



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](https://pt.wikipedia.org/wiki/Anã_branca).

## Introdução

Prezado aluno, em nossa décima aula, da segunda área, vamos estudar a 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 apto a:

- descrever os processos físicos envolvidos na formação estelar;
- esquematizar os principais estágios da vida das estrelas, desde a formação até a sua "morte";
- descrever os tipos de reações nucleares que acontecem em cada fase das vidas das estrelas;
- descrever o que são nebulosas planetárias, supernovas, anãs brancas, estrelas de negros, buracos negros e anãs brancas.

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



Figura 02.10.01: 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>.)

## Como nascem as estrelas?

As estrelas se formam em imensas 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

### Local onde se formam as estrelas

Nuvens moleculares imersas em nebulosas gasosas existentes nas galáxias.

As nuvens moleculares são compostas por H e He.

### Um glóbulo de gás frio origina uma estrela.



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 equilibra 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 com 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

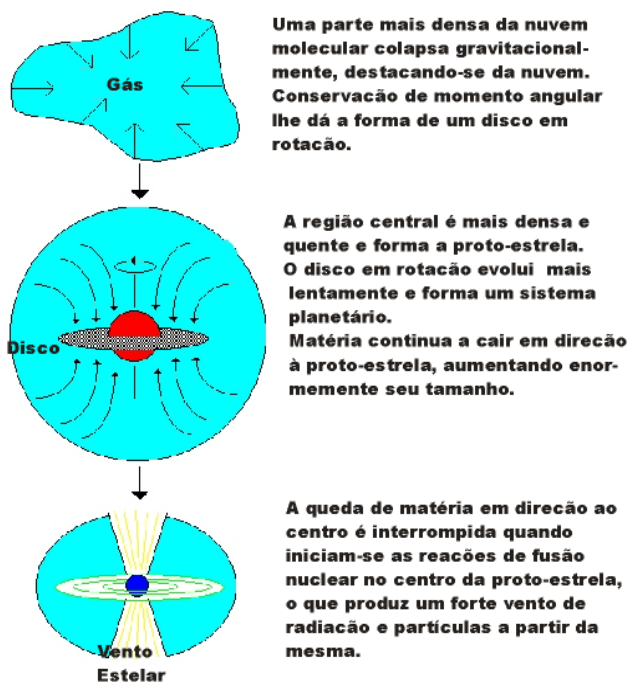


Figura 02.10.02: Formação de uma proto-estrela.  
(Fonte: [http://www.if.ufrgs.br/oei/stars/formation/form\\_st.htm](http://www.if.ufrgs.br/oei/stars/formation/form_st.htm).)

#### Legenda da figura 02.10.03

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

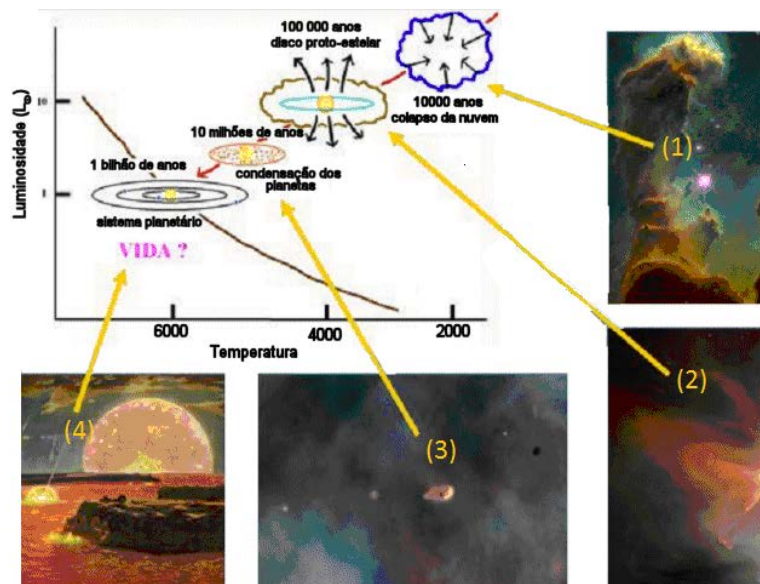


Figura 02.10.03: Etapas da formação estelar: no diagrama HR vê-se



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, (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.

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.

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

$8 \times 10^6$  K.

Massa mínima de uma protoestrela para formar uma estrela

Aproximadamente 10 % da massa do Sol.

Anã marrom

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

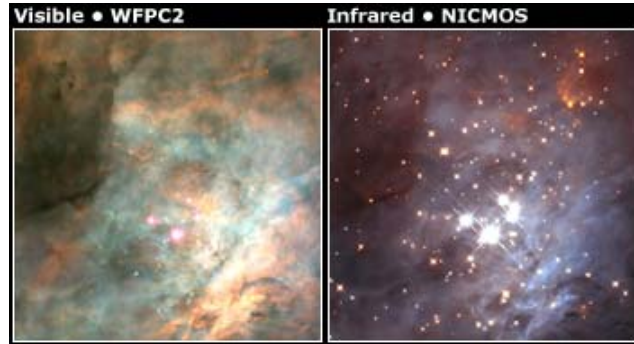


Figura 02.10.04: Imagens da parte central da Nebulosa de Órion, onde o Telescópio Espacial Hubble descobriu, em 2000, 50 anãs-marrons. As jovens anãs-marrons são muito fracas e enevoadas para serem vistas no visível (imagem da esquerda), mas tornam-se nítidas na imagem em infravermelho (esquerda). As 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 vai depender de sua massa, pois tanto a temperatura quanto a luminosidade da estrela são ditados pela sua massa.

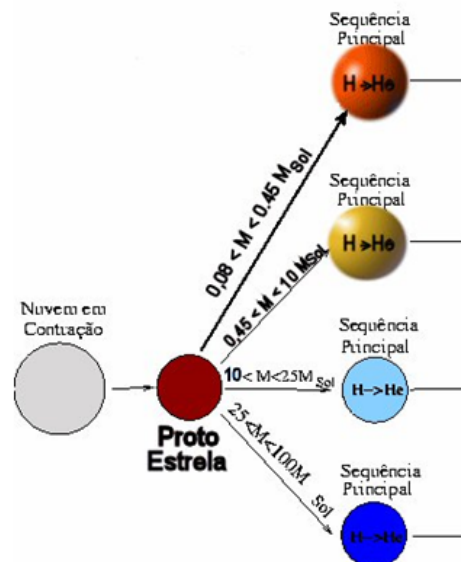


Figura 02.10.05: Esquema dos estágios evolutivos até a sequência principal. Uma nuvem em contração dá origem a uma protoestrela que se transforma em uma estrela da Sequência Principal, estágio de vida em que a estrela está transformando hidrogênio em hélio (H->He) no núcleo. As estrelas menos massivas (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).



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.

### Regiões principais da estrutura interna de uma estrela

Núcleo, zona convectiva e zona radiativa.

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

## 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 radioativa que envolve o núcleo. As estrelas menos massivas que  $0,45$  massas solares não têm a camada radioativa, o transporte de energia se dá por convecção desde o núcleo até a superfície.

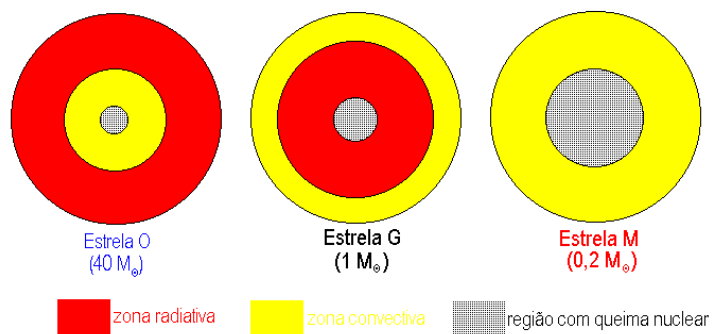


Figura 02.10.06: Estrutura interna das estrelas: nas estrelas O a zona convectiva fica entre o núcleo e a zona radiativa; nas estrelas G (como o Sol) a zona radiativa fica entre o núcleo e a zona convectiva; nas estrelas M não existe zona radiativa, toda a energia gerada pelo núcleo é transportada até 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.

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





### 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.

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.

## 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 uma gigante vermelha.

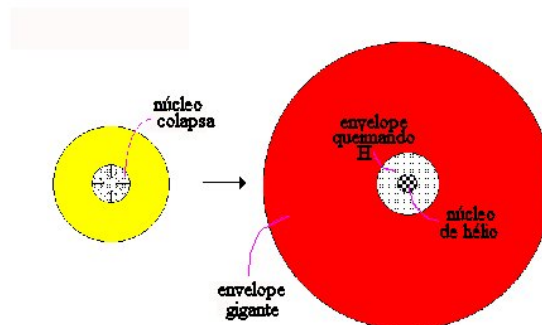


Figura 02.10.07: Quando acaba o estoque de hidrogênio no núcleo ele colapsa. A região em torno do núcleo fica quente o suficiente para fundir o hidrogênio e começa aí a produção de energia, aumentando a luminosidade da estrela, que se expande e fica mais fria.



### 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 esvairá, 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. Ambos os tipos se localizam numa região chamada "faixa de instabilidade", ilustrada na figura 02.10.08.

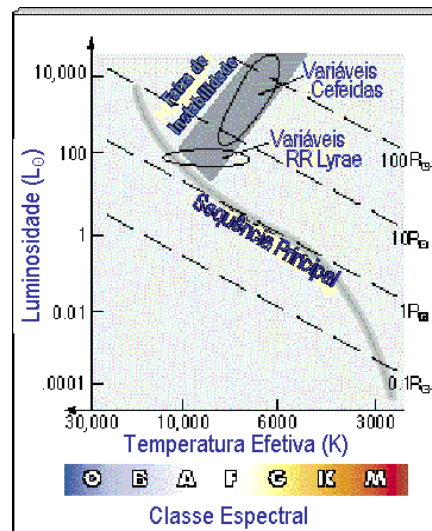


Figura 02.10.08: Faixa de instabilidade do diagrama HR. Estrelas de alta massa, durante a fase de queima de hélio no núcleo passam pela faixa de instabilidade como variáveis Cefeidas. Estrelas de baixa massa na faixa de instabilidade são variáveis RR Lyrae.

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).

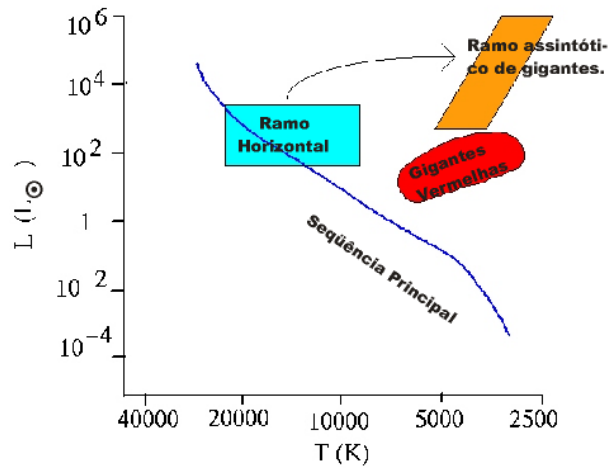


Figura 02.09.09: Evolução pós-sequência principal, mostrando as regiões do diagrama HR ocupadas pelas estrelas em cada etapa.

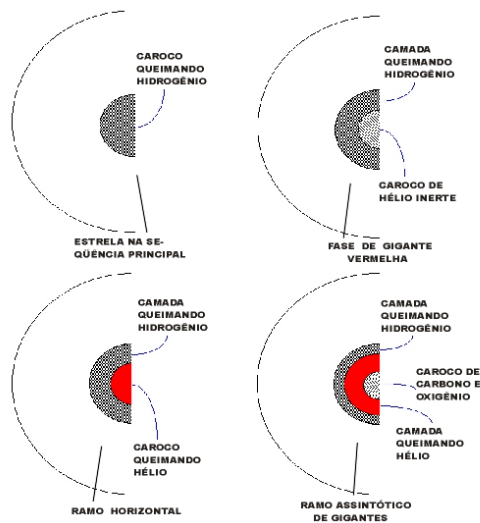


Figura 02.10.10: Região em que se produz a energia das estrelas em cada etapa evolutiva: na sequência principal, a estrela transforma hidrogênio em hélio no núcleo; na fase de gigante vermelha, a estrela transforma hidrogênio em hélio em uma camada envolvendo o núcleo, que contém hélio inerte; na fase 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>.)

### Explosão de supernova

Ocorre quando após a fase de supergigante, a estrela não tem mais combustível para gerar, as camadas superiores colapsam sobre o núcleo e, após, são empurradas para fora com velocidades de milhares de quilômetros por segundo.

É tanta energia liberada que a supernova brilha tanto quanto todas as estrelas da galáxia juntas.

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 a temperatura do seu 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.



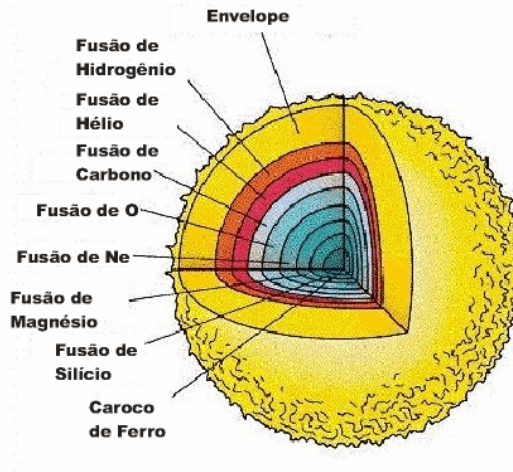


Figura 02.10.11: Estrutura interna de uma estrela com massa maior do que 10 massas solares ao atingir o estágio de supergigante (AGB).

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.

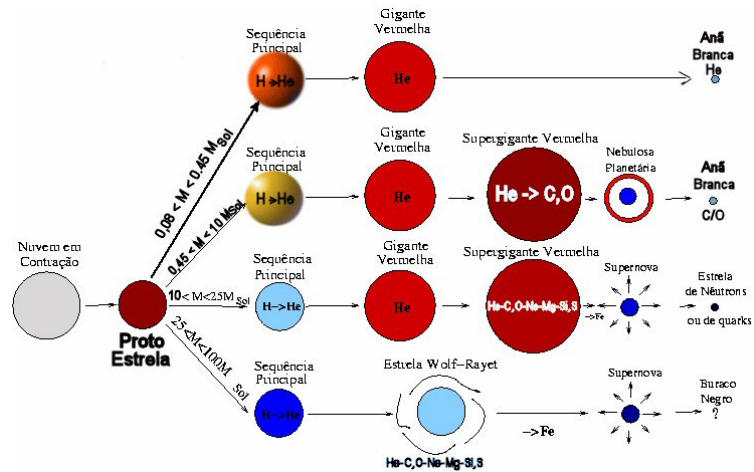


Figura 02.10.12: Etapas evolutivas de estrelas de diferentes massas. Dentro dos círculos representando as estrelas está indicado o que tem no núcleo da estrela.

### Estrelas com massa entre 0,45 e 10 massas solares

Se a estrela iniciar com massa entre  $0,45$  e  $10 M_{\text{Sol}}$ , após consumir o hidrogênio no centro, 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  $\rho=10^6$  g/cm<sup>3</sup>. A separação entre as partículas é muito menor que  $10^{-8}$  cm, que é o tamanho de um átomo de H.

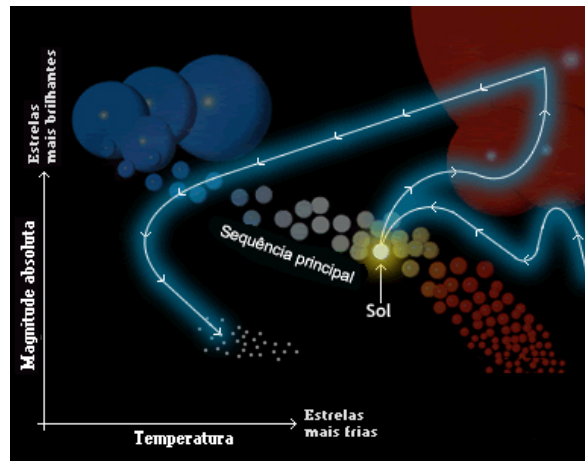


Figura 02.10.13: Trajetória evolutiva no diagrama HR de uma estrela como o Sol, desde a formação até chegar à sequência principal (linha inferior da direita), sua evolução para gigantes e supergigantes (linha ascendente à direita) e finalmente a evolução final para anã branca (linha descendente do canto superior direito ao canto inferior esquerdo).  
(Fonte da figura:

[http://www.prof2000.pt/users/angelof/af16/ts\\_sol/bigsol114.htm](http://www.prof2000.pt/users/angelof/af16/ts_sol/bigsol114.htm).)

O Sol, quando chegar nessa fase, em que terá 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 ( $21 \text{ g/cm}^3$ ), e o irídio ( $22,6 \text{ g/cm}^3$ ).

#### 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.

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 uma pressão, chamada 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**.

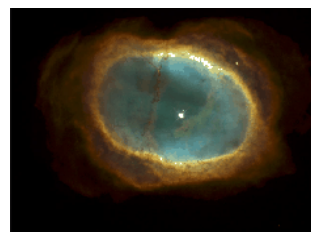


Figura 02.10.14: Nebulosa Planetária NGC3132, fotografada pelo Telescópio Espacial Hubble. Existem aproximadamente 10.000 nebulosas planetárias em nossa galáxia. A nebulosidade permanece visível por aproximadamente 10.000 anos após sua ejeção pela estrela, no ramo gigante assintótico. O termo nebulosa planetária foi dado porque algumas se parecem com o planeta Urano, quando olhadas através de um telescópio pequeno.



Figura 02.10.15: [Clique aqui](http://astro.if.ufrgs.br/estrelas/node14.htm#a#a) 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#a>

### Estrelas entre 10 e 25 $M_{\text{Sol}}$

Se a estrela iniciar sua vida com massa entre 10 e 25  $M_{\text{Sol}}$ , 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 então 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.

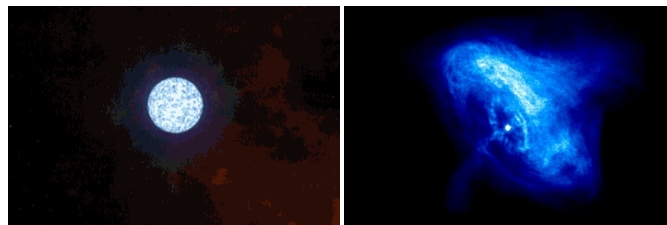


Figura 02.10.16: [Clique aqui e veja uma simulação da explosão de uma estrela massiva ao atingir o estágio de supernova](#). Animação de NASA/CXC/D.Berry & A.Hobart. A segunda imagem mostra as imagens em raio-X obtidas pelo satélite [Chandra](#) da Nebulosa do Caranguejo (M1). Detectada em 1054 pelos chineses, está a uma distância de 6500 anos-luz de nós.

### Estrela de Nêutrons

É o que resta da estrela após o esmaecer da supernova: um 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  $10^{14} \text{ g/cm}^3$ .

Todos os elementos mais pesados do que o ferro são gerados por acréscimo de nêutrons nas explosões de supernovas. Essas explosões espalham esses 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 disrupção 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  $\rho=10^{14} \text{ g/cm}^3$ . A separação entre os nêutrons é da ordem do tamanho do nêutron, um



### Pulsar

Estrela de nêutrons de com campo magnético forte.

um fentômetro ( $10^{-15}\text{m}$ ). 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 de 2.000 vezes 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 três massas solares.

Se esta estrela possuir campo magnético forte, ela emitirá luz direcionada em um cone em volta dos polos magnéticos, como um farol, e será um pulsar.

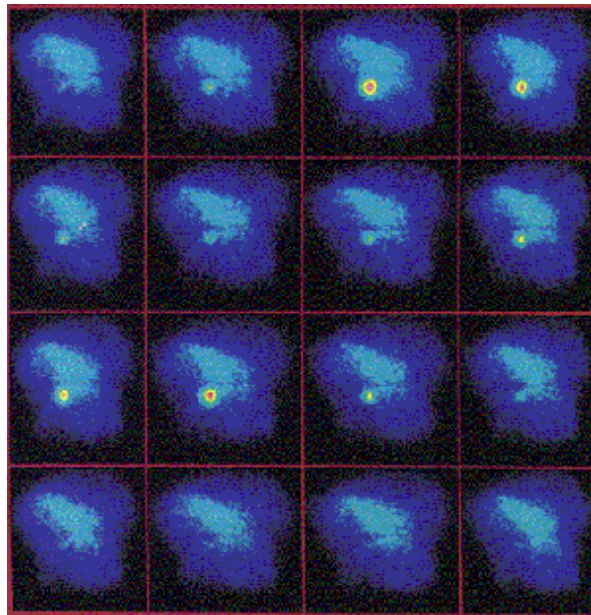


Figura 02.10.17: Sequência de fotos do pulsar da Nebulosa do Caranguejo (M1), com período de 33 ms, na constelação do Touro. A nebulosa foi catalogada em 1731. O pulsar foi descoberto com o rádio telescópio do Arecibo em 1968 e confirmado no ótico em 1969.



Figura 02.10.18: Em fevereiro de 1987, vários detectores aqui na Terra registraram os neutrinos associados à explosão da supernova SN1987A, que está a 168 mil anos-luz de distância.





### Buraco negro

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

Lembre que

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

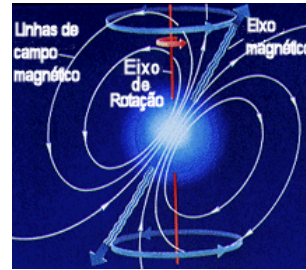


Figura 02.10.19: Diagrama de funcionamento de um pulsar. O eixo magnético, não estando alinhado com o eixo de rotação, precessiona enquanto a estrela gira, fazendo com que a radiação emitida na direção do eixo magnético seja enviada para diferentes direções. Se a Terra estiver em uma dessas direções, detectará o feixe como pulsos periódicos.

### Estrelas com massas maiores que 25 $M_{\text{Sol}}$

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  $6 M_{\text{Sol}}$ , 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** (1873 -1916), que derivou o seu valor como:

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

onde:

G é a constante da Gravitacional 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.

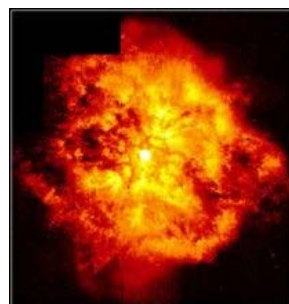


Figura 02.10.20: Nebulosa envolvendo a estrela Wolf-Rayet WR 124, na constelação Sagitário. (Imagem produzida com o Telescópio Espacial Hubble.)





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.

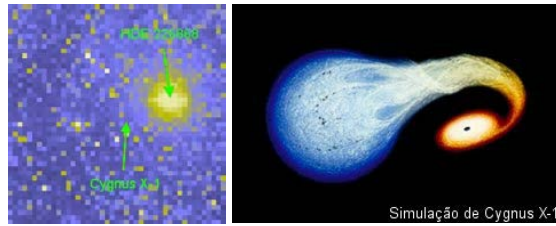


Figura 02.10. 21: Esquerda: O sistema binário Cygnus X-1 (não visível) e a estrela supergigante azul HD 226868. Direita: representação artística da interação do sistema.

Tabela 02.10.01: Tipos de objetos que resultam da evolução final de uma estrela, e a massa máxima que cada um pode ter.

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

Tabela 02.10.02: Processos nucleares no interior das estrelas durante a evolução, e o destino final, de acordo com a massa inicial.

Massa ( $M_{\text{Sol}}$ )	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 11	deflagração do C ou colapso por captura de elétrons	disrupção total ou estrela de nêutrons
11 a 100	queima H, He, C, Ne, O, Si	estrela de nêutrons ou buraco negro
acima de 100	criação de pares, SN	disrupção total ou buraco negro

Tabela 02.10.03: Duração e propriedades das estrelas em diferentes estágios da vida.

Estágio	Duração	Temperatura		Raio (700.000km)
		Central ( $10^6\text{K}$ )	Efetiva (K)	
1 $M_{\text{Sol}}$	(anos)			
sequência principal	10 bilhões	15	5.400	1
subgigante	100 milhões	50	4.000	3
flash de hélio	100 mil	100	4.000	100
ramo horizontal	50 milhões	200	5.000	10
supergigante	10 mil	250	4.000	500
nebulosa planetária	10 mil	300	100.000(3.000 nebula)	0,01(1000 nebula)
anã branca	11 bilhões	100	100.000 a 3.000	0,01
anã negra	$10^{15}$ a $10^{37}$	5	5	0,01



## Resumo

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

Formação da protoestrela: a parte mais densa da nuvem molecular colapsa gravitacionalmente, a região central fica mais densa e quente, surge a protoestrela. Posteriormente forma-se um sistema planetário. A protoestrela aumenta enormemente o seu tamanho. Iniciam-se as reações de fusão nuclear no centro da protoestrela o que produz um forte vento de radiação e partículas a partir da mesma.

A temperatura mínima para ocorrer as reações nucleares para formar estrelas é de 8 milhões de kelvins. A massa mínima de uma protoestrela pode se transformar numa 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 em seu núcleo hidrogênio em hélio. Quando as estrelas tiverem todo hidrogênio convertido em hélio, elas saem da sequência principal.

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

Estrelas com mais de 0,45  $M_{\text{Sol}}$  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 10 e 25  $M_{\text{Sol}}$  têm uma morte catastrófica após a fase de supergigante a formação do núcleo de ferro acaba-se o combustível para gerar a energia por fusão o final é uma explosão chamada de explosão de supernova. Após a explosão a supernova começa a esmorecer deixando resíduos formando uma estrela de nêutrons.

Nas estrelas com massas maiores que 25  $M_{\text{Sol}}$  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.

Anã branca: etapa em que os elétrons não se encontram mais presos aos núcleos, estão distribuídos entre eles e amontoados ficando tão próximos que os efeitos quânticos passam a atuar. As vibrações dos elétrons criam uma pressão de degenerescência que contrabalança a atração gravitacional, sustentando a anã branca. Quando não produzir mais energia nuclear a estrela vai esfriar até hipoteticamente virar uma anã negra.



## Questões de fixação

Agora que vimos o assunto previsto para a aula de hoje resolva as questões de fixação e compreensão do conteúdo a seguir, utilizando o fórum, comente e compare suas respostas com os demais colegas.

Bom trabalho!

1.

a) Qual a massa mínima de uma estrela?

b) Por que corpos com massas menores que isso não podem ser estrelas?

2.

a) Qual a massa máxima de uma estrela?

b) Por que não existem estrelas com massas maiores?

3. Descreva a evolução de uma estrela:

a) de uma massa solar;

b) de 10 massas solares;

c) de 30 massas solares.

4. Calcule a densidade, a gravidade superficial e a velocidade de escape para:

a) o Sol (massa =  $2 \times 10^{30}$  kg e raio =  $7 \times 10^8$  m);

b) uma anã branca com massa de uma massa solar e raio de  $10 \times 10^3$  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  $2 \times 10^{15}$  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?

7. Qual seria a massa de uma estrela em um sistema binário, sabendo que a sua companheira, separada dela por 0,175 UA, tem uma massa de 20 massas solares, e tem um período orbital de 5 dias?

Aqui se encerra a 2ª área. Lembre-se que em breve ocorrerá a avaliação presencial.

Boa prova!