

Capítulo 12

ESTÁGIOS FINAIS DA EVOLUÇÃO ESTELAR

Vimos anteriormente que após chegar na seqüência principal, a estrela recém-nascida entra numa fase de certa estabilidade, ou seja, suas características não se alteram e assim ela permanece cerca de 90% do tempo de sua vida.

Quando, finalmente, o combustível em seu núcleo termina, a estrela começa a morrer. Sua trajetória no diagrama H-R é de sair da seqüência principal, quando suas características voltam a se alterar. Em termos gerais, os estágios finais da evolução estelar podem ser mais tranquilos ou mais catastróficos, e isso vai depender crucialmente da massa das estrelas. Neste capítulo discutiremos as diferentes fases evolutivas de estrelas semelhantes ao Sol, bem como as de massas maiores.

Massa como fator determinante para o Fim

Evolução após a Seqüência Principal

Estrelas do tipo solar

Gigantes Vermelhas, *Flash* do hélio, Núcleo estelar de carbono, Nebulosas Planetárias, Anãs Brancas

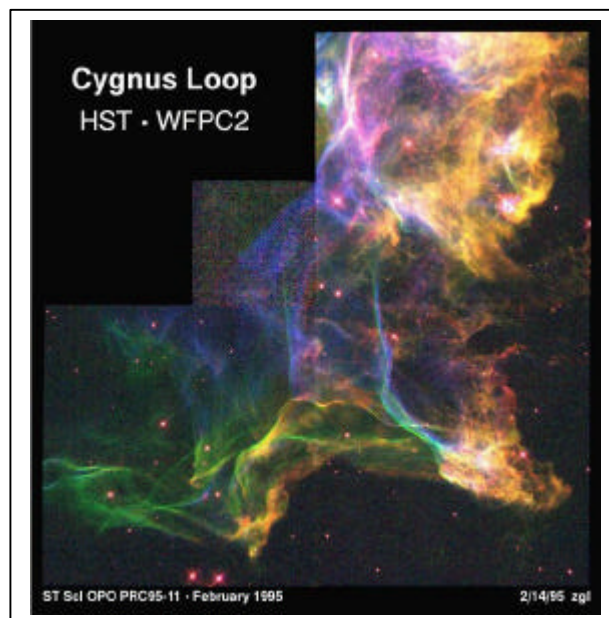
Estrelas de massa maior que a do Sol

Explosão de Supernovas

Estrelas de Nêutrons

Pulsares

Buracos Negros



Bibliografia:

- “Astronomy” Chaisson & McMillan (1998)
- “Astronomia e Astrofísica” – IAG/USP, ed. W. Maciel

Massa como fator determinante para o fim

O tempo de vida t_* de uma estrela na seqüência principal depende de quanta energia ela tem armazenada (sua massa M_*) e a taxa com que ela gasta essa energia (sua luminosidade L_*). Esse tempo de vida pode ser expresso por $t_* = \frac{M_*}{L_*}$. Podemos então

estimar t_* a partir da relação massa-luminosidade dada por $\frac{L_*}{L_\odot} = \left(\frac{M_*}{M_\odot}\right)^{3,3}$, onde

$$\frac{t_*}{t_\odot} = \frac{\frac{M_*}{M_\odot}}{\frac{L_*}{L_\odot}} = \frac{\frac{M_*}{M_\odot}}{\left(\frac{M_*}{M_\odot}\right)^{3,3}}. \text{ Desta forma, temos: } \frac{t_*}{t_\odot} = \left(\frac{M_*}{M_\odot}\right)^{-2,3}.$$

altas massas ficarão na seqüência principal por um curto período e as de baixas massas ficarão nela por um tempo bem maior. Exemplos de casos extremos são as estrelas do tipo O ou B que ficam nessa fase apenas algumas dezenas de milhões de anos, e as estrelas do tipo anãs vermelhas, que podem ficar alguns trilhões de anos tranqüilamente queimando seu hidrogênio.

Do mesmo modo que o tempo de vida das estrelas na seqüência principal depende de suas massas, após essa fase também se apresentam diferentes possibilidades para os processos que levarão a estrela até sua morte, os estágios finais da evolução.

As estrelas pouco massivas, como o Sol, tornam-se gigantes vermelhas e morrem criando as nebulosas planetárias, terminando suas vidas como anãs brancas. Finais mais explosivos são reservados a estrelas mais massivas ($M > 8 M_\odot$), transformando-as em estrelas de nêutrons ou pulsares, como resultados de explosões de supernovas. A morte das estrelas muito massivas pode resultar em buracos-negros.

Evolução após a Seqüência Principal

Durante a seqüência principal ocorre no núcleo da estrela a lenta transformação do hidrogênio em hélio, e as forças gravitacionais e de pressão de radiação encontram-se equilibradas. Quando termina todo hidrogênio do núcleo, esse equilíbrio é quebrado e a estrutura interna da estrela, bem como sua aparência externa se modificam e a estrela deixa a seqüência principal dando início à fase final de sua vida.

I - Estrelas do tipo Solar

Com os processos de fusão nuclear, a composição do interior estelar muda gradualmente, com um aumento da abundância de hélio e a conseqüente diminuição do hidrogênio. No centro da estrela, onde a temperatura é mais alta, a quantidade de hélio aumenta mais rapidamente. A taxa de fusão nuclear é mais lenta nas bordas do núcleo central. Com o passar do tempo, a região mais interna do núcleo estelar se torna cada vez mais rica em He e mais deficiente em H, até o ponto em que todo hidrogênio do centro foi consumido, tornando a região um núcleo de He puro. Nesse núcleo a produção de energia nuclear termina e os processos de fusão se iniciam nas camadas mais acima. E assim, o núcleo mais interno de He puro, onde não ocorre queima, torna-se cada vez maior.

Sem a produção de radiação a pressão do gás diminui nesse núcleo mais interno, mas a força da gravidade não, e isso faz com que mudanças na estrutura se tornem inevitáveis. Cerca de 10 bilhões de anos depois que a estrela chegou na seqüência principal, quando a diminuição do hidrogênio é substancial, o núcleo de hélio começa a contrair.

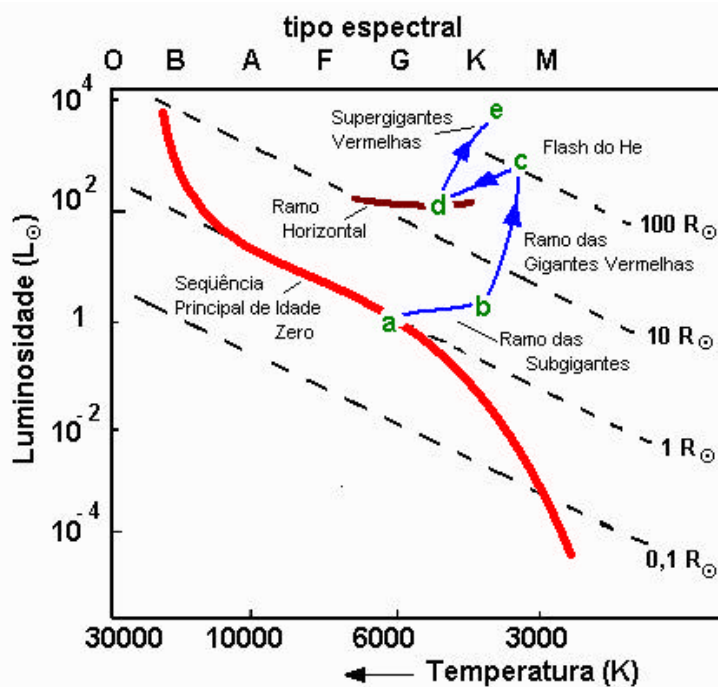
Uma nova situação de equilíbrio pode ser atingida nos casos em que ocorre a fusão do hélio em elementos mais pesados. Mais energia seria gerada com a queima de He e a pressão de radiação seria restabelecida, voltando a sustentar o núcleo contra o colapso gravitacional. No entanto, devemos lembrar que para ocorrer fusão nuclear são requeridas altas temperaturas, que forneçam energia cinética suficiente para suplantarmos a força de repulsão eletromagnética entre partículas de mesma carga elétrica (positiva no caso dos núcleos atômicos). Para a fusão do H, temperaturas da ordem de 10^7 K devem ser atingidas. No caso do He (dois prótons no núcleo) a força de repulsão é maior ainda, sendo necessárias temperaturas de pelo menos 10^8 K. Os processos de fusão de He não ocorrem em núcleos estelares enquanto não se atinge esse nível de temperatura.

Com o fim da fusão nuclear no interior estelar, a pressão diminui nessa região mais interna, causando um aumento de temperatura (10^7 K < T < 10^8 K). Isso faz com que a queima de hidrogênio seja mais intensa, gerando energia mais rapidamente do que era produzido na fase da seqüência principal. Apesar da queima de combustível no núcleo mais interno da estrela ter terminado, ela agora passa a brilhar mais.

Fase de Gigantes Vermelhas

Com o desequilíbrio de forças atuando no núcleo estelar composto de He, ocorre também um desbalanço no restante da região central da estrela. A rápida queima de H causa uma pressão de radiação que impele as camadas mais externas a aumentarem em raio, de forma que nem mesmo a gravidade pode evitar. Com a expansão, ocorre uma diminuição da temperatura superficial da estrela e ela começa a se transformar numa **gigante vermelha**, um processo que ocorre num período de 100 milhões de anos.

Colocando no Diagrama H-R os diferentes pares de luminosidade e temperatura pelos quais a estrela passa nos estágios finais de sua vida, podemos traçar seu caminho evolutivo, como é indicado na Figura 1, onde o ponto **(a)** marca a chegada na seqüência principal. Com a diminuição da temperatura, a trajetória caminha para a direita no diagrama, e suavemente para cima, indicando um pequeno aumento na luminosidade, enquanto a estrela passa pelo **ramo das sub-gigantes**.



no diagrama, e suavemente para cima, indicando um pequeno aumento na luminosidade, enquanto a estrela passa pelo **ramo das sub-gigantes**. Nesse estágio o raio estelar atingiu cerca de $3 R_{\odot}$, enormes quantidades de energia são levadas do centro para a superfície da estrela por convecção, causando um rápido aumento da luminosidade, mas sem variação da temperatura. Durante essa fase, entre os pontos **(b)** e **(c)** a estrela se encontra no chamado **ramo das gigantes vermelhas**.

Figura 1. Diagrama H-R indicando a trajetória evolutiva de uma estrela do tipo solar, saindo da seqüência principal.

Flash do hélio

No entanto, a expansão da gigante vermelha não continua indefinidamente. Cerca de algumas centenas de bilhões de anos depois de ter deixado a seqüência principal, a pressão no interior estelar chega a 10^8 kg/m^3 e a temperatura atinge os 10^8 K necessários para a fusão do He. Nessas condições de altas densidade e temperatura, a matéria encontra-se num estado em que não são mais válidas as leis de física clássica, e sim da mecânica quântica. No interior estelar encontra-se uma enorme quantidade de elétrons livres que estão no estado *degenerado*, em que as distribuições de velocidade não seguem as mesmas regras como no caso de gás ideal, nem as mesmas relações entre pressão,

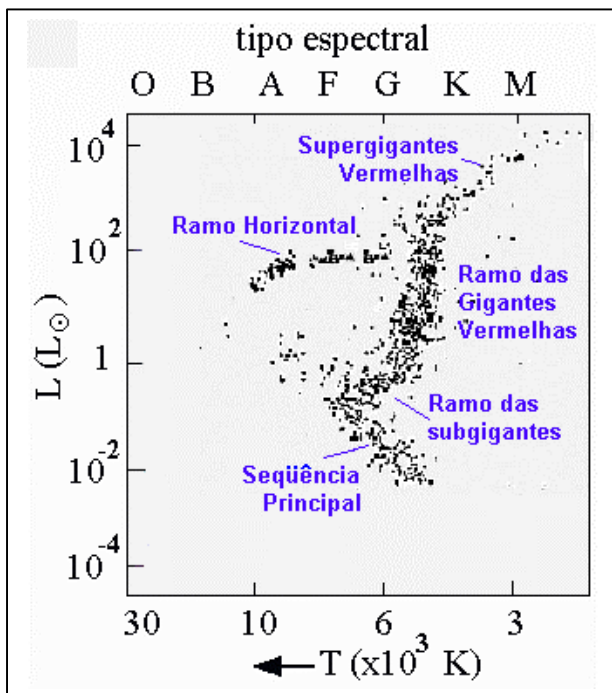
temperatura e densidade. A pressão de elétrons degenerados substitui a pressão térmica, sustentando o núcleo estelar contra o colapso gravitacional.

Como a matéria encontra-se degenerada, o aumento de temperatura (devido à queima do He) **não** leva a um aumento de pressão, a qual deveria causar uma expansão na estrela e conseqüentemente seu resfriamento, que por sua vez diminuiria a taxa de fusão nuclear, levando a um equilíbrio. Assim o núcleo estelar não se estabiliza, a pressão permanece quase constante, mas a temperatura cresce continuamente, aumentando drasticamente a taxa de fusão nuclear o que vem a causar uma explosão chamada de **flash de hélio**. Com isso, a pressão térmica é restabelecida, o núcleo se expande, a densidade diminui e um novo equilíbrio é atingido.

O processo de fusão do He em carbono ocorre num estado de estabilidade e a estrela passa para a região denominada **Ramo Horizontal**, indicada pelo ponto (d) da Figura 1. Nessa fase, a energia produzida pela fusão do He é utilizada para o re-arranjo do núcleo estelar, portanto a luminosidade não aumenta.

Núcleo estelar de carbono

Algumas dezenas de milhões de anos depois do *flash* de He, um novo núcleo estelar interno foi formado, sendo agora composto principalmente por carbono. O interior estelar se divide então num núcleo interno de C, seguido



de uma camada de He queimando, depois uma camada onde ocorre a queima de H, e finalmente uma camada mais externa de H, que não se encontra sob processo de fusão. A partir deste momento a estrela se expande ainda mais, chegando no ponto (e) indicado na Figura 1. Com o aumento na temperatura superficial, a luminosidade também aumenta, e a estrela encontra-se agora na região das **supergigantes vermelhas**. Um exemplo da confirmação dessas previsões teóricas é mostrado na Figura 2, que apresenta o Diagrama H-R de um aglomerado globular.

Figura 2. Diagrama H-R para o aglomerado globular M3, onde aparecem estrelas da seqüência principal, dos ramos das sub-gigantes e das gigantes vermelhas, do ramo horizontal e finalmente das supergigantes vermelhas.

Nebulosas Planetárias e Anãs Brancas

O núcleo da supergigante vermelha não é quente o suficiente ($T < 6 \times 10^8$ K) para continuar o processo de fusão nuclear e transformar o carbono em elementos mais pesados. Desta forma, na ausência de pressão térmica, ele continua a diminuir de tamanho, sob o efeito da força gravitacional. Quando a densidade chega a aproximadamente $10^{10} \text{ Kg m}^{-3}$, os elétrons ficam novamente tão próximos entre si, que o gás não pode mais ser comprimido (degenerescência da matéria). A contração do núcleo estelar é interrompida, a temperatura se estabiliza e a energia é produzida apenas nas camadas mais externas, onde ainda ocorre a queima de H e He.

Com o aumento de radiação e a contribuição de energia produzida pela recombinação de elétrons com os núcleos atômicos, o envoltório estelar se torna instável e é ejetado a

uma velocidade de algumas dezenas de km/s. A estrela agora tornou-se um objeto dividido em duas componentes. Um núcleo central muito pequeno, quente e de alta densidade, restando nele apenas algumas camadas externas onde ocorre a queima de He. A outra componente é composta do material ejetado, mais frio e difuso, que se localiza a uma certa distância do núcleo central. Esse objeto, localizado no ponto **(f)** do Diagrama H-R da Figura 3 é denominado **Nebulosa Planetária**.

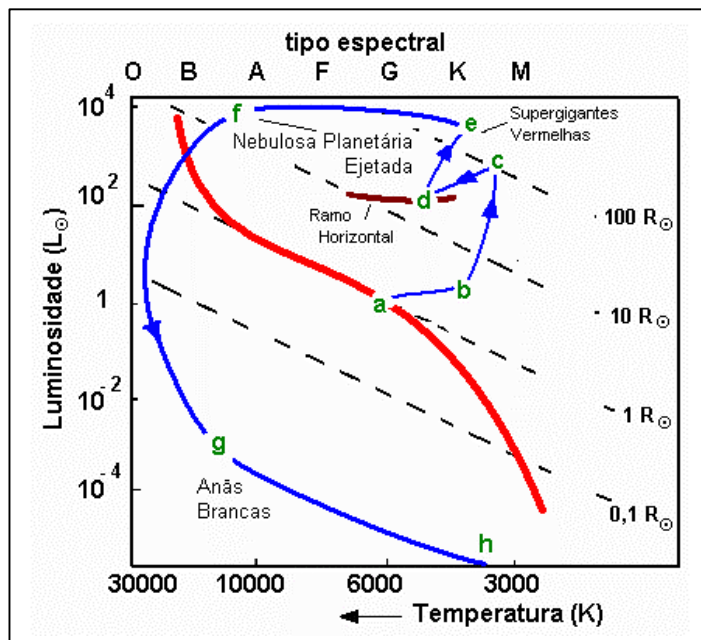


Figura 3. A passagem de uma estrela supergigante vermelha (e) para a fase de nebulosa planetária (f) e depois para anã branca (g), indicando sua trajetória evolutiva no Diagrama H-R.

Com o passar do tempo, a nebulosa planetária continua se expandindo, tornando-se cada vez mais difusa e fria, ao mesmo tempo que enriquece o meio interestelar com He e C que foram dragados do interior, por movimentos de convecção, durante os últimos anos de sua existência.

A remanescente estelar no centro da nebulosa planetária é composta principalmente de carbono, e continua visível graças a sua alta temperatura, mas com pouco brilho por ser muito pequena. Essa estrela restante é muito quente e densa; tem aproximadamente o tamanho da Terra e uma massa de cerca de $0,5 M_{\odot}$, recebendo o nome de **Anã Branca**. Sua posição no Diagrama H-R é indicada por **(g)** na Figura 3.

II - Estrelas mais Massivas que o Sol

Todas as estrelas deixam a seqüência principal quando o hidrogênio do núcleo estelar se extingue. Desta forma, todas elas seguem inicialmente para a região das gigantes vermelhas, apesar de passarem por caminhos diferentes no Diagrama H-R. Um exemplo pode ser visto na Figura 4, onde são comparadas as trajetórias evolutivas de estrelas de $1 M_{\odot}$, $4 M_{\odot}$ e $15 M_{\odot}$. Quanto maior a massa da estrela, menor será sua densidade interna quando a temperatura de queima de He for atingida, sendo assim, a contribuição da pressão de elétrons degenerados será menor. Isso resulta em condições mais estáveis para o núcleo estelar durante a produção do C. Nessa fase não ocorrem eventos explosivos como o *flash* do He, nem mudanças bruscas na trajetória evolutiva, como é indicado para a estrela de $4 M_{\odot}$, por exemplo.

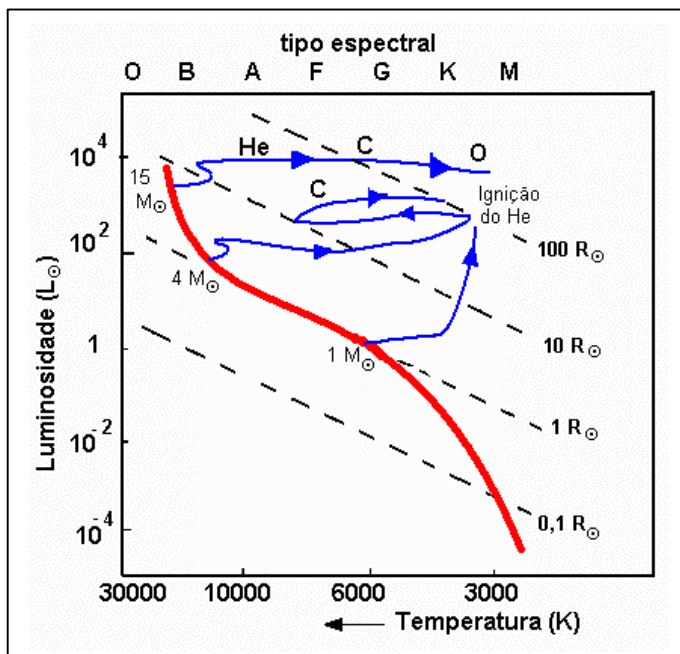


Figura 4. Trajetórias evolutivas de três estrelas de diferentes massas. Ao contrário de estrelas semelhantes ao Sol, as estrelas de maior massa seguem caminhos horizontais no Diagrama H-R, indicando uma evolução sem mudanças abruptas.

Quanto mais se aprofunda nas camadas internas de uma estrela massiva, maiores temperaturas são atingidas e diferentes processos de fusão nuclear podem ocorrer. Na periferia mais fria do núcleo estelar ocorre a queima do H, na camada subsequente ocorre a queima de He, em seguida vem a camada de fusão do C. E assim por diante, de camada em camada vão se processando os elementos mais pesados como oxigênio, neônio, magnésio, silício e o ferro, o qual compõe a parte mais interna do núcleo estelar.

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. A duração desses eventos se torna cada vez mais curta. Um exemplo de valores aproximados pode ser dado para uma estrela de $20 M_{\odot}$: a queima de H se dá durante 10^7

Em estrelas com massa acima de $8 M_{\odot}$ a temperatura interna chega a atingir os níveis necessários para a queima do C em elementos mais pesados. O núcleo estelar se desenvolve tão rapidamente, que a estrela não chega na região das gigantes vermelhas antes que se inicie a queima de He. Ela passa pelas várias etapas de fusão nuclear sem passar por drásticas alterações, como é mostrado na trajetória da estrela de $15 M_{\odot}$ na Figura 4.

anos, He durante 10^6 anos, C por 10^3 anos, O por 1 ano, Si por 1 semana, enquanto que o núcleo estelar formado de Fe se desenvolve em menos de 1 dia.

O átomo de ferro é tão compacto, que sua fusão para gerar elementos mais pesados não gera energia. Com o fim definitivo da produção de energia na região mais central da estrela, mesmo estando a altas temperaturas, a pressão não é suficiente para sustentar a enorme força gravitacional causando uma implosão estelar. Com isso a temperatura aumenta para 10^9 K, o suficiente para gerar fótons energéticos, capazes de quebrar os átomos de ferro em elementos mais leves, e dividir tais elementos até que restem somente prótons e nêutrons, num processo chamado *fóto-desintegração*. Altas energias são requeridas para que esse processo venha a ocorrer. Conforme a energia é absorvida pela fotodesintegração, o núcleo estelar se resfria, diminuindo ainda mais a pressão, o que acarreta em um colapso mais acelerado.

Com o aumento da densidade, prótons e elétrons são combinados de forma a produzir mais nêutrons, até chegar a densidades da ordem de 10^{15} kg m⁻³. Nesse ponto os nêutrons passam a ser comprimidos entre si, causando agora a *degenerescência de nêutrons*, semelhante ao processo que ocorreu com os elétrons nas anãs brancas. A pressão causada pelos nêutrons degenerados é capaz de reduzir o colapso gravitacional do núcleo estelar. No entanto a densidade pode chegar a níveis muito altos ($\sim 10^{18}$ kg m⁻³) antes que o núcleo estelar possa voltar a expandir e o equilíbrio não é alcançado.

Explosão de Supernova

Da mesma forma que uma bola ao ser jogada em alta velocidade contra um muro, é comprimida, pára e retorna em rebatida, o núcleo estelar se expande violentamente em reação à compressão interrompida. Uma enorme onda de choque através da estrela faz 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. Existem dois tipos de supernovas, as de **Tipo I** são formadas a partir de explosão de uma estrela de menor massa, enquanto as de **Tipo II** resultam de uma estrela de maior massa.

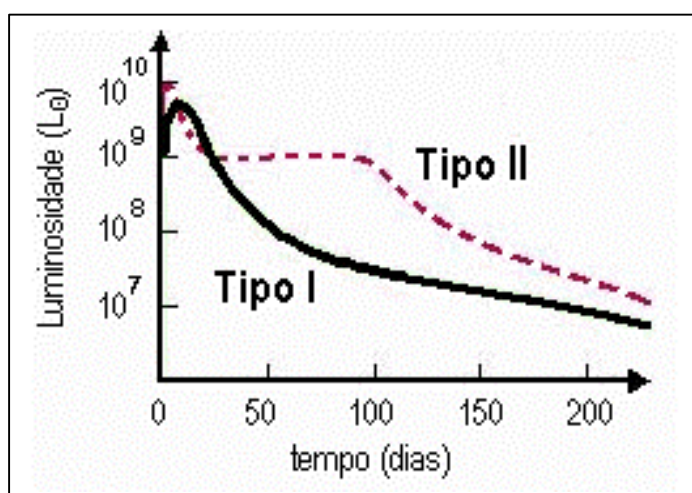


Figura 5. Curvas de luz de supernovas de Tipo I, cujo declínio é mais rápido, e da supernova de Tipo II, que leva um tempo maior para perder seu brilho.

Como vimos anteriormente, o colapso de uma anã branca pode ser impedido quando a pressão de elétrons degenerados torna-se importante. No entanto, se a massa da anã branca for maior que $1,4 M_{\odot}$, a pressão de elétrons não é suficiente para evitar o colapso gravitacional. Com o aumento repentino da temperatura, inicia-se a fusão do carbono em toda anã branca e ela explode, num evento de semelhante violência como ocorre na morte de uma estrela muito massiva, mas por motivos diferentes.

A detonação de uma anã branca de carbono se configura na supernova do tipo I, uma descendente de estrela de baixa massa. No caso do colapso seguido de imediata e violenta re-expansão, no fim de vida de uma estrela de massa muito alta, temos a supernova de tipo II. As diferenças nas curvas de luz desses dois tipos de supernovas são mostradas na Figura 5.

Estrelas de Nêutrons

No caso da supernova de tipo I, nada resta da estrela original após a explosão. Por outro lado, nas de tipo II a explosão não chega a destruir a estrela original, mas deixa um pequeno e compacto remanescente em seu centro. Vimos que, antes de acontecer a explosão, os elétrons foram combinados aos prótons formando nêutrons e neutrinos. Os neutrinos escaparam acelerando a propagação da onda de choque, que detonou o processo explosivo. A onda de choque não se inicia exatamente no centro da estrela, deixando intacta a parte mais interna do núcleo estelar, que é composto basicamente de nêutrons, e portanto esse remanescente 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/m³, cerca de bilhões de vezes mais densa que uma anã branca.

Uma das características básicas das estrelas de nêutrons é sua alta velocidade de rotação, com períodos medidos em frações de segundo, resultante da conservação de momento angular. Outra característica importante é o forte campo magnético, criado pela compressão das linhas de campo, durante o processo de contração. A combinação dessas duas propriedades oferecem meios que tornam possível a detecção e o estudo desses objetos.

Pulsares

A primeira detecção de uma estrela de nêutrons foi feita em 1967 pela estudante Jocelyn Bell, que observou a emissão rádio de um objeto que pulsava a uma frequência muito bem determinada e praticamente invariável. O objeto recebeu o nome de **Pulsar**, cujo modelo mais aceito atualmente o descreve como sendo uma compacta estrela de nêutrons, com eixo de rotação não coincidente com o feixe de radiação, o que faz com que *flashes* de

radiação sejam observados periodicamente. Um esquema mostrando as características dos pulsares é mostrado na Figura 6, onde são indicadas as regiões bipolares de emissão de radiação (*hot spots*), geradas pela configuração das linhas de campo magnético. Um estreito feixe de radiação emerge dos *hot spots* e se a linha de visada do observador for na direção desse feixe, pulsos de radiação são detectados a cada rotação da estrela.

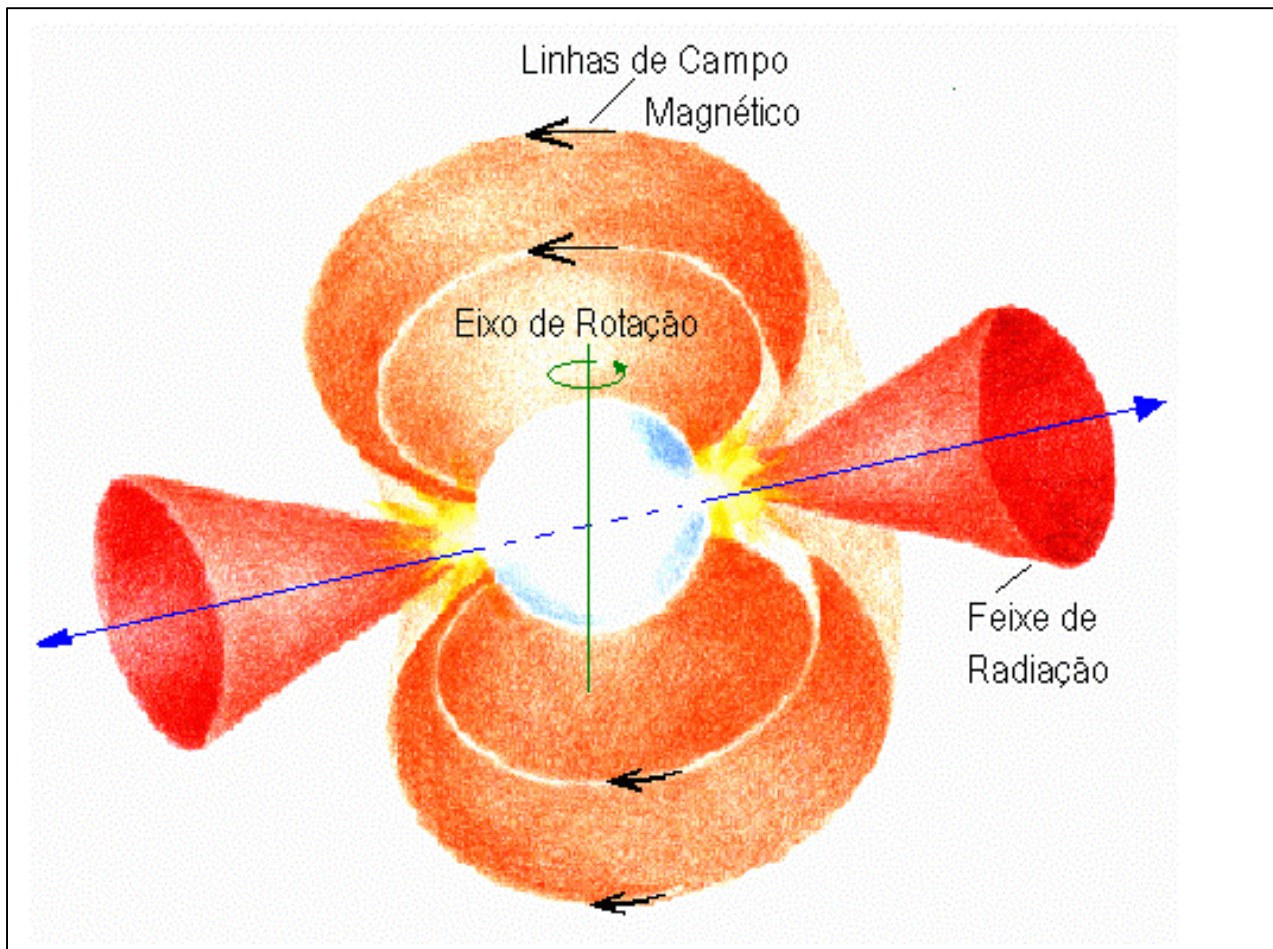


Figura 6. Modelo para uma estrela de nêutrons e suas propriedades de pulsar. As partículas carregadas são aceleradas seguindo as linhas de campo magnético. Um feixe de radiação rádio é formado e emitido na direção do observador.

Buracos Negros

Da mesma forma que estrelas de baixa massa podem se tornar densas anãs brancas, e que estrelas de massa maior geram as estrelas de nêutrons, que são ainda mais densas, as estrelas de massas muito mais altas podem gerar objetos extremamente compactos a altíssimas densidades. Assim como em anãs brancas com massas superiores a $1,4 M_{\odot}$ a pressão de elétrons degenerados não é suficiente para sustentar o colapso gravitacional, nas estrelas de nêutrons, cuja massa é maior que $3 M_{\odot}$, a pressão de elétrons degenerados não pode evitar o colapso.

No fim da vida de uma estrela de massa muito alta, o que resta após a explosão de supernova é o núcleo estelar em contração contínua. Com a diminuição do raio, a

gravidade pode atingir tais níveis, que nem mesmo a luz consegue escapar desse objeto, o qual recebe a denominação de **buraco negro**. Para explicar as condições físicas nas vizinhanças de um buraco negro temos que recorrer a teoria geral da relatividade, que descreve as circunstâncias em que as velocidades alcançam a velocidade da luz em regiões de intensos campos gravitacionais. Pensando em termos da velocidade de escape, podemos prever que se o raio de um objeto diminuir gradualmente, teremos um aumento na ação da gravidade, e portanto maiores velocidades serão necessárias para se escapar da superfície objeto. Se a velocidade de escape chega a ser maior que 3×10^5 km/s, nem mesmo a luz pode ultrapassar esse valor e o objeto fica invisível.

O raio limite de contração do objeto, abaixo do qual a luz não pode escapar é chamado **raio de Schwarzschild** e é proporcional a massa do objeto. Para uma estrela como o Sol esse raio é de 3 Km, enquanto que para um núcleo estelar de $3 M_{\odot}$ o raio de Schwarzschild é de 9 Km. Uma das propriedades dos buracos negros explicada pela teoria relativística é que todo corpo massivo causa uma curvatura no espaço a sua volta e todos os outros objetos seguem trajetórias curvas na sua vizinhança. No caso do buraco negro, essa curvatura seria extrema, levando tudo que estiver à sua volta a cair dentro dele.

Evidências observacionais de possíveis buracos negros, como Cygnus X-1, por exemplo, vêm dos dados em raios-X desses candidatos, indicando a presença de gases a altas temperaturas nas suas vizinhanças. A variabilidade muito rápida na emissão X indica que o tamanho da região emissora é muito pequeno (da ordem de 300 Km). Essa região é provavelmente formada por um *disco de acreção*, através do qual a matéria vinda de uma estrela visível é dragada pela companheira invisível. A passagem de matéria se dá a altas velocidades e de forma espiralada constituindo uma distribuição em formato de disco, conforme ilustrado na concepção artística mostrada na Figura 7.

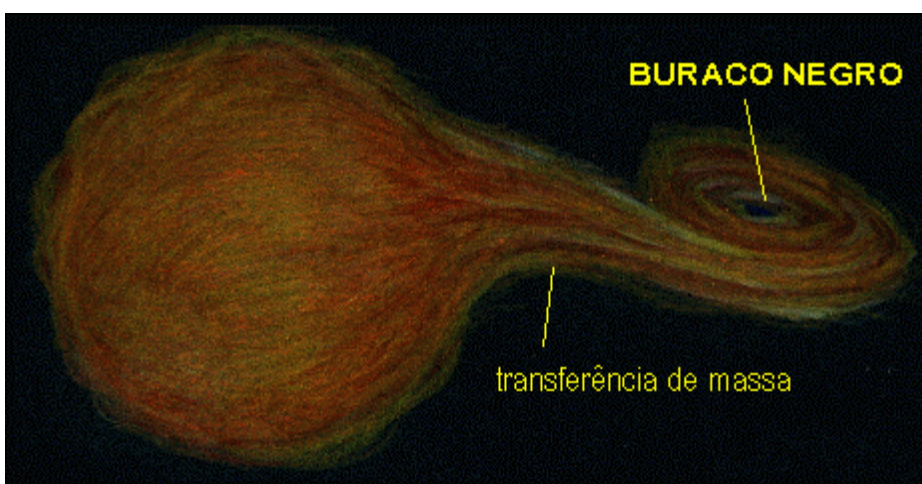


Figura 7. Ilustração de um sistema binário, constituído de uma estrela grande e visível, cuja matéria está sendo dragada pelo buraco negro.