

Evolució de les estrelles

John Percy

International Astronomical Union, Toronto University (Canadá)

Resum

Aquest article conté informació sobre les estrelles i l'evolució estel·lar, que pot ser útil per als professors de Física a l'escola secundària. També inclou enllaços a pàgines que aborden temes del currículum de ciències típic.

Objectius

- Comprendre l'evolució estel·lar i els processos que la determinen.
- Comprendre el diagrama de Hertzsprung-Russell.
- Comprendre el concepte de magnitud absoluta i aparent.

Introducció

L'evolució estel·lar tracta sobre els canvis que es produeixen en les estrelles fins a la seva mort. La gravetat obliga les estrelles a irradiar energia. Per equilibrar aquesta pèrdua d'energia, les estrelles produeixen energia per la fusió nuclear d'elements més lleugers en altres més pesats. Aquest procés canvia lentament la seva composició química, i per tant, les seves altres propietats. Amb el temps, les estrelles esgoten el seu combustible nuclear i moren. Comprendre la naturalesa i evolució de les estrelles ens ajuda a entendre i apreciar la naturalesa i evolució del nostre Sol, l'estrella que fa possible la vida a la Terra. Ens ajuda a entendre l'origen del nostre Sistema Solar i dels àtoms i molècules de les que tot, incloent-hi la vida, està fet. Ens ajuda a respondre qüestions tan fonamentals com "¿és possible que altres estrelles produeixin prou energia, visquin prou i romanguin estables el temps suficient com perquè la vida pugui desenvolupar-se i evolucionar en els planetes que les orbiten?" Per aquestes i altres raons, l'evolució estel·lar és un tema interessant per als estudiants.

Les propietats del Sol i les estrelles

El primer pas per entendre l'origen i l'evolució de el Sol i les estrelles és entendre les seves propietats. Els estudiants han d'entendre com es determinen aquestes propietats. El Sol és l'estrella més propera i es presenta en altres conferències d'aquest curs. Aquí, considerem al Sol pel que fa a l'evolució estel·lar. Els estudiants haurien d'entendre les propietats, l'estructura i la font d'energia de el Sol, perquè els mateixos principis permeten als astrònoms determinar l'estructura i evolució de totes les estrelles.

El Sol

Les propietats bàsiques el Sol són relativament fàcils de determinar, en comparació amb les d'altres estrelles. La seva distància mitjana és de $1,495978715 \times 10^{11}$ m; cal arribar a una Unitat Astronòmica. A partir d'ella, el seu radi angular observat (959,63 segons d'arc) es pot convertir, per la trigonometria, en un radi lineal: $6,96265 \times 10^8$ metres o 696.265 quilòmetres. El seu flux observat (1.370 W / m^2) a la distància de la Terra es pot convertir en una potència total: $3,85 \times 10^{26}$ W.

La massa es pot determinar a partir de la força d'atracció gravitatòria sobre els planetes, utilitzant les lleis de Newton del moviment i la gravitació: $1,9891 \times 10^{30}$ kg. La temperatura de la seva superfície radiant -la capa de la qual prové el seu llum- és 5780 K. El seu període de rotació és d'aproximadament 25 dies, però varia amb la latitud en el Sol, i és gairebé exactament esfèric. Està format principalment per hidrogen i heli.

Les estrelles

Les propietats bàsiques el Sol són relativament fàcils de determinar, en comparació amb les d'altres estrelles. La seva distància mitjana és de $1,495978715 \times 10^{11}$ m; cal arribar a una Unitat Astronòmica. A partir d'ella, el seu radi angular observat (959,63 segons d'arc) es pot convertir, per la trigonometria, en un radi lineal: $6,96265 \times 10^8$ metres o 696.265 quilòmetres. El seu flux observat (1.370 W / m^2) a la distància de la Terra es pot convertir en una potència total: $3,85 \times 10^{26}$ W.

La propietat observable més evident d'una estrella és la seva brillantor aparent. Això és mesurat com una magnitud, que és una mesura logarítmica del flux d'energia (quantitat d'energia per unitat de superfície) que nosaltres vam rebre.

L'escala de magnituds va ser desenvolupada per l'astrònom grec Hiparchus (190-120 a.C). Va classificar les estrelles com de magnitud 1, 2, 3, 4 i 5. Aquesta és la raó per la qual, les estrelles més febles tenen magnituds més positives. Més tard, es va constatar que, a causa de que els nostres sentits reaccionen de manera logarítmica als estímuls, hi havia una relació fixa de brillantor (2.512), corresponent a una diferència d'1 magnitud. L'estrella més brillant al cel nocturn té una magnitud de -1,44. L'estrella més tènue visible amb el telescopi més gran té una magnitud al voltant de 30.

La brillantor aparent B d'una estrella depèn de la seva potència P i de la seva distància D , d'acord amb la llei de la inversa del quadrat: la brillantor és directament proporcional a la potència i inversament proporcional a el quadrat de la distància: $B = \text{Cte} \times P / D^2$. A les estrelles properes, la distància pot ser mesurada per paralaxe. Els estudiants poden fer una demostració de la paral·laxi, i per demostrar que la paral·laxi és inversament proporcional a la distància de l'objecte observat. La potència de les estrelles pot ser calculada a partir la brillantor mesurat i la llei de la inversa d'el quadrat de la distància.

Diferents estrelles tenen colors lleugerament diferents, es pot veure això més fàcilment buscant les estrella Rigel (Beta Orionis) i Betelgeuse (Alpha Orionis) en la constel·lació Orió (figura 1). Els estudiants poden observar els estels a la nit i experimentar la meravella i la bellesa de el cel real. Els colors de les estrelles es deuen a les diferents temperatures de les capes de radiació de les estrelles, estrelles fredes apareixen lleugerament enrogides; estrelles calentes apareixen lleugerament blaves. (És l'oposat als colors que veiem a les aixetes d'aigua freda i calenta en el

bany!) Això es deu a la forma en què els nostres ulls responen a la color, un estel vermell apareix blanca vermellosa, i una estrella blava apareix de color blanc blavós. El color pot ser mesurat amb precisió usant un fotòmetre amb filtres de color, i la temperatura es pot determinar a partir de la color.



Fig. 1: La constel·lació d'Orió. Betelgeuse, l'estrella de la part superior esquerra, és freda, pel que sembla vermella. Deneb, l'estrella inferior dreta, és calent, pel que sembla blavosa.

La temperatura de l'estrella també pot determinar-se a partir del seu espectre -la distribució de colors o longituds d'ona en la llum de l'estrella (figura 2). Aquesta figura il·lustra la bellesa dels colors de la llum de les estrelles. Aquesta llum ha passat per l'atmosfera exterior de l'estrella, i els ions, àtoms i molècules en l'atmosfera absorbeixen longituds d'ona específiques de l'espectre. Això produeix línies fosques, o colors que falten en l'espectre (figura 2). Depenent de la temperatura de l'atmosfera, els àtoms poden ser ionitzats, excitats, o combinats en molècules. L'estat observat dels àtoms, en l'espectre, proporciona informació sobre la temperatura.

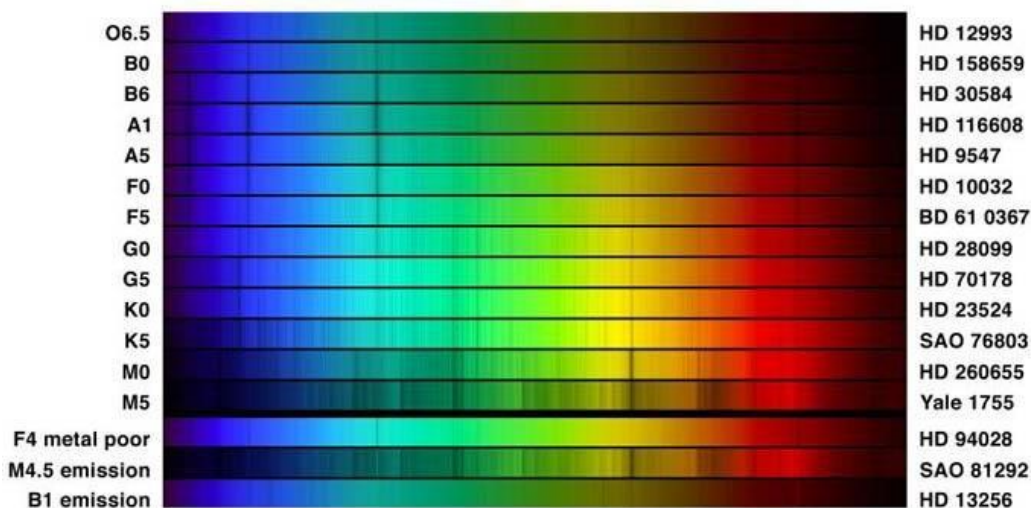


Fig. 2: Els espectres de moltes estrelles, des de la més calenta (O6.5: a dalt) fins a la més freda (M5: baix). Les diferents aparences dels espectres es deuen a les diferents temperatures de les estrelles. Els tres espectres de sota són d'estrelles peculiars d'alguna manera. (Font: Observatori Nacional d'Astronomia Òptica).

Fa un segle, els astrònoms van descobrir una relació important entre la potència o lluminositat d'una estrella i la seva temperatura: per a la majoria (però no totes) de les estrelles, la potència augmenta amb la temperatura. Es va descobrir més tard que el factor determinant és la massa

de l'estrella: estrelles més massives són més lluminoses, i més calents. Un gràfic de potència-temperatura es diu diagrama de Hertzsprung-Russell (figura 3). És molt important que els estudiants aprenguin a construir gràfics d'aquest tipus i interpretar-los.

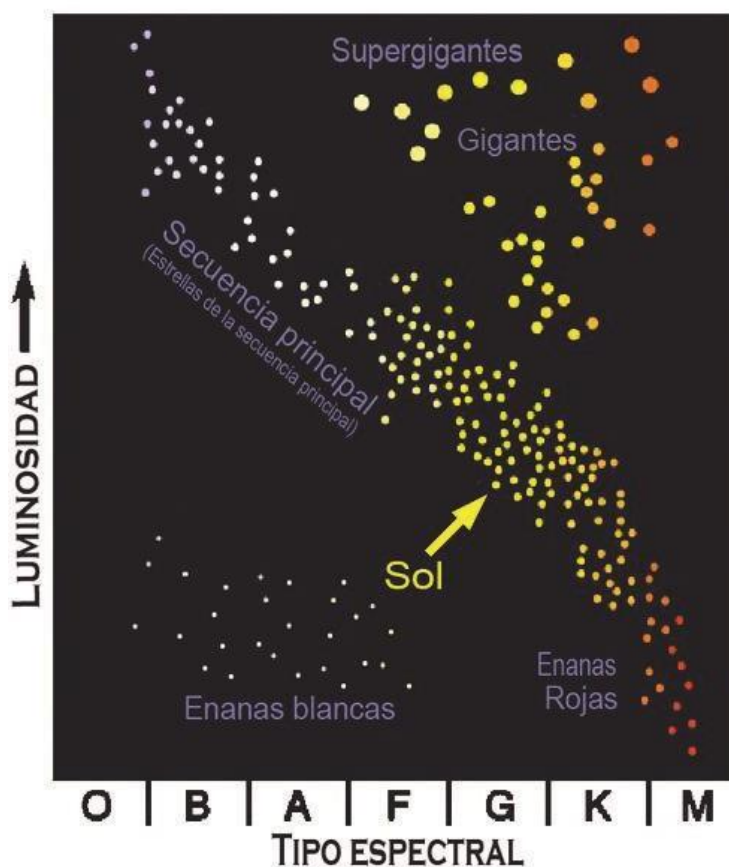


Fig. 3: Diagrama de Hertzsprung-Russell, un gràfic de l'energia o la lluminositat estel·lar versus la temperatura. Per raons històriques, l'augment de la temperatura és cap a l'esquerra. Les lletres OBAFGKM són els tipus espectrals que es relacionen amb la temperatura. Les línies diagonals mostren els radis de les estrelles; les estrelles més grans (gegants i supergegants) es troben a la part superior dreta, les més petites (nanes) es troben a la part inferior esquerra. Cal observar la seqüència principal (main sequence) des de la part inferior dreta fins a la part superior esquerra. La majoria d'estrelles es troben en aquesta seqüència. Es mostren les masses de les estrelles de la seqüència principal i la ubicació d'algunes estrelles conegudes. (Font: Universitat de Califòrnia Berkeley).

Un objectiu important de l'astronomia és determinar la potència d'estrelles de diferents tipus. Llavors, si aquest tipus d'estrelles s'observa en altres parts de l'Univers, els astrònoms poden usar la seva brillantor mesurat "B" i la seva potència assumida, P, per determinar la seva distància D, a partir de la llei de la inversa del quadrat: P / D^2 .

Els espectres de les estrelles (i de les nebuloses) també revelen de què estan fetes: la corba d'abundància còsmica (figura 4). Es componen d'al voltant de $\frac{3}{4}$ d'hidrogen, $\frac{1}{4}$ heli, i el 2% d'elements més pesats, sobretot carboni, nitrogen i oxigen.

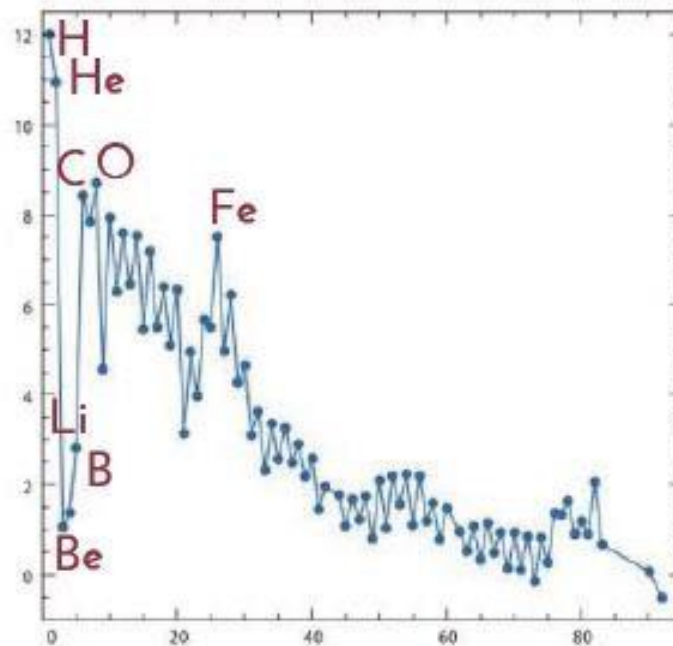


Fig. 4: L'abundància dels elements en el Sol i les estrelles. L'hidrogen i l'heli són els més abundants. Hi ha molt poc liti, beril·li i bor i bastant carboni, nitrogen i oxigen. Les abundàncies dels altres elements disminueixen considerablement a l'augmentar el nombre atòmic. L'hidrogen és 1012 vegades més abundant que l'urani. Els elements amb nombre parell de protons tenen una major abundància que els elements amb els números senars de protons. Els elements més lleugers que el ferro es produeixen per la fusió nuclear a les estrelles. Els elements més pesats que el ferro es produeixen per captura de neutrons en explosions de supernova. (Font: NASA).

Al voltant de la meitat de les estrelles en l'espai proper de el Sol són binàries o estrelles dobles - dues estrelles que orbiten una al voltant de l'altra. Les estrelles dobles són importants perquè permeten als astrònoms mesurar les masses de les estrelles observant el moviment de la segona estrella i viceversa. Sirià, Proció, i Capella són exemples d'estrelles dobles. També hi ha estrelles múltiples: tres o més estrelles en òrbita una al voltant de l'altra. Alpha Centauri, l'estrella més propera a el Sol, és un estel triple. Epsilon Lyrae és un estel quàdruple.

Com es va esmentar anteriorment, hi ha una important relació entre la potència d'una estrella i la seva massa: la potència és proporcional, aproximadament, a la galleda de la massa. Això es diu relació massa-lluminositat.

Les masses de les estrelles varien entre 0,1 a 100 vegades la del Sol. Les potències oscil·len entre 0,0001 i 1.000.000 de vegades la del Sol. Les estrelles més calentes presenten uns 50.000 K, les més fredes, al voltant de 2.000 K. Quan els astrònoms estudien les estrelles, troben que el Sol és més massiu i potent que el 95% de totes les estrelles en el seu veïnatge. Les estrelles massives i de gran potència són extremadament rares. El Sol no és una estrella mitjana. Està per sobre de la mitjana!

L'estructura del Sol i les estrelles

L'estructura de el Sol i les estrelles queda determinada principalment per la gravetat. La gravetat fa que el Sol fluid sigui gairebé perfectament esfèric. En les profunditats de el Sol, la pressió augmenta, a causa de el pes de les capes de gas per sobre. D'acord amb la llei dels gasos, que s'aplica a un gas perfecte, la densitat i la temperatura també serà més gran si la pressió és més gran. Si les capes més profundes són més calents, la calor fluirà cap a l'exterior, ja que la calor sempre flueix d'allò més calent ben bé calent. Això pot passar per radiació o convecció. Aquests tres principis donen lloc a la llei de massa- lluminositat.

Si la calor flueix sortint de el Sol, llavors les capes més profundes es refredaran, i la gravetat faria que el Sol es contraigués, de no existir l'energia que es produeix en el centre de l'estrella pel procés de la fusió termonuclear, que es descriu més endavant..

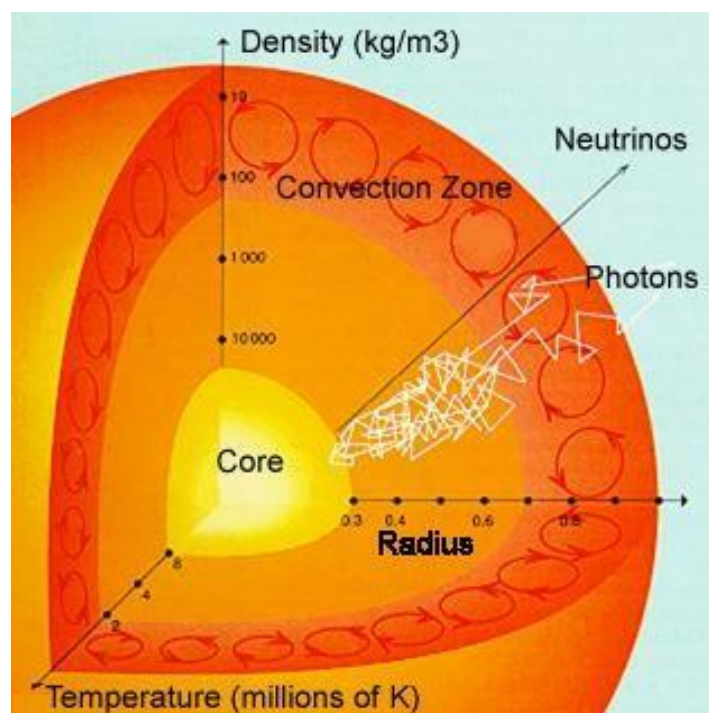


Fig. 5: Una secció del Sol, determinada a partir de models del Sol. A la zona exterior, l'energia és transportada per convecció, per sota d'aquesta zona, l'energia és transportada per radiació. L'energia es produeix en el nucli. (Font: Institut de Física Teòrica de la Universitat d'Oslo).

Aquests quatre principis simples s'apliquen a totes les estrelles. Poden expressar-se com equacions i poden ser resolts en un ordinador. Això dona un model de Sol o estrella: la pressió, densitat i flux d'energia en cadascuna de les distàncies des del centre de l'estrella. Aquest és el mètode bàsic pel qual els astrònoms coneixen l'estructura i evolució de les estrelles. El model es construeix per una massa i composició específiques de l'estrella, suposades, i ha de ser capaç de predir el radi de l'estrella, la potència i altres propietats observades.

Els astrònoms han desenvolupat recentment un mètode molt eficaç per testejar els seus models de l'estructura de l'Sol i de les estrelles -helisismologia o, en altres estrelles, astresismologia. El Sol i les estrelles vibren suaument en milers de diferents patrons o maneres. Això es pot observar amb instruments sensibles i comparar amb les propietats de les vibracions predites pels models.

La font d'energia del Sol i de les estrelles

Els científics es van preguntar fa molts segles, quina era la font d'energia del Sol i de les estrelles. La font més òbvia era la combustió química de matèria com el petroli o el gas natural, però, a causa de la molt alta potència del Sol (4×10^{26} W), aquesta font duraria només uns pocs milers d'anys. Però fins fa uns pocs segles, la gent pensava que l'edat de la Terra i l'Univers era de només uns pocs milers d'anys, perquè això era el que la Bíblia semblava dir!

Després dels treballs d'Isaac Newton, que va desenvolupar la Llei de la Gravitació Universal, els científics es van adonar que el Sol i les estrelles podrien generar energia a partir de lentes contraccions. L'energia gravitacional (potencial) de la matèria es podria convertir en calor i radiació. Aquesta font d'energia podria durar unes poques desenes de milions d'anys. No obstant això, l'evidència geològica va suggerir que la Terra, i per tant el Sol, era molt més vella que això.

A la fi de segle XIX, els científics van descobrir la radioactivitat, com un producte de la fissió nuclear. Els elements radioactius, però, són molt rars en el Sol i les estrelles, i no haguessin pogut aportar potència per a ells durant milers de milions d'anys. Finalment, els científics van descobrir al segle XX que els elements lleugers podien fondre i transformar-se en elements més pesats, un procés anomenat fusió nuclear. Si la temperatura i densitat eren prou altes, aquestes produïrien grans quantitats d'energia - més que suficient per donar la potència del Sol i les estrelles. L'element amb la major energia potencial de fusió era l'hidrogen, que és l'element més abundant en el Sol i les estrelles.

En les estrelles de poca massa com el Sol, la fusió de l'hidrogen es produeix en una sèrie de passos anomenats cadena protó-protó o pp. Dos protons es fusionen per formar deuteri. Un altre protó s'uneix al deuteri per formar heli-3. Els nuclis d'heli-3, es fusionen per produir nuclis d'heli-4, l'isòtop normal d'heli (figura 6).

A les estrelles massives, l'hidrogen es transforma en heli a través d'una sèrie diferent de passos anomenats cicle CNO, en el qual el carboni-12 s'utilitza com a catalitzador (figura 7). El resultat net, en cada cas, és que quatre nuclis d'hidrogen es fusionen per formar un nucli d'heli. Una petita fracció de la massa dels nuclis d'hidrogen es converteix en energia. Com que els nuclis normalment es repel·leixen entre si, per les seves càrregues positives, la fusió es produeix només si els nuclis xoquen amb gran energia (alta temperatura) i freqüentment (alta densitat).

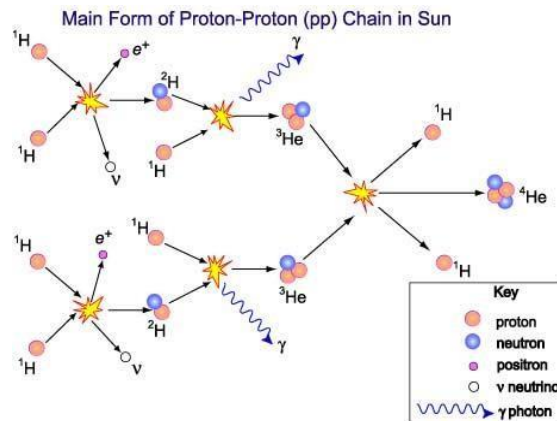


Fig. 6: La cadena de reaccions protó-protó per la qual l'hidrogen es fusiona en heli en el Sol i altres estrelles de baixa massa. En aquesta figura i en la següent, els neutrins (ν) són emesos en algunes de les reaccions. L'energia és emesa en forma de raigs gamma (raigs γ) i energia cinètica dels nuclis. (Font: Austràlia Telescope Facility Nacio).

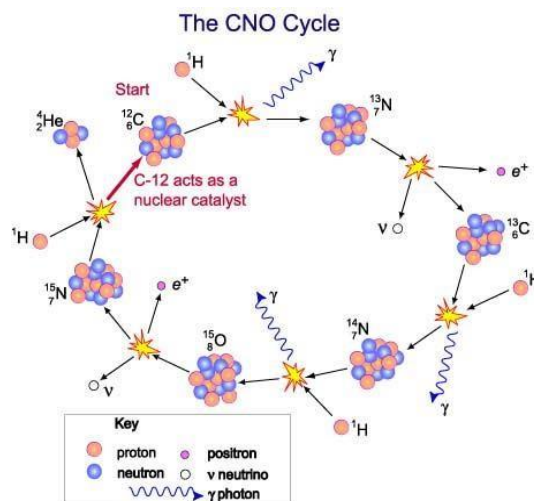


Fig. 7: El cicle CNO mitjançant el qual l'hidrogen es fusiona en heli en les estrelles més massives que el Sol. Carboni-12 (marcat com a "start") actua com un catalitzador i participa en el procés, sense ser utilitzat en el mateix. (Font : Austràlia Telescope Facility Nacional).

Si la fusió nuclear és la que defineix l'energia del Sol, llavors les reaccions de fusió han de produir un gran nombre de partícules subatòmiques anomenades neutrins. Normalment, aquestes passen a través de la matèria sense interactuar amb ella. Hi ha milers de milions de neutrins que passen a través dels nostres cossos cada segon. Amb un "Observatori de neutrins" especial es poden detectar alguns d'aquests neutrins. El primer observatori de neutrins va detectar només un terç del nombre de neutrins previst. Aquest "problema dels neutrins solars" va durar més de 20 anys, però va ser eventualment resolt per l'Observatori de Neutrins Sudbury (SNO) a Canadà (figura 8). El cor de l'observatori era un gran tanc d'aigua pesada -aigua en la qual alguns dels nuclis d'hidrogen són en realitat deuteri. Aquests nuclis de tant en tant absorbeixen un neutrí i emeten una espurna de llum. Hi ha tres tipus de neutrins. Dos terços dels neutrins procedents del Sol es transformen en altres tipus. SNO és sensible als tres tipus de neutrins, i va detectar el nombre total de neutrins predits per la teoria.

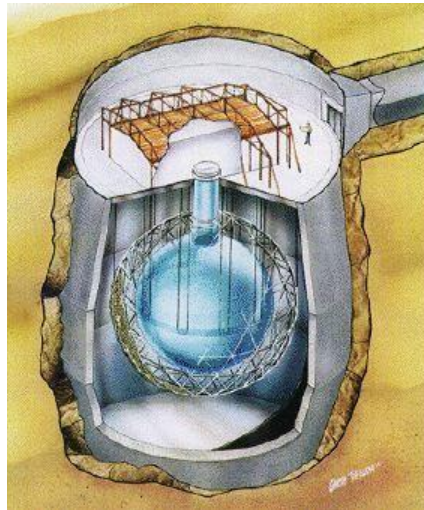


Fig. 8: L'Observatori de Neutrins de Sudbury, on els científics han confirmat els models de la fusió nuclear al Sol, observant el flux de neutrins predit. El cor de l'observatori és un gran tanca d'aigua pesada. Els nuclis de deuteri interactuen ocasionalment amb un neutrí per produir una espurna de llum observable. (Font: Observatori de Neutrins de Sudbury).

A causa de que "el mètode científic" és un concepte tan fonamental en l'ensenyament de la ciència, hem de començar per explicar com els astrònoms entenen l'evolució de les estrelles:

- mitjançant l'ús de simulacions per ordinador, basades en les lleis de la física, tal com es va descriure anteriorment;
- mitjançant l'observació de les estrelles al cel, que es troben en diferents fases d'evolució, ubicant-les en una "seqüència evolutiva" lògica;
- mitjançant l'observació de cúmuls estel·lars: grups d'estrelles que es van formar a el mateix temps del mateix núvol de gas i pols, però amb diferents masses. Hi ha milers de cúmuls d'estrelles a la nostra galàxia, incloent prop de 150 cúmuls globulars que es troben entre els objectes més antics de la nostra galàxia. Les Híades, les Plèiades, i la majoria de les estrelles de l'Óssa Major, són grups que es poden veure a simple vista. Les agrupacions són "experiments de la naturalesa": grups d'estrelles formats del mateix material, al mateix lloc, a el mateix temps. Les seves estrelles difereixen només en la massa. A causa de que diferents grups tenen diferents edats, podem veure com una col·lecció d'estrelles de diferents masses es pot veure quan abast diferents edats, després del seu naixement.
- mitjançant l'observació directa de les etapes ràpides de l'evolució, que seran molt rars, ja que duren només una fracció molt petita de la vida de les estrelles;
- mitjançant l'estudi dels canvis en els períodes d'estrelles variables polsants. Aquests canvis són petits, però observables. Els períodes d'aquestes estrelles depenen del radi de l'estrella. Com el radi canvia a causa de l'evolució, el període també la farà. El canvi en el període es pot mesurar a través d'observacions sistemàtiques, a llarg termini, de les estrelles.

El primer mètode, l'ús de simulacions per ordinador, era el mateix mètode que es va utilitzar per determinar l'estructura de l'estrella. Una vegada que l'estructura de l'estrella és coneguda, coneixem la temperatura i la densitat en cada punt de l'estrella, i calculem com pot canviar la composició química pels processos termonuclears que es produeixen. Aquests canvis en la composició pot ser incorporada en el següent model en la seqüència evolutiva.

Les estrelles variables polsants més famoses són les anomenades Cefeides, per l'estrella Delta Cephei, que és un exemple brillant. Hi ha una relació entre el període de variació d'una Cefeida i la seva potència. Mesurant el període, els astrònoms poden determinar la potència, i per tant la distància, usant la llei de l'invers del quadrat de la distància. Les Cefeides són una eina important per determinar la mida i l'escala d'edat de l'Univers.

Els alumnes poden observar estrelles variables, a través de projectes com Citizen Sky. Això els permet desenvolupar una varietat d'habilitats en ciència i matemàtiques, mentre que fan ciència real i potser fins i tot contribueixin a el desenvolupament de coneixements astronòmics.

Vida i mort del Sol i les estrelles

La fusió de l'hidrogen és un procés molt eficient. Proporciona energia a les estrelles en tota la seva llarga vida. Les reaccions de fusió són més ràpides al centre de l'estrella, on la temperatura i la densitat són més altes. L'estrella per tant desenvolupa un nucli d'heli que a poc a poc s'expandeix cap a l'exterior. Quan això passa, el nucli de l'estrella es redueix i es fa més calent, de manera que l'hidrogen al voltant de el nucli d'heli s'escalfa prou per fusionar-se. Això provoca que les capes externes de l'estrella s'expandeixin - lentament a del principi, però després més ràpidament. Es converteix en una estrella gegant vermella, fins a cent vegades més gran que el Sol. Finalment, el nucli central d'heli s'escalfa prou com perquè l'heli es fusioni en el carbó. Aquesta fusió equilibra la força cap al centre de la gravetat, però no per molt temps, perquè la fusió de l'heli no és tan eficient com la fusió de l'hidrogen. Després d'això, el nucli de carbó es contrau, fent-se més calent, i les capes externes de l'estrella s'expandeixen per esdevenir una gegant encara més gran de color vermell. Les estrelles més massives s'expandeixen a una mida encara més gran i es converteixen en estrelles supergegants vermelles.

Un estel mor quan se li acaba el combustible. No hi ha una altra font d'energia per mantenir l'interior de l'estrella calenta, i per produir una pressió del gas cap a l'exterior suficient per aturar la contracció gravitatòria de l'estrella. El tipus de mort depèn de la massa de l'estrella.

La durada de la vida de l'estrella també depèn de la seva massa: les estrelles de baixa massa tenen molt baixa potència i temps de vida molt llargs -desenes de milers de milions d'anys. Les estrelles de gran massa tenen molt alta potència i temps de vida molt curts- de milions d'anys. La majoria de les estrelles són de molt baixa massa i la seva vida superarà a l'edat actual de l'Univers.

Abans de la seva mort, un estel perd massa. Quan ha fet servir l'últim hidrogen, i després el que quedava d'heli, s'expandirà transformant-se en una estrella gegant vermella, de més de cent vegades el radi de el Sol i més de mil milions de vegades el seu volum. Els estudiants poden fer un model a escala, que permet visualitzar els enormes canvis en la mida de l'estrella a mesura que

evoluciona. La gravetat en les capes exteriors d'una gegant vermella és molt baixa. També comença una pulsació, una rítmica expansió i contracció. A causa de la gran grandària d'una geganta vermella, cada cicle de la pulsació porta mesos o anys. Això acaba portant a les capes exteriors de l'estrella cap a l'espai, formant una bella nebulosa planetària, en lenta expansió al voltant de l'estrella que mor (figura 9). Els gasos en la nebulosa planetària són excitats fins a produir fluorescència per la llum ultraviolada que prové del nucli calent de l'estrella. Finalment, s'aparta de l'estrella, i s'uneix amb un altre gas i pols per formar noves nebuloses de les quals naixeran noves estrelles.



Fig. 9: La nebulosa Helix, una nebulosa planetària. Els gasos de la nebulosa van ser expulsats de l'estrella durant la seva fase evolutiva de gegant vermella. El nucli de l'estrella és una nana blanca calenta. Es pot veure, feble, al centre de la nebulosa. (Font: NASA).

La vida de les estrelles massives és lleugerament diferent de les estrelles de baixa massa. En estrelles de poca massa, l'energia és transportada des del nucli cap a l'exterior per la radiació. Al nucli d'estrelles massives, l'energia és transportada per convecció, de manera que el nucli de l'estrella està completament barrejat. Quan l'hidrogen s'esgota en el nucli, l'estrella canvia molt ràpidament i es transforma en una gegant vermella. En el cas d'estrelles de baixa massa, la transició és més gradual.

Les estrelles han de tenir una massa de més de 0,08 vegades la del Sol. Altrament, els seus centres no seran prou calents i densos perquè l'hidrogen es fusioni. Les estrelles més massives tenen masses del voltant d'un centenar de vegades la del Sol i tenen tanta potència que la seva pròpia radiació aturarà la formació i els impedirà romandre estables.

Estrelles comunes, de baixa massa

A les estrelles amb una massa inicial inferior a vuit vegades la de el Sol, la pèrdua de massa final deixa un nucli de menys de 1,4 vegades la massa de el Sol. Aquest nucli no té combustible termonuclear. La força cap al centre de la gravetat és equilibrada per la pressió externa d'electrons. Ells resisteixen qualsevol nova contracció, a causa de el principi d'exclusió de Pauli - una llei de la teoria quàntica que indica que hi ha un límit en el nombre d'electrons que pot existir en un determinat volum. Aquests nuclis es diuen *nanes blanques* i tenen masses inferiors

a 1,44 vegades la de el Sol. Això es coneix com el *límit de Chandrasekhar*, perquè l'astrònom indi-americana i Premi Nobel Subrahmanyam Chandrasekhar va demostrar que una nana blanca més massiva que aquest límit, s'esfondraria sota el seu propi pes.

Les nanes blanques són els punts finals normals de l'evolució estel·lar. Són molt comuns en la nostra galàxia, però són difícils de veure ja que no són més grans que la Terra. Encara que estan calents, tenen una àrea de radiació molt petita i són per tant molt poc brillants. Els seus potències són milers de vegades menors que la de el Sol. Les estrelles brillants Sirià i Proció tenen nanes blanques orbitant al seu voltant. Aquestes nanes blanques no tenen cap font d'energia, a més de la seva calor emmagatzemat. Són com brases de carbó, refredant en una llar de foc. Després de milers de milions d'anys, es refredaran per complet, i es faran fredes i fosques.

Les rares estrelles massives

Les estrelles massives són calents i de gran potència, però molt rares. Tenen una vida curta d'uns pocs milions d'anys. Els seus nuclis són prou calents i densos com per fusionar elements fins al ferro. El nucli de ferro no té energia disponible, ja sigui per fusió o fissió. No hi ha una font d'energia per mantenir el nucli calent i per resistir la força de la gravetat. La gravetat col·lapsa el centre de l'estrella en un segon, convertint-lo en una bola de neutrons (o fins i tot de matèria estranya), alliberant enormes quantitats d'energia gravitacional. Això provoca que les capes externes de l'estrella esclatin com una supernova (figura 10). Aquestes capes externes són expulsades amb velocitats de fins a 10.000 km / s i l'estrella es converteix en supernova.

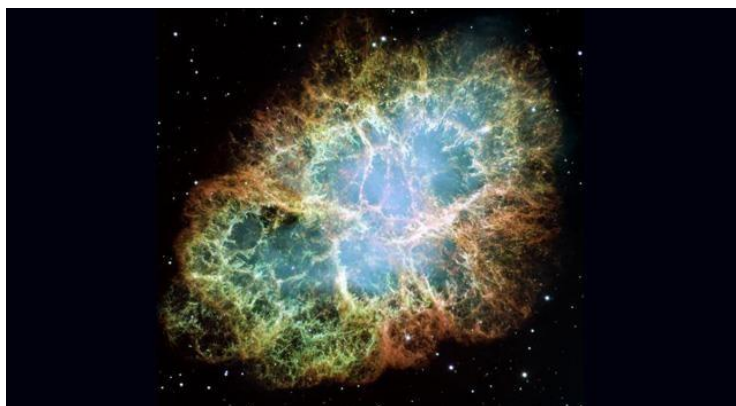


Fig. 10: La Nebulosa del Cranc, el romanent d'una explosió de supernova que va ser registrada pels astrònoms a Àsia en 1054 d.C. El nucli de l'estrella que va explotar és un estel de neutrons en ràpida rotació, o púlsar, dins de la nebulosa. Una petita fracció de la seva energia de rotació es transmet a la nebulosa, fent que brilli. (Font: NASA)

Una supernova, en la seva lluminositat màxima, pot ser tan brillant com una galàxia sencera de centenars de milers de milions d'estrelles. Tycho Brahe i Johannes Kepler van observar i van estudiar supernoves brillants, en 1572 i 1604, respectivament. Segons Aristòtil, els estels eren perfectes i no canviaven, però Brahe i Kepler van demostrar el contrari. Cap supernova s'ha observat en la Via Làctia durant els darrers 400 anys. Una supernova visible a ull un, es va observar el 1987 a la Gran Núvol de Magallanes, una petita galàxia satèl·lit de la Via Làctia.

La massa de el nucli de la supernova és més gran que el límit de Chandrasekhar. Els protons i electrons en el nucli que es contreu, es fonen per produir neutrons i neutrins. Les explosions de neutrins podrien ser detectades per un observatori de neutrins. Si la massa del nucli és menor que unes tres vegades la massa de el Sol, l'estrella serà estable. La força de la gravetat, cap a dins, està en equilibri amb la pressió quàntica, cap a fora, dels neutrons. L'objecte es diu estrella de neutrons. El seu diàmetre és d'uns 10 km. La seva densitat és de més de 10¹⁴ vegades la de

l'aigua. Pot ser visible amb un telescopi de raigs X si encara està molt calent, però les estrelles de neutrons van ser descobertes d'una manera molt inesperada - com a fonts de polsos d'ones de ràdio, trucades púlsars. Els períodes del pols són del voltant d'un segon, de vegades molt menys. La radiació és produïda pel fort camp magnètic de l'estrella de neutrons, i que sigui polsant es deu a la ràpida rotació de l'estrella.

Hi ha un segon tipus de supernova que es produeix en sistemes estel·lars binaris en els que un estel ha mort i s'ha convertit en una nana blanca. Quan la segona estrella comença a expandir-se, pot lliurar gas a la seva companya nana blanca. Si la massa de la nana blanca es fa més gran que el límit de Chandrasekhar, el material es fon, gairebé a l'instant, transformant-se en carboni, alliberant suficient energia com per destruir l'estrella.

En una explosió de supernova, tots els elements químics que han estat produïts per reaccions de fusió són expulsats a l'espai. Els elements més pesats que el ferro es produeixen només en aquest tipus d'explosions, en petites quantitats

Las muy raras estrellas muy masivas

Les estrelles de gran massa són molt rares - una a mil milions. Tenen potències de fins a milions de vegades la del Sol, i vides molt curtes. Són tan massives que, quan s'acaba la seva energia i el nucli es col·lapsa, la seva massa és més de tres vegades la massa de el Sol. La gravetat supera fins i tot la pressió quàntica dels neutrons. El nucli segueix cap al col·lapse, fins que és tan dens que la seva força gravitatòria impedeix que alguna cosa escapament d'ell, inclusivament la llum. Es converteix en un forat negre. Els forats negres no emeten radiació alguna, però, si tenen una estrella normal com a companya, obliguen que es mogui en una òrbita. El moviment observat de la companya permet als astrònoms detectar el forat negre i mesurar la seva massa. Més encara: una petita quantitat de gas de l'estrella normal pot ser atret cap al forat negre, i s'escalfa fins que brilla en raigs X abans de caure en el forat negre (figura 11). Informació de la zona dels forats negres, són per tant forts fonts de raigs X i es detecten amb telescopis de raigs X.

En el mateix centre de moltes galàxies, incloent la nostra Via Làctia, els astrònoms han descobert *forats negres supermassius*, milions o milers de milions de vegades més massius que el Sol. La seva massa es mesura a partir del seu efecte sobre les estrelles visibles a prop dels centres de les galàxies. Els forats negres supermassius semblen haver-se format com a part del procés del naixement de la galàxia, però no està clar com va succeir això. Un dels objectius l'astronomia de segle XXI és comprendre com els primers estels, galàxies i forats negres súper massius es van formar, poc després del naixement de l'Univers.

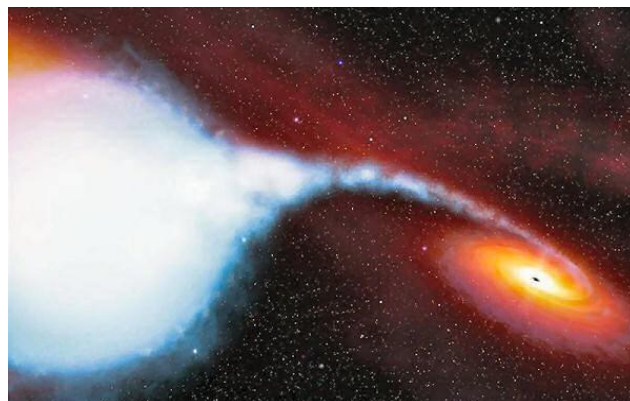


Fig. 11: Concepció artística de l'estrella binària, font de raigs X, Cygnus X-1. Es tracta d'una estrella normal massiva (esquerra) i un forat negre (dreta), d'unes 15 vegades la massa de el Sol, en òrbita mútua. Part dels gasos de l'estrella normal es veuen empesos cap a un disc d'acreció al voltant del forat negre i finalment cauen al forat negre en si. Els gasos s'escalfen a temperatures molt altes, la qual cosa produeix emissió en raigs X. (Font: NASA).

Estrelles variables cataclísmiques

Aproximadament la meitat de totes les estrelles són estrelles binàries, de dues o fins i tot més estrelles en òrbita mútua. Sovint, les òrbites són molt grans, i les dues estrelles no interfereixen amb l'evolució d'una o una altra. Però si l'òrbita és petita, les dues estrelles poden interactuar, sobretot quan una s'expandeix com a gegant vermella. I si una estrella mor per convertir-se en una nana blanca, una estrella de neutrons o un forat negre, en l'evolució l'estrella normal pot vessar el seu material sobre l'estrella morta i moltes coses interessants poden succeir (figura 12). El sistema de l'estrella binària varia en brillantor, per diverses raons, i es diu *estrella variable cataclísmica*. Com es va assenyalar anteriorment, una companya nana blanca podria explotar com una supernova si li fos aportada suficient massa. Si l'estrella normal vessa material ric en hidrogen sobre la nana blanca, aquest material podria explotar, a través de la fusió de l'hidrogen, com una nova. El material que cau cap a la nana blanca, l'estrella de neutrons o forat negre pot simplement tornar-se molt calent, perquè la seva energia potencial gravitatòria es converteix en calor, i produeixen radiació d'alta energia com ara Raigs X.

En la concepció de l'artista d'un forat negre (figura 11), es pot veure el *disc d'acreció* de gas al voltant del forat negre, i el corrent de gas de l'estrella normal que flueix cap al mateix.

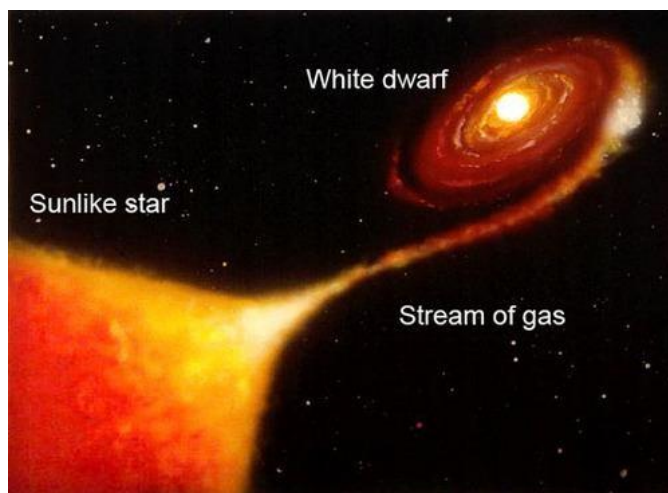


Fig.12: Una estrella variable cataclísmica. La matèria és arrossegada de l'estrella normal (esq) cap a la nana blanca (a la dreta). Això colpeja el disc d'acreció al voltant de la nana blanca, el que provoca un parpelleig en brillant. La matèria eventualment cau en la nana blanca, on pot fulgurar o explotar. (Font: NASA).

El naixement del Sol i les estrelles

Les estrelles estan naixent ara! A causa de que les estrelles més massives tenen una vida útil de només uns pocs milions d'anys i pel fet que l'edat de l'Univers és més de deu mil milions d'anys, es dedueix que les estrelles massives que veiem han d'haver nascut fa molt poc. La seva ubicació ens dóna una pista: es troben en i prop de grans núvols de gas i pols trucades nebuloses. El gas consisteix en ions, àtoms i molècules, sobretot d'hidrogen, una mica d'heli i molt petites quantitats dels elements més pesats. La pols està format per grans de silicat i grafit, amb formats de menys d'un micròmetre. Hi ha molt menys pols que gas, però la pols juga un paper important en la nebulosa. Permet que les molècules es formin, protegint-les de la intensa radiació de les estrelles properes. La seva superfície pot servir de catalitzador per a la formació de molècules.

La Nebulosa més propera, gran i brillant és la Nebulosa d'Orió (figura 13). Les estrelles calentes en la nebulosa produeixen la resplendor dels àtoms de gas per fluorescència. La pols està calent, i emet radiació infraroja. També bloqueja la llum de les estrelles i el gas darrere d'ell, causant les taques fosques a la nebulosa.

La gravetat és una força d'atracció, per la qual cosa no és d'estranyar que algunes parts d'una nebulosa es contreguin lentament. Això passarà si la força gravitacional és més gran que la pressió de la turbulència en aquesta regió del núvol. Les primeres etapes de la contracció poden ser ajudades per una ona de xoc d'una supernova propera o per la pressió de radiació d'una estrella massiva propera. Una vegada que comença la contracció gravitatòria, continua imparabile. Al voltant de la meitat de l'energia alliberada a partir de la contracció gravitacional, s'escalfa a l'estrella. L'altra meitat s'irradia. Quan la temperatura de centre de l'estrella aconsegueix prop de 1.000.000 K, la fusió termonuclear del deuteri comença, quan la temperatura és una mica més gran, la fusió termonuclear de l'hidrogen normal comença. Quan l'energia que és produïx és igual a l'energia que s'irradia, l'estrella "oficialment", ha nascut quan la contracció gravitacional comença el material té una rotació molt petita a causa de la turbulència en el núvol. A mesura que la contracció continua, "la conservació de moment angular" fa que la rotació augmenti. Aquest efecte és comunament vist en el patinatge artístic, quan el patinador vol anar cap a un gir ràpid, posa els braços tan a prop del seu eix de rotació (el seu cos) com sigui possible, i els seus gir augmenta. Com la rotació de l'estrella en contracció continua, "la força centrífuga" (com és familiar però incorrectament anomenada) fa que el material al voltant de l'estrella s'aplana formant un disc. L'estrella es forma en el centre dens de el disc. Els planetes es formen en el propi disc- els planetes rocosos prop de l'estrella i els planetes gasosos i de gel en el disc exterior fred.



Fig. 13: La Nebulosa d'Orió, un gran núvol de gas i pols en la qual les estrelles (i els seus planetes) s'estan formant. El gas brilla per fluorescència. La pols produeix taques fosques d'absorció que es poden veure, especialment en la part superior esquerra de la foto. (Font: NASA).

En les nebuloses com la Nebulosa d'Orió, els astrònoms han observat estrelles en totes les etapes de formació. Han observat proplyds -discos proto-planetaris en què els planetes com el nostre s'estan formant. I a partir de 1995, els astrònoms han descobert exoplanetes o planetes extra-solars -planetes al voltant d'altres estrelles com el Sol. Aquesta és una prova evident que els planetes es formen realment com a subproducte normal de la formació estel·lar. ¡Hi pot haver molts planetes, com la Terra, en l'Univers!

Bibliografia

- Bennett, J et al., *The Essential Cosmic Perspective*, Addison-Wesley, 2005.
- Kaler, J.B., *The Cambridge Encyclopaedia of Stars*, Cambridge University Press, 2006.
- Percy, J.R., *Understanding Variable Star*, Cambridge University Press, 2007

Fonts d'Internet

- American Association of Variable Star <http://www.aavso.org/vsa>
- Pàgina de Chandra X-Ray: http://chandra.harvard.edu/edu/formal/stellar_ev/
- Kaler's "stellar" website :<http://stars.astro.illinois.edu/sow/sowlist.html>
- Stellar Evolution en Wikipedia: http://en.wikipedia.org/wiki/Stellar_evolution