



Estrelas: origem, evolução e morte

J. L. G. Sobrinho

sobrinho@uma.pt

Grupo de Astronomia da Universidade da Madeira

<http://www3.uma.pt/Investigacao/Astro/Grupo/index.htm>

Janeiro de 2013

Resumo

As estrelas formam-se no interior de nuvens de gás e poeiras por ação do colapso gravitacional. Evoluem primeiro como protoestrelas até atingirem a chamada fase da Sequência Principal, a qual é marcada pelo início das reações de fusão nuclear do hidrogénio em hélio. A evolução de uma estrela depende da sua massa inicial, podendo atingir a fase de gigante vermelha, originando uma anã branca e uma nebulosa planetária ou então explodir em supernova deixando para trás uma estrela de neutrões ou um buraco negro.

Conteúdo

1	Introdução	2
2	Protoestrelas	2
3	Fase da Sequência Principal	4
4	Estrelas de massa inicial inferior a $8M_{\odot}$	6
4.1	Fase de Gigante Vermelha	6
4.2	Nebulosas Planetárias e Anãs Brancas	8
5	Estrelas de massa inicial superior a $8M_{\odot}$	10
5.1	Evolução de estrelas de massa superior a $8M_{\odot}$	10
5.2	Explosão em Supernova	11
5.3	Diferentes tipos de Supernova	13
5.4	Restos de Supernovas (SNR)	14
5.5	Nucleossíntese de elementos nas estrelas	14
5.6	Estrelas de neutrões e pulsares	15
5.7	Buracos Negros	16
	Bibliografia	16

1 Introdução

As estrelas formam-se no interior de nuvens de gás e poeiras por ação do colapso gravitacional. Começam por evoluir como protoestrelas antes de atingirem a fase da Sequência Principal, marcada pelo início das reações de fusão nuclear do hidrogénio em hélio.

Quanto menor a massa da estrela mais tempo ela irá permanecer como estrela da Sequência Principal convertendo hidrogénio em hélio. Quando se esgotar o hidrogénio, no centro da estrela, cessam as reações nucleares, evoluindo a estrela para o estado de gigante vermelha.

Mais tarde começa então a fusão nuclear do hélio produzindo carbono e oxigénio. Para estrelas com massa inferior a $8M_{\odot}$ o processo de fusão nuclear termina por aqui. A estrela liberta as camadas mais exteriores originando uma nebulosa planetária com uma anã branca no centro. Estrelas de massa superior continuam sintetizando elementos cada vez mais pesados até ao ferro. Nessa fase ocorre o processo de explosão em supernova deixando para trás uma estrela de neutrões ou um buraco negro.

Como bibliografia principal foram utilizadas as obras *Universe* [1] e *Astronomy: A Physical Perspective* [2]. Outras referências utilizadas são indicadas ao longo do texto.

2 Protoestrelas

As estrelas formam-se a partir de nuvens de gás e poeiras por ação da gravidade. O processo de formação é mais eficiente em zonas onde a densidade do gás e poeiras é mais elevada. A compressão do meio interestelar devida à onda de choque supersónica originada por uma supernova ou pela colisão de duas nuvens de gás, também podem contribuir significativamente para o processo. A temperatura do gás deve ser baixa por forma a que a pressão também o seja. Se assim não fosse a pressão tenderia a destruir o trabalho aglutinador da gravidade. Os únicos locais do meio interestelar onde estão reunidas essas condições são as nebulosas escuras (nebulosas de Barnard e glóbulos de Bok).

No interior destas nebulosas escuras podem formar-se *protoestrelas* que depois evoluem para o estado de estrela da Sequência Principal. Como a massa das nebulosas é suficiente para tal podem formar-se diversas protoestrelas a partir da mesma nebulosa.

Uma protoestrela começa por ser um aglomerado de gás e poeiras com dimensão superior à do nosso Sistema Solar. Devido ao processo de contração gravitacional as zonas mais interiores da protoestrela aquecem gradualmente até que começa a ser emitida radiação resultante da conversão de energia potencial em energia térmica.

Passados alguns milhares de anos a temperatura na superfície da protoestrela atinge já os 2000 – 3000 K, embora ainda não ocorram reações de fusão nuclear no seu interior. Nesta fase a protoestrela é bastante luminosa pois o seu raio é também bastante grande. Todavia as protoestrelas estão, regra geral, escondidas dentro de nebulosas pelo que praticamente não se podem observar na banda do visível. Podem, no entanto, ser vistas com recurso a telescópios a operar na banda do IV.

Quando a temperatura no interior da protoestrela atinge $\sim 10 \times 10^6$ K têm início as reações de fusão nuclear do hidrogénio em hélio. A pressão da radiação libertada é capaz de equilibrar a contração gravitacional em curso na protoestrela atingindo-se, assim, um estado de *equilíbrio*

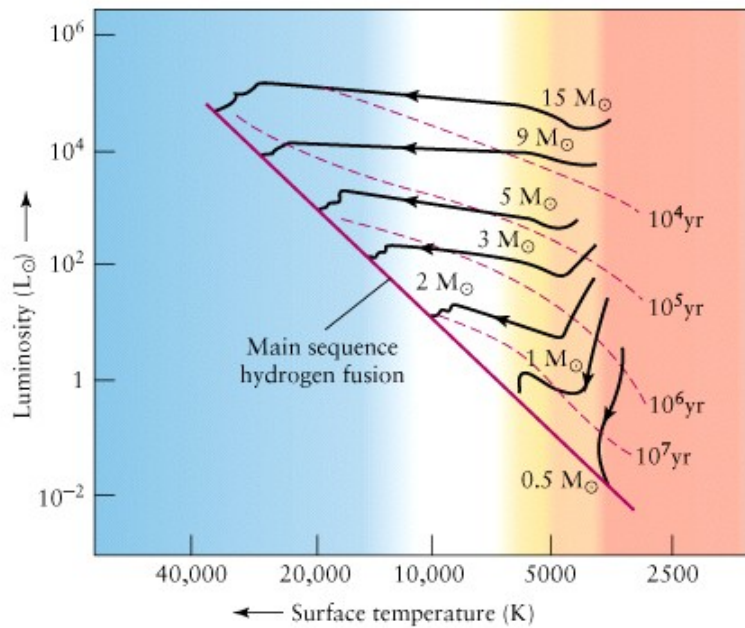


Figura 1: Diagrama HR mostrando a evolução de protoestrelas de diferentes massas até atingirem o estado de estrela da Sequência Principal. Durante o processo as protoestrelas perdem alguma massa. As massas indicadas referem-se à massa de cada estrela quando esta atinge a Sequência Principal [5].

hidrostático. A protoestrela passa a partir deste momento a ser uma estrela da Sequência Principal.

Em termos de diagrama HR a protoestrela começa por ser vermelha e bastante luminosa. À medida que se vai contraíndo a sua luminosidade diminui e a temperatura aumenta pelo que a sua evolução, no diagrama HR, faz-se da direita para a esquerda (ver Figura 1).

Protoestrelas com massa inferior a $0.08M_{\odot}$ não conseguem atingir o estado de estrela da Sequência Principal, ou seja, não conseguem criar as condições necessárias para que nelas ocorra a fusão nuclear do hidrogénio. Estas protoestrelas acabam por se transformar em *anãs castanhas* sendo a sua principal fonte de radiação a contração gravitacional. Nas anãs castanhas de maior massa (acima de 13 massas de Júpiter) ocorre também a fusão nuclear do deutério em hélio-3.

Protoestrelas com massa acima de $200M_{\odot}$ não atingem também a fase de Sequência Principal. A pressão interna acaba por ser tão grande que supera a gravidade levando à desintegração da protoestrela.

Durante o processo de formação a protoestrela embora ganhe massa acaba também por afastar muito do material da nebulosa escura que existe à sua volta. Pode acontecer que, a dada altura, a estrela se torne observável na banda do visível. É o que acontece no caso das estrelas do tipo *T Tauri*.

Estrelas T Tauri

São na realidade protoestrelas com massa ligeiramente inferior a $3M_{\odot}$ e idades da ordem de

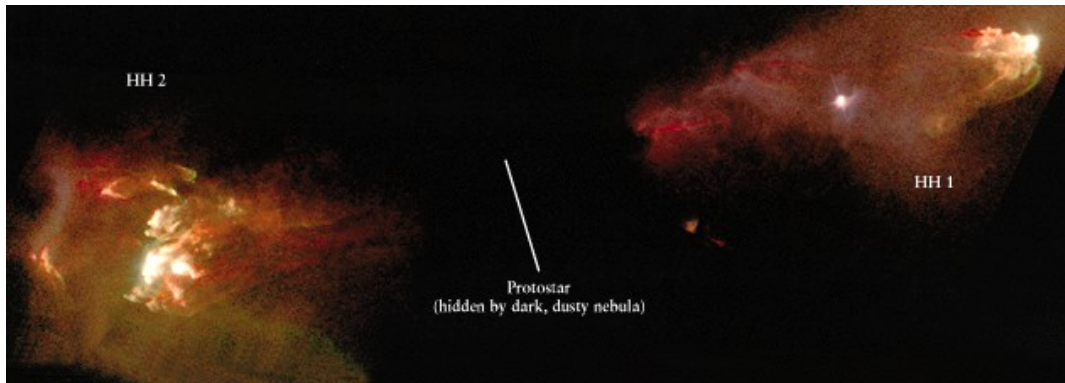


Figura 2: Os dois aglomerados brilhantes designados por HH1 e HH2 são objetos de Herbig-Haro. No centro existe uma protoestrela escondida por parte da nebulosa escura que lhe deu origem. Os objetos HH1 e HH2 estão separados por cerca de um ano luz [5].

10^6 anos. Em termos de diagrama HR situam-se na ponta inferior direita da sequência principal. Uma das suas características principais é a luminosidade que varia de forma irregular em intervalos de alguns dias.

Apresentam tanto linhas de emissão como de absorção no seu espetro. Estas linhas revelam que a estrela ejeta gás a cerca de 80 km/s ($\approx 10^{-8}M_{\odot}$ por ano; o nosso Sol ejeta $\approx 10^{-14}M_{\odot}$ por ano). A fase T Tauri pode durar até 10^7 anos findos os quais a protoestrela se transforma numa estrela da Sequência Principal. Protoestrelas com massa superior a $\approx 3M_{\odot}$ também ejetam grandes quantidades de matéria para o espaço. No entanto, estas estrelas de maior massa, não apresentam uma variação de luminosidade como acontece com as T Tauri.

Objetos de Herbig-Haro

Em muitas protoestrelas, incluindo as T Tauri, formam-se por vezes dois jatos de gás que abandonam a estrela em direções opostas. Este gás ao colidir com o meio interestelar acaba por ionizá-lo, dando origem a dois lóbulos brilhantes que se designam por objetos de *Herbig-Haro* (Figura 2). Este processo, embora dure apenas entre 10^4 a 10^5 anos, ejeta para o espaço mais de metade da massa inicial da protoestrela.

Disco de agregação de matéria

No plano perpendicular ao da rotação da protoestrela pode formar-se um disco de agregação de matéria. As colisões aqui são frequentes, as partículas perdem energia e acabam por cair em direção à protoestrela. Esta é a forma pela qual as protoestrelas também ganham massa. Este disco de agregação pode dar origem ao chamado *disco protoplanetário* a partir do qual se podem formar planetas como aconteceu no Sistema Solar.

3 Fase da Sequência Principal

Quando uma protoestrela atinge a fase de Sequência Principal (isto é quando começa a fase de fusão nuclear do hidrogénio) dizemos que temos uma *estrela da Sequência Principal de idade zero* (ZAMS). A fusão nuclear do hidrogénio ocorre através de dois mecanismos principais: cadeia próton-próton [3] e ciclo Carbono-Nitrogénio-Oxigénio (CNO) — ver Figura 3. O ciclo CNO ocorre juntamente com a cadeia próton-próton em estrelas com massa superior a $1.3M_{\odot}$. Neste

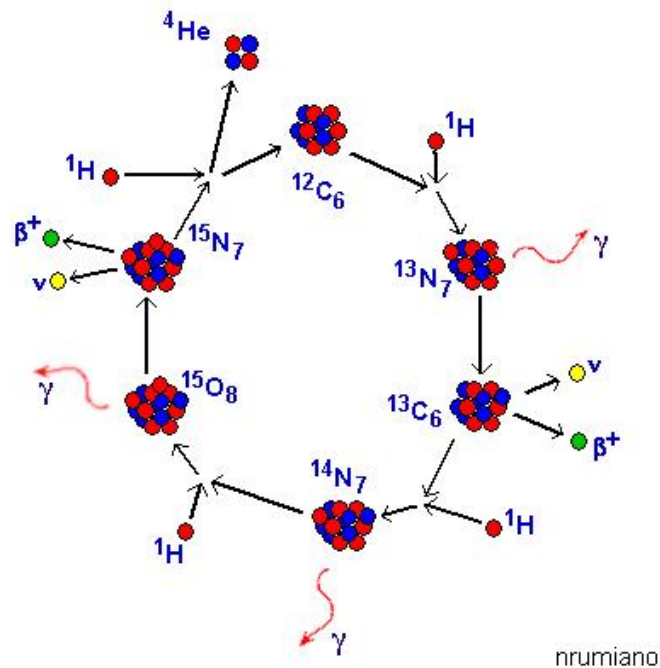


Figura 3: Ciclo Carbono-Nitrogênio-Oxigênio (CNO) segundo o qual decorre a fusão nuclear do hidrogênio em hélio em estrelas com massa superior a $1.3M_{\odot}$ [11].

processo participam quatro prótons sendo produzidos fótons de raios gama, neutrinos, positrões e um núcleo de hélio-4.

A estrela irá permanecer durante muito tempo na Sequência Principal mas não como uma ZAMS. A sua composição interna altera-se progressivamente. Em particular o número de átomos decresce progressivamente. Com menos partículas no centro existe menos pressão e a gravidade ajuda a contrair mais o núcleo aumentando a sua temperatura. Assim, aumenta o ritmo da fusão do hidrogênio (colisões mais frequentes) aumentando assim o fluxo de radiação em direção ao exterior. Em consequência disso aumenta o raio da estrela e a sua luminosidade também. No caso do Sol o raio aumentou 6% a temperatura 300 K e a luminosidade 40% nos últimos 4.56×10^9 anos (Figura 4).

As estrelas entram na Sequência Principal quando começa a fusão nuclear do hidrogênio no seu centro e saem da Sequência Principal quando cessa essa fusão. Este processo será tão mais rápido quanto maior for a massa da estrela. Por isso as estrelas de maior massa passam menos tempo na fase de Sequência Principal. No caso do Sol serão 10 mil milhões de anos. No caso de estrelas do tipo O ou B apenas alguns milhões de anos. Estrelas do tipo M (anãs vermelhas) estão muito mais tempo que o Sol na fase de Sequência Principal (ver Figura 5).

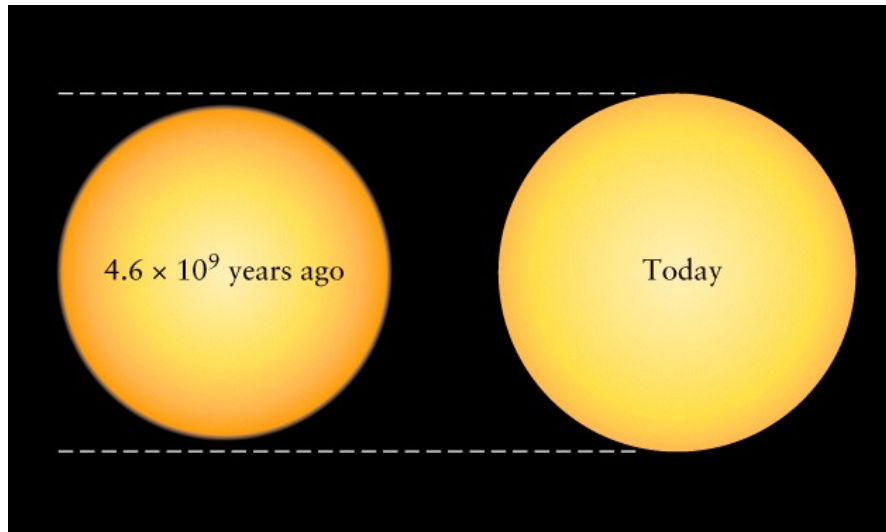


Figura 4: Comparação entre o tamanho do Sol como uma estrela da Sequência Principal de idade zero (esquerda) e o seu tamanho na atualidade (direita) [6].

4 Estrelas de massa inicial inferior a $8M_{\odot}$

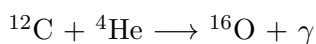
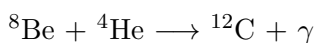
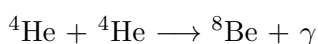
4.1 Fase de Gigante Vermelha

Uma estrela sai da Sequência Principal depois de ter consumido (via fusão nuclear) todo o hidrogénio da sua região central. Nesta fase a região central, composta por hélio, começa a colapsar por ação da gravidade (uma vez que agora não existe a pressão da radiação para manter o equilíbrio).

A camada envolvente de hidrogénio colapsa também aquecendo ao ponto de permitir o reacender da fusão nuclear do hidrogénio em hélio que agora ocorre numa concha em torno da região central.

A pressão da radiação, entretanto libertada, provoca a expansão das camadas exteriores da estrela que, em consequência disso, arrefecem. A estrela sai, assim da Sequência Principal e passa à fase de *Gigante Vermelha* aumentando consideravelmente a sua luminosidade e tamanho. Em termos do diagrama HR a estrela sobe o chamado *Ramo das Gigantes Vermelhas* (Figura 6a).

Enquanto isso a região central continua a colapsar. O hélio produzido nas camadas mais externas cai para o centro acelerando ainda mais o colapso. A temperatura na região central aumenta progressivamente até que, eventualmente, atinge o valor necessário para que se iniciem as reações de fusão nuclear do hélio ($\sim 10^8$ K). Note-se que a fusão nuclear do hélio requer muito mais energia do que a do hidrogénio pois as cargas elétricas a vencer (na fusão) são agora maiores. A fusão nuclear do hélio ocorre em 3 passos com a formação de núcleos de oxigénio e de carbono e a libertação de raios gama:



A fusão nuclear do hélio só ocorre quando a estrela já está na fase de gigante vermelha. Nas

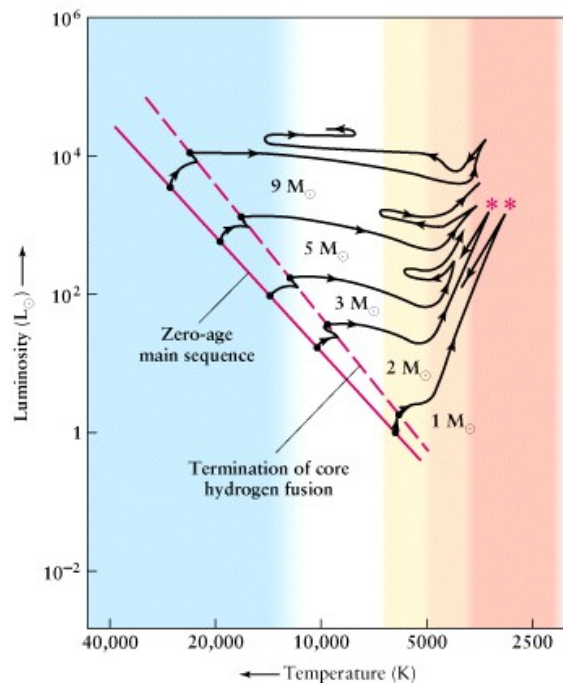


Figura 5: Evolução de uma estrela depois de esta deixar a fase de Sequência Principal. O flash do hélio ocorre apenas nas estrelas de menor massa. As estrelas de maior massa variam pouco em termos de luminosidade durante esta fase. Ver texto e Figura 6 para mais detalhes [6].

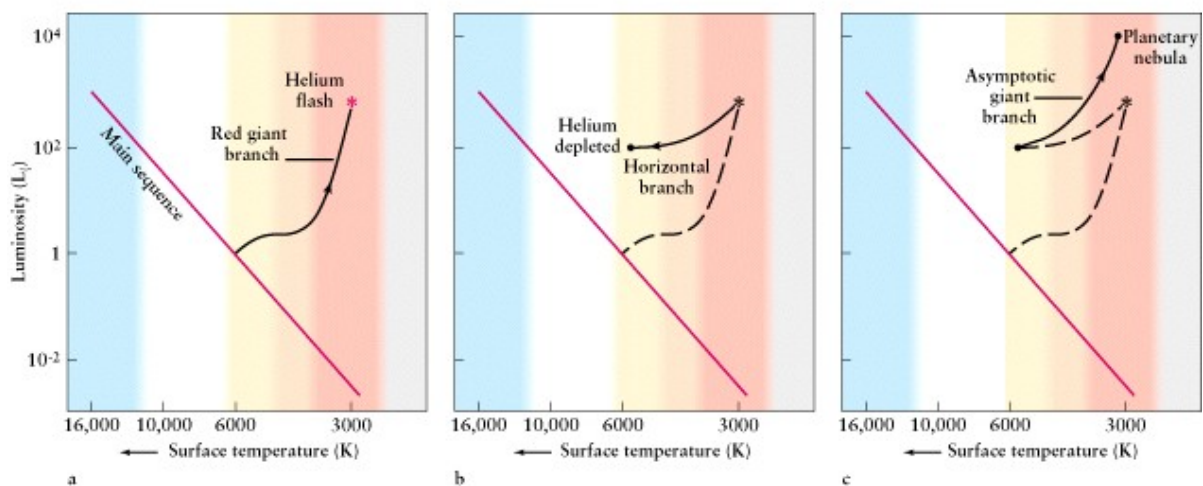


Figura 6: Evolução de uma estrela de $1M_{\odot}$ depois da fase da Sequência Principal: (a) fase de Gigante Vermelha antes do flash do hélio; (b) estrela do Ramo Horizontal depois do flash do hélio; (c) estrela do Ramo Assimptótico das Gigantes (ver texto para mais detalhes) [6].

estrelas de maior massa ($> 3M_{\odot}$) a fusão nuclear do hélio começa de forma gradual. Nas de menor massa, todavia, começa de forma repentina e explosiva naquilo a que chamamos o *flash do hélio*. Isto acontece porque nas estrelas de menor massa a fusão do hélio só começa quando a densidade da região central é já bastante elevada. Note-se que, embora ocorra o flash do hélio, como a radiação não sai logo da estrela, não se observa nada de especial no exterior da estrela. A radiação é absorvida, reemitida e reabsorvida diversas vezes antes de sair da estrela.

Com o início da fusão nuclear do hélio a região central da estrela expande-se um pouco sob a ação da pressão da radiação. Ao expandir arrefece o que irá reduzir pressão sob as camadas mais exteriores. Estas acabam por colapsar um pouco, diminuindo, assim, a luminosidade da estrela ao mesmo tempo que a sua temperatura superficial aumenta. No diagrama HR a estrela desce um pouco, deslocando-se depois para a esquerda sobre o chamado *Ramo Horizontal*, mantendo a sua luminosidade praticamente constante (Figura 6b).

As estrelas do Ramo Horizontal são, assim, compostas por uma região central onde ocorre a fusão do hélio (formando carbono e oxigénio) e uma concha, a envolver essa região central, onde ocorre a fusão do hidrogénio formando mais hélio.

Chegará um momento em que todo o hélio da região central foi consumido. Não havendo reações nucleares no centro da estrela este colapsa devido à gravidade. O colapso é no entanto, detido, pela pressão provocada pelos *elétrões degenerados*.

Elétrões degenerados: De acordo com a Mecânica Quântica cada elétron deve ocupar o seu próprio estado de energia o qual deve ser o mais baixo possível (de forma a respeitar o Princípio da Energia Mínima). Quando os elétrões estão compactados, não existem estados de baixa energia disponíveis para todos os elétrões. Assim, alguns elétrões são forçados a ocupar estados de energia mais altos: dizemos que esses elétrões ficam no estado degenerado.

Entretanto devido a este colapso a região em torno do núcleo da estrela aquece possibilitando de novo as reações de fusão nuclear do hélio nessa região. A estrela volta a transformar-se numa gigante vermelha aumentando, de novo, a sua luminosidade. No diagrama HR desloca-se para o chamado *Ramo Assintótico das Gigantes* (AGB) — Figura 6c.

Nesta fase de AGB a estrela consiste numa região central inerte de carbono/oxigénio, rodeada por uma camada onde ocorre a fusão nuclear do hélio que por sua vez é rodeada por uma camada onde ainda ocorre a fusão nuclear do hidrogénio. Tudo isto numa região cujo raio é da ordem do raio da Terra. A envolver esta região temos uma camada, essencialmente composta por hidrogénio, cujo raio é da ordem de 1 UA (Figura 7).

4.2 Nebulosas Planetárias e Anãs Brancas

Antes de atingir a fase de AGB as estrelas perdem gradualmente alguma massa por meio do vento estelar. Na fase de AGB as perdas de massa são muitos mais significativas. Nesta fase as estrelas ejetam grandes quantidades de matéria sob a forma de impulsos a intervalos da ordem dos 100000 anos. Estes impulsos resultam de um ciclo em que, ora se reiniciam, ora cessam as reações de fusão nuclear do hélio.

A estrela perde assim cerca de metade da sua massa inicial. O gás expulso da estrela forma uma *Nebulosa Planetária* ficando no centro apenas o núcleo praticamente exposto da estrela. Este núcleo, bastante quente (~ 100000 K), tem o seu pico de emissão na banda do UV. Esta radiação acaba por ionizar os átomos da nebulosa, os quais, por sua vez, acabam por reemitir a

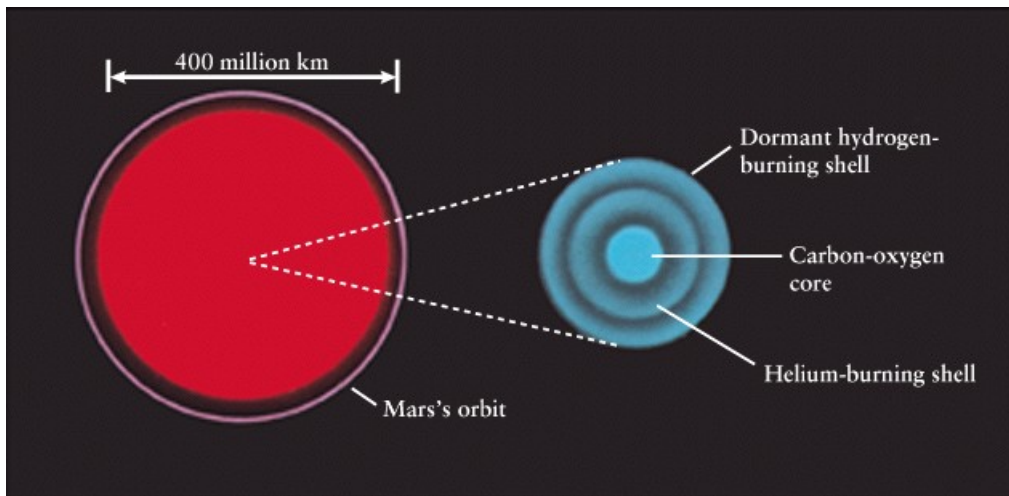


Figura 7: Estrutura de uma estrela velha de massa pequena ($< 8M_{\odot}$) na fase em que esta se encontra no chamado Ramo Assimptótico das Gigantes (AGB) [7].

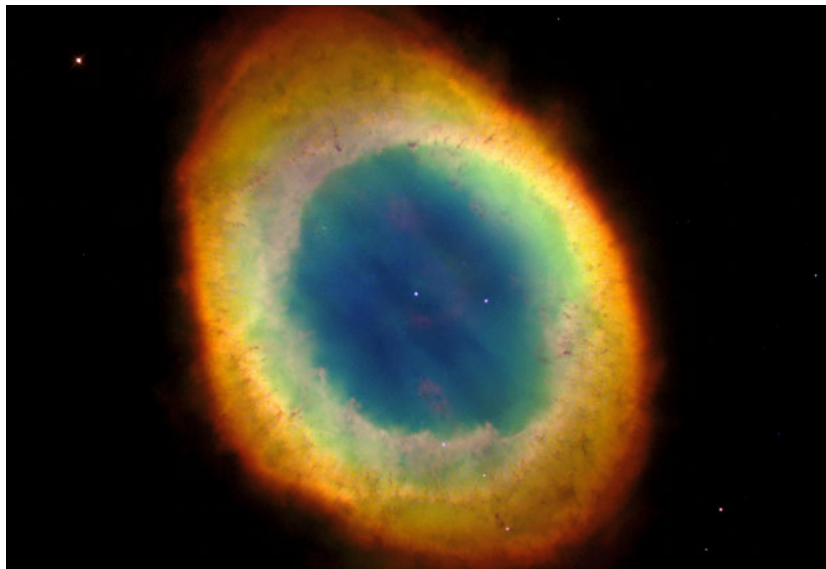


Figura 8: Nebulosa do Anel (M57): nebulosa planetária situada a cerca de 2000 AL da Terra [8].

radiação absorvida em comprimentos de onda mais longos, essencialmente na banda do visível. É o que acontece, por exemplo, no caso da Nebulosa do Anel (Figura 8).

Estima-se que existam entre 20000 e 50000 Nebulosas Planetárias na Nossa Galáxia. Algumas das Nebulosas Planetárias observadas são praticamente simétricas ao passo que outras não o são. Tudo depende principalmente da forma como ocorreu a expulsão do material.

O gás das Nebulosas Planetárias afasta-se do centro a uma velocidade da ordem dos 10–30 km/s. Como o raio destas nebulosas é da ordem de 1 AL podemos estimar que a sua idade ronda os 10000 anos. Estima-se ainda que, ao fim de 50000 anos, a nebulosa esteja completamente dispersa pelo meio interestelar deixando ficar apenas a estrela central.

O núcleo central de carbono e oxigênio não tem massa suficiente para que se iniciem as reações de fusão nuclear destes dois elementos. Esta estrela, cuja densidade é da ordem de 10^9 kg/m^3

(um milhão de vezes mais densa do que a água), designa-se por *anã branca*.

A gravidade nas anãs brancas é equilibrada pela pressão dos eletrões degenerados. Como esta pressão não se altera com a temperatura a anã branca mantém a sua estabilidade mesmo ao arrefecer [9]. Quanto maior a massa de uma anã branca menor o seu raio. Existe um limite de massa acima do qual a pressão dos eletrões degenerados não é suficiente para sustentar a gravidade. Esse limite, designado por *limite de Chandrasekhar*, é de $1.4M_{\odot}$.

Uma anã branca é composta essencialmente por iões de carbono e oxigénio bem como por eletrões degenerados. Com o arrefecimento gradual da estrela o movimento térmico abranda e as forças elétricas acabam por ser dominantes. Nesta fase a anã branca atinge o estado sólido cristalino.

No diagrama HR as anãs brancas deslocam-se, primeiro, para a esquerda e, depois, para baixo à medida que arrefecem e perdem luminosidade. Eventualmente acabarão por se transformar em *anãs negras* (estrelas frias e escuras).

Estrelas com massa entre $0.08M_{\odot}$ e $0.2M_{\odot}$ não atingem a fase de fusão nuclear do hélio pois não têm gravidade suficiente para tal. Estas estrelas, depois de permanecerem durante muito tempo (intervalo de tempo superior à idade atual do Universo) na Sequência Principal, irão tornar-se mais brilhantes e azuis terminando como *anãs brancas de hélio* sem terem passado pela fase de gigante vermelha [10].

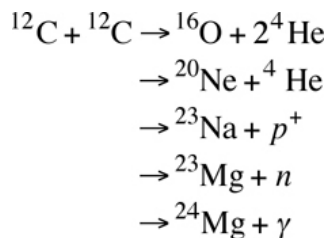
5 Estrelas de massa inicial superior a $8M_{\odot}$

5.1 Evolução de estrelas de massa superior a $8M_{\odot}$

Uma ZAMS com massa superior a $\approx 8M_{\odot}$ embora tenha um início de vida muito semelhante ao das estrelas de menor massa, convertendo hidrogénio em hélio e mais tarde hélio em oxigénio e carbono, tem uma vida final muito diferente.

Devido à sua maior gravidade as estrelas de maior massa conseguem atingir no seu centro as temperaturas necessárias para que ocorra a fusão nuclear do carbono. A massa do núcleo destas estrelas, quando elas atingem a fase de gigante vermelha, excede o limite de Chandrasekhar ($1.4M_{\odot}$) o que permite vencer a pressão imposta pelos eletrões degenerados.

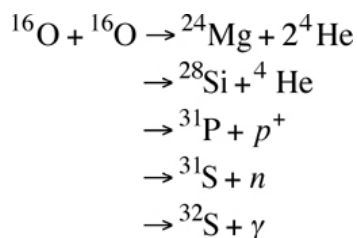
Quando a temperatura da região central atinge os 6×10^8 K começa a fusão nuclear do carbono produzindo oxigénio, néon, sódio e magnésio.



No caso de uma estrela com uma massa inicial superior a $8M_{\odot}$ depois de terminarem as reações de fusão nuclear do carbono o núcleo colapsa aumentando a temperatura central para 10^9 K. Isto permite a fusão nuclear do néon da qual resultam mais oxigénio e magnésio.

Depois de terminada a fusão nuclear do néon o núcleo colapsa novamente e, caso, sejam atingidos 1.5×10^9 K temos a fusão nuclear do oxigénio da qual resulta principalmente enxofre mas também

fósforo, silício e magnésio.



Depois de terminada a fusão nuclear do oxigénio o núcleo colapsa novamente e, caso, sejam atingidos os 2.7×10^9 K temos a fusão nuclear do silício da qual resulta uma variedade de elementos desde o enxofre até ao ferro.

A passagem de cada uma das etapas anteriores para a seguinte é caracterizada pelo reacender das reações de fusão nuclear nas camadas mais externas da estrela e por sucessivas fases de gigante vermelha. À medida que isto ocorre a estrela também vai perdendo (de uma forma significativa) massa das suas camadas mais exteriores.

Nas diferentes reações de fusão nuclear podem também ser criados neutrões. Estes por não terem carga eléctrica conseguem combinar-se facilmente com os núcleos existentes formando isótopos dos mesmos ou elementos mais pesados. Assim, para além dos elementos criados diretamente pela fusão nuclear, temos uma certa percentagem criada pelo processo de captura de neutrões.

Cada nova etapa de fusão nuclear é significativamente mais rápida do que a precedente. Por exemplo, numa estrela com massa inicial igual a $25M_{\odot}$ a fusão do hidrogénio decorre ao longo de 7 milhões de anos, a fusão do hélio em 700000 anos, a fusão do carbono em 600 anos, a fusão do néon num ano, a fusão do oxigénio em 6 meses e a fusão do silício num dia.

Numa estrela de grande massa ($> 25M_{\odot}$) acabam por existir diversas camadas onde decorrem reações de fusão nuclear. Como resultado da pressão da radiação as camadas exteriores expandem-se ainda mais originando uma *supergigante vermelha*. A região onde decorrem as diversas reações nucleares tem um raio comparável ao da Terra. A supergigante tem um raio comparável ao da órbita de Júpiter (Figura 9).

Um dos produtos da fusão nuclear do silício é o ferro. A fusão nuclear do ferro consome energia ao contrário das reações anteriores que libertavam energia (cuja pressão da radiação equilibrava a força gravítica). Agora não temos essa pressão a contrariar a gravidade.

5.2 Explosão em Supernova

Estrelas com massa inicial inferior a $8M_{\odot}$ terminam as suas vidas originando uma anã branca rodeada por uma nebulosa planetária. As estrelas de maior massa acabam explodindo em supernova.

Quando terminam as reações de fusão nuclear do silício (que ocorrem a 2.7×10^9 K) no centro da estrela, o núcleo, essencialmente composto por ferro, colapsa em menos de 1 s até atingir temperaturas da ordem dos 5×10^9 K. Os fotões de raios gama emitidos na região central da estrela são capazes de desintegrar os núcleos de ferro em núcleos de hélio-4 protões (p^+) e neutrões (n). Este processo designado por *fotodesintegração* é extremamente rápido (frações de segundo) em contraste com os milhões de anos que foram necessários para formar um núcleo de ferro na estrela.

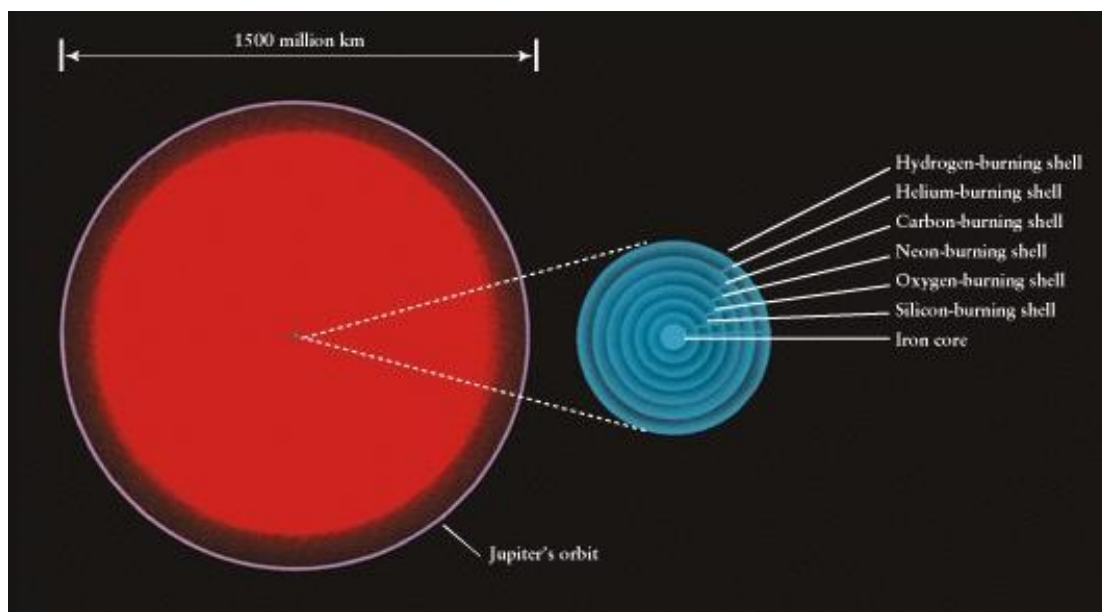
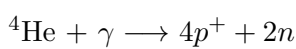
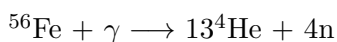
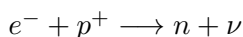


Figura 9: Estrutura interna de uma estrela de massa inicial igual $25M_{\odot}$ quando esta atinge o estado de supergigante vermelha [7].



Nesta fase o núcleo da estrela é de tal forma denso que os elétrons livres são forçados a combinarem-se com os prótons de forma a originarem neutrões. Este processo de *neutronização* liberta uma grande quantidade de neutrinos (ν):



Embora os neutrinos interajam muito pouco com a matéria a densidade da região central da estrela é tão grande que até os neutrinos sentem alguma dificuldade em escapar. Nesta fase o raio da região central é da ordem de 20 km e a sua densidade de $4 \times 10^{17} \text{kg/m}^3$ (comparável à do núcleo dos átomos).

Ao atingir esta densidade o colapso gravitacional cessa e a região central da estrela expande-se ligeiramente durante alguns milissegundos. Esta expansão produz uma onda de pressão.

Entretanto o arrefecimento da região central, em resultado da referida expansão, fez baixar consideravelmente a pressão sobre as camadas circundantes do núcleo. A matéria dessas camadas precipita-se então sobre a região central com uma velocidade que atinge cerca de $0.15c$. Entretanto esta matéria ao encontrar a onda de pressão proveniente do centro inverte o sentido do seu movimento e começa a deslocar-se para o exterior.

A onda de choque em movimento em direção ao exterior desloca-se cada vez mais rápido uma vez que encontra cada vez menos resistência ao seu movimento. Quando a onda de choque atinge a superfície as camadas mais externas da estrela são expelidas. Neste processo libertam-se $\sim 10^{46}$ J (tanta energia como o Sol libertou durante a sua vida). Temos uma enorme explosão designada por *supernova*. Cerca de 96% da massa da estrela é expelida para o espaço durante a explosão.

Quando a onda de choque vinda do centro se encontra com as camadas mais externas da estrela

comprime estas de tal forma que a sua temperatura aumenta consideravelmente ao ponto de ocorrerem diversas reações de fusão nuclear. Nestas reações é produzida uma vasta gama de elementos incluindo todos aqueles que são mais pesados do que o ferro. Praticamente todo o zinco, cobre, prata, chumbo, mercúrio, urânio (entre outros) existentes no Universo, foram produzidos desta forma.

O pico de luminosidade de uma supernova pode atingir as $10^9 L_{\odot}$ o que é comparável à luminosidade de uma galáxia inteira. Isto permite identificar supernovas em galáxias distantes. A 23 de fevereiro de 1987 foi observada uma supernova na Grande Nuvem de Magalhães a 160000 AL de distância. Esta supernova, designada por SN1987a, foi tão brilhante que podia ser observada a olho nu. Nos últimos 1000 anos existe registo de apenas 5 supernovas também visíveis a olho nu (todas ocorridas na Nossa Galáxia).

Nos primeiros 20 dias depois da explosão a luminosidade da SN1987A deveu-se ao calor da onda de choque proveniente do interior da estrela que aqueceu as camadas mais externas. Depois com o arrefecer destas camadas mais externas entrou em cena outra fonte de luz: o decaimento radioativo dos isótopos de cobalto, níquel e titânio produzidos durante a explosão. Este processo levou a um aumento do brilho da supernova durante cerca de 85 dias. A supernova esteve visível a olho nu durante alguns meses.

Para além da grande explosão de luz as supernovas são caracterizadas por uma grande explosão de neutrinos. No caso da SN1987A foram detetados cerca de 20 neutrinos (de um fluxo total estimado em 10^{16}) cerca de três horas antes da explosão luminosa. O atraso revela o tempo que a onda de choque demorou a efetuar o percurso entre o interior da estrela e a superfície. Estima-se que tenham sido emitidos no total, durante cerca de 10 s, 10^{58} neutrinos.

5.3 Diferentes tipos de Supernova

São detetadas todos os anos dezenas de supernovas em galáxias mais ou menos distantes. O estudo destas supernovas permitiu classificar as mesmas em diferentes tipos:

- **Supernovas tipo II:** resultam da explosão de estrelas de grande massa onde ainda existe uma grande quantidade de hidrogénio nas camadas mais exteriores. Quando se dá a explosão o hidrogénio é ionizado produzindo depois as respetivas linhas de emissão que caracterizam este tipo de supernova
- **Supernovas tipo I:** caracterizam-se por um espetro praticamente desprovido de quaisquer linhas de hidrogénio. As supernovas tipo I subdividem-se em:
 - **Supernovas tipo Ia:** apresentam uma risca de absorção do silício bastante forte.
 - **Supernovas tipo Ib:** apresentam uma risca de absorção do hélio bastante forte (e nenhuma do silício).
 - **Supernovas tipo Ic:** não têm no seu espetro quaisquer riscas de silício ou hélio.

As supernovas dos tipos Ib e Ic resultam, tal como as do tipo II, da explosão de uma estrela de grande massa na fase final da sua vida. A diferença é que no caso das supernovas do tipo Ib e Ic as estrelas progenitoras perderam as camadas exteriores antes da explosão (no caso do tipo Ib ficou ainda algum hélio e no caso do tipo Ic não ficou nenhum hélio). Isso pode acontecer via vento estelar ou por perda de massa para uma estrela companheira no caso de estarmos

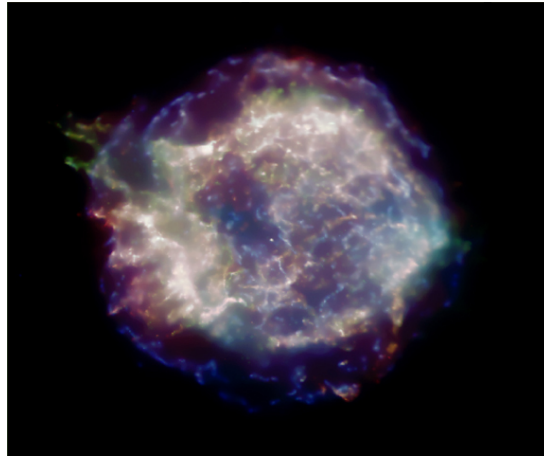


Figura 10: A SNR *Cassiopeia A* observada na banda dos raios-X. A supernova correspondente ocorreu há cerca de 300 anos a 10000 AL da Terra. O diâmetro desta SNR é de aproximadamente 10 AL [12].

perante um sistema binário. Todas as supernovas destes três tipos foram observadas em regiões de formação estelar. Como as estrelas gigantes vivem apenas algumas dezenas de milhões de anos é de esperar que atinjam a fase final da sua vida muito perto da zona onde se formaram.

Por outro lado, as supernovas do tipo Ia são observadas muitas vezes em galáxias onde não existem indícios de formação estelar recente pelo que têm uma origem diferente das supernovas dos outros tipos: resultam da explosão de anãs brancas em sistemas binários [4].

5.4 Restos de Supernovas (SNR)

A matéria enviada para o espaço por uma explosão em supernova forma uma nebulosa designada por *Resto de Supernova* (SNR) — ver Figura 10. Numa SNR a matéria ainda está em expansão. Medindo a velocidade de expansão podemos determinar a data em que ocorreu a supernova.

Em geral as SNRs não emitem na banda do visível. No entanto, da colisão do gás da SNR com o meio interestelar resulta a emissão de radiação em diversos comprimentos de onda desde os raios-X ao rádio passando pelo visível.

No caso das supernovas do tipo Ia o que fica da estrela é apenas o SNR. No caso dos outros tipos de supernova, para além do SNR, fica também o núcleo central da estrela que tanto pode dar origem a uma estrela de neutrões como a um buraco negro. Tudo depende da massa desse núcleo central. Se for superior a $3M_{\odot}$ então teremos um buraco negro.

5.5 Nucleossíntese de elementos nas estrelas

As primeiras estrelas formadas no Universo eram compostas essencialmente por hidrogénio e hélio. A partir do processo de fusão nuclear, no centro dessas estrelas, formaram-se núcleos de elementos mais pesados. As estrelas de menor massa como o Sol, sintetizaram por essa via (mais) hélio, carbono e oxigénio. As estrelas de massa superior a $8M_{\odot}$ continuaram o processo de fusão nuclear até ao ferro-56 e níquel-62 (os núcleos atómicos mais estáveis que existem na natureza).

Elementos de número atómico superior ao ferro foram produzidos pelo chamado *processo-R* (processo rápido) durante a explosão de supernovas. Outro processo de síntese de núcleos atómicos é o chamado *processo-S* (processo lento) que ocorre nas camadas exteriores das gigantes vermelhas. Este processo permite a produção de núcleos atómicos, embora a um ritmo muito mais lento que o do processo-R, até ao bismuto-209. Isótopos mais pesados são produzidos apenas pelo processo-R.

5.6 Estrelas de neutrões e pulsares

Numa anã branca o equilíbrio é mantido pela pressão dos eletrões degenerados. No entanto, um protão e um eletrão podem juntar-se para formar um neutrão desde que estejam sujeitos a uma pressão suficientemente alta. Neste caso o núcleo de uma estrela pode converter-se numa *estrela de neutrões* cuja gravidade é suportada desta feita pela pressão exercida pelos *neutrões degenerados*.

A partir de 1967 descobriram-se diversas fontes rádio variáveis cujos períodos regulares situavam-se entre 0.5 s e 1.5 s. Estas fontes foram designadas por *pulsares*. O facto de o sinal variar tão rapidamente tornava claro que a fonte não poderia ser um objeto muito extenso (ficando, assim, de fora sistemas binários, estrelas variáveis, anãs brancas em rotação,...). Chegou-se à conclusão de que os pulsares eram originados por estrelas de neutrões pois, segundo os modelos matemáticos desenvolvidos, estas são relativamente pequenas (20 km de diâmetro) e por isso têm de rodar muito rapidamente (devido à conservação do momento angular). Posteriormente os pulsares foram também detetados noutras bandas do espetro como os raios-X e o visível.

Outra característica das estrelas de neutrões é o seu intenso campo magnético. Embora o campo magnético de uma estrela da Sequência Principal seja em geral fraco (1 Gauss no caso do Sol) se a estrela colapsar o mesmo campo magnético será redistribuído por uma superfície muito menor. No caso de uma estrela de neutrões temos um aumento do fluxo de campo magnético à superfície da ordem de 10^{12} .

Foram sugeridos diversos modelos para pulsares. A seguir descrevemos um dos mais aceites (ver Figura 11):

O eixo de rotação e o eixo magnético numa estrela de neutrões não estão, em geral, alinhados (o mesmo acontece, num contexto e escala diferentes, com todos os planetas do Sistema Solar). A estrela ao rodar comporta-se como um gerador elétrico gigante criando na sua superfície um campo magnético intenso. Este campo magnético é capaz de criar pares do tipo eletrão-positrão. Estas partículas são depois arrastadas através das linhas do campo magnético atingindo velocidades próximas da velocidade da luz e emitindo radiação eletromagnética. São assim originados dois feixes de radiação que saem da estrela em direções opostas ao longo do seu eixo magnético. Se o observador estiver alinhado com a direção de um destes feixes verá um **pulsar**.

NOTA: a utilização do termo pulsar pode ser um pouco enganadora neste contexto. De facto a estrela não está a pulsar mas sim a rodar, sendo a emissão dos feixes constante. A orientação destes em relação ao observador é que vai variando.

O período dos pulsares aumenta gradualmente pois a estrela de neutrões radia continuamente energia à medida que arrefece. Em geral quanto mais lento mais velho é o pulsar. A exceção ocorre quando o pulsar faz parte de um sistema binário. Para além do abrandamento normal do período de rotação do pulsar são por vezes observadas variações repentinas designadas por

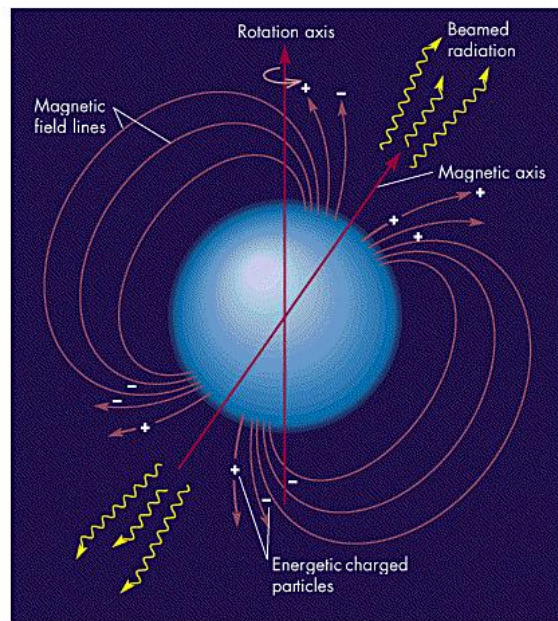


Figura 11: Uma estrela de nêutrons em rotação e a consequente formação de um pulsar [13].

glitch.

5.7 Buracos Negros

Depois da explosão em supernova se o núcleo central da estrela tiver massa superior a $3M_{\odot}$ então nada poderá contrariar a gravidade. Neste caso não se forma uma estrela de nêutrons mas sim um **buraco negro**. A estrela colapsa progressivamente até que toda a matéria é reduzida a um *volume zero* que designamos por *singularidade* (que pode ser um ponto ou um anel no caso de existir rotação). Na singularidade deixam de ser aplicáveis as Leis da Física tal qual as conhecemos.

Nota: A velocidade de escape da superfície da Terra é de 11.2 km/s. Isto quer dizer que, por exemplo, para que uma nave abandone a Terra viajando em direção a outro planeta deve atingir no mínimo essa velocidade. No caso de uma estrela de nêutrons a velocidade de escape é igual a cerca de metade da velocidade da luz.

À medida que ocorre o colapso total da estrela a velocidade de escape à sua superfície vai aumentando até atingir a velocidade da luz. A superfície esférica onde a velocidade de escape se torna igual à velocidade da luz é designada por **horizonte de eventos**. Sobre esta superfície residem os últimos fótons que tentavam escapar da estrela. No caso de uma estrela com $5M_{\odot}$ o raio do horizonte de eventos é de 15 km.

Toda a matéria ou radiação que atravesse o horizonte de eventos acaba irremediavelmente na singularidade. A única informação que fica em relação ao que deu origem ao buraco negro é a massa, o momento angular e a carga elétrica.

Referências

- [1] Freedman R. A. & Kaufmann III, W. J., 2005, *Universe*, seventh edition, W. H. Freeman and Company, New York.
- [2] Kutner, M. L., 2003, *Astronomy: A Physical Perspective*, 2nd edition, Cambridge University Press, United Kingdom.
- [3] Sobrinho, J. L. G., 2012, *O Sol e o seu interior*, Formação Contínua de docentes: Introdução à Astronomia (texto de apoio ao módulo 1), 18 pp, Universidade da Madeira (2012).
- [4] Sobrinho, J. L. G., 2013, *Estrelas binárias e estrelas variáveis*, Formação Contínua de docentes: Introdução à Astronomia (texto de apoio ao módulo 3), 13 pp, Universidade da Madeira (2013).
- [5] <http://www.physics.unc.edu/~evans/pub/A31/Lecture17-Stellar-Birth/> (material de apoio a [1]).
- [6] <http://user.physics.unc.edu/~evans/pub/A31/Lecture18-Stellar-Evolution/> (material de apoio a [1]).
- [7] <http://user.physics.unc.edu/~evans/pub/A31/Lecture19-Stellar-Death/> (material de apoio a [1]).
- [8] <http://apod.nasa.gov/apod/ap010729.html>, Hubble Heritage Team (STScI /AURA), NASA.
- [9] John F. Hawley, 1999, <http://www.astro.virginia.edu/~jh8h/glossary/> (retirado em janeiro 2013).
- [10] GREGORY LAUGHLIN, PETER BODENHEIMER, AND FRED C. ADAMS, 1997, *The end of the main sequence*, *ApJ*, 420, 482.
- [11] <http://nrumiano.free.fr/Estars/energy.html> (2013).
- [12] <http://apod.nasa.gov/apod/ap020824.html>, John Hughes et al., 2002, NASA / CXC / SAO.
- [13] <http://user.physics.unc.edu/~evans/pub/A31/Lecture20-Compact-Stars/> (material de apoio a [1]).