

Capítulo 9

SISTEMAS BINÁRIOS ESTELARES

A maioria das estrelas encontra-se em sistemas duplos ou múltiplos, estando fisicamente associadas entre si, sob influência de uma ação gravitacional mútua. Através do estudo dos sistemas binários, podemos deduzir uma série de importantes parâmetros estelares, tais como massa, raio, temperatura superficial, período de rotação, etc.

A determinação de tais parâmetros é feita a partir de diferentes métodos observacionais, que dependem da categoria em que se encontram os sistemas estelares. Veremos a seguir como se classificam esses sistemas e quais propriedades podemos deduzir do seu estudo.

- **Classificação:** Binária: aparente, visual, espectroscópica, eclipsante.
- **Binárias Visuais:** Determinação de Massas Estelares; Relação Massa-Luminosidade
- **Binárias Espectroscópicas:** Curva de Velocidade; Função de Massa
- **Binárias Eclipsantes:** Curva de Luz, Binárias em contato

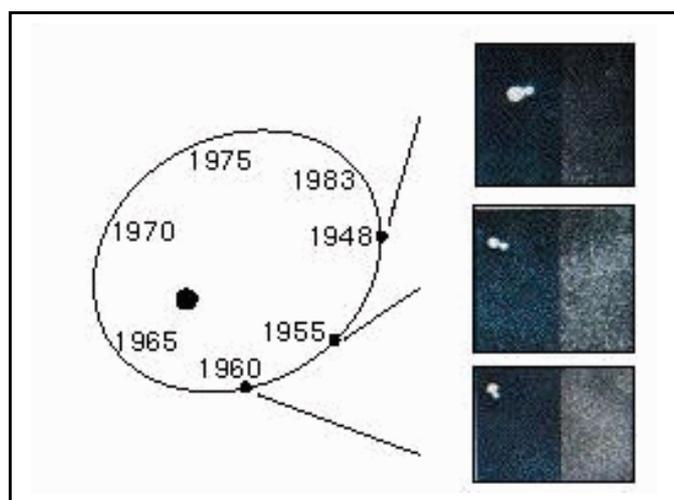
Bibliografia:

- Zeilik & Smith, 1987 “Introductory Astronomy & Astrophysics” (cap. 12)
- Chaisson & McMillan, 1998 “Astronomy: a beginner’s guide to the Universe” (cap. 10)
- Zeilik, 1976 “Astronomy: The Evolving Universe” (cap. 14)

Classificação dos Sistemas Binários

Os diferentes tipos de binárias são identificados de acordo com suas características físicas e por motivos observacionais, classificando-as em binárias aparentes, visuais, astrométricas, espectroscópicas e eclipsantes.

As estrelas são consideradas **binárias aparentes** quando não formam um sistema ligado, pois estão a diferentes distâncias do Sol. Como se encontram na mesma linha de visada, devido a um efeito de projeção, *aparentemente* constituem um par.



Um sistema duplo só pode ser opticamente detectado se o telescópio tiver uma abertura grande (poder de resolução) suficiente para observar separadamente as duas componentes do sistema. No caso da **binária visual** verifica-se, através do estudo de seu movimento, se as estrelas estão fisicamente associadas ou não. Se as estrelas movem-se de forma independente, não caracterizam um sistema binário ligado.

Figura 1. Os períodos e as separações das estrelas binárias podem ser observados diretamente se cada estrela é vista claramente.

Nos casos em que **apenas uma** estrela é observada com o telescópio, mas nota-se um movimento oscilatório no céu, podemos deduzir a presença de uma companheira não observável, e o sistema é então considerado como uma **binária astrométrica**.

Um importante exemplo de binária astrométrica é o par formado pelas estrelas Sirius A e B. Ainda na época em que os recursos observacionais não eram suficientes para observá-las em separado, foi possível deduzir a presença de Sirius B. Como sua massa é pequena, Sirius B tem órbita maior que a de Sirius A, ambas girando em torno de um mesmo centro de massa (ver Figura 2). Foi pela alteração causada no movimento próprio de Sirius A, que se descobriu a existência de Sirius B antes que ela fosse diretamente observada.

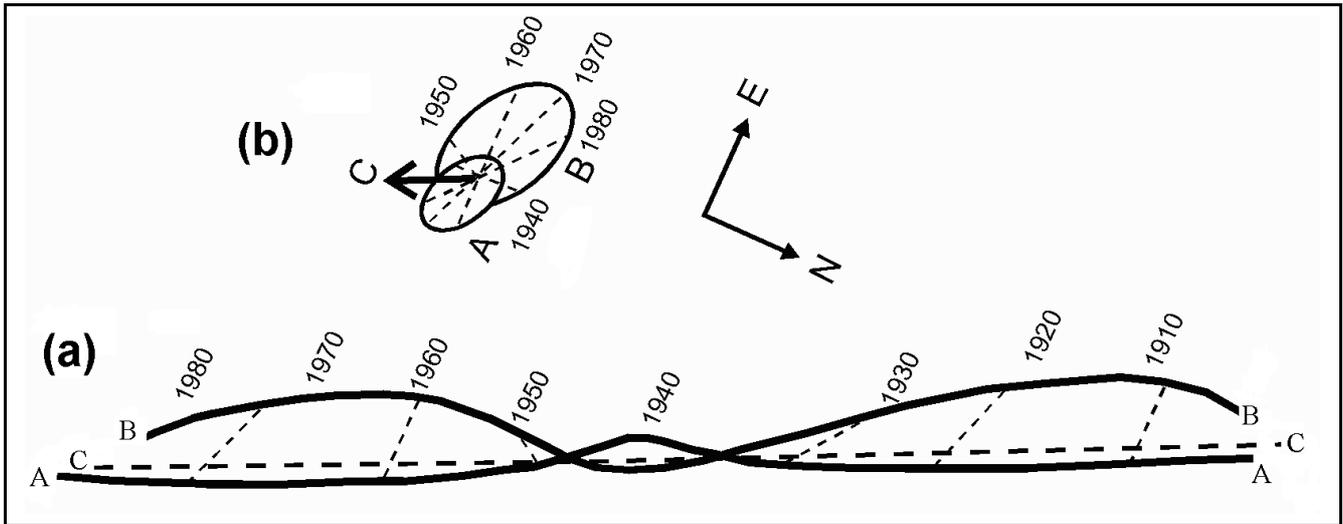


Figura 2. (a) Movimentos aparentes de Sirius A e B, e do centro de massa C, com relação às estrelas de fundo. (b) Movimentos orbitais de Sirius A e B com relação ao centro de massa.

Alguns casos em que as estrelas encontram-se muito próximas entre si (separações menores que 1 UA) e períodos orbitais pequenos (de horas a alguns meses) em um sistema não resolvido, a duplicidade pode ser revelada por oscilação nas linhas espectrais, indicando que as estrelas formam uma **binária espectroscópica**. Os sistemas em que ocorre variação do brilho aparente das componentes, causada pelo eclipse que uma estrela provoca na outra, são denominados **binárias eclipsantes**.

Binárias Visuais

Como já foi mencionado, as binárias visuais formam um sistema ligado que pode ser resolvido com um telescópio, observando-se a separação entre as duas estrelas. No entanto, raramente a imagem de uma estrela é vista com diâmetro menor que 1", uma limitação observacional imposta pela atmosfera.

Assim, as binárias visuais podem ser resolvidas com um telescópio se tiverem uma separação maior que 1". A separação angular no movimento orbital deve ser grande o suficiente para que a duplicidade seja resolvida, e isso implica em períodos orbitais necessariamente longos (de alguns anos até milhares de anos).

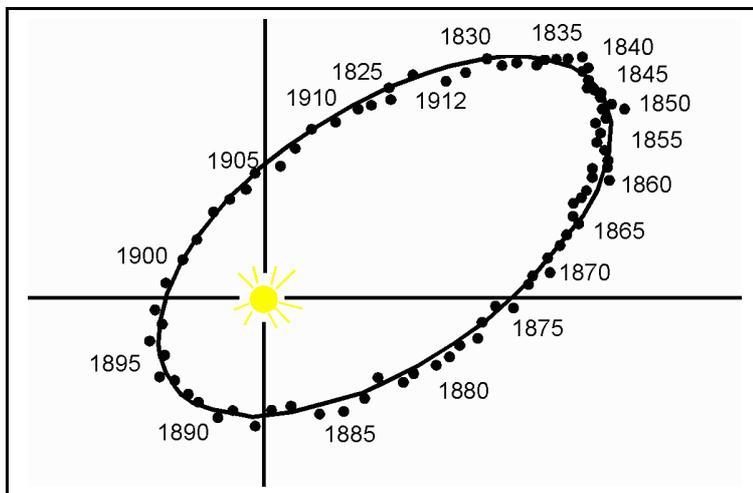


Figura 3. Sistema binário 70 Ophiuchi. À medida que o tempo passa, a posição relativa entre as estrelas é marcada como um ponto, traçando uma órbita aparente, com período de 88 anos.

Ao se observar um sistema binário tem-se a medida da separação angular entre a estrela **primária** (a estrela mais brilhante do par) e a **secundária** (menos brilhante). De acordo com a lei de Kepler, num sistema ligado gravitacionalmente, dois corpos orbitam um ao outro, ambos girando em torno de seu centro de massa. Neste caso a relação das massas é dada por $m_1 r_1 = m_2 r_2$ e a separação dos corpos é dada pela soma das distâncias até o centro de massa $a = r_1 + r_2$.

A determinação da massa das estrelas é realizada em três etapas: observa-se o período orbital e a máxima separação angular, que pode ser transformada em unidades astronômicas se a distância do sistema ou paralaxe é conhecida. Ambos, período (P) e a separação entre as estrelas (a) são aplicados à terceira lei de Kepler, na formulação Newtoniana:

$$P^2 = \left[\frac{4\pi^2}{G(m_1 + m_2)} \right] a^3, \text{ que por sua vez nos fornece a soma das massas.}$$

Conhecendo a relação das massas: $\frac{m_1}{m_2} = \frac{r_2}{r_1}$ as massas individuais podem então ser

determinadas.

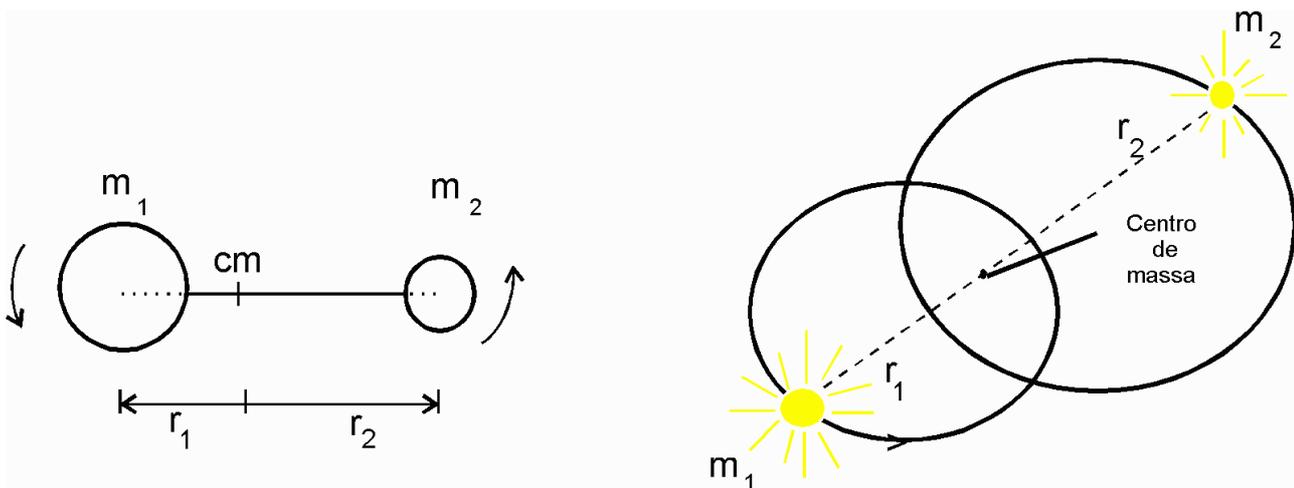


Figura 4. No sistema binário cada estrela move-se numa órbita elíptica em torno do centro de massa. A separação é dada por $a = r_1 + r_2$.

Vamos calcular as massas das estrelas na seguinte situação:

Uma binária visual é observada com uma separação angular máxima $a = 3''$ e uma paralaxe trigonométrica de $0.1''$. A órbita é completada em 30 anos e a posição da estrela primária coincide com o foco da órbita, sendo que a companheira é sempre vista a uma distância até o centro de massa cinco vezes maior que a distância da estrela primária até esse ponto ($r_2 = 5 r_1$).

Se utilizarmos os parâmetros P , a e m respectivamente em unidades de *anos*, UA e M_{\odot} , podemos aplicar a terceira lei de Kepler na forma: $m_1 + m_2 = \frac{a^3}{P^2}$.

A separação entre as estrelas pode ser obtida diretamente da relação entre paralaxe e separação angular: $a(UA) = \frac{a''}{\pi''}$, pois como vimos anteriormente a paralaxe medida em radianos se relaciona com a distância segundo a expressão $\pi(rad) = \frac{1UA}{d}$ e quando é dada em segundos de arco a relação é dada por $\pi'' = \frac{1pc}{d}$, onde $1 pc = 206265 UA$.

Aplicando os dados $a = \frac{3}{0,1} UA$ e $P = 30$ anos, na terceira lei de Kepler, temos

$$m_1 + m_2 = \left(\frac{3}{0,1}\right)^3 \frac{1}{(30)^2}, \text{ o que resulta em: } m_1 + m_2 = 30 M_{\odot} \text{ (i)}$$

Lembrando que a razão entre as distâncias até o centro de massa é $\frac{m_1}{m_2} = \frac{r_2}{r_1} = 5$, temos que $m_1 = 5 m_2$ (ii).

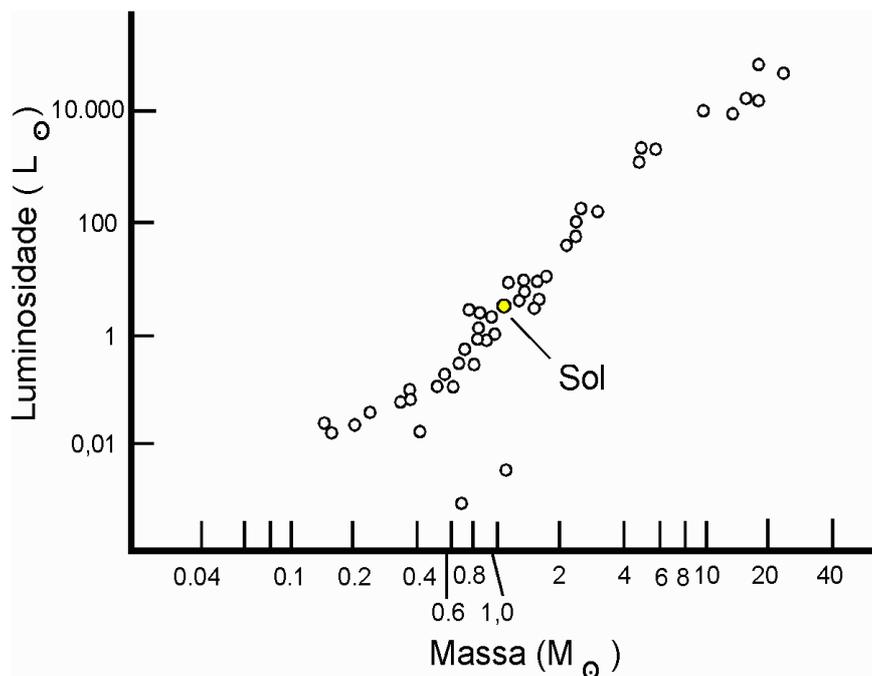
Substituindo (ii) em (i) teremos: $6 m_2 = 30 M_{\odot}$, então $m_2 = 5 M_{\odot}$ e $m_1 = 25 M_{\odot}$.

Relação Massa-Luminosidade

Da mesma forma que utilizamos o período e o tamanho da órbita da Terra para encontrar a massa do Sol, pela terceira lei de Kepler, nós também estimamos as massas estelares das binárias. Como a distância da binária deve ser conhecida para que essas massas sejam determinadas, nós precisamos apenas observar o fluxo de radiação para determinar a luminosidade das estrelas. Quando colocamos num gráfico as massas e as luminosidades das estrelas de sistemas binários, temos uma correlação bem definida, chamada **relação Massa-Luminosidade** (M-L).

Foi em 1924 que Eddington sugeriu que a relação M-L das estrelas normais da seqüência principal (uma das fases evolutivas das estrelas) pode ser expressa por $\frac{L}{L_{\odot}} = \left(\frac{M}{M_{\odot}}\right)^{\alpha}$. Verifica-

se que o expoente α varia em função do tipo de estrela. No caso de estrelas de altas massas e muito luminosas, $\alpha \sim 3$. Para as estrelas de massa semelhante à massa solar, $\alpha \sim 4$ e finalmente para estrelas fracas de baixas massas, $\alpha \sim 2$. Essas mudanças são explicadas pelas diferentes estruturas internas (variam em função da massa da estrela), pelas opacidades das atmosferas estelares e pelas diferentes temperaturas.



Essa lei de M-L não se aplica a estrelas mais evoluídas, que não estão na seqüência principal, como por exemplo as gigantes vermelhas ou as anãs brancas.

Figura 5. Relação Massa-Luminosidade determinada para estrelas em sistemas binários, cuja distância é conhecida.

Binárias Espectroscópicas

Vimos anteriormente que o deslocamento Doppler observado nas linhas espectrais pode indicar o movimento radial da estrela que estamos observando. Em alguns casos nota-se que as linhas aparecem deslocadas no espectro, oscilando periodicamente, podendo apresentar-se duplicadas.

Temos a indicação de que estamos lidando com uma binária espectroscópica quando nota-se em seu espectro que a separação de dois conjuntos de linhas varia num período bem determinado. Esses conjuntos de linhas duplas aparecem nos casos em que ambas estrelas têm luminosidades semelhantes. Eventualmente a companheira é tão fraca que seu espectro não se destaca e somente as linhas espectrais da primária, são detectadas e aparecem oscilando em comprimento de onda.

Imaginemos o caso em que a estrela de maior massa seja estacionária e em torno dela gira a estrela secundária. Na medida que a secundária se afasta do observador, suas linhas espectrais são vistas deslocadas para o vermelho, quando comparadas com as linhas espectrais da primária. Quando a secundária se aproxima do observador, vemos as linhas deslocadas para o azul.

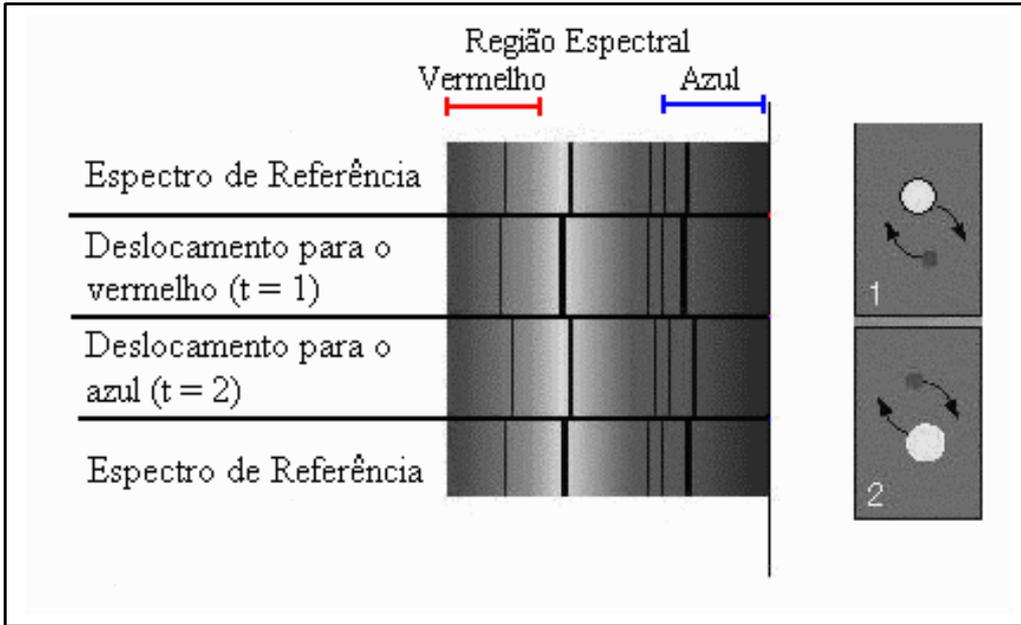


Figura 6. Periodicidade no deslocamento Doppler nas binárias espectroscópicas. O diagrama mostra um sistema em que apenas o espectro da componente mais brilhante é detectado.

(a) Curvas de Velocidade

A partir do deslocamento observado no comprimento de onda das linhas emitidas por binárias espectroscópicas, podemos deduzir informações importantes, como o período orbital e a distância das estrelas até o centro de massa do sistema. Essa estimativa é feita a partir das velocidades radiais medidas em função do deslocamento Doppler, as quais são graficadas em função de tempo, resultando nas chamadas **curvas de velocidade**.

Lembrando a expressão para o deslocamento Doppler, temos: $\frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} \equiv \frac{(\lambda - \lambda_0)}{\lambda_0} = \frac{v_r}{c}$, onde

λ_0 é o comprimento de onda emitido, λ é o observado, c é a velocidade da luz e v_r é a velocidade radial (negativa para aproximação da estrela, e positiva nos casos em que a estrela se afasta).

Vamos avaliar o caso mais simples, em que as estrelas desenvolvem órbitas aparentes circulares em torno do centro de massa, em um período P . Nessa situação nota-se que durante um período, a estrela primária desloca-se na circunferência $2\pi r_1$, a uma velocidade constante V . Como esse percurso é dado pela velocidade multiplicada pelo período, temos $r_1 = \frac{vP}{2\pi}$: e no caso da secundária, que desloca-se na circunferência $2\pi r_2$ a uma velocidade v ,

a distância até o centro de massa é dada por $r_2 = \frac{vP}{2\pi}$. Como a relação entre massas é dada

por $M r_1 = m r_2$, temos $\frac{M}{m} = \frac{r_2}{r_1} = \frac{v}{V}$. Lembrando que $a = r_1 + r_2$ e que $M + m = \frac{a^3}{P^2}$, podemos então

deduzir as massas individuais.

Em geral esta situação simplificada não ocorre e são então necessários outros procedimentos, que envolvem, por exemplo, o conhecimento da *função de massa*, a excentricidade da órbita, ou a inclinação do plano orbital, com relação à esfera celeste.

(b) Função de Massa

Com o passar do tempo, as fortes interações de maré transformam órbitas elípticas em órbitas circulares. Quando conhecemos o ângulo i de inclinação do plano da órbita, que nesse caso tem excentricidade muito pequena, a velocidade projetada é expressa por $V' = V \sin i$ e podemos determinar P , r'_1 , r'_2 , a relação das massas $\frac{M}{m} = \frac{V'}{V}$ e aplicarmos a 3ª lei de Kepler

na forma $(M + m) \sin^3 i = \frac{(a')^3}{P^2}$, de maneira a determinar as massas individuais.

Nos casos em que a companheira é muito fraca e apenas um conjunto de linhas espectrais é observado, podemos encontrar apenas a **função de massa** $f(M, m)$ dada por:

$$(M + m)P^2 = a^3 = (r_1 + r_2)^3 = r_1^3 \left(1 + \frac{r_2}{r_1}\right)^3 = r_1^3 \left(1 + \frac{M}{m}\right)^3 = (r_1')^3 \frac{(M + m)^3}{m^3 \sin^3 i}$$

$$f(M, m) \equiv \frac{m^3 \sin^3 i}{(M + m)^2} = \frac{(r_1')^3}{P^2}, \text{ neste caso somente } P \text{ e } r'_1 \text{ são observáveis. Se } i \text{ não for}$$

conhecido, determinam-se valores estatísticos para as massas de sistemas binários a partir de $f(M, m)$ combinando-se dados de vários sistemas. Como o mais provável é detectar-se binárias com $i \sim 90^\circ$, adotamos um valor médio para $\langle \sin^3 i \rangle \sim 2/3$ e avaliamos o valor médio de $\frac{(M + m)^2}{m^3}$. O valor de M pode ser obtido através de observações espectroscópicas da

primária, obtendo-se assim também o valor de m .

Binárias Eclipsantes

Quando o ângulo de inclinação da órbita de um sistema duplo é de 90° , cada uma das estrelas pode periodicamente eclipsar a outra, dessa forma, o sistema é chamado **binária eclipsante**. Alguns milhares desses sistemas são conhecidos, muitas delas também são binárias espectroscópicas e apenas algumas são binárias visuais.

A principal forma de detecção das binárias eclipsantes é através das variações no brilho do sistema e a interpretação dessas variações será discutida a seguir.

(a) Curvas de Luz

Um gráfico em função do tempo, que mostra a variação do brilho (magnitude ou fluxo) de uma binária eclipsante estabelece sua **curva de luz**. Nos momentos em que não ocorre o eclipse, o brilho é constante com o passar do tempo. Nas ocasiões de eclipse a curva de luz pode apresentar dois tipos de mínimo de brilho, ou seja, de diferentes profundidades. O mínimo de maior profundidade ocorre quando a estrela mais fria passa na frente da mais quente, definindo um **eclipse primário**. No outro eclipse, a profundidade do mínimo é menor, ocorrendo então um **eclipse secundário**.

Considerando o eclipse esquematizado na Figura 7, os pontos de contato entre as imagens das duas estrelas definem o início do eclipse quando ocorre o *primeiro contato* (t_1). Chega a um mínimo no *segundo* (t_2) o qual dura até o *terceiro contato* (t_3) quando a estrela menor começa a deixar o disco da maior. O fim do eclipse é marcado pelo *quarto contato* (t_4). Tanto o mínimo primário, como o secundário são achatados.

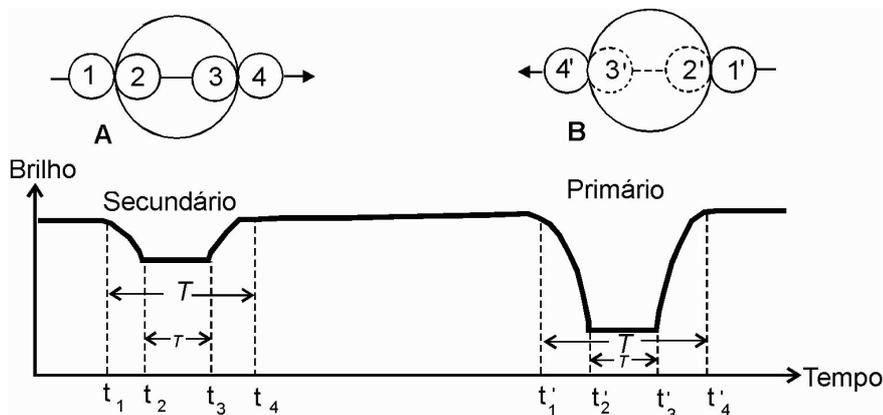


Figura 7 Eclipse central para órbitas circulares. Neste caso a estrela menor é a mais quente das duas. Os quatro pontos de contato são numerados e definem a duração do eclipse. Na situação (A) a estrela menor passa em frente da maior (secundário). No caso (B) ocorre o eclipse primário.

Dependendo do ângulo de inclinação da órbita o eclipse pode ser **central** ou **parcial**. Quando $i=90^\circ$ ocorre o eclipse central, que pode ser **total** (menor estrela atrás da maior) ou **anular** (estrela menor na frente da maior). Quando numa órbita circular o eclipse é parcial, ambas ocultações têm igual tempo de duração e os mínimos de brilho não são achatados.

(b) Binárias em contato

Sistemas eclipsantes com períodos extremamente curtos (apenas algumas horas) ficam tão próximas que estão em contato físico. Sua curva de luz mostra esta interação porque seus máximos são arredondados e seus mínimos têm quase a mesma profundidade. As estrelas

compartilham o mesmo envoltório nesse sistema e ambas sofrem fortes distorções causadas pelos efeitos de marés.

As binárias próximas entre si podem ser classificadas de acordo com a comparação entre o tamanho da estrela e o lobo de Roche (região que define o campo de ação gravitacional de uma estrela sobre a outra). Se o raio de ambas estrelas é menor que o lobo de Roche, elas estão desconectadas. Se uma delas preenche o lobo de Roche, o sistema é semi-conectado e a matéria pode fluir através do ponto de contato, e uma estrela consome a massa da outra. Nos casos em que ambas preenchem seus lobos de Roche, elas estão em contato e um envoltório comum circunda as duas estrelas.

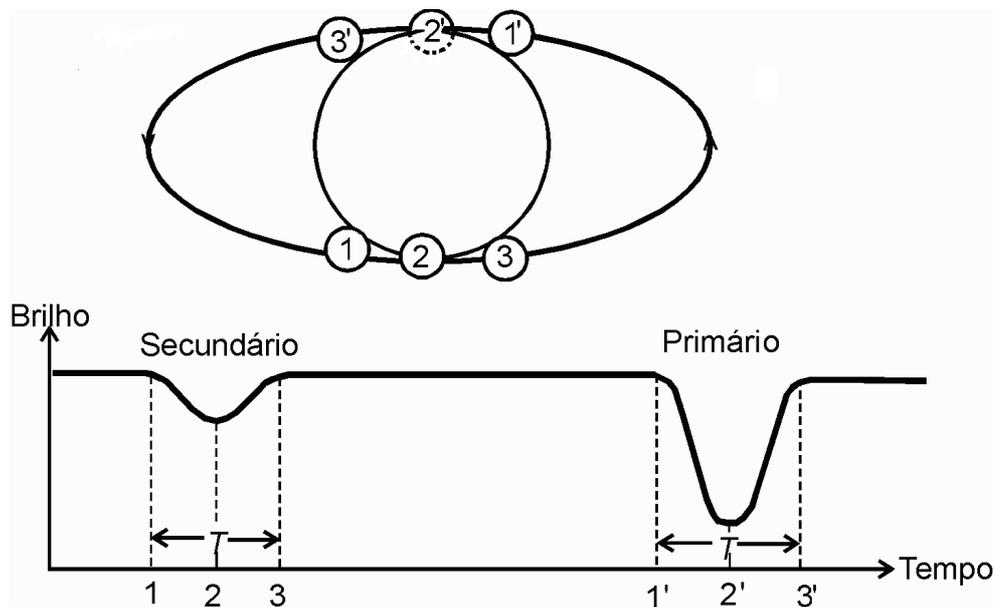


Figura 8. Eclipses parciais para uma órbita circular inclinada. Neste caso a estrela menor é a mais quente.

EXERCÍCIOS

1. Considere uma binária visual, cuja órbita aparente é circular e de inclinação zero. Foram determinados: (i) seu período de 8 anos, (ii) sua máxima separação angular de $3''$, (iii) sua distância de 2 pc. **(a)** Calcule a soma das massas das estrelas deste sistema binário. **(b)** Sabendo que, com relação ao centro de massa, a secundária está a uma distância 2 vezes maior que a distância da primária, determine a massa de cada estrela.
2. Considere o caso das estrelas (1) e (2) que formam uma binária eclipsante. A estrela (1) tem uma temperatura superficial de 20.000 K, um raio de $60 R_{\odot}$ e magnitude absoluta $-6,8$ mag. O raio da estrela (2) é $0,3 R_{\odot}$ e sua magnitude absoluta é 0,4 mag. Calcule: **(a)** a razão de suas luminosidades e **(b)** a razão de suas temperaturas efetivas. **(c)** Qual das estrelas é eclipsada no mínimo primário?