffisamment de pression gazeuse que pour empêcher la force gravitationnelle de contracter l'étoile. La façon dont une étoile meurt dépend de sa masse. La vie d'une étoile dépend aussi de sa masse: les étoiles les plus petites ont une luminosité plus faible et une durée de vie plus longue - des dizaines de milliards d'années. Les étoiles plus grandes ont une plus grande luminosité et une durée de vie plus courte - des millions d'années. La majorité des étoiles sont petites et leur vie dépasse l'âge actuel de l'univers.

Avant qu'une étoile meure, elle perd son poids. Tout en consommant la dernière partie d'hydrogène, suivie d'hélium, l'étoile se transforme en une étoile rouge géante avec un rayon de centaines de fois plus grand et avec un volume d'un milliard de fois plus grand que le Soleil. A l'Activité 4, les étudiants pourront faire une échelle modèle pour voir les

changements immenses de la taille d'une étoile pendant sa évolution. La force de gravité dans les couches à la surface d'une étoile rouge géante est réduite. Il devient également instable en pulsation, avec expansion et contraction rythmique. En raison de la grande taille d'une étoile géante, il faut des mois à des années pour chaque cycle d'impulsion. Cela entraînera la perte de couches de surface dans l'espace, formant une belle nébuleuse planétaire qui s'étend lentement autour de l'étoile en agonie (figure 9). Les gaz de la nébuleuse planétaire sont fluorescents en raison des rayons ultraviolets émis par le noyau chaud de l'étoile. Finalement, ils quitteront l'étoile et rejoindront d'autres gaz et de la poussière interstellaire pour former de nouvelles nébuleuses, d'où surgiront de nouvelles étoiles.



Fig. 9: La nébuleuse Helix, une nébuleuse planétaire. Les gaz de la nébuleuse ont été éjectés de l'étoile au cours de sa phase géante rouge d'évolution. Le noyau de l'étoile est un nain blanc chaud. On peut le voir, faiblement, au centre de la nébuleuse. Source: NASA.

La vie des étoiles massives est légèrement différente de celle des étoiles plus petites. Dans les étoiles plus petites, l'énergie est transportée vers l'extérieur par rayonnement. Au milieu des grandes étoiles, l'énergie est transportée par convection, de sorte que le noyau est complètement mélangé. Alors que le dernier noyau d'hydrogène est consommé dans le centre, l'étoile se transforme brusquement dans un géant rouge. Dans le cas d'étoiles plus petites, la transition est plus lente.

Les étoiles doivent avoir une masse de 0,08 de plus que le Soleil. À l'inverse, ils n'auraient pas le cœur chaud et assez dense pour fusionner l'hydrogène. Les étoiles massives ont les masses cent fois la masse du Soleil. Les étoiles encore plus grandes seraient si fortes que leur propre rayonnement arrêterait leur formation ou le reste dans une étoile stable.

### Etoiles typiques: étoiles avec petite masse

Dans les étoiles avec une masse initiale inférieure à huit fois celle du Soleil, la perte de masse entraînera une diminution du noyau à moins de 1,4 fois la masse du Soleil. Ce type de noyau n'a pas de combustible thermonucléaire. L'action des forces gravitationnelles à l'intérieur est équilibrée par la pression extérieure des électrons. Ils résistent à toute autre contraction due au principe d'exclusion de Pauli - une loi de la physique quantique qui indique qu'il y a une limite au nombre d'électrons qui peut être dans un certain volume. Ce noyau s'appelle le nain blanc. Ce type d'étoiles a une masse inférieure à 1,44 masse solaire. On l'appelle la limite de Chandrasekhar. L'astronome indien-américain Nobel, Subrahmanyan Chandrasekhar a montré que si un nain blanc est plus grand que cette limite, il s'effondrera sous son propre poids.

Les nains blancs sont le point final normal dans l'évolution d'une étoile. Ils sont très fréquents dans notre galaxie, mais ils sont très difficiles à observer. Ils ne sont pas plus grands que la Terre et bien qu'ils soient chauds, ils ont une petite surface de rayonnement. Leur puissance rayonnante est mille fois plus petite que celle du Soleil. Les nains blancs émettent des rayonnements uniquement parce qu'ils sont chauds et ils refroidissent lentement avec la perte d'énergie. De telles étoiles orbitent autour d'étoiles brillantes, comme Sirius et Procyon. Les nains blancs n'ont pas d'autre source d'énergie que la chaleur stockée. Ils sont comme le charbon en feu, qui est refroidi dans une cheminée. Après des milliards d'années, ils seront complètement froids et deviendront sombres et froids.

### Les étoiles rares: étoiles massives

Les étoiles massives sont chaudes et à haute puissance de rayonnement, mais elles sont très rares. Ils ont une courte vie, quelques millions d'années. Le noyau est assez chaud et assez dense pour que les éléments fusionnent jusqu'au fer. Le noyau de fer formé n'a pas assez d'énergie pour la fusion ou la fission. Il n'y a pas de source d'énergie qui maintienne le noyau chaud afin qu'il puisse résister aux forces de gravité. Ces forces conduiront à l'effondrement du noyau de l'étoile dans une seconde, le transformeront en sphère des neutrons (ou même de matière étrange), libérant d'énormes quantités d'énergie gravitationnelle. En conséquence, les couches extérieures de l'étoile explosent sous la forme d'une supernova (figure 10). Ces couches sont éjectées à des vitesses allant jusqu'à 10000 km/s.

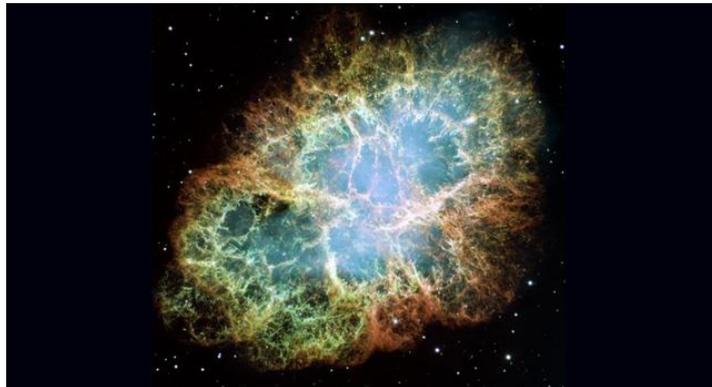


Fig. 10: La nébuluse du crabe, le reste d'une explosion de supernova enregistrée par des astronomes en Asie en 1054 après JC. Le noyau de l'étoile explosive est une étoile à neutrons à rotation rapide, ou pulsar, dans la nébuluse. Une petite fraction de son énergie de rotation est transmise à la nébuluse, la faisant briller. Source: NASA.

Une supernova de brillance maximale peut être aussi brillante qu'une galaxie avec des centaines de milliards d'étoiles. Tycho Brahe et Johannes Kepler ont observé et étudié les supernovae brillantes en 1572 et 1604 respectivement. Selon Aristote, les étoiles sont parfaites et ne changent pas. Brahe et Kepler ont montré le contraire. Dans notre Galaxie, la Voie Lactée, aucune supernova depuis plus de 400 ans n'a été observée. Une supernova a été observée en 1987 dans le Grand Nuage de Magellan, une petite galaxie satellite de notre Galaxie.

La masse du noyau d'une supernova dépasse la limite de Chandrasekhar. Les protons et les électrons du noyau qui s'effondre, fusionne et génère des neutrons et des neutrinos. L'explosion des neutrinos peut être observée par un observateur de neutrinos. Tant que la masse de base est trois fois moins que la masse du Soleil, la supernova sera stable. Les forces

gravitationnelles internes sont compensées par la pression externe des neutrons. Cet objet s'appelle l'étoile à neutrons. Son diamètre est environ 10 km et sa densité est plus que  $10^{14}$  fois la densité de l'eau. Elle peut-être vue avec des télescopes à rayons X si c'est encore assez chaud, mais les étoiles à neutrons ont été découverts d'une manière inattendue - comme sources d'ondes radio appelés pulsars. Leur durée d'impulsion est d'environ une seconde, parfois même moins. Les radiations sont produites par le fort champ magnétique des étoiles à neutrons, mais les impulsions se forment grâce à la rotation rapide de l'étoile.

Il existe le deuxième type de supernova trouvé dans les systèmes binaires dans laquelle une étoile est morte et est devenue une naine blanche. Lorsque la deuxième étoile commence à se développer, elle peut émettre des gaz au nain blanc. Si la masse de naine blanche devient plus grande que la limite Chandrasekhar, alors il se produit une déflagration: la matière fusionne presque instantanément en carbone, libérant assez d'énergie pour détruire l'étoile.

Dans l'explosion d'une supernova, tous les éléments qui se sont formés suite aux réactions de la fusion sont émis dans l'espace. Des éléments plus lourds que le fer sont produits en petites quantités pendant l'explosion, tandis que les neutrons fusionnent dans les noyaux des éléments plus légers.

### Les étoiles très rares: étoiles très massives

Les étoiles très massives sont très rares: un milliardième d'étoile. Ils ont un pouvoir d'un million de fois plus élevé que le Soleil et ne vivent que très peu. Ils sont si massifs qu'après ils restent sans énergie et leur cœur s'effondre, leur masse est 3 fois plus élevée que la masse du Soleil. La gravité dépasse l'énergie exercée par les neutrons. Le noyau continue à s'effondrer jusqu'à ce qu'il soit si dense que les forces gravitationnelles empêchent toute émission, y compris la lumière. En ce cas l'étoile devient un trou noir. Les trous noirs n'émettent pas de rayonnement, mais si c'est une étoile normale dans les environs, elle est obligée d'orbiter autour du trou noir. L'observation du mouvement du compagnon permet aux astronomes de détecter les trous noirs et de déterminer leur masse. Plus encore: une petite quantité de gaz de l'étoile normale peut être attirée sur le trou noir et chauffée jusqu'à ce qu'elle brille dans le champ X avant qu'elle soit intégrée dans le trou noir (figure 11). Les trous noirs sont des sources puissantes de rayons X et peuvent être découverts avec l'aide des télescopes à rayons X.



Fig. 11: Une conception d'artiste de la source de rayons X binaire étoile Cygnus X-1. Il se compose d'une étoile normale massive (à gauche), et d'un trou noir (à droite), environ 15 fois la masse du Soleil, en orbite mutuelle. Certains des gaz de l'étoile normale sont attirés dans un disque d'accrétion autour du trou noir, et finalement dans le trou noir lui-même. Les gaz sont chauffés à des températures très élevées, ce qui les fait émettre des rayons X. Source: NASA.

Au centre de nombreuses galaxies, y compris notre galaxie, les astronomes ont découvert des trous noirs massifs, des millions ou des milliards de fois plus massifs que le Soleil. Leur masse est déterminée par les effets sur les étoiles visibles dans leur environnement. Des trous noirs massifs ont été formés pendant le processus de naissance des galaxies, mais ce n'est pas encore très claire comment. L'un des objectifs des astronomes est de comprendre comment les premières étoiles, galaxies et trous noirs massifs ont été formés, peu de temps après la naissance de l'Univers.

### Etoiles variables cataclysmiques

Environ la moitié de toutes les étoiles sont des étoiles binaires, deux ou plusieurs étoiles en orbite autour unes de l'autre. La plupart du temps, les orbites sont très grandes et les deux étoiles n'interfèrent pas. Mais si l'orbite est petite, les deux étoiles peuvent interagir, surtout si l'une devient un géant rouge. Et puis, une des étoiles meurt et devient une naine blanche, une étoile neutronique ou un trou noir et l'évolution de l'étoile normale sera influencée et transmettra la matière à l'étoile morte et, par conséquent, des choses intéressantes peuvent se produire (figure 12). Les systèmes binaires varient en termes d'éclat, pour diverses raisons, et sont appelés variables cataclysmiques. Comme on décrit précédemment, une étoile naine blanche peut exploser, générant une supernova si une quantité suffisante de matière lui est transférée. Si l'étoile normale a fourni de la matière riche en hydrogène pour la naine blanche, cette matière peut exploser après le processus de fusion de l'hydrogène, générant une nova. La matière qui migre vers la naine blanche, l'étoile neutronique ou le trou noir peut devenir très chaude, car son énergie gravitationnelle se transforme en chaleur et peut produire des rayonnements à haute énergie tels que les rayons X.

Dans la vision artistique d'un trou noir (figure 11), vous pouvez voir le disque d'accrétion de gaz autour du trou noir et le flux de gaz de l'étoile normale, ce qui est attiré par le trou noir.

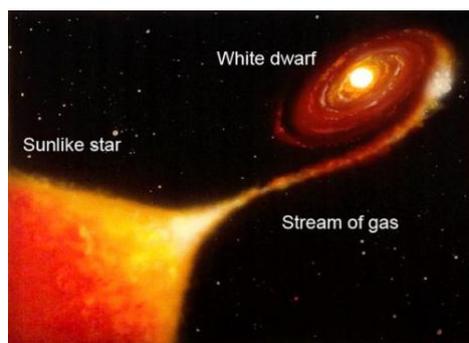


Fig. 12: Une étoile variable cataclysmique. La matière est tirée de l'étoile normale (à gauche) vers la naine blanche (à droite). Il frappe le disque d'accrétion autour de la naine blanche, ce qui provoque un scintillement dans la luminosité. L'affaire finit par atterrir sur la naine blanche, où elle peut s'enflammer ou exploser. Source: NASA.

### La formation (naissance) du soleil et des étoiles

Les étoiles sont nées maintenant! Parce que la plupart des étoiles massives ont une vie de seulement quelques millions d'années, et parce que l'âge de l'Univers a plus de dix milliards

d'années, on suppose que ces étoiles massives se sont formées tout récemment. Leur emplacement pourrait être un indice: elles sont dans et près des nuages de gaz et de poussière appelés nébuleux. Les gaz sont constitués d'ions, d'atomes et de molécules, en particulier d'hydrogène avec des traces d'hélium et de petites quantités d'autres éléments lourds. La poussière se compose de particules de silicate de graphite inférieures à un micromètre. La poussière est en moins grande quantité que le gaz, mais la poussière joue des rôles importants dans la nébuleuse. Il permet la formation de molécules en les protégeant des rayonnements forts des étoiles voisines. En outre, sa surface est un catalyseur pour la formation de molécules. La Nébuleuse d'Orion est la plus proche (figure 13) est une nébuleuse grande et brillante. Les étoiles chaudes dans la nébuleuse font que les atomes de gaz soient fluorescents. La poussière est chaude et émet un rayonnement infrarouge. La poussière bloque également la lumière des étoiles et des gaz derrière elle, ce qui entraîne l'apparition de taches sombres dans la nébuleuse.

La force gravitationnelle est une force d'attraction, il n'est donc pas surprenant que certaines zones de la nébuleuse se contractent lentement. Cela se produit si la force gravitationnelle est supérieure à la pression de turbulence dans la partie du nuage. Les premières étapes de contraction peuvent être aidées par une onde de choc d'une supernova voisine de la pression de rayonnement d'une étoile massive à proximité. Une fois la contraction commencée, elle se poursuit. Environ la moitié de l'énergie libérée par la contraction gravitationnelle entraîne le chauffage de l'étoile. L'autre moitié est émise dans l'espace. Lorsque le centre étoile atteint une température de 1.000.000 K, commence la fusion thermonucléaire du deutérium; lorsque la température atteint des températures plus élevées, la fusion thermonucléaire normale de l'hydrogène commence. Lorsque l'énergie produite est égale à la haute énergie, on considère formellement qu'une étoile est née.



Fig. 13: La nébuleuse d'Orion, un grand nuage de gaz et de poussière dans lequel les étoiles (et leurs planètes) se forment. Le gaz brille par fluorescence. La poussière produit des taches sombres d'absorption que vous pouvez voir, en particulier dans le coin supérieur gauche. Source: NASA.

Lorsque la contraction gravitationnelle commence, la matière présente un petit mouvement de rotation (moment cinétique) dû à la turbulence dans le nuage. Au fur et à mesure de la contraction, la «conservation du moment cinétique» détermine l'accélération du mouvement de rotation. Ce phénomène peut être remarqué dans le patinage, lorsque le patineur veut une

augmentation de la vitesse de rotation pendant la pirouette et approche ses mains jusqu'à l'axe de rotation. Au fur et à mesure que le mouvement de rotation de l'étoile rétrécissant augmente, la force centrifuge entraîne l'écrasement de la matière environnante dans un disque. L'étoile se forme dans le centre dense du disque. Les planètes sont effectivement déchirées dans ce disque - les planètes solides sont proches de l'étoile et les planètes gazeux et gelés au sont à l'extérieur du disque.

Dans les nébuleuses comme Orion Nébuleuse, les astronomes ont remarqué des étoiles à toutes les étapes de la formation. Ils ont remarqué des disques protoplanétaires dans lesquels des planètes comme l'a notre sont formées. Depuis 1995, les astronomes ont découvert des exo planètes ou des planètes extrasolaires - des planètes autour d'étoiles comme le Soleil. C'est une preuve indéniable que les planètes sont des sous-produits du processus de formation des étoiles. Il existe la possibilité qu'il y ait beaucoup de planètes comme la Terre dans l'Univers.

## Bibliographie

- Bennett, Jeffrey et al, *The Essential Cosmic Perspective*, Addison-Wesley; one of the best of the many available textbooks in introductory astronomy, 2005.
- Kaler, James B, *The Cambridge Encyclopaedia of Stars*, Cambridge Univ. Press, 2006.
- Percy, J.R, *Understanding Variable Star*, Cambridge University Press, 2007.

## Sources Internet

- American Association of Variable Star Observers. <http://www.aavso.org>. Education project: <http://www.aavso.org/vsa>
- Chandra X-Ray Satellite webpage. [http://chandra.harvard.edu/edu/formal/stellar\\_ev/](http://chandra.harvard.edu/edu/formal/stellar_ev/)
- Kaler's "stellar" website. <http://stars.astro.illinois.edu/sow/sowlist.html>
- Stellar Evolution on Wikipedia: [http://en.wikipedia.org/wiki/Stellar\\_evolution](http://en.wikipedia.org/wiki/Stellar_evolution)