



Estrelas binárias e estrelas variáveis

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

Grande parte das estrelas que observamos na nossa Galáxia e noutras galáxias fazem parte de sistemas binários. Dependendo do tipo de estrelas e da distância entre elas podemos ter binários com características bem distintas. As estrelas também podem apresentar uma variabilidade própria na sua luminosidade como é o caso das estrelas do tipo Algol, Cefeide, RR Lyrae ou Mira.

Conteúdo

1	Introdução	2
2	Sistemas binários	2
2.1	Binário visual	2
2.2	Binário espectroscópico	3
2.3	Binários eclipsantes	4
2.4	Binários Próximos	4
2.5	Sistemas binários com anãs brancas	6
2.6	Sistemas binários com pulsares	9
2.7	Binários de raios-X	9
3	Estrelas variáveis	10
3.1	Variáveis do tipo Algol	10
3.2	Variáveis do tipo Cefeide	10
3.3	Variáveis do tipo Mira	11
3.4	Variáveis do tipo RR Lyrae	12
3.5	Outros tipo de estrelas variáveis	12

1 Introdução

Grande parte das estrelas que observamos na nossa Galáxia e noutras galáxias fazem parte de sistemas binários (ou mesmo de multiplicidade superior). Dependendo do tipo de estrelas e da distância entre elas podemos ter binários com características bem distintas. Além disso, se o plano orbital do sistema estiver alinhado com a nossa linha de visão, podemos observar eclipses e, nalguns casos, o sistema binário surgirá também como se fosse uma estrela variável. Por outro lado as estrelas também podem apresentar uma variabilidade própria na sua luminosidade como é o caso, por exemplo, das estrelas do tipo Cefeide, RR Lyrae ou Mira.

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 Sistemas binários

Não é fácil determinar a massa de uma estrela isolada. Se a estrela fizer parte de um sistema binário a determinação da sua massa torna-se mais fácil. Acontece que mais de metade das estrelas fazem parte de sistemas binários (ou mesmo de multiplicidade superior).

Os sistemas binários que observamos podem ser reais ou aparentes. No caso de um sistema aparente temos duas estrelas que não têm qualquer relação entre si, estando apenas na mesma linha de visão mas separadas por uma grande distância.

Os sistemas binários propriamente ditos podem ser do tipo visual (quando se conseguem ver diretamente as duas estrelas) ou espectroscópicos (quando embora não se consigam ver as duas estrelas conseguimos inferir que estão lá).

2.1 Binário visual

Dizemos que temos um binário visual quando conseguimos observar as duas estrelas do sistema. Neste caso, observando o sistema durante algum tempo podemos traçar a trajetória que uma estrela faz em torno da outra. Na Figura 1 representamos o caso da estrela 70 Ophiuchi cuja trajetória, de período 87.7 anos, foi traçada entre 1825 e 1912.

A Terceira Lei de Kepler para um sistema binário pode escrever-se na forma

$$M_1 + M_2 = \frac{4\pi^2}{G} \frac{r^3}{T^2} \quad (1)$$

onde T é o período orbital e r é o semi-eixo maior da órbita de uma das estrelas em torno da outra. O período T pode variar desde dias a centenas de anos. Para saber a temos de medir a separação angular entre as estrelas do sistema e saber a distância deste até nós. Se o plano orbital do binário estiver inclinado em relação à nossa linha de visão isso deve ser tido em conta também. Se não conseguirmos medir o ângulo de inclinação (em geral não é fácil) apenas conseguimos obter um valor inferior para a soma das massas.

Pela equação (1) ficamos a conhecer a soma das massas. Falta ainda uma outra equação que nos permita separar as duas massas. Observando o movimento de cada uma das estrelas em relação ao fundo de estrelas distantes podemos traçar a trajetória de cada uma delas. Comparando o

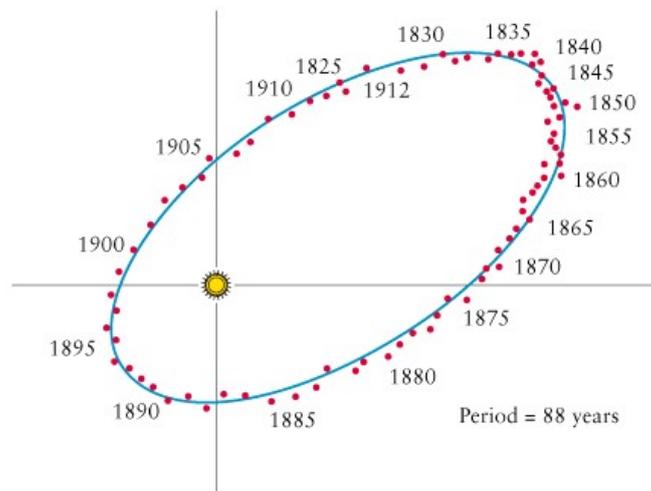


Figura 1: O binário visual 70 Ophiuchi [3].

tamanho das órbitas obtemos a relação:

$$\frac{M_1}{M_2} = \frac{r_2}{r_1} \quad (2)$$

onde r_1 e r_2 representam as distâncias de cada uma das estrelas ao centro de massa do sistema. Com esta expressão podemos então calcular o valor de cada uma das massas.

2.2 Binário espectroscópico

Se as duas estrelas estiverem muito próximas uma da outra podemos não as conseguir separar. Observamos o sistema como se fosse uma única estrela. Nestes casos é a análise do espectro que revela se estamos perante uma estrela individual ou um par de estrelas. Se, por exemplo, o espectro exibir uma mistura de riscas correspondentes a dois tipos bem distintos de estrelas então estamos perante um sistema binário.

Outra forma de detetar binários espectroscópicos é através do efeito Doppler. No seu movimento orbital uma das estrelas estará durante algum tempo a aproximar-se de nós (desvio das riscas na direção do azul) e durante algum tempo a afastar-se de nós (desvio das riscas na direção do vermelho) como se ilustra na Figura 2.

As massas podem ser determinadas como no caso dos binários visuais. No entanto, agora, é muito mais complicada a determinação da inclinação do plano orbital do sistema em relação à nossa linha de visão. Sendo assim a incerteza no valor das massas obtidas será, neste caso, muito maior.

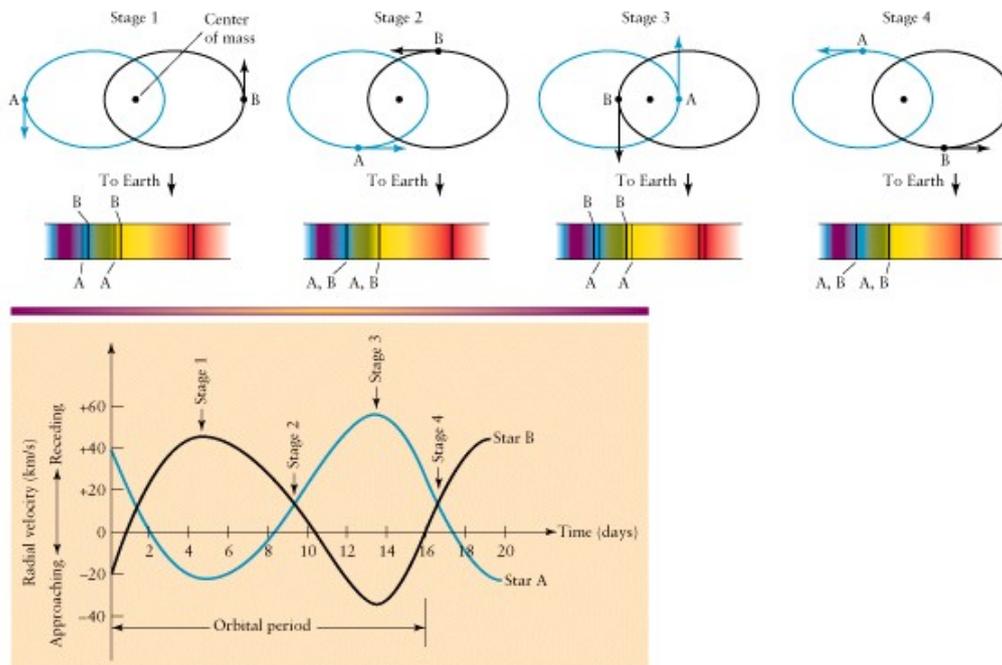


Figura 2: Curvas da velocidade radial do sistema binário HD 171978 [3].

2.3 Binários eclipsantes

Pode acontecer que o plano orbital do sistema esteja exatamente sobre a nossa linha de visão. Nesse caso podemos observar eclipses parciais ou totais quando uma das estrelas do par passa em frente da outra. Isto é válido tanto para o caso dos binários visuais como para o caso dos binários espectroscópicos.

Quando uma estrela passa em frente da outra o brilho do sistema decresce. A curva de luz diz-nos se o eclipse foi total ou parcial. O estudo da curva de luz e duração do eclipse pode revelar muita informação sobre as estrelas do sistema (ver Figuras 3 e 4): tamanho das estrelas, raios das órbitas, forças de maré de uma estrela sobre a outra, atmosferas,...

2.4 Binários Próximos

A separação real entre as estrelas de um sistema binário pode ser mais ou menos acentuada. Quando a separação é grande a evolução de cada uma das estrelas segue o seu curso normal. Por exemplo, uma estrela da sequência principal atinge a sua fase de gigante vermelha sem afetar a sua companheira.

O mesmo já não se pode dizer quando a distância entre as estrelas é pequena. Neste caso dizemos que temos um *binário próximo*. Quando uma das estrelas atinge a sua fase de gigante vermelha pode ocorrer, por exemplo, transferência de matéria entre esta e a outra componente do par. A energia utilizada no processo é proveniente da energia rotacional do binário. Eventualmente as órbitas acabam por se tornarem, circulares e as duas estrelas por manter sempre a mesma face

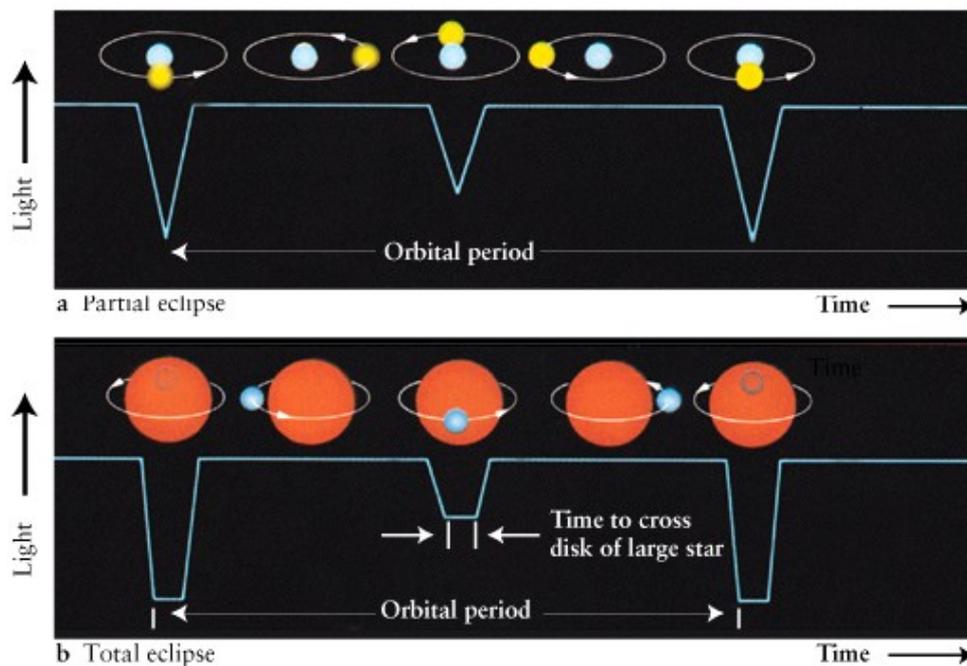


Figura 3: Curvas de luz num sistema binário eclipsante: (a) eclipse parcial – a curva de luz atinge um mínimo mas logo de seguida começa de novo a subir; (b) eclipse total – a curva de luz atinge um mínimo e permanece durante algum tempo nesse estado [3].

virada uma para a outra (rotação sincronizada).

Cada uma das estrelas exerce o seu domínio gravitacional à sua volta dentro de uma região designada por **lóbulo de Roche**: esta região define uma superfície equipotencial de densidade e pressão constantes. O lóbulo de Roche será tanto maior quanto maior for a massa da estrela. O ponto de contacto entre os dois lóbulos é um dos chamados pontos de equilíbrio de Lagrange. É através desse ponto que pode ocorrer a transferência de massa (ver Figura 5).

Os binários próximos podem ter uma das seguintes classificações:

- **Destacado** - nenhuma das estrelas enche o seu lóbulo de Roche. Neste caso não temos transferência de massa.
- **Semi-destacado** - apenas uma das estrelas enche o seu lóbulo de Roche, podendo haver transferência de massa dessa estrela para a outra (Figuras 6 e 7).
- **Binário de contacto** - ambas as estrelas enchem o seu lóbulo de Roche (situação pouco provável) – Figura 8.
- **Binário de contacto saturado** - ambas as estrelas saturam o lóbulo de Roche respetivo e partilham uma mesma atmosfera exterior. A transferência de massa entre as duas estrelas pode continuar mesmo nesta situação (Figura 9).

Algol (beta Perseus) foi o primeiro binário próximo semi-destacado a ser identificado como tal

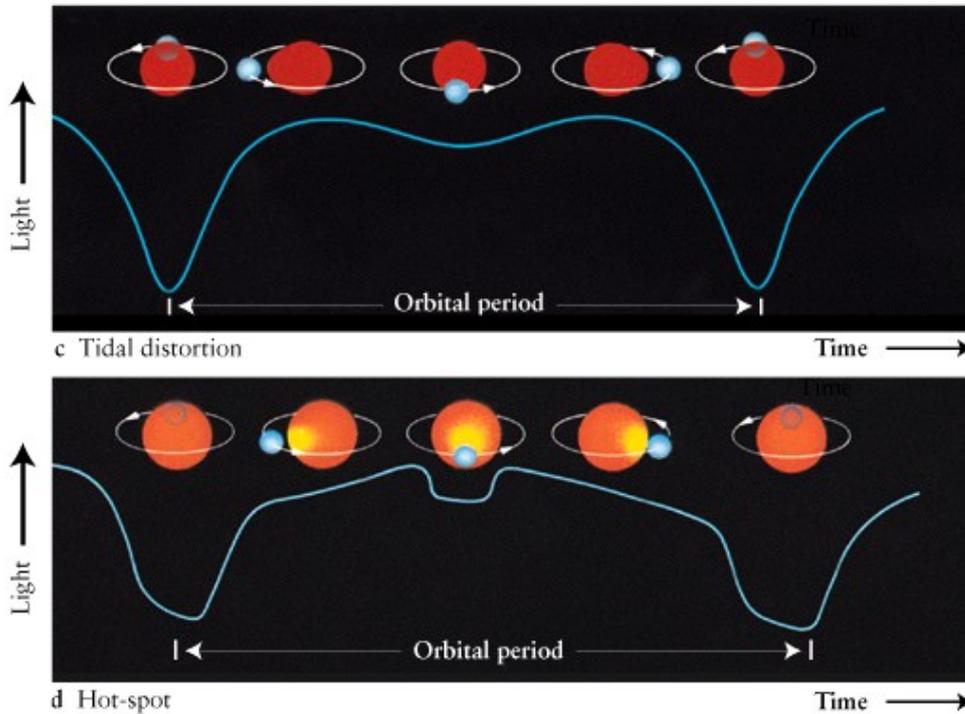


Figura 4: Curvas de luz num sistema binário eclipsante: (c) uma das estrelas deforma a outra por ação das forças de maré; (d) uma das estrelas apresenta numa determinada zona da superfície um *hot-spot* [3].

(Figura 6). Trata-se também de um binário eclipsante. Note-se que consoante a orientação do plano orbital, um binário próximo pode também ser visto como um binário eclipsante.

Nos *binários do tipo Algol* (eclipsantes ou não) a estrela de maior massa está ainda na fase de sequência principal e a de menor massa no estado de gigante vermelha. Aparentemente, deveria ser ao contrário se pensarmos que as estrelas de maior massa atingem mais rapidamente o estado de gigante vermelha. O que acontece neste caso é que a gigante vermelha já foi de facto, a estrela de maior massa do par. No entanto, transferiu no passado parte dessa massa para a sua companheira que passou, por isso, a ter maior massa.

$\beta - \text{Lyra}$ é um exemplo de outro binário próximo semi-destacado. Tal como nos sistemas do tipo Algol, aqui é a estrela de menor massa que enche o seu lóbulo de Roche. No entanto, neste caso forma-se um disco de agregação de matéria em torno da estrela de maior massa bloqueando parcialmente a luz proveniente desta o que faz com que ela pareça muito pouco brilhante (Figura 7).

2.5 Sistemas binários com anãs brancas

Consideremos um sistema binário próximo no qual uma das estrelas já passou pela fase de gigante vermelha, originando uma anã branca. Quando a outra estrela do par atingir a sua fase de gigante vermelha, enchendo todo o seu lóbulo de Roche, estão reunidas as condições para que ocorra transferência de matéria para a anã branca formando-se um disco de agregação em torno desta última.

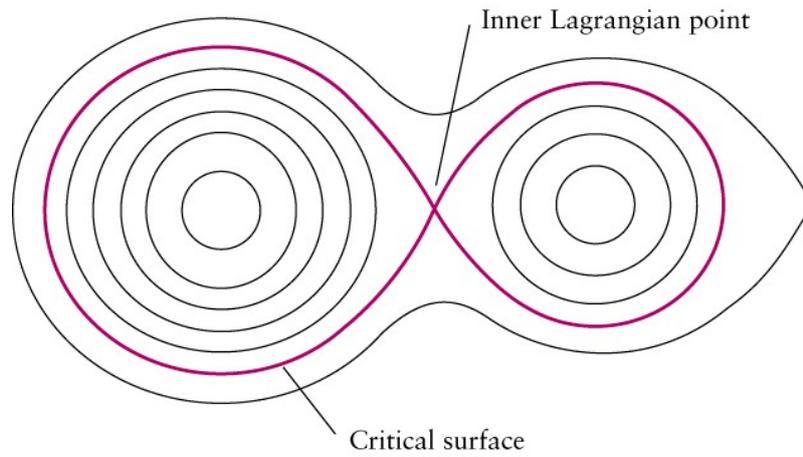


Figura 5: Superfícies equipotenciais num sistema binário mostrando os lóbulos de Roche e o ponto de Lagrange L_1 através do qual pode ocorrer transferência de massa [4].

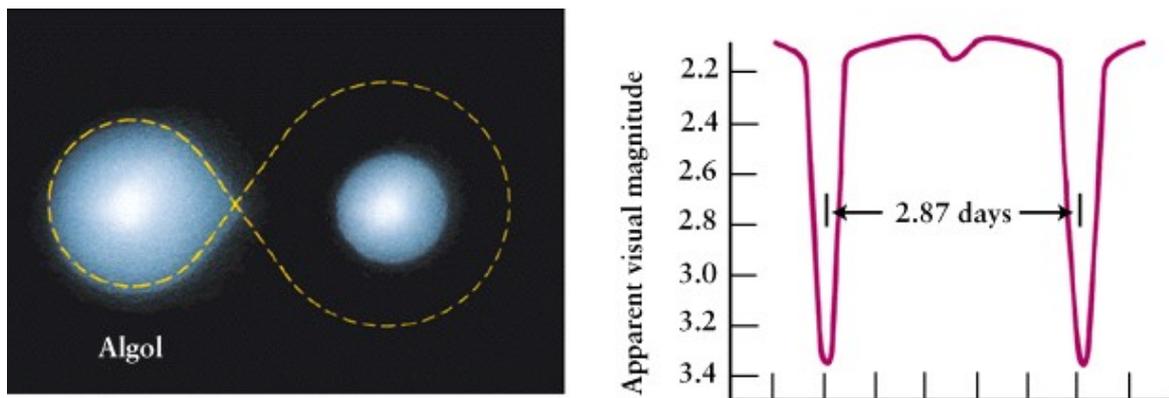


Figura 6: Algol é o exemplo de um sistema binário semi-destacado. Uma das estrelas enche completamente o seu lóbulo de Roche. Neste caso não temos transferência de massa [4].

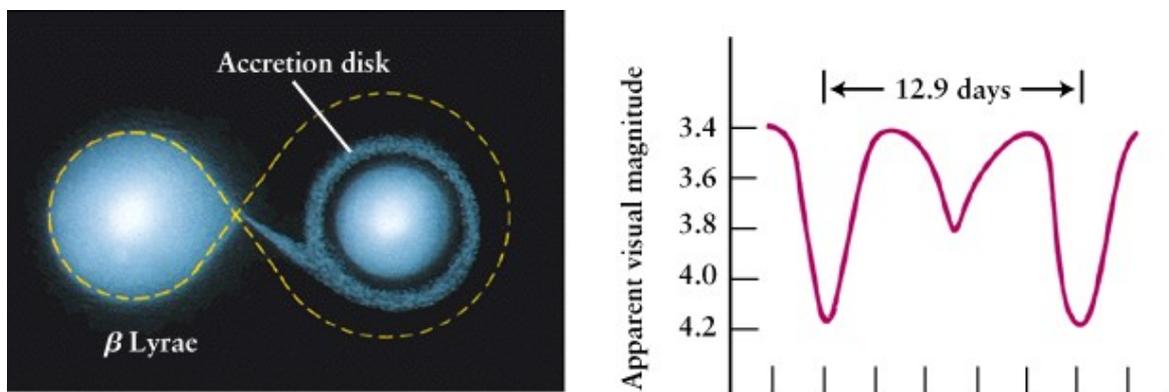


Figura 7: β Lyrae é um exemplo de um binário próximo semi-destacado onde ocorre transferência de massa [4].

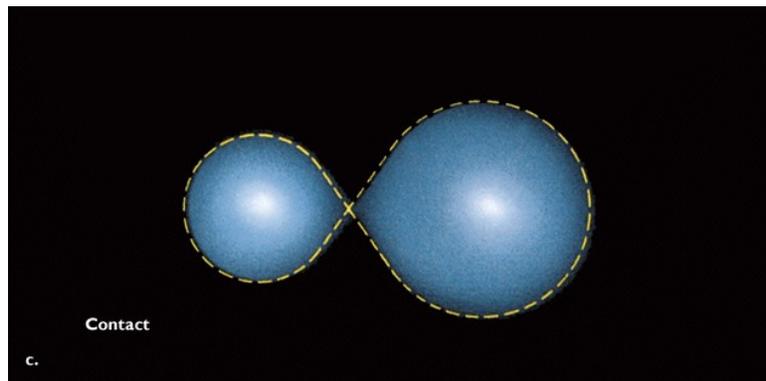


Figura 8: Binário de contacto. Trata-se de uma situação, pouco provável, em que ambas as estrelas enchem o respectivo lóbulo de Roche [4].

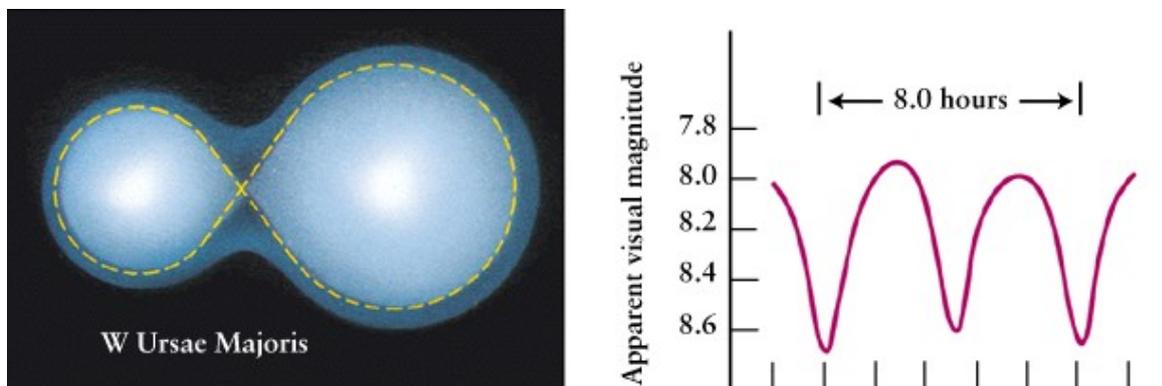


Figura 9: O sistema Binário W-UMa serve como exemplo de um binário de contacto saturado. As duas estrelas partilham as altas camadas das suas atmosferas [4].

Se a transferência de matéria ocorrer de uma forma gradual e controlada então podem ocorrer, ocasionalmente, explosões termonucleares na superfície da anã branca sem a destruir. Estas explosões têm uma luminosidade característica da ordem de $10^5 L_{\odot}$ e designam-se por *Novas*. Se o processo se repetir várias vezes (a intervalos de alguns anos) então temos uma *Nova Recorrente*. Estas estrelas são também classificadas, naturalmente, como estrelas *variáveis recorrentes*. A variação em magnitude aparente pode, nalguns casos, ser de várias ordens de grandeza.

Se a transferência de massa for tal que a massa da anã branca supere o limite de Chandrasekhar então esta já não consegue sustentar o equilíbrio e colapsa. A sua temperatura interior aumenta levando à fusão nuclear do carbono num processo designado por *detonação do carbono*. Formam-se, assim, por fusão nuclear todos os elementos até ao Ferro. A anã branca é completamente destruída originando aquilo que observamos como uma supernova do tipo Ia. Da explosão resulta apenas uma nebulosa do tipo SNR não ficando qualquer resíduo central.

As supernovas do tipo Ia podem observar-se a grandes distâncias. Dado que a sua luminosidade é bem conhecida, estas funcionam como excelentes *velas padrão* na determinação de distâncias a galáxias longínquas.

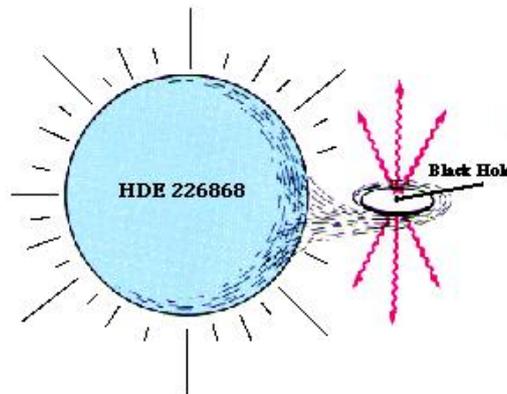


Figura 10: Diagrama do sistema binário Cygnus X-1. O sistema é composto por uma supergigante azul (HDE 226868) de $30M_{\odot}$ e um buraco negro de $7M_{\odot}$. O gás, transferido da supergigante, forma um disco de agregação em torno do buraco negro. Da fricção entre camadas adjacentes de gás resulta a emissão de raios-X [5].

2.6 Sistemas binários com pulsares

Os **pulsares binários** são sistemas binários de estrelas onde existe pelo menos um pulsar. Já foram observados sistemas em que o pulsar é acompanhado por uma anã branca, uma estrela de nêutrons, uma estrela da Sequência Principal, uma gigante vermelha ou um buraco negro.

Binários compostos por duas estrelas de nêutrons devem emitir ondas gravitacionais. Estas ondas previstas pela Teoria da Relatividade Geral (TRG) nunca foram observadas diretamente neste ou noutro contexto apesar dos esforços feitos nesse sentido. No entanto sabemos também que a emissão de ondas gravitacionais deve ser seguida de um decaimento nas órbitas das duas estrelas. Ora, esse decaimento já foi observado e, está de acordo com o previsto teoricamente. Neste sentido, podemos dizer que temos uma detecção indireta das ondas gravitacionais (um ponto importante a favor da TRG).

PSR1937+21 é um pulsar cujo período é da ordem dos milissegundos (é um dos pulsares mais rápidos conhecidos). Sendo tão rápido também deveria estar a abrandar a um ritmo rápido. O seu abrandamento é, no entanto, comparável ao de um pulsar bem mais velho (abrandamento mais lento). Pulsares como este, designados por **pulsares de milissegundos**, surgem em sistemas binários próximos. Parte da sua energia rotacional é subtraída da outra estrela do sistema.

2.7 Binários de raios-X

Os binários de raios-X são sistemas binários em que uma das componentes é uma estrela de nêutrons ou um buraco negro (ver Figura 10). Esta componente ao atrair gás da outra estrela forma um disco de agregação de matéria ao seu redor. As altas temperaturas verificadas neste disco levam à emissão de raios X. As camadas mais internas do disco são mais densas e por isso mais quentes. Alguns binários de raios X são transientes: a emissão aumenta rapidamente e atinge níveis altos, para depois decair novamente seguindo um ciclo aleatório.

3 Estrelas variáveis

A variação do brilho de grande parte das estrelas variáveis deve-se a pulsações que ocorrem nas respectivas atmosferas. Contudo, muitas estrelas variáveis estão associadas a sistemas binários. Se as estrelas de um sistema binário (ou de maior multiplicidade) estiverem bastante afastadas então exibem comportamentos muito semelhantes aos das estrelas individuais do mesmo tipo. Mas, se a distância entre as duas estrelas for pequena então podemos ter efeitos conjugados bastante interessantes no sentido em que diferem bastante do que teriam as estrelas consideradas individualmente.

3.1 Variáveis do tipo Algol

As estrelas variáveis do tipo Algol consistem em sistemas binários próximos do tipo semi-destacado (ver Secção 2.4) cujas componentes situam-se muito próximas uma da outra de tal forma que nem os telescópios mais potentes as conseguem resolver. A variação de brilho do sistema ocorre quando uma das estrelas eclipsa a outra (Figura 6).

A designação de Algol indica o primeiro sistema deste tipo a ser identificado: a estrela Algol. Este sistema binário é composto por uma estrela de $3.7M_{\odot}$ e uma de $0.8M_{\odot}$. O brilho é máximo durante cerca de 69h apresentando depois um decréscimo durante 10h.

Estrelas com comportamento semelhante ao de Algol são designadas por **variáveis do tipo Algol**. Estes binários são compostos por uma estrela da sequência principal e uma subgigante, ou seja, uma estrela que começa a abandonar a fase da sequência principal. Em geral as subgigantes têm maior massa que as estrelas da sequência principal. No caso dos sistemas tipo Algol acontece muitas vezes o contrário. Isso acontece devido à inevitável transferência de massa entre as camadas mais externas da subgigante e a estrela da sequência principal uma vez que estas estão bastante próximas. Nalguns sistemas do tipo Algol é possível observar, em determinados comprimentos de onda, o fluxo de matéria entre as duas estrelas (Figura 7).

O período dos eclipses, embora variável, é da ordem de um dia. Isto significa que as estrelas estão de facto bastante juntas. Os eclipses são sempre parciais e têm como duração típica 10% do período orbital. Os eclipses ocorrem em duas situações: i) quando a estrela menos brilhante passa em frente da mais brilhante e ii) quando a estrela mais brilhante passa em frente da menos brilhante. Neste segundo caso os eclipses são muito menos perceptíveis podendo apenas ser detetados com recurso a um fotómetro.

3.2 Variáveis do tipo Cefeide

As **estrelas variáveis do tipo Cefeide** caracterizam-se por apresentarem uma relação entre o período de pulsação e a respetiva magnitude absoluta. As mais brilhantes (em termos absolutos) têm períodos maiores. Os períodos ocorrem a intervalos bem definidos que podem ir desde algumas horas a alguns dias consoante a estrela.

Podemos utilizar esta propriedade das estrelas do tipo Cefeide para determinar as respetivas distâncias (desde que a distância a alguma Cefeide tenha sido determinada por outro método seguro como por exemplo o método da paralaxe). As estrelas do tipo Cefeide são muito brilhantes pelo que podem ser vistas a grandes distâncias. Na Nossa Galáxia foram identificadas cerca de

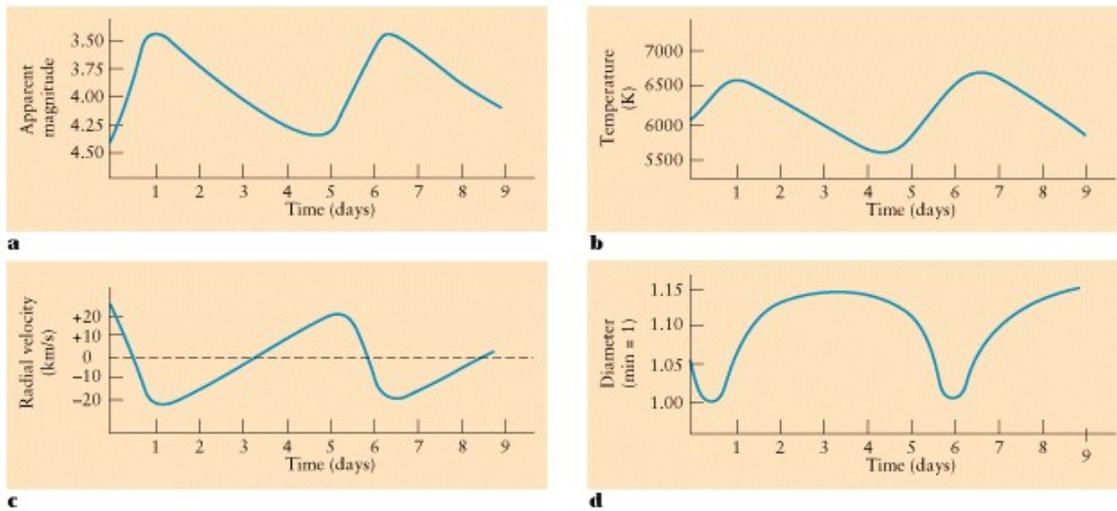


Figura 11: Variação de alguns parâmetros para a estrela variável do tipo Cefeide δ Cef [4].

700 sobretudo sobre o disco da galáxia. Também já foram observadas Cefeides noutras galáxias como é, por exemplo, o caso de M100 a 56 milhões de anos luz.

As variáveis do tipo Cefeide são designadas assim pois a primeira estrela deste tipo a ser identificada como tal foi δ Cefeu. Observou-se que o brilho desta estrela aumenta cerca 2.3 vezes em intervalos de 5.4 dias (ver Figura 11).

Este tipo de estrelas fica na metade superior do diagrama HR no lado direito (ver Figura 13). Depois de começar a fusão do hélio no seu núcleo as estrelas, em geral, deslocam-se no diagrama HR. Nestas transições as estrelas são instáveis e pulsam. Existe mesmo no diagrama HR uma zona chamada faixa de instabilidade. As estrelas do tipo Cefeide ficam nessa faixa.

3.3 Variáveis do tipo Mira

As **estrelas variáveis do tipo Mira** consistem em gigantes vermelhas em fase terminal. Estas estrelas perdem massa a bom ritmo. No processo elas ora expandem-se ora contraem-se por períodos que podem ir de poucos meses a mais de um ano. O seu brilho pode variar consideravelmente. São o tipo mais numeroso de estrelas pulsantes e o que apresenta variações mais acentuadas de brilho. Os períodos são longos e semi-regulares.

Todas as estrelas do tipo Mira são gigantes vermelhas com cerca de $1M_{\odot}$. À medida que queimam hélio em torno do núcleo as camadas exteriores são empurradas para fora devido à pressão da radiação até um certo ponto. Depois a gravidade encarrega-se de contrair um pouco a estrela. A zona nuclear aquece e o ciclo repete-se (enquanto existir hélio para queimar).

A estrela *Mira* (a primeira do tipo a ser identificada) apresenta variações de magnitude aparente entre 2.0 e 10.1 a cada 332 dias em média (com um erro de mais ou menos 20 dias). Durante cerca de 18 semanas *Mira* é visível a olho nu. Nesta fase a sua luminosidade atinge $700L_{\odot}$ e o seu raio pode ir até $500R_{\odot}$ (uma grande superfície implica uma grande luminosidade). Esta estrela (de $2M_{\odot}$) perde massa a um ritmo um milhão de vezes superior ao do Sol. Deverá continuar nesta fase por mais 10000 anos altura em que cessará a combustão do hélio no seu interior. Chegada a esse ponto dará origem a uma Nebulosa Planetária.

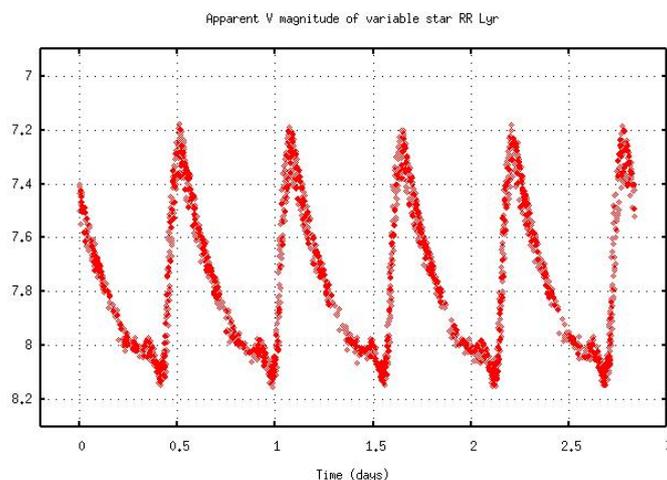


Figura 12: Variação da magnitude aparente de RR Lyra em função do tempo [6].

3.4 Variáveis do tipo RR Lyrae

As **estrelas variáveis do tipo RR Lyrae** são estrelas velhas que já consumiram todo o hidrogénio disponível estando nesta fase a queimar o hélio. Como a fusão do hélio é menos intensa, em termos energéticos, que a fusão do hidrogénio, já não se atinge o equilíbrio hidrostático verificado na fase de sequência principal. É esta falta de equilíbrio a responsável pelas pulsações que se observam neste tipo de estrelas.

As camadas exteriores são empurradas para fora devido à pressão da radiação até um certo ponto. Depois a gravidade encarrega-se de contrair um pouco a estrela de volta ao ponto de partida aquecendo a zona central e dando um novo fulgor à reação de fusão do hélio. Depois o ciclo repete-se. No processo de expansão os átomos de hélio são ionizados. No sentido da contração voltam ao estado anterior. Este mecanismo de conservação de energia impede que toda a radiação produzida escape da estrela. Assim, as RR Lyrae caracterizam-se por conseguirem ficar nesta fase durante muito tempo. O fato de os períodos de pulsação serem pequenos (algumas horas) é um indicador de que as RR Lyrae são estrelas pequenas e compactas (Figura 12).

Todas as RR Lyrae têm a mesma magnitude absoluta pelo que são um bom indicador para o cálculo de distâncias (até 2 milhões de AL). As RR Lyrae encontram-se sobretudo em enxames fechados (ao contrário das Cefeide que se encontram sobre o disco da galáxia).

Na Figura 13 apresentamos num diagrama HR a localização das estrelas variáveis dos tipos Mira, Cefeide e RR Lyrae.

3.5 Outros tipo de estrelas variáveis

Para além dos quatro tipos de estrelas variáveis, apresentados nas secções anteriores, existem muitos outros. Como, por exemplo, as variáveis do tipo:

- **U Sag:** Estrelas binárias onde ocorrem eclipses totais.
- **Rs Canum Venaticorum:** variáveis transientes caracterizadas por apresentarem manchas semelhantes às manchas solares mas muito maiores, chegando a ocupar até 30% da

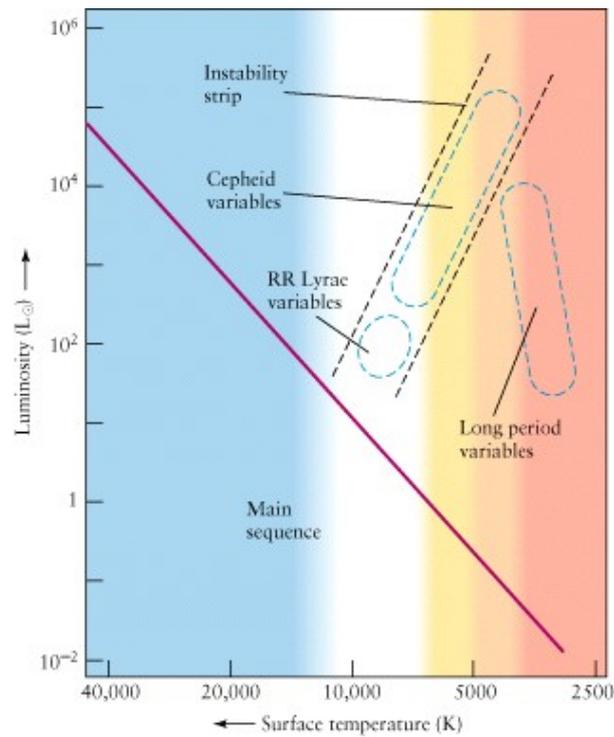


Figura 13: Estrelas variáveis no diagrama HR: assinaladas estão a faixa de instabilidade onde se situam as Cefeide, o nicho das RR Lyrae e a faixa das variáveis de período longo onde se incluem as variáveis do tipo Mira [4].

superfície da estrela.

- **Variável semiregular:** não apresenta um período de variação regular (como exemplo Betelgeuse em Orion).

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] <http://www.physics.unc.edu/~evans/pub/A31/Lecture16-Stars/> (material de apoio a [1]).
- [4] <http://user.physics.unc.edu/~evans/pub/A31/Lecture18-Stellar-Evolution/> (material de apoio a [1]).
- [5] http://imagine.gsfc.nasa.gov/docs/science/knownow_l2/black_holes.html, NASA.
- [6] http://spiff.rit.edu/classes/phys230/lectures/mw_size/mw_size.html