

15- Esquema do ciclo de vida de uma estrela semelhante ao Sol.

As diferentes distribuições das estrelas no diagrama H-R ou cor-magnitude (figura 13) estão relacionadas às fases evolutivas, que dependem da massa das estrelas. Uma estrela de massa muito baixa (centésimos da massa solar) pode permanecer na sequência principal por trilhões de anos, enquanto as massivas (dezenas de massas solares) permanecem por alguns milhares de anos. Esse tempo de vida está relacionado à taxa de consumo do material estelar, que varia com a massa e a luminosidade da estrela.

7.4 EVOLUÇÃO DAS ESTRELAS

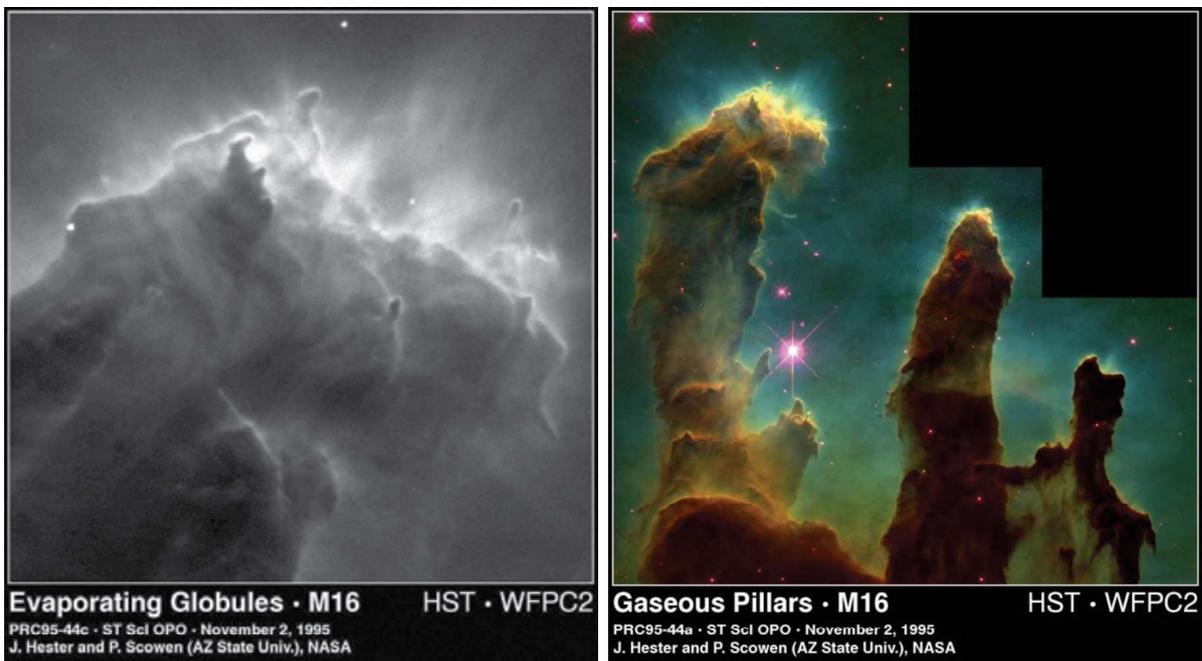
Apesar de ser bastante longo, o período de vida de uma estrela é finito. A seguir, abordaremos a juventude das estrelas, uma fase conhecida como pré-sequência principal, os mecanismos de geração de energia no interior estelar que caracterizam a fase de “maturidade” da estrela, já definida como sequência principal, e os estágios finais da vida de estrelas, fortemente influenciados pela massa.

7.4.1 NASCIMENTO: ONDE SÃO FORMADAS AS ESTRELAS?

Mesmo para uma estrela, ser jovem é estar passando por processos de intensa atividade, constantes modificações e instabilidades. Nessa fase ela passa por variações de temperatura, massa e diâmetro. Quando chega à fase de sequência principal ela ainda é relativamente jovem e a fusão de hidrogênio no seu interior iniciou-se “recentemente”. Na maioria dos casos, essa é uma fase duradoura e de relativa estabilidade. Para o Sol, por exemplo, o tempo total de permanência na sequência principal é de cerca de 11 bilhões de anos (perto de 4,6 bilhões de anos já se passaram). Nesse período ele terá relativa estabilidade e liberará energia pela fusão do hidrogênio em seu interior.



16- Imagem de duas galáxias indicando regiões onde se encontram as nuvens interestelares. Essas regiões entre os braços espirais aparecem escuras na imagem óptica da Galáxia M 81 (esquerda). Já na imagem infravermelha da galáxia Sombrero (direita), a região que contém poeira, distribuída no plano galáctico, aparece brilhante (HST/NASA/ESA www.spacetelescope.org/static/archives/images/original/heic0710a.tif, www.spacetelescope.org/static/archives/images/original/opo0328b.tif).



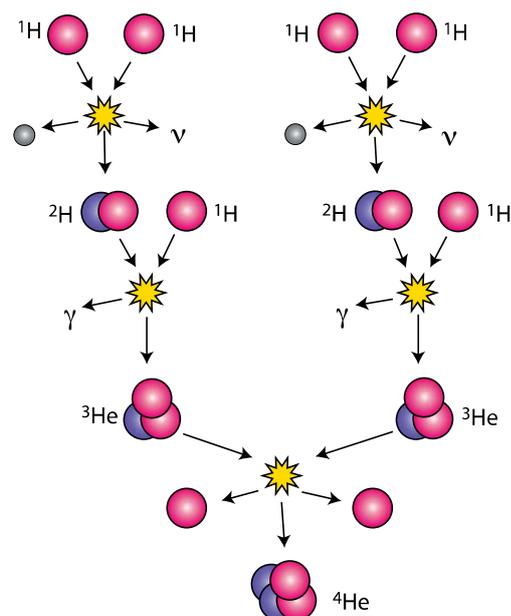
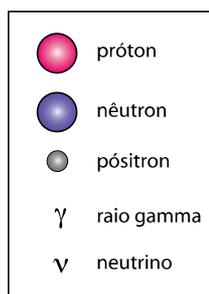
17- Nebulosa da Águia (M16) e suas grandes concentrações de gás e poeira na forma de pilares (direita) e de glóbulos (acima) [HST/NASA/ESA].

Numa galáxia podem existir várias regiões de formação de estrelas. Essas regiões são preenchidas por nuvens de gás e poeira e encontradas entre os braços espirais (figuras 16 e 17). Essas regiões são consideradas berçários de estrelas.

7.4.2 VIDA: PRODUÇÃO DE ENERGIA E ELEMENTOS QUÍMICOS

A condição para ocorrência de fusão nuclear é que os núcleos atômicos devam estar suficientemente próximos uns dos outros. Essa aproximação não é simples, pois os núcleos têm carga positiva³ e

3. Os núcleos são basicamente formados de prótons e nêutrons.



18- Etapas da cadeia próton-próton. Dois prótons (${}^1\text{H}$) - núcleos de hidrogênio - se fundem para formar deutério (${}^2\text{H}$ ou D). O deutério se funde a um próton para formar o isótopo ${}^3\text{He}$. Posteriormente, dois ${}^3\text{He}$ se fundem para formar o ${}^4\text{He}$.

a repulsão elétrica entre eles impede a aproximação necessária para que a fusão ocorra. No interior de uma estrela em contração, a temperatura aumenta cada vez mais, proporcionando altas velocidades aos núcleos atômicos. Assim, alguns deles terão energia necessária para superar a repulsão elétrica e permitir a fusão nuclear. Quando a parte central da estrela jovem se aquece o suficiente, iniciam-se os processos de fusão nuclear, liberando energia necessária para a estrela compensar a contração gravitacional.

• Origem da energia termonuclear

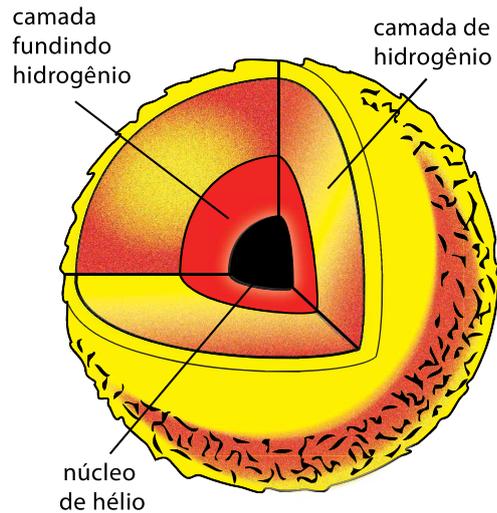
Os processos de fusão inicial envolvem quatro núcleos de hidrogênio para formar um núcleo de hélio. Enquanto o hidrogênio tem apenas um próton no núcleo, o hélio dispõe de dois prótons e dois nêutrons. A massa do núcleo de hélio assim formado é um pouco menor que a soma das massas dos quatro núcleos de hidrogênio utilizados. Essa diferença de massa, que corresponde a 0,07% da massa do hidrogênio, será convertida em energia no interior estelar⁴. Como na sequência principal 90% dos átomos da estrela são de hidrogênio, ela tem armazenada uma grande quantidade de combustível para o processo de fusão termonuclear.

O processo dominante de fusão nuclear em estrelas cuja temperatura central é menor que 15×10^6 K é conhecido como cadeia próton-próton, ilustrada na figura 18. Na primeira etapa, dois átomos de hidrogênio se fundem para formar um núcleo de deutério (${}^2\text{H}$ ou D), um pósitron (e^+ , elétron com carga positiva) e um neutrino (ν , partícula subatômica). O neutrino imediatamente escapa da estrela, mas o pósitron logo colide com um elétron e ambos são aniquilados⁵, liberando energia.

Na segunda etapa, o núcleo de deutério se funde a outro núcleo de hidrogênio e forma um isótopo de hélio (${}^3\text{He}$) com dois prótons e um nêutron, liberando ainda energia na forma de fótons (γ). Na terceira etapa, dois desses isótopos se fundem para formar um átomo de hélio (${}^4\text{He}$) e dois

4. Apesar de muito pequena, essa fração de massa é convertida em energia pela expressão $E = mc^2$. Como a velocidade da luz (c) é muito alta, a porção de energia gerada também atinge valores elevados.

5. O elétron tem carga negativa, é uma partícula de matéria. O pósitron é um elétron de carga positiva, por isso é considerado uma partícula de antimatéria. Matéria e antimatéria têm as mesmas características, mas as cargas elétricas são opostas. Quando se chocam, ambas são aniquiladas e produzem fótons de altíssima energia (raios gama).



19- Representação esquemática do interior de uma estrela semelhante ao Sol, produzindo hélio em seu interior.

núcleos de hidrogênio. Assim, um total de seis núcleos de hidrogênio está envolvido nas reações, mas apenas quatro deles são utilizados para formar o hélio.

• *Uma fase de estabilidade: a sequência principal*

Uma vez estabelecidos os processos termonucleares, eles se autocontrolam. Quando a produção de energia nuclear aumenta, a pressão local também aumenta e a estrela expande. Com o aumento do tamanho, o gás no interior da estrela esfria e a produção de energia diminui.

Assim, a estrela acaba encontrando a temperatura e o tamanho ideais para o equilíbrio, permitindo que fique estável por um longo período. Essa fase de estabilidade, em que a estrela permanece a maior parte de sua vida, é a chamada sequência principal.

Quanto mais massiva a estrela, maior a temperatura necessária, em seu interior para que ela seja capaz de compensar a contração da gravidade. As estrelas mais quentes e mais massivas têm alta luminosidade superficial e consomem seu combustível a taxas muito mais altas que estrelas menos massivas, portanto têm um tempo de vida mais curto.

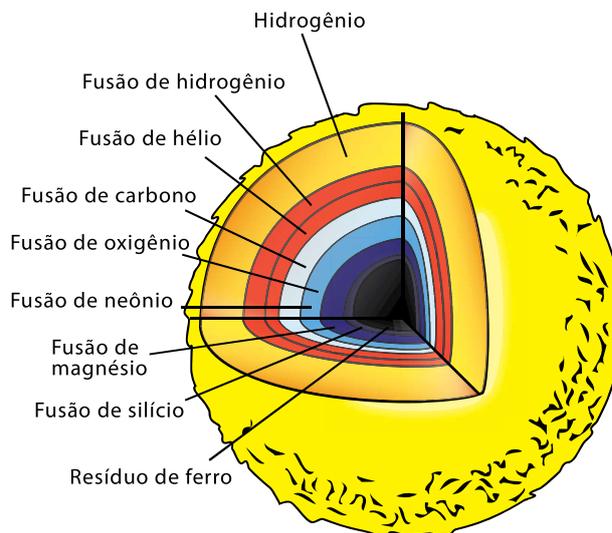
• *Origem dos elementos químicos*

Na fusão nuclear pela cadeia próton-próton, quatro núcleos de hidrogênio formam um núcleo de hélio e libera energia. Na região interna da estrela, submetida a temperaturas entre 10^7 K e 10^8 K, forma-se uma camada onde ocorre a “fusão” de H ao redor de um caroço de He ainda inerte, mostrado na figura 19.

Caso a estrela tenha massa suficiente para gerar temperaturas internas mais elevadas, os processos termonucleares prosseguem formando elementos cada vez mais pesados. A fusão do hélio gera o carbono, que por sua vez forma o oxigênio e assim por diante, até chegar à síntese do ferro, como ilustrado na figura 20.

Esse processo de formação dos elementos químicos recebe o nome de nucleossíntese e se divide em:

- + Nucleossíntese primordial: é a nucleossíntese que ocorreu nos primeiros minutos após a origem do Universo, formando ^1H (hidrogênio), ^3H (trítio), ^4He (hélio) e ^7Li (lítio);
- + Nucleossíntese estelar: que ocorre nas estrelas. Ela pode ser “quiescente”, ao longo da vida da estrela, ou “explosiva”, na morte de estrelas massivas;



20- Interior de uma estrela massiva evoluída. As camadas se distribuem na forma de camadas concêntricas (como cascas de cebola), que contêm progressivamente elementos mais pesados, raios cada vez menores e temperaturas mais elevadas.

• Nucleossíntese interestelar: os raios cósmicos interagem com gás para produzir elementos leves (${}^7\text{Li}$, ${}^9\text{Be}$ e ${}^{11}\text{B}$).

7.4.3 MORTE: ESTÁGIOS FINAIS DA EXISTÊNCIA DE UMA ESTRELA

Após chegar à sequência principal a estrela entra numa fase de tranquilidade e estabilidade, suas características não se alteram e assim ela permanece cerca de 90% de sua vida. Durante essa fase de sequência principal, no núcleo da estrela ocorre a lenta transformação do hidrogênio em hélio. A força gravitacional e força de pressão de radiação⁶ se equilibram. Quando termina todo hidrogênio do núcleo, esse equilíbrio se altera e modifica a estrutura interna da estrela e sua aparência externa. Nesse estágio, a estrela deixa a sequência principal e inicia fase final de sua vida.

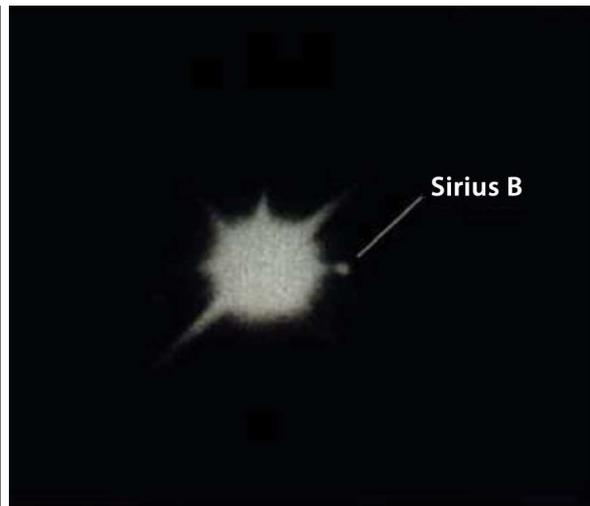
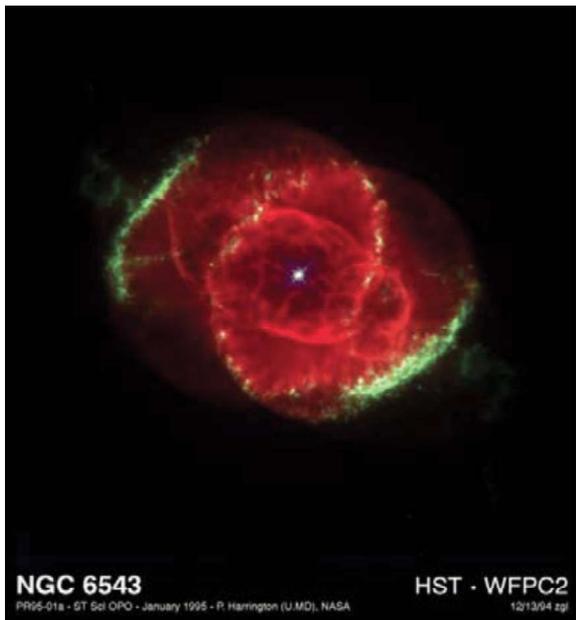
Com o fim da produção de energia no núcleo mais interno da estrela, suas propriedades se alteram, principalmente raio e temperatura superficial. A estrela então sai da sequência principal e passa pelas fases mais avançadas até chegar ao fim de sua vida. Em termos gerais, os estágios finais da evolução estelar podem ser tranquilos ou catastróficos, dependendo crucialmente da massa de que ela dispõe.

• Fim de vida de estrelas parecidas com o Sol

Com os processos de fusão nuclear, a composição do interior estelar muda gradualmente, diminuindo a abundância de hidrogênio e aumentando a de hélio. No centro da estrela (caroço estelar), onde a temperatura é mais alta, a quantidade de hélio aumenta mais rapidamente. No entanto, para ocorrer fusão nuclear são requeridas altas temperaturas que forneçam energia cinética suficiente para suplantarem a força de repulsão eletromagnética entre partículas de mesma carga elétrica positiva. Para que ocorra a fusão do H é necessária temperatura da ordem de 10^7 K. No caso do He (dois prótons no núcleo) a força de repulsão é maior ainda, por isso a fusão só ocorre se a temperatura superar 10^8 K.

À medida que diminui a disponibilidade de hidrogênio na região central, diminui também a produção de energia pelas reações termonucleares. Isso provoca queda de temperatura e pressão e

6. Pressão exercida sobre certa superfície devido à incidência de uma onda eletromagnética.



21- Dois exemplos de objetos nos estágios finais de vida de uma estrela como o Sol: a nebulosa planetária NGC6543 (esquerda) e a anã-branca Sirius B, ao lado de sua companheira maior Sirius A (direita) [hst/NASA/ESA].

leva à contração da região central. Essa contração provoca novo aquecimento que reativa o processo de fusão no núcleo. Isto provoca a formação de um envoltório ainda rico em hidrogênio que se funde para formar hélio. Com o esgotamento do hidrogênio no caroço central, este envoltório é a única fonte de produção de energia na estrela.

Uma vez iniciada a queima de hidrogênio na camada, a estrela se desloca no diagrama HR, tornando-se mais luminosa e mais fria. A queda de temperatura na superfície se deve à uma pequena expansão das regiões externas, o que aumenta a área da superfície. Esse aumento na área leva a um pequeno aumento na luminosidade total⁷.

Ao cessar totalmente a fusão nuclear na região central, a queda de temperatura promove uma contração rápida (colapso). Neste processo a energia potencial gravitacional é convertida em energia térmica, que serve para aumentar a camada envoltória onde se queima o hidrogênio.

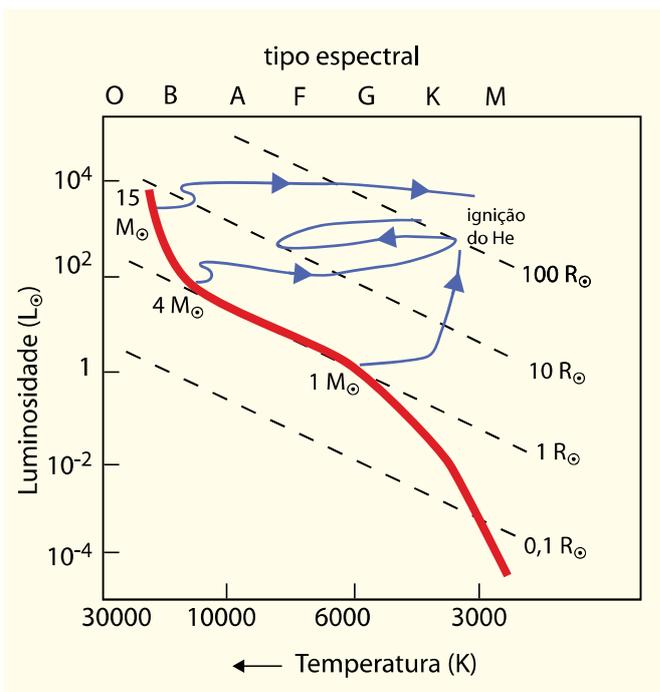
Sem a produção de energia, a pressão do gás no caroço mais interno diminui e a contração devida à gravidade comprime a estrela. Cerca de dez bilhões de anos depois que a estrela chegou à sequência principal, a diminuição do hidrogênio é substancial e o caroço formado essencialmente de hélio começa a se contrair.

O desequilíbrio de forças que atua no caroço estelar também se reflete pelo restante da região central da estrela. A rápida fusão de hidrogênio provoca aumento na pressão de radiação que impele as camadas mais externas a aumentar em raio, de forma que nem mesmo a gravidade pode se contrapor. Com a expansão, ocorre uma diminuição da temperatura superficial da estrela e ela começa a se transformar em gigante vermelha. Esse processo ocorre em um período comparativamente curto, de cem milhões de anos.

Se a temperatura interna for alta o suficiente, algumas dezenas de milhões de anos após a fusão do He, um novo caroço estelar composto principalmente por carbono é formado. Com o aumento na temperatura superficial, a luminosidade também cresce, e a estrela encontra-se agora na região das supergigantes vermelhas.

7. Pela equação 8 vemos que a luminosidade depende da temperatura e do raio da estrela. Se a temperatura cai, a luminosidade diminui, mas se o diâmetro aumenta a luminosidade cresce. O que ocorre, é que a expansão da estrela influencia mais na luminosidade que a queda de temperatura.

22- Trajetórias evolutivas de estrelas de diferentes massas. Ao contrário de estrelas semelhantes ao Sol, as estrelas de maior massa seguem caminhos horizontais no Diagrama H-R, indicando uma evolução sem mudanças abruptas. M_{\odot} significa massa solar.



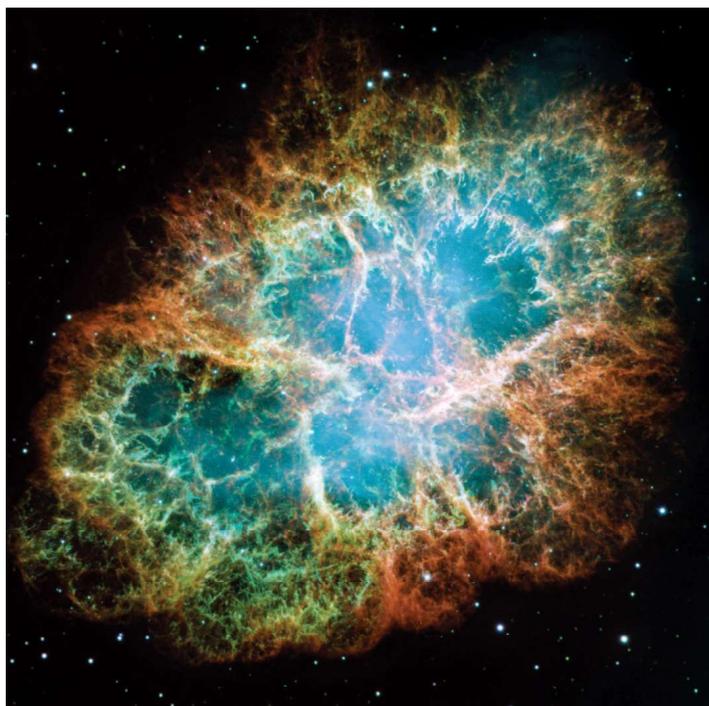
A temperatura do núcleo da supergigante vermelha é menor 6×10^8 K, portanto, insuficiente para continuar o processo de fusão nuclear e transformar o carbono em elementos mais pesados. Na ausência de contrapartida térmica para compensar a contração gravitacional, o núcleo estelar continua a se colapsar. Quando a densidade chega a aproximadamente $10^{10} \text{ kg m}^{-3}$, os elétrons ficam tão próximos que o gás não pode mais ser comprimido e a contração do núcleo é interrompida. A estrela fica instável e o gás de suas camadas mais externas é lentamente ejetado, de forma que o objeto fica dividido em duas componentes. Internamente, um núcleo central muito pequeno, quente e muito denso, onde ocorre a fusão de hélio. Externamente, uma componente de material ejetado, mais frio e difuso, que se localiza a certa distância do núcleo central. Esse objeto é uma nebulosa planetária (figura 21).

Com o tempo, a nebulosa planetária continua se expandindo, tornando-se cada vez mais difusa e fria. Esse material expelido enriquece o meio interestelar com hélio e carbono. A remanescente estelar no centro da nebulosa planetária é formada principalmente de carbono e continua ainda visível por algum tempo graças ao calor armazenado, mas com pouco brilho por ser reduzida. Essa estrela remanescente é muito quente e densa, tem o tamanho da Terra, mas cerca de metade da massa do Sol, e tem o nome de anã-branca.

• Fim de vida de estrelas massivas

Todas as estrelas saem da sequência principal quando o hidrogênio do caroço estelar se esgota. Inicialmente, seguem para a região das gigantes vermelhas do Diagrama H-R. Como mostra a figura 22, as trajetórias evolutivas dependem das massas das estrelas.

Em estrelas com massa superior a $8 M_{\odot}$ a temperatura interna chega a atingir os níveis necessários para a fusão do C em elementos mais pesados. O núcleo estelar evolui rapidamente. A estrela passa pelas várias etapas de fusão nuclear sem sofrer drásticas alterações, como é mostrado na trajetória da estrela de $15 M_{\odot}$ na figura 22. A cada período entre equilíbrio e instabilidade, a temperatura central aumenta, as reações nucleares se aceleram e a energia gerada sustenta a estrela contra um colapso. Mas a duração desses eventos é cada vez mais curta. Por exemplo, a duração aproximada de fusão para uma estrela de $20 M_{\odot}$ são os seguintes: o H em 10^7 anos, o He em 10^6 anos, o C em 10^3 anos, o O em um ano, o Si em uma semana e o núcleo de Fe em um único dia.



23- A Nebulosa do Caranguejo é o que restou da explosão de uma supernova observada a olho nu em 1054. Ela é formada por material ejetado das camadas da estrela massiva no fim de sua vida (http://www.nasa.gov/images/content/138785main_image_feature_460_ys_full.jpg).

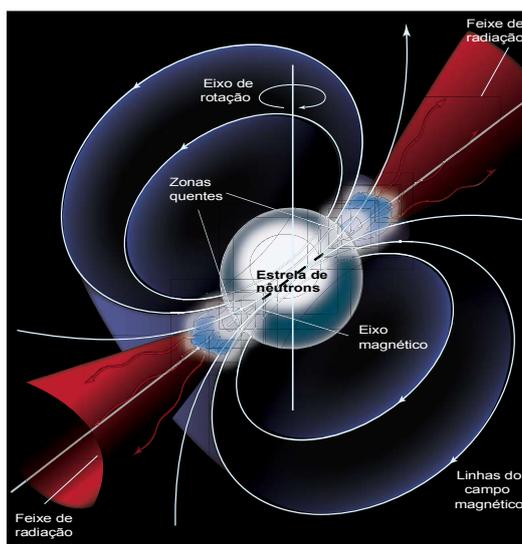
O átomo de ferro é tão compacto que sua fusão não libera energia. Ao contrário, absorve energia do ambiente. Com o fim definitivo da produção de energia na região mais central da estrela, mesmo esta a altas temperaturas a pressão não é suficiente para sustentar a enorme contração gravitacional provocando a implosão da estrela. Da mesma forma que uma bola ao ser jogada em alta velocidade contra um muro é comprimida e retorna em rebatida, o núcleo estelar de uma estrela massiva em colapso se expande violentamente em reação à compressão interrompida. Uma enorme onda de choque se expande através da estrela fazendo com que suas camadas externas se desloquem num evento explosivo, levando inclusive ferro do núcleo interno para o meio interestelar. Esse evento altamente energético é conhecido como explosão de supernova. Uma morte espetacular para as estrelas de altas massas, que pode destruir totalmente a estrela original, ou deixar apenas um objeto compacto em seu centro. Esse objeto compacto é composto basicamente de nêutrons, por isso recebe o nome de estrela de nêutrons. Seu tamanho é muito pequeno (cerca de 20 km) e sua densidade é da ordem de 10^{17} a 10^{18} kg m⁻³. A separação entre os nêutrons é da ordem do tamanho do nêutron (um fentômetro = 10^{-15} m).

Uma das características básicas das estrelas de nêutrons é sua alta velocidade de rotação. Os períodos são frações de segundo. Outra característica é um poderoso campo magnético, cujos efeitos combinados com a rotação tornam possível a detecção e investigação desses objetos.

A primeira descoberta de uma estrela de nêutrons foi feita em 1967 pela então estudante Jocelyn Bell, que observou a emissão rádio de um objeto que pulsava em uma frequência muito precisa. O objeto recebeu o nome de pulsar. O modelo mais aceito atualmente descreve o pulsar como uma compacta estrela de nêutrons girando rapidamente, com o eixo de rotação e o feixe de radiação desalinhados, o que faz com que flashes de radiação decorrentes da elevada rotação sejam observados como um enorme farol cósmico, dependendo da inclinação do eixo de rotação delas em relação à Terra (figura 24). Esse estreito feixe de radiação bipolar é colimado pelas linhas de campo magnético.

Estrelas individuais de grande massa que explodem como supernovas e deixam como remanescentes estrelas de nêutrons produzem Supernovas Tipo II. Porém, o processo pode ocorrer também em sistemas binários, onde uma anã-branca recebe grande quantidade de matéria de sua companheira, uma estrela de grande massa. A anã-branca que já é bastante densa acaba explodindo como

24- Modelo para uma estrela de nêutrons e suas propriedades de pulsar. As partículas carregadas [especificar] são aceleradas e seguem as linhas de campo magnético. Um feixe de emissão rádio é liberado.



Massa Inicial (M_{\odot})	Objeto Compacto	Massa Final
até $10 M_{\odot}$	Anã-Branca	Menor que $1,4 M_{\odot}$
10 a $25 M_{\odot}$	Estrela de Nêutrons	$1,4 M_{\odot}$
acima de $25 M_{\odot}$	Buraco Negro	5 a $13 M_{\odot}$
Massa (M_{\odot})	Evolução	Final
até 0,08	não funde H	anã-marrom
0,08 a 0,5	fundes H	anã-branca de He
0,5 a 10	fundes H e He	anã-branca de C e O
11 a 100	fundes H, He, C, Ne, O, Si	estrela de nêutrons ou buraco negro
acima de 100	criação de pares, SN	desintegração total ou buraco negro

Tabela 1: Resumo evolutivo de estrelas em função da massa (Astronomia e Astrofísica, <http://astro.if.ufrgs.br/estrelas/node14.htm>).

supernova que se desintegra totalmente ou deixa como remanescente um objeto muito mais denso, um buraco negro. Neste caso a supernova é classificada como Tipo I.

No fim da vida de uma estrela de massa elevada, o que resta após a explosão de supernova é o núcleo estelar em contração contínua. Com a diminuição do raio, a gravidade pode atingir níveis tão elevados que nem mesmo a luz consegue escapar desse objeto, por isso ele recebe a denominação buraco negro. Uma das propriedades dos buracos negros é explicada pela teoria da relatividade: todo corpo massivo provoca curvatura no espaço a sua volta e tudo que se move nesse espaço segue trajetórias curvas. No caso do buraco negro, essa curvatura seria extrema, levando tudo que estiver no interior do horizonte de eventos, uma área crítica no seu entorno, a mergulhar dentro dele. Se a velocidade de escape chega a ser maior que a da luz (300.000 km/s) a região onde isso ocorre fica invisível. A abrangência do horizonte de eventos varia com a massa do buraco negro.

A morte de uma estrela massiva, na forma de explosão de supernova, além de enriquecer com elementos químicos o meio interestelar, pode desencadear, por ondas de choque de outras supernovas, os processos de formação estelar, permitindo o nascimento de mais estrelas.