

Aula 20: Formação e Evolução Estelar

Maria de Fátima Oliveira Saraiva, Kepler de Souza Oliveira Filho e Alexei Machado Müller



A nebulosa planetária "Olho de Gato" é um exemplo típico do belo final de vida de estrelas como o Sol, antes de se tornarem anãs brancas. (Fonte: [wikipedia](#)).

Introdução

Prezado aluno,

Em nossa última aula da segunda área, vamos tratar da formação e evolução estelar. Desde o nascimento da estrela, passando pela vida da mesma até a sua morte. Estudaremos as características de cada estágio evolutivo das estrelas, bem como os processos físicos envolvidos nessa evolução.

Bom estudo!



Objetivos da aula

Nesta aula trataremos da formação e da evolução estelar. Esperamos que ao final você esteja habilitado a:

- descrever os processos físicos envolvidos na formação estelar;
- esquematizar os principais estágios da vida das estrelas de diferentes massas, desde a formação até a sua "morte";
- explicar o que são nebulosas planetárias, supernovas, anãs brancas, estrelas de nêutrons, pulsares e buracos negros.

Como se dá a evolução das estrelas, desde sua formação até a sua morte?



Figura 20.01: Fases da evolução do Sol, desde quando se contraiu a partir do gás difuso de uma região de formação estelar até a fase de gigante vermelha, que ocorrerá quando o hidrogênio no centro do Sol tiver todo sido convertido em hélio. Atualmente o Sol é uma estrela amarela, com temperatura superficial próxima de 6 000K. Assim esteve nos últimos 4,5 bilhões de anos e assim será por período semelhante no futuro.

(Fonte: <http://www.if.ufrgs.br/oei/hipexpo/estrelas.pdf>.)

Local onde se formam as estrelas:

Regiões mais densas e frias em nebulosas gasosas colapsam formando estrelas

Como nascem as estrelas?

As estrelas se formam em nuvens moleculares imersas em nebulosas gasosas existentes nas galáxias. Assim como as galáxias em geral, as nuvens moleculares são feitas quase que inteiramente de hidrogênio e hélio. Turbulências, como as causadas por uma explosão de supernova nas proximidades, provocam crescentes adensamentos em algumas regiões da nebulosa, formando glóbulos de gás frio, que acabam colapsando sob seu próprio peso. Cada glóbulo dará origem a uma estrela. O processo todo acontece em uma escala de tempo de centenas de milhares de anos.

À medida que o glóbulo colapsa, forma-se um disco em rotação com a protoestrela no centro; jatos bipolares de gás e poeira são gerados pelo disco rotante e pelo vento estelar da protoestrela. A pressão no centro da



estrela aumenta até o ponto em que ela balança a força gravitacional, alcançando o equilíbrio hidrostático que faz parar o colapso. O material remanescente do disco circunestelar pode formar um disco protoplanetário, que possivelmente dará origem a planetas.

No interior da protoestrela, o núcleo continua a crescer matéria das camadas externas a ela, ficando mais denso e mais quente. Quando a temperatura do núcleo fica suficientemente alta (8 milhões de kelvins) para iniciar as reações termonucleares, a protoestrela passa a ser chamada de estrela, iniciando a fase de sua vida chamada "sequência principal".

FORMAÇÃO DE UMA PROTO-ESTRELA

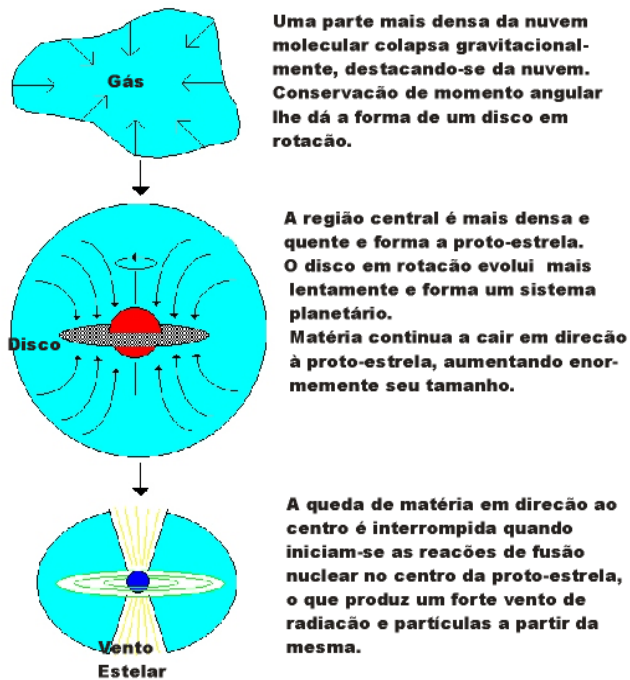
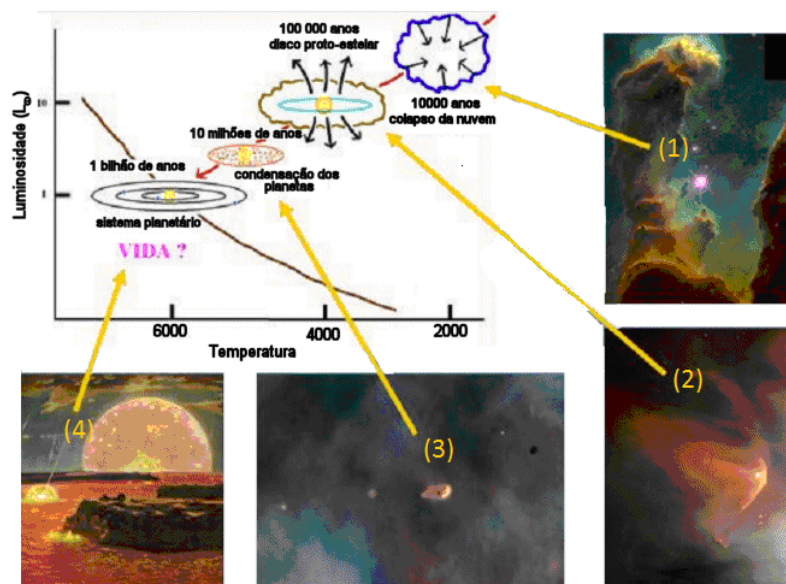


Figura 20.02: Formação de uma proto-estrela.
(Fonte: http://www.if.ufrgs.br/oei/stars/formation/form_st.htm.)



Legenda do gráfico na figura 20.03:

- (1) 10 000 anos, colapso de nuvens.
- (2) 100 000 anos, formação do disco protoestrelar.
- (3) 10 milhões de anos, condensação dos planetas.
- (4) 1 bilhão de anos, sistema planetário (VIDA?).

Figura 20.03: Etapas da formação estelar: no diagrama HR vê-se desde o início do colapso da nuvem até se tornar uma estrela da Sequência Principal; nas imagens astronômicas: (1) detalhe de uma nebulosa gasosa onde foram observados diversos glóbulos de formação estelar. Idade (2) protoestrela muito jovem, ainda envolta na nuvem de gás e poeira da qual ela se originou, (3) disco protoplanetário na nebulosa de Órion e (4) uma representação artística de um planeta jovem.



Temperatura mínima para ocorrerem as reações nucleares para a formação de uma estrela:

8×10^6 K.

Massa mínima de uma protoestrela para formar uma estrela:

~10 % da massa do Sol.

Anã marrom:

Se forma quando a massa da protoestrela é inferior a 10 % da massa do Sol.

A massa mínima que a protoestrela precisa ter para seu núcleo atingir a temperatura de 8 milhões de kelvins é de aproximadamente 10% da massa do Sol (o valor teórico é 0,08 massas solares), correspondendo a aproximadamente 70 vezes a massa de Júpiter. Se a massa for menor do que isso ela será uma anã marrom.

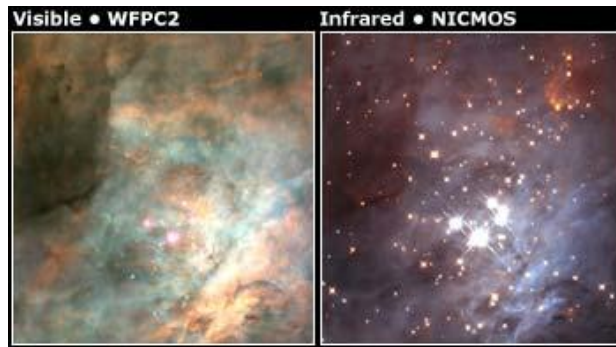


Figura 20.04: Imagens da parte central da Nebulosa de Órion, onde o Telescópio Espacial Hubble descobriu, em 2 000, 50 anãs-marrons. As jovens anãs-marrons são muito fracas e enevoadas para serem vistas no visível (imagem da esquerda), mas tornam-se nítidas na imagem em infravermelho (esquerda). As quatro estrelas centrais, visíveis nas duas imagens, são estrelas jovens e muito luminosas.

Se a massa da estrela for maior do que 0,08 massas solares, quando a temperatura no núcleo da estrela fica suficientemente alta para iniciar reações nucleares estáveis, a protoestrela torna-se uma estrela da Sequência Principal, transformando hidrogênio em hélio no núcleo. A posição da estrela na sequência principal que vai depender de sua massa, pois tanto a temperatura quanto a luminosidade da estrela são ditados pela sua massa.

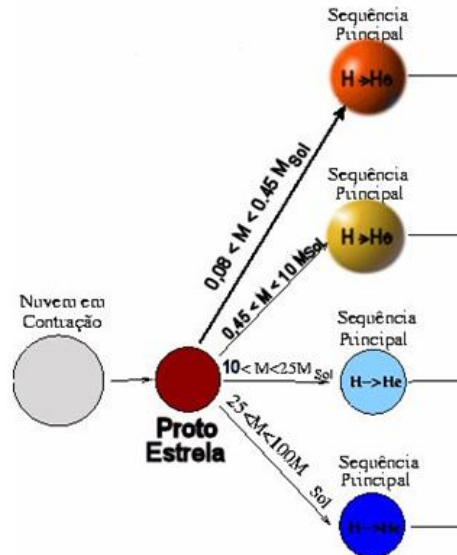


Figura 20.05: Esquema dos estágios evolutivos até a sequência principal. Uma nuvem em contração dá origem a uma protoestrela que se transforma em uma estrela da Sequência Principal, estágio de vida em que a estrela está transformando hidrogênio em hélio (H->He) no núcleo. As estrelas menos massivas (entre 0,08 e 0,45 massas solares) serão anãs vermelhas na sequência principal (pouco luminosas, baixas temperaturas superficial e cor avermelhada). No outro extremo de massa teremos as supergigantes azuis da sequência principal (alta luminosidade, alta temperatura e cor azulada).

As estrelas pouco massivas são muito mais numerosas do que as de alta massa: nascem 300 estrelas de $1 M_{Sol}$ para cada uma estrela de $10 M_{Sol}$ e, 300 estrelas de $10 M_{Sol}$ para cada uma estrela de $100 M_{Sol}$.



Para cada 300 estrelas com massas iguais a do Sol, nasce uma com massa 10 vezes a do Sol.

Estrelas na Sequência Principal:

Encontram-se transformando, no seu núcleo, H em He.

Vida das estrelas na sequência principal

As estrelas permanecem na sequência principal enquanto estiverem transformando hidrogênio em hélio no núcleo.

Durante essa fase da evolução, que dura 90% do tempo total de vida das estrelas, elas se mantêm em equilíbrio hidrostático (balanço entre gravidade e forças de pressão interna) e têm a luminosidade e a temperatura determinada por sua massa. As estrelas na sequência principal obedecem à relação massa – luminosidade.

A estrutura interna das estrelas apresenta três regiões principais: o núcleo, uma zona convectiva e uma zona radiativa. O núcleo é a região onde a estrela está gerando energia pela fusão do hidrogênio em hélio. Essa energia se transporta para fora por processos radioativos ou convectivos, dependendo das condições do gás (temperatura, densidade e opacidade).

As estrelas mais massivas do que $1,75 M_{\text{Sol}}$ têm uma camada de convecção interna, entre o núcleo e a camada radiativa; as estrelas com massa entre 0,45 massas solares e 1,75 massas solares têm uma camada de convecção externa, por fora da camada radiativa que envolve o núcleo. As estrelas menos massivas que 0,45 massas solares não têm a camada radiativa, o transporte de energia se dá por convecção desde o núcleo até a superfície.

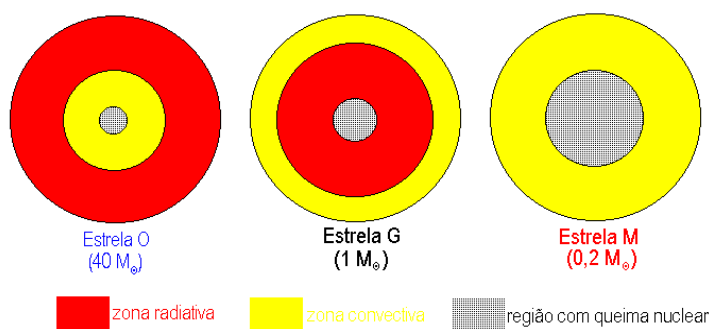


Figura 20.06: Estrutura interna das estrelas: nas estrelas O a zona convectiva fica entre o núcleo e a zona radiativa; nas estrelas G (como o Sol) a zona radiativa fica entre o núcleo e a zona convectiva; nas estrelas M não existe zona radiativa, toda a energia gerada pelo núcleo é transportada até a superfície por convecção.

Como vimos na aula anterior, o tempo de vida na Sequência Principal depende da massa da estrela. A vida do Sol na Sequência Principal está estimada em 10 bilhões de anos (dos quais 4,5 bilhões já se passaram). Uma estrela de 0,1 massas solares levará 3 trilhões de anos para sair da Sequência Principal. Uma estrela de 10 massas solares ficará na Sequência Principal “apenas” 100 milhões de anos.

$$\tau_{\text{SP}} = \frac{1}{(M/M_{\odot})^2} \cdot 10^{10} \text{ anos.}$$

Quando as estrelas consomem o hidrogênio no núcleo, que corresponde a aproximadamente 10 % da sua massa total (no caso do Sol essa massa está concentrada em uma região com diâmetro de 50.000 km), elas saem da sequência principal.

Regiões principais da estrutura interna de uma estrela:

núcleo,
zona convectiva e
zona radiativa.



Estrelas fora da sequência principal:

Após terem consumido o H do núcleo, resta massa equivalente a 10 % de sua massa total.

Anãs vermelhas:

Estrelas com massa entre 0,08 e 0,45 massas solares. Nunca atingem temperatura suficiente para fundir o hélio.

Gigante vermelha:

Se forma quando o núcleo da estrela colapsa, aumentando a luminosidade da estrela, ela se expande e fica mais fria.

A vida pós-sequência principal

O destino das estrelas depois de consumir todo o seu combustível nuclear, depende de se a estrela é sozinha ou se tem uma ou mais companheiras. No caso de estrelas sozinhas, a massa com que ela se forma determina toda a sua evolução. Para estrelas que fazem parte de sistemas binários ou múltiplos, a evolução depende tanto da massa inicial quanto da separação entre as estrelas, que determinará quando as estrelas interagirão durante a evolução.

Neste capítulo consideramos apenas evolução de estrelas sozinhas, que só depende da massa com que ela é formada.

As estrelas com massa entre 0,08 e 0,45 massas solares (as anãs vermelhas), transformam a maior parte de suas massas em hélio, mas nunca atinge temperatura alta o suficiente no núcleo para fundir o hélio. Elas vão se tornar anãs brancas com núcleo de hélio.

Para estrelas com mais de 0,45 massas solares, quando se esgota o hidrogênio no núcleo, a geração de energia passa a se dar em uma camada estreita envolvendo o núcleo, onde a temperatura e a densidade são suficientes para manter as reações nucleares. Como nenhuma energia nuclear é gerada nesta fase, o balanço entre gravidade e pressão deixa de existir; o núcleo colapsa aumentando:

- a temperatura da estrela;
- a camada que queima H;
- a luminosidade da estrela.

As camadas externas se reajustam ao aumento de luminosidade expandindo-se, e como a área superficial aumenta, sua temperatura diminui. Desta forma, a luminosidade aumenta e a estrela torna-se um gigante vermelha.

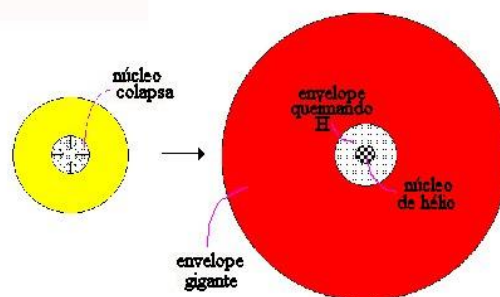


Figura 20.07: Quando acaba o estoque de hidrogênio no núcleo ele colapsa. A região em torno do núcleo fica quente o suficiente para fundir o hidrogênio e começa aí a produção de energia, aumentando a luminosidade da estrela, que se expande e fica mais fria.



Supergigantes:

Se formam quando o hélio nuclear for transformado em carbono.

Quando o Sol atingir essa fase, daqui a 5 bilhões de anos, será 2 mil vezes mais luminoso do que é hoje, e será tão grande que engolirá Mercúrio, Vênus e a Terra, chegando próximo à órbita de Marte. A radiação solar atingindo a Terra será tão intensa que a temperatura na superfície da Terra atingirá 700°C os oceanos ferverão, deixando a Terra seca. Mesmo a atmosfera se esvaírá, pois os átomos e moléculas estarão se movendo a velocidades tão altas que escaparão da Terra.

Quando a temperatura central da gigante atinge a temperatura de 100 milhões de kelvins, iniciará a fusão do hélio no núcleo, pela reação triplo-alfa, em que três núcleos de hélio (três partículas alfa) se combinam em um núcleo de carbono.

Para estrelas com massas entre 0,45 e 2 massas solares essa reação começa de forma drástica, num processo chamado "flash do hélio"; para estrelas de massas maiores o início da fusão do hélio começa de forma mais suave.

Enquanto as estrelas estão transformando o hélio nuclear em carbono, elas saem do ramo das gigantes e passam para o ramo horizontal se movendo horizontalmente pelo Diagrama HR para a região de temperaturas mais altas. Nessa etapa da evolução as estrelas passam por um período de instabilidade em que apresentam variações no brilho, sendo chamadas variáveis. Dois tipos de estrelas variáveis são as RR Lyrae e as Cefeidas. No diagrama HR, a localização das estrelas nessa fase da evolução recebe o nome de "faixa de instabilidade", ilustrada na figura 20.08.

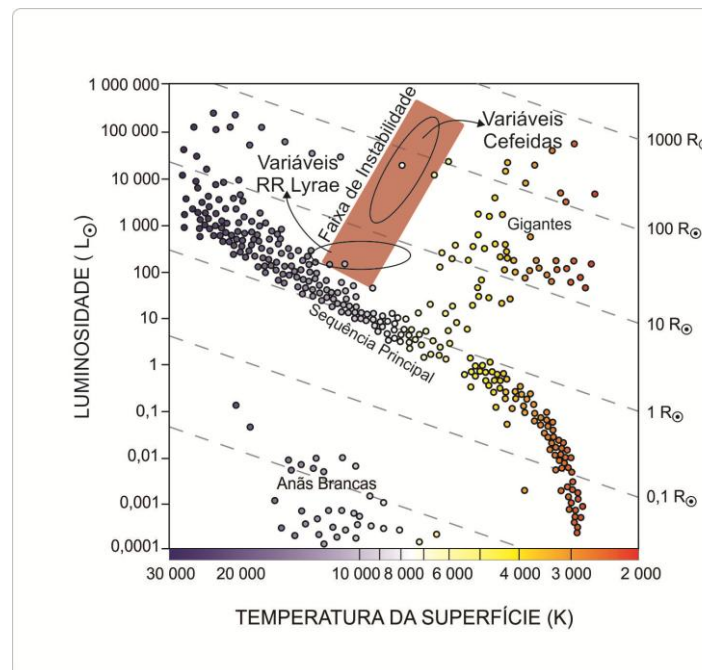


Figura 20.08: A faixa de instabilidade do Diagrama HR, delimita a região ocupada pelas variáveis Cefeidas e pelas variáveis variáveis RR Lyrae.

Quando o hélio nuclear foi todo transformado em carbono, e parte em oxigênio, as estrelas entram no **ramo das supergigantes**, chamado também de Ramo Assintótico das Gigantes (AGB).

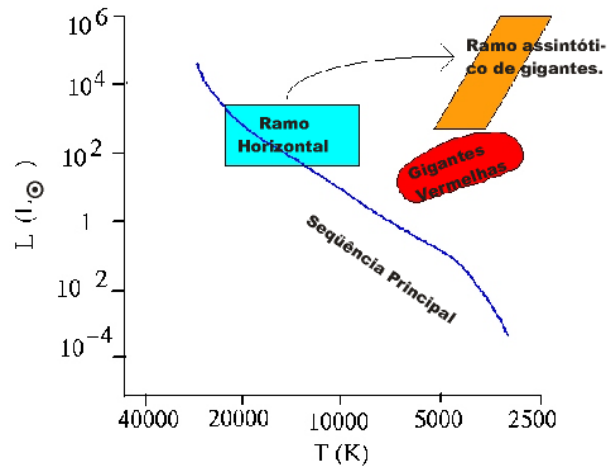


Figura 02.09.10: Evolução pós-Sequência Principal, mostrando as regiões do diagrama HR ocupadas pelas estrelas em cada etapa.

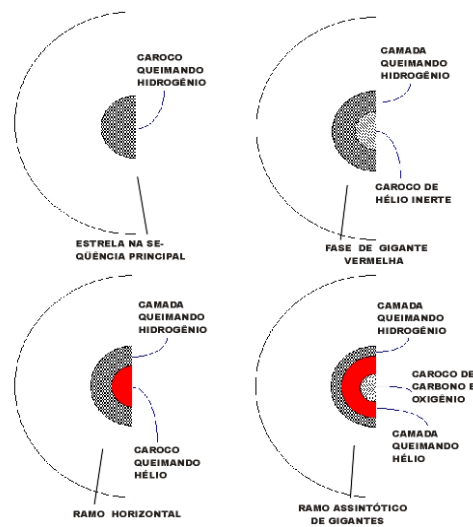


Figura 20.10: Região em que se produz a energia das estrelas em cada etapa evolutiva: na Sequência Principal, a estrela transforma hidrogênio em hélio no núcleo; na fase de gigante vermelha, a estrela transforma hidrogênio em hélio em uma camada envolvendo o núcleo, que contém hélio inerte; na fase de gigante do ramo horizontal, a estrela continua queimando hidrogênio na camada envolvendo o núcleo, mas agora também faz a fusão do hélio no núcleo; quando atinge o ramo assintótico de gigantes (ou ramo das supergigantes), a estrela já tem o núcleo todo transformado em carbono e oxigênio, faz a fusão do hélio em carbono na camada envolvendo o núcleo e a fusão do hidrogênio em hélio numa segunda camada.

(Fonte: <http://www.if.ufrgs.br/oei/index.html>.)

Quando o hélio também se esgota no núcleo, as estrelas de massa até dez massas solares não têm mais como retirar energia pela fusão nuclear, pois sua temperatura do núcleo nunca ficará alta o suficiente (1 bilhão de kelvins) para fundir o carbono, portanto terminará sua vida com um núcleo de carbono. Já as estrelas com massas acima de 10 massas solares fundirão o carbono e sucessivamente neônio, magnésio, silício, até ter o núcleo de ferro. O ferro é o elemento químico com maior energia de ligação, de maneira que a fusão do ferro consome energia ao invés de liberá-la. Isso tem uma consequência catastrófica para a estrela, como veremos na seção seguinte.

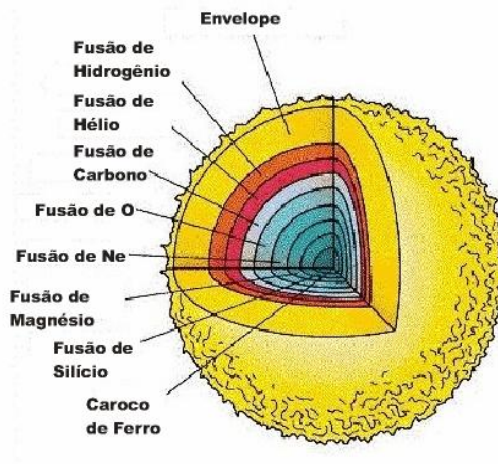


Figura 02.10.11: Estrutura interna de uma estrela com massa maior do que 10 massas solares ao atingir o estágio de supergigante (AGB).

Você pode ver uma animação da evolução detalhada de uma estrela de uma massa solar em [Evolução de uma estrela de 1 massa solar \(em inglês\)](#); ou uma simulação da evolução de estrelas de diferentes massas em [Simulação de evolução estelar](#).

Evolução final: a morte das estrelas

O destino final de uma estrela depende de sua massa. Se a massa da estrela for entre $0,08 M_{\text{Sol}}$ e $0,45 M_{\text{Sol}}$, depois de transformar H em He na Sequência Principal, ela se tornará uma anã branca, com núcleo de hélio.

Nebulosa planetária:

Etapa da vida de estrelas do tipo do Sol, quando, após a fase de gigante vermelha, ejetam seu envelope externo, que se espalha por uma região do tamanho do sistema solar. A estrela central posteriormente se transforma em uma anã branca.

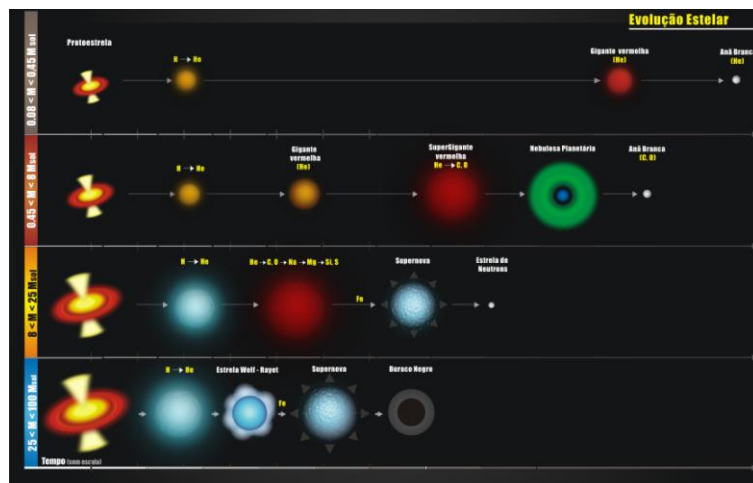


Figura 12: Etapas evolutivas de estrelas de diferentes massas. Dentro dos círculos representando as estrelas está indicado o que tem no núcleo da estrela.

Estrelas com massa entre 0,45 e 8 massas solares

Se a estrela iniciar com massa entre $0,45$ e $8 M_{\text{Sol}}$, após consumir o hidrogênio no núcleo, passará pela fase de gigante e depois de supergigante, ejetará uma [nebulosa planetária](#) e terminará sua vida como uma [anã branca](#) com massa da ordem de $0,6 M_{\text{Sol}}$, raio de cerca de 10.000 km e densidade de $\rho = 10^6 \text{ g/cm}^3$. A separação entre as partículas é muito menor que 10^{-8} cm , que é o tamanho de um átomo de H.



Férmions:

São partículas que apresentam spin semi-inteiro e têm esse nome em homenagem ao físico Enrico Fermi.

Exemplos: prótons, elétrons, quarks, neutrinos entre outras partículas elementares.

As partículas elementares ou são férmions ou são bósons.

Pressão de degenerescência:

Pressão que surge em estados de matéria altamente comprimida. É originada por efeitos quânticos e não depende da temperatura.

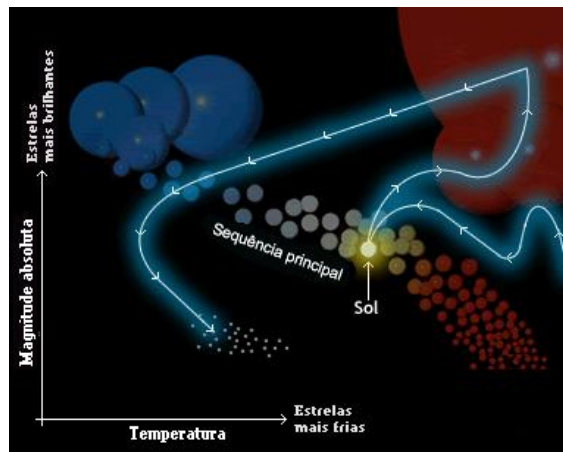


Figura 20.13: Trajetória evolutiva no Diagrama HR de uma estrela como o Sol, desde a formação até chegar à Sequência Principal (linha inferior da direita), sua evolução para gigantes e supergigantes (linha ascendente à direita) e finalmente a evolução final para anã branca (linha descendente do canto superior direito ao canto inferior esquerdo). (Fonte da figura: http://www.prof2000.pt/users/angelof/af16/ts_sol/bigsol114.htm.)

O Sol, quando chegar nessa fase, em que terá sua massa de 340 mil vezes a massa da Terra concentrada em um volume aproximadamente igual ao da Terra, terá uma densidade dez mil vezes maior do que a densidade dos elementos mais densos que existem na Terra, como a plantina (21 g/cm^3), e o irídio ($22,6 \text{ g/cm}^3$).

Em uma anã branca, os elétrons não se encontram mais presos aos núcleos, mas estão distribuídos entre eles, e amontoados tão próximos entre si que efeitos quânticos passam a atuar: o princípio da exclusão de Pauli, pelo qual dois **férmions** não podem ter o mesmo estado quântico, força os elétrons a vibrarem tão rapidamente que geram um tipo de pressão chamado pressão de degenerescência, que contrabalança a atração gravitacional. É essa pressão que sustenta a anã branca, e a matéria nesse estado é chamada matéria degenerada.

A anã branca solitária terminará aqui sua evolução. Sem mais produzir energia nuclear, só lhe resta agora a energia térmica, e ela continuará brilhando cada vez mais fracamente à medida em que for esfriando, e hipoteticamente um dia num futuro distante se tornará um objeto frio, denso e escuro chamado **anã negra**.

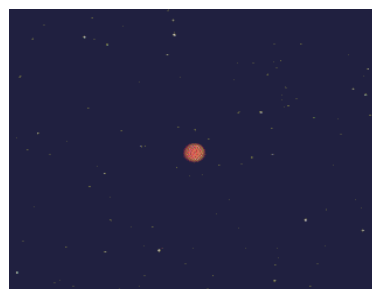


Figura 20.14: Clique na figura e veja uma simulação da evolução de uma estrela como o Sol, que passa para a fase de gigante, supergigante, ejeta uma nebulosa planetária e transforma-se em uma anã branca. <http://astro.if.ufrgs.br/estrelas/node14.htm#a>



Figura 20.15: Nebulosa Planetária NGC3132, fotografada pelo Telescópio Espacial Hubble. Existem aproximadamente 10 000 nebulosas planetárias em nossa galáxia. A nebulosidade permanece visível por aproximadamente 10 000 anos após sua ejeção pela estrela, no ramo gigante assintótico. O termo *nebulosa planetária* foi dado porque algumas se parecem com o planeta Urano, quando olhadas através de um telescópio pequeno.

Explosão de supernova:

Fenômeno que acontece em estrelas supergigantes massivas (massa maior que $8 M_{\text{sol}}$) quando acaba seu combustível nuclear. A energia liberada é tanta que a estrela sozinha brilha tanto quanto a galáxia inteira. O caroço da estrela pode dar origem a uma estrela de nêutrons ou um buraco negro.

Estrela de Nêutrons:

Formada após o esmaecer da supernova (pelo resíduo,) é o núcleo extremamente compacto, com temperatura acima de 10^6 K, e com massa de cerca de $1,46 M_{\text{sol}}$, raio aproximado de 20 km e densidade 10^{14} g/cm³.

Estrelas entre 8 e 25 M_{sol}

Se a estrela iniciar sua vida com massa entre 8 e 25 M_{sol} , ela terá uma morte catastrófica. Após a fase de supergigante e a formação do núcleo de ferro, a estrela não tem mais combustível para gerar energia, pois sendo o ferro o elemento com maior energia de ligação ele é resistente à fusão. Desprovida da pressão para balançar a gravidade, o núcleo colapsa violentamente sob seu próprio peso em alguns segundos. As camadas superiores, contendo aproximadamente 90% da massa da estrela, colapsam sobre este núcleo e, após o comprimirem até o limite das leis físicas, são empurradas para fora com velocidades de milhares de quilômetros por segundo, um fenômeno chamado explosão de supernova. Tanta energia é liberada na explosão que a estrela brilha tanto quanto todas as estrelas da galáxia juntas.

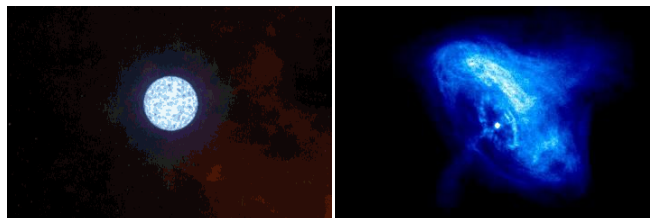


Figura 20.16: [Clique aqui e veja uma simulação da explosão de uma estrela massiva ao atingir o estágio de supernova.](#) Animação de NASA/CXC/D.Berry & A.Hobart. A segunda imagem mostra as imagens em raio-X obtidas pelo satélite [Chandra](#) da Nebulosa do Caranguejo (M1). Detectada em 1054 pelos chineses, está a uma distância de 6500 anos-luz de nós.

Todos os elementos mais pesados do que o ferro são gerados por acréscimo de nêutrons nas explosões de supernovas. Essas explosões espalham os elementos pesados no espaço, os quais se misturam ao gás e poeira existentes nas galáxias para serem incorporados na geração de novos sistemas estelares, planetas e possivelmente seres vivos.

Depois deste espetáculo, a supernova começa a esmaecer, deixando como resíduo, se não houver ruptura total, um núcleo extremamente compacto, uma **estrela de nêutrons**, com uma temperatura superficial acima de 1 milhão de kelvins, massa de cerca de $1,46 M_{\text{sol}}$, raio de cerca de 20 km e densidade de $\rho=10^{14}$ g/cm³. A separação entre os nêutrons é da ordem do tamanho do



Nas estrelas de nêutrons, a gravidade é contrabalaneada pela pressão de degenerescência dos nêutrons.

Pulsar:

Estrela de nêutrons com forte campo magnético.

nêutron, um fentômetro (10^{-15}m). O elemento químico estável de maior massa conhecido na Terra é o bismuto $^{209}\text{Bi}^{83}$ mas uma estrela de nêutrons tem $A=10^{57}$!

Os nêutrons, tendo o mesmo spin dos elétrons, obedecem também ao princípio da exclusão de Pauli, mas tendo massa 2.000 o valor da massa dos elétrons, podem ser comprimidos a distâncias 2.000 vezes menores do que os elétrons em uma anã branca. As estrelas de nêutrons formam então um gás de nêutrons degenerados, e a pressão de degenerescência dos nêutrons impede que a estrela continue colapsando desde que sua massa final seja menor do que 3 massas solares.

Se a estrela tiver um campo magnético forte, como acredita-se que a maioria das estrelas de nêutrons têm, a estrela emitirá radiação em dois feixes polares que varrem o espaço à medida que a estrela gira. Se a Terra estiver em uma das direções do feixe, será atingida por pulsos periódicos de radiação, e a estrela de nêutrons será detectada como um pulsar.

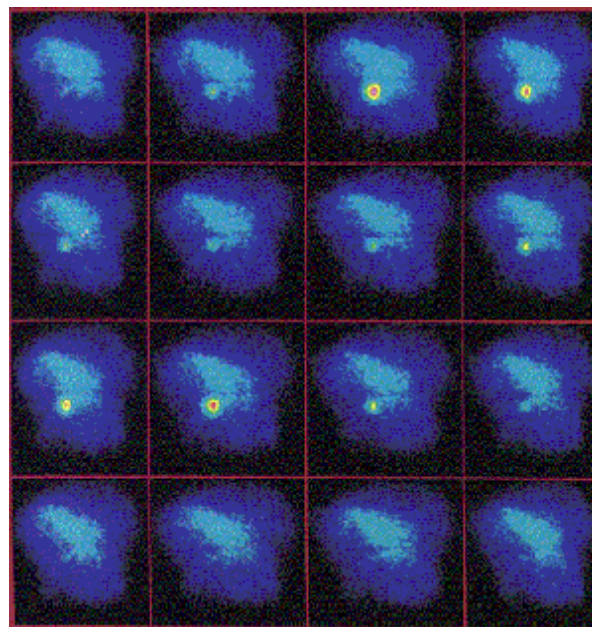


Figura 20.17: Sequência de fotos do pulsar da Nebulosa do Caranguejo (M1), com período de 33 ms, na constelação do Touro.

A explicação dos pulsos de radiação emitidos pelo pulsar é a combinação do campo magnético, da rotação e da inclinação entre o eixo magnético e o eixo de rotação da estrela. O campo magnético girante cria um campo elétrico (princípio do dínamo) que arranca elétrons e prótons da superfície da estrela, fazendo-os espiralar em torno das linhas do campo. Como as linhas do campo ficam concentradas na direção dos polos magnéticos, os elétrons e prótons também ficam concentrados nessas direções. Cargas elétricas aceleradas emitem radiação, e assim são gerados dois feixes de radiação direcionados ao longo do eixo magnético da estrela. Como, em geral, o eixo magnético está inclinado em relação ao eixo de rotação, a direção em que o feixe é emitido varia ciclicamente com o período de rotação da estrela.

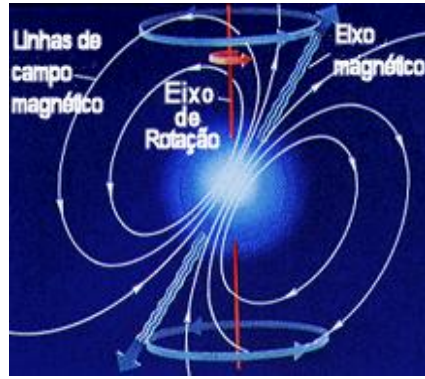


Figura 20.18: Diagrama de funcionamento de um pulsar. O eixo magnético, não estando alinhado com o eixo de rotação, precessiona enquanto a estrela gira, fazendo com que a radiação emitida na direção do eixo magnético seja enviada para diferentes direções. Se a Terra estiver em uma dessas direções, detectará o feixe como pulsos periódicos.

Buraco negro :

É um estágio final mais provável de estrelas com massa maior do que 25 massas solares.

Lembre-se:

$$G = 6,67 \cdot 10^{-11} \frac{N \cdot m^2}{kg^2}.$$

Estrelas com massas maiores que 25 M_{Sol}

Para as estrelas muito massivas, a fase de gigante e supergigante são contíguas, sem nenhum evento que marque o início da queima de hélio, do carbono, do oxigênio, do neônio, do magnésio, do silício, e assim sucessivamente, até transformar o núcleo em ferro. Durante esse estágio as estrelas passam pela fase de Wolf-Rayet em que são de brilho variável e têm um envoltório de poeira ejetado pela estrela devido à forte pressão de radiações. Quando o núcleo chega a ferro e a estrela colapsa, ejetando a maior parte de sua massa como supernova, restará um buraco negro, com massa da ordem de 6 M_{Sol} , e raio do horizonte de 18 km.

O raio do horizonte é o raio de uma região esférica, em torno da singularidade central onde o campo gravitacional é tão intenso que nem a luz escapa. É também chamado de raio de Schwarzschild, em homenagem a Karl Schwarzschild, que derivou o seu valor como:

$$R_{\text{Schw}} = \frac{2 \cdot G \cdot M}{c^2},$$

onde G é a constante da Gravitação Universal, M é a massa do buraco negro e c é a velocidade da luz no vácuo.

Essa expressão nos mostra que o raio do horizonte de eventos depende apenas da massa do buraco negro, e é diretamente proporcional a ela.

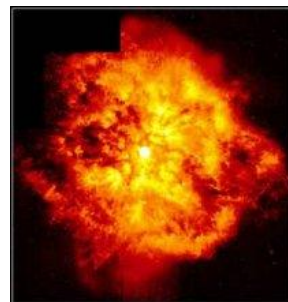


Figura 20.19: Nebulosa envolvendo a estrela Wolf-Rayet WR 124, na constelação Sagitário. (Imagem produzida com o Telescópio Espacial Hubble.)



Um candidato a buraco negro estelar é Cygnus X-1, uma das fontes de raio-X mais intensas do céu, localizada na constelação do Cisne. Os dados indicam que nessa fonte tem um objeto compacto com massa de aproximadamente 10 massas solares. Cygnus X-1 forma um sistema binário com a estrela supergigante azul HD226868, que tem cerca de 40 massas solares.

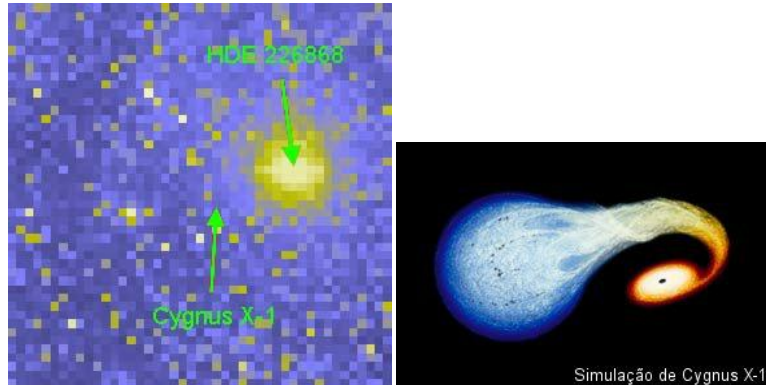


Figura 20.20: Esquerda: O sistema binário Cygnus X-1 (não visível) e a estrela supergigante azul HD 226868. Direita: representação artística da interação do sistema: o buraco negro "suga" o gás externo da estrela azul.

Lembre-se:

"queimar", neste contexto, significa realizar a fusão termo-nuclear.

Tabela 20.01: Processos nucleares no interior das estrelas durante a evolução, e o destino final, de acordo com a massa inicial.

Massa (M_{Sol})	Evolução	Final
até 0,08	não queima (reação termo-nuclear) H	anã marrom
0,08 a 0,5	só queima H	anã branca de He
0,5 a 10	queima H e He	anã branca de C/O
10 a 25	queima H, He, C, Ne, O, Si	estrela de nêutrons
25 a 100	queima H, He, C, Ne, O, Si	disrupção total ou buraco negro

Tabela 20. 02: Tipos de objetos compactos resultantes da evolução estelar e a massa máxima que cada um pode ter.

Massa Inicial	Objeto Compacto	Massa Final
até 8 M_{Sol}	Anã Branca	Menor que 1,4 M_{Sol}
10 a 25 M_{Sol}	Estrela de Nêutrons	1,4 M_{Sol}
acima de 25 M_{Sol}	Buraco Negro	5 a 13 M_{Sol}



Resumo

As estrelas se formam em imensas nuvens moleculares imersas em nebulosas gasosas existentes nas galáxias.

A massa mínima para se formar uma estrela é de aproximadamente 10% da massa do Sol. Sendo a massa inferior a esse valor, forma-se uma anã marrom.

As estrelas situam-se na Sequência Principal enquanto estiverem transformando hidrogênio em hélio no núcleo. Quando as estrelas tiverem todo hidrogênio nuclear convertido em hélio, elas saem da Sequência Principal.

Estrelas com massa entre 0,08 a 0,45 M_{Sol} nunca vão chegar a fundir o hélio, vão se transformar em anãs brancas com núcleo de hélio.

Estrelas com massa entre 0,45 e 8 M_{Sol} se transformam em gigantes vermelhas, queimando hidrogênio em uma casca em torno do núcleo; quando iniciam a queima do hélio no núcleo passam para o ramo horizontal. Quando o hélio nuclear se esgota passam ao ramo das supergigantes, ejetarão uma nebulosa planetária e terminarão a vida como anãs brancas com núcleo de carbono.

Estrelas com massa entre 8 e 25 M_{Sol} , depois de esgotarem o hélio no núcleo, fundirão o carbono e sucessivamente neônio, magnésio, silício. Com a formação do núcleo de ferro, na fase de supergigantes, não têm mais gerar a energia por fusão e explodem como supernovas. Após a explosão a supernova começa a esmaecer e o caroço residual forma uma estrela de nêutrons.

Nas estrelas com massas maiores que 25 M_{Sol} as fases gigante e supergigante são contíguas. Quando o núcleo chega a ferro a estrela colapsa ejetando a maior parte de sua massa como supernova, restando daí um buraco negro.



Questões de fixação

1.

 - a) Qual a massa mínima de uma estrela?
 - b) Por que corpos com massas menores que esse valor não podem ser estrelas?
2.

 - a) Qual a massa máxima de uma estrela?
 - b) Por que não existem estrelas com massas maiores?
3. Descreva esquematicamente os estágios pelos quais passam as estrelas com as massas abaixo, indicando a reação que está acontecendo no núcleo delas em cada fase:

 - a) uma massa solar;
 - b) 10 massas solares;
 - c) 30 massas solares.
4. Calcule a densidade, a gravidade superficial e a velocidade de escape para:

 - a) O sol (massa = 2×10^{30} kg e raio = 7×10^8 m).
 - b) Uma anã branca com massa de uma massa solar e raio de 10×10^3 km.
 - c) Uma estrela de nêutrons com massa de duas massas solares e raio de 30 km.
 - d) Compare a densidade da estrela de nêutrons com a densidade de um nêutron com massa de $1,7 \times 10^{-27}$ kg e raio de 10^{-15} m.
5. Calcule o raio de Schwarzschild para:

 - a) Um aglomerado de estrelas com 10^6 estrelas (assuma que todas as estrelas têm a massa do Sol).
 - b) Uma estrela com massa de 3 massas solares.
 - c) Um planeta com a massa da Terra.
 - d) Um asteroide de massa igual a 2×10^{15} kg.
6. Qual o tempo de vida na Sequência Principal e qual o destino final mais provável de estrelas com:

 - a) 0,1 massa solar?
 - b) 1 massa solar?
 - c) 5 massas solares?
 - d) 10 massas solares?
 - e) 30 massas solares?

