

Capítulo 6: O Sol & Estrelas binárias*Docente: Valente A. Cuambe**Monitor: Bivar Garces***6 O Sol**

O Sol é uma estrela da sequência principal com a classificação espectral G2V, tem cerca de 4,5 bilhões de anos e encontra-se aproximadamente na metade do seu tempo de vida, contém cerca de 99,86% da massa do Sistema Solar. A Figura 1 mostra a imagem do Sol vista na faixa de frequência visível.

O Sol serve de guia para estudar outras estrelas, para isso a sua estrutura permite-nos ter uma ideia aproximada dos fenômenos que ocorrem tanto no interior solar, através da observação de neutrinos e da heliossismologia, até a alta coroa solar, através de observações em raios X, ultravioleta extremo e do uso de coronógrafos em satélites.



Figure 1: Ilustração do Sol na banda visível. Os pontos negros mostram as manchas solares. À medida que se afasta do centro, nota-se um decréscimo da densidade e temperatura até ao limbo.

Sua massa é cerca de $1,99 \times 10^{33} \text{g}$, seu raio $6,94 \times 10^{10} \text{cm}$, e sua luminosidade $3,84 \times 10^{33} \text{erg s}^{-1}$.

O Sol é composto na sua maioria por hidrogênio (94% de número de átomos), hélio (6%) e 0,1% de outros elementos. A sua energia é gerada a partir do processo de fusão nuclear do hidrogênio na cadeia próton-próton no núcleo.

O Sol, tal como outras estrelas, é uma esfera de plasma que se encontra em equilíbrio hidrostático entre as duas forças principais que agem em seu interior. Em sentido oposto ao núcleo solar, estas forças são as exercidas pela pressão termodinâmica, produzida pelas altas temperaturas internas. No sentido do núcleo solar, actua a força gravitacional. Como o Sol é uma esfera de plasma, e não é sólido, gira mais rápido em torno de si mesmo no seu equador do que em seus pólos. Porém, devido à constante mudança do ponto de observação da Terra, na medida em que esta orbita em torno do Sol, a rotação aparente do Sol é de 28 dias.

6.1 Interior solar

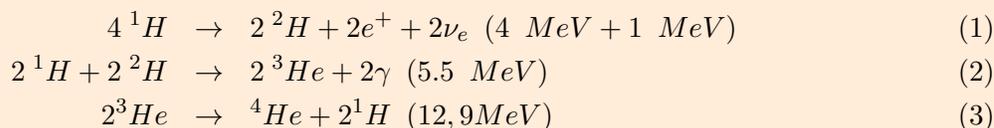
O interior solar possui três regiões diferentes: o núcleo, onde se produzem as reações nucleares que transformam a massa em energia através da fusão nuclear, a zona radiativa e a zona de convecção (convectiva). O interior do Sol não é diretamente observável, uma vez que a radiação é completamente absorvida (e re-emitada) pelo plasma.

6.1.1 Núcleo

Acredita-se que o núcleo do Sol estende-se do centro solar até 0,2 a 0,25 R_{\odot} . O centro do Sol possui uma densidade $\rho = 150 \text{ g/cm}^3$, isto é, cerca de 150 vezes a densidade da água na Terra, e uma temperatura de cerca de $15,7 \times 10^6 \text{ K}$. Análises recentes da missão SOHO (Solar and Heliospheric Observatory) indicam que a rotação do núcleo solar é mais rápido que a rotação da restante parte da zona de radiação. Actualmente, e durante grande tempo da vida solar, a maior parte da energia produzida pelo Sol é gerada por fusão nuclear via cadeia próton-próton, isto é, convertendo hidrogênio em hélio. Menos de 2% do hélio gerado no interior Solar provém do ciclo CNO (Carbono-Nitrogênio-Oxigênio). O núcleo solar é a única parte do Sol que produz energia em quantidade significativa via fusão. A restante parte do Sol é aquecida pela energia transferida do núcleo para as regiões externas. Toda a energia produzida pelo processo de fusão nuclear precisa passar por várias camadas até a fotosfera antes de escapar para o espaço como luz solar ou energia cinética de partículas.

A fusão de hidrogênio ocorre primariamente segundo a cadeia próton- próton:

Produção de energia:



6.1.2 Zona de radiação

Entre 0,25 e 0,7 R_{\odot} (raios solares) de distância do centro do Sol, o material solar é quente e denso o suficiente para permitir a transferência de calor do centro para fora via radiação térmica. Convecção térmica não ocorre nesta zona; apesar da temperatura desta região cair à medida que a distância ao centro solar aumenta, o gradiente de temperatura é menor do que o gradiente adiabático, não permitindo a ocorrência de convecção. O calor é transmitido por radiação — íons de hidrogênio e hélio emitem fótons, que viajam apenas uma pequena distância antes de serem re-absorvidos por outros íons. A densidade cai 100 vezes (de 20 g/cm^3 para 0,2 g/cm^3) do interior para o exterior da zona de radiação.

Entre a zona de radiação e a zona de convecção existe uma camada de transição chamada de

tacoclina. Esta é uma região onde a mudança súbita de condições entre a rotação uniforme da zona radiativa e a rotação diferencial da zona de convecção resulta em grande tensão de cisalhamento — uma condição onde camadas horizontais sucessivas escorregam umas sobre as outras. O movimento do fluido na zona de convecção gradualmente desaparece do topo do tacoclina até a parte inferior desta camada, adquirindo as mesmas características calmas da zona de radiação.

6.1.3 Zona de convecção

A zona de convecção é a camada externa do Sol, que ocupa a região entre $0,7 R_{\odot}$ do centro até a superfície. Nesta região, o plasma solar não é denso ou quente o bastante para transferir o calor do interior do Sol para fora via radiação. Como resultado, a convecção térmica ocorre na medida em que colunas térmicas de plasma carregam material quente para a superfície solar. Quando a temperatura deste material cai na superfície, o material cai na direção da base da zona de convecção, onde recebe calor do topo da zona de radiação, recomeçando o ciclo novamente.

As colunas térmicas na zona de convecção formam características físicas na superfície do Sol, na forma de grânulos solares e supergranulação (veja Figura 2).

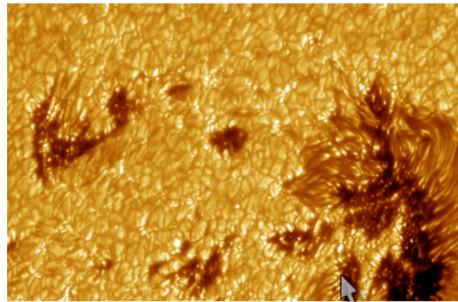


Figure 2: Granulação fotosférica. Pode-se verificar as manchas solares em detalhes. Tanto a umbra, assim como a penumbra.

6.2 Exterior solar

A Figura 3 mostra um modelo do interior e exterior solar.

6.2.1 Fotosfera solar

É a região que emite a luz solar que se propaga no espaço, ou seja, é a superfície visível do sol (Ver Figura 1). A luz que vemos quando olhamos para o Sol se origina na fotosfera. Com aparência de um líquido em ebulição, apresenta-se coberta de bolhas ou grânulos. Este fenômeno é denominado granulação fotosférica (Figura 2).

A duração dos grânulos é de aproximadamente 10 minutos e o diâmetro chega a 5000 km. Eles indicam os topos das colunas convectivas do gás que se originam na zona convectiva, logo abaixo da

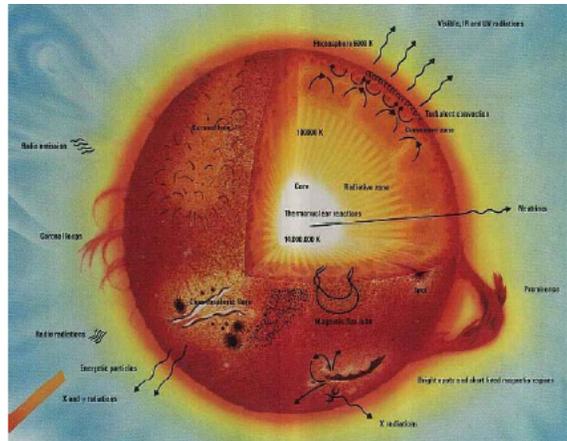


Figure 3: Estrutura solar mostrando, o interior e o exterior solar.

fotosfera. Entre os grânulos existem regiões escuras onde o gás é mais frio, e por isso, mais denso e escorre para baixo. É na fotosfera que se percebe as **manchas solares**. Manchas solares são regiões irregulares que aparecem mais escuras que a fotosfera circundante e que muitas vezes podem ser observadas a olho nu. Elas são constituídas de duas partes; a *umbra*, parte central mais escura com temperatura de cerca de 3800 K, e a *penumbra*, formando uma estrutura radial ao redor da umbra, um pouco mais clara que a mesma. As manchas solares estão associadas a intensos campos magnéticos existentes no Sol, e tendem a se formar em grupos, tendo uma duração aproximada de uma semana.

6.2.2 Cromosfera solar

É uma camada rarefeita e estreita, de cor avermelhada, que envolve a fotosfera. Por ter uma radiação bem mais fraca do que a fotosfera, normalmente a cromosfera não é visível, a não ser em eclipses, quando a Lua encobre o disco da fotosfera, veja a Figura 4. A cromosfera tem uma espessura de 10000 km e sua temperatura que varia de 4300 K na base até mais de 40000 K no topo a cerca de 2500 km de altura. O aquecimento da cromosfera não é originado por fótons provenientes do interior do Sol, pois se a energia fosse gerada por fótons a cromosfera deveria ser mais fria do que a fotosfera, e não mais quente como é observado. Actualmente se pressupõe que a fonte de energia são campos magnéticos variáveis formados na fotosfera e conduzidos para a coroa por correntes elétricas, dissipando parte de sua energia na cromosfera.

6.2.3 Coroa solar

Gradualmente a cromosfera se funde na coroa, que é a camada mais externa e mais rarefeita da atmosfera do Sol. Embora tenha um brilho similar ao da Lua Cheia, ela fica completamente obscurecida enquanto a fotosfera é visível, por isso só é observada em luz visível em eclipses totais, ou com instrumentos especiais. O espectro da coroa mostra linhas muito brilhantes que são produzidas por átomos de ferro, níquel, neônio e cálcio altamente ionizados; esses processos de ionização demandam muita energia, o que indica que a temperatura da coroa deve ser muito alta, em torno



Figure 4: Cromosfera solar. Vista somente através de ocorrência de eclipses.

de 1 milhão de kelvins.

A elevação da temperatura da coroa deve ter a mesma origem do processo físico responsável pelo aquecimento da cromosfera, ou seja, o transporte de energia originado por correntes elétricas induzidas nos campos magnéticos variáveis.

É também da coroa que o vento solar, um contínuo fluxo de partículas, principalmente prótons e elétrons, que é emitido da coroa, provocando uma perda de massa do Sol de cerca de $10^{-3}M_{\odot}$ ao ano. O vento solar tem densidade média de $\bar{\rho} \sim 7 \text{ cm}^{-3}$ e velocidade de aproximada de cerca de 400 km/s. Ao entrar na magnetosfera da Terra ele é capturado, formando o chamado Cinturão de *Van Allen*. O cinturão de partículas só entra em contato com atmosfera da Terra nos polos onde causa os fenômenos conhecidos como **auroras**.

Auroras são fenômenos luminosos provocados pela excitação e des-excitação dos átomos de oxigênio ao colidirem com as partículas carregadas do vento solar. As auroras acontecem tanto nas altas latitudes do hemisfério norte - **auroras boreais**, quanto nas altas latitudes do hemisfério sul- **auroras austrais**.

Em períodos em que o Sol está mais ativo, podem ser vistas no limbo solar grandes arcos brilhantes, constituídos de plasmas mais frios suspensos na coroa pelo campo magnético. Esses arcos são chamados proeminências. Quando vistos contra o disco brilhante (em vez da borda) aparecem como filamentos escuros, e são chamados filamentos. Considera-se que filamentos e proeminências são estruturas idênticas. Essas estruturas podem durar horas ou até meses.

Grandes explosões na superfície do Sol também são identificadas e são chamadas de **flares ou fulgurações**. São ocasionadas pelo armazenamento de energia em campos magnéticos do Sol, que é liberada quando o campo fica muito intenso. Grandes flares podem gerar grandes proeminências que vencem o campo magnético e se desprendem da coroa, libertando gás ionizado juntamente com energia.

Esses fenômenos são chamados de **ejeção de massa coronal**, e um exemplo pode ser visto na Figura 5, em que a parte mais brilhante identifica o flare e os arcos maiores a massa ejetada. A energia libertada pode atingir o valor equivalente à 100 milhões de bombas nucleares.

As grandes ejeções de massa coronal associadas às proeminências viajam a aproximadamente 1 milhão km/h e levam de um a quatro dias para alcançar a Terra. Quando atingem a Terra, têm milhões de quilômetros de extensão e podem causar:

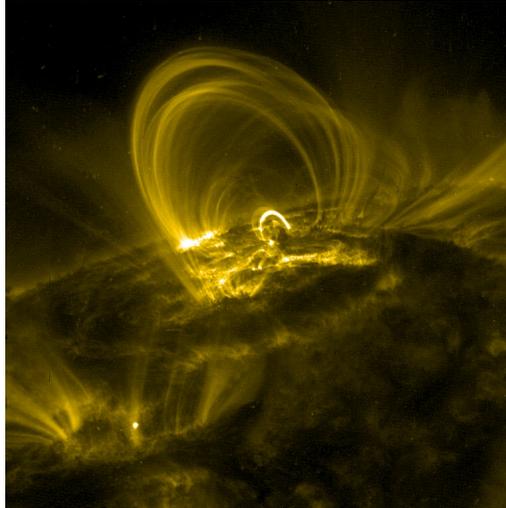


Figure 5: Imagem do flare visto em Extremo ultravioleta

- Danos a satélites, também causados pelo aumento da fricção provocada pela expansão da atmosfera;
- Erro no posicionamento de navios e aviões de vários quilômetros, tanto pelo sistema GPS (Global Positioning System- GPS);
- Danos às redes de energia elétrica, induzindo altas voltagens (\sim milhares de volts) e queimando transformadores;
- Danos nas tubagens metálicas de gaseodutos (Ex: Sasol que conduz gás para SA), já que as correntes induzidas aumentam drasticamente a corrosão;
- Aumenta também a incidência de radiação ionizante (Ex: Trabalho do Ramiro) nas pessoas, principalmente em vôos de alta altitude, como vôos supersônicos e astronáuticos.

7 Estrelas binárias

São duas ou mais estrelas próximas que estão praticamente a mesma distância da Terra, formam um sistema físico, em que a estrela de menor massa orbita em torno da outra de maior massa. A estrela mais brilhante é chamada de **primária**, enquanto a estrela menos brilhante é chamada de estrela **companheira ou secundária**. Mais de 75% das estrelas do céu compõem sistemas com dois ou mais membros.

Sistemas de estrelas binárias são muito importantes na astrofísica, porque os cálculos de suas órbitas permitem calcular directamente as massa das estrelas componentes, permitindo uma estimativa indirecta do seu raio e densidade, bem como uma relação empírica entre massa e luminosidade, pela qual as massas de estrelas individuais podem ser estimadas.

7.1 Tipos de Sistemas Binários

Existem quatro tipos de sistemas binários que são:

- **Binárias visuais**- São classificados como binárias visuais os pares de estrelas que estão associados gravitacionalmente que se separam por dezenas e até centenas de unidades astronômicas (Figura 6), tendem a ser sistemas que estão relativamente próximos da Terra para, tais que as estrelas individuais possam ser resolvidas¹, ao serem observadas por telescópio.

Elas não "interagem" como outros sistema binários próximos, em que uma estrela pode extrair material da superfície da outra. A componente mais brilhante do sistema também tem o sufixo "A", o próximo "B" e assim por diante. Sistemas com três ou quatro componentes já foram identificados. Menos de 1.000 sistemas binários visuais foram detectados até ao presente momento. Observando à Figura 6, com duas estrelas orbitando sobre um centro de massa

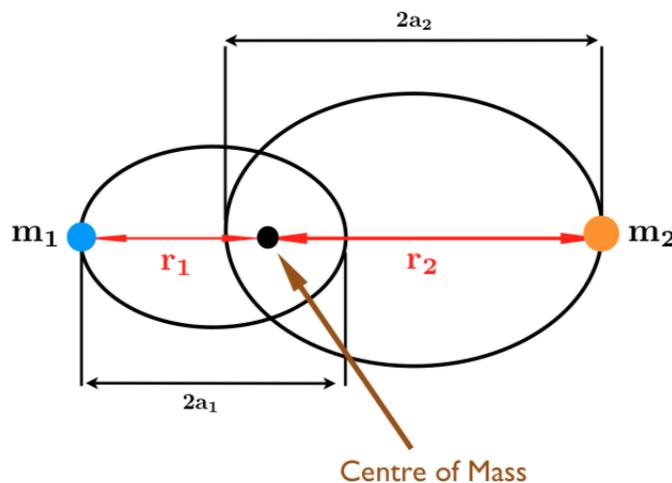


Figure 6: Estrelas binárias visuais

comum, pode-se calcular diretamente:

$$\frac{m_1}{m_2} = \frac{r_1}{r_2} = \frac{a_1}{a_2} \quad (4)$$

onde m é a massa estelar, r é a distância da estrela do centro de massa e a é o semi-eixo principal da órbita elíptica.

As distâncias r_1, r_2 do centro de massa comum subtendem ângulos $\theta_1 = r_1/d$ e $\theta_2 = r_2/d$ na distância da estrela d . Portanto, é possível deduzir a razão de massa a partir das observações das órbitas:

$$\frac{m_1}{m_2} = \frac{\theta_1}{\theta_2} \quad (5)$$

Conhecendo d , a partir de medições de paralaxe, podemos deduzir as massas individuais usando a terceira lei de Kepler:

$$P^2 = \frac{4\pi^2}{G(m_1 + m_2)} a^3 \quad (6)$$

¹Objecto que pode ser observado nitidamente

em que P é o período (o mesmo para ambas as órbitas) e $a = a_1 + a_2$ é o semi-eixo maior da órbita da massa reduzida,

$$\mu = \frac{m_1 \cdot m_2}{m_1 + m_2} \quad (7)$$

- **Binárias astrométricas**- São assim classificadas quando um de seus componentes é muito tênue (pouco brilhante) para ser observado por um telescópio, mas a sua detecção é obtida por ondulações no movimento da estrela companheira mais brilhante como mostra a Figura 7.

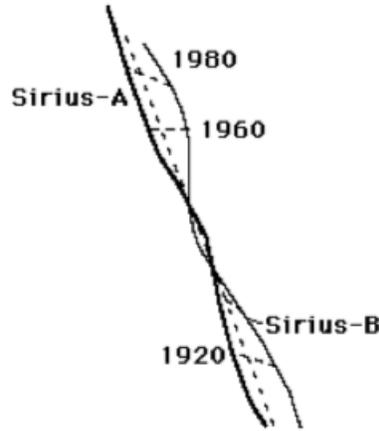


Figure 7: Movimento do sistema Sírius A e Sírius B medido entre 1980 e 1920. A linha tracejada marca o movimento do centro de massa. Antes da descoberta de Sírius B, em 1862, apenas o movimento de Sírius A era detectado, e a estrela era classificada como binária astrométrica.

- **Binárias espectroscópicas**- Nesse sistema a separação média entre as estrelas é na ordem de uma unidade astronômica (~ 1 UA). Por apresentarem um período curto, a velocidade orbital é grande. Para determinar a natureza desse sistema de estrelas binárias faz-se a observação da variação da sua velocidade radial, estabelecida através da análise das linhas espectrais da estrela que variam de comprimento de onda com o passar do tempo. Cada estrela encontra-se em movimento sobre a outra e a sua velocidade produz um desvio doppler no espectro, cujo período é igual ao período de rotação da estrela. Esse espectro é comumente chamado de **espectro de linha dupla**. Quando as estrelas se movem uma se afasta e a outra se move em nossa direção. Esse movimento é conhecido como o deslocamento doppler de linha dupla do espectro. (Veja a Figura 8). O desvio máximo de branco e o desvio para o vermelho que medimos dentro de uma órbita são limites inferiores para as velocidades, devido à inclinação desconhecida i do plano orbital para a linha de visada essas velocidades são determinadas da seguinte forma:

$$v_1 r_{max} = v_1 \sin i \quad (8)$$

$$v_2 r_{max} = v_2 \sin i \quad (9)$$

Muitos sistemas binários espectroscópicos têm órbitas quase circulares. Quando as excentricidades são pequenas ($\epsilon \leq 1$), a velocidade orbital é essencialmente constante: $v = 2\pi a/P$. Substituindo na equação 4, obtém-se:

$$\frac{m_1}{m_2} = \frac{v_1}{v_2} \quad (10)$$

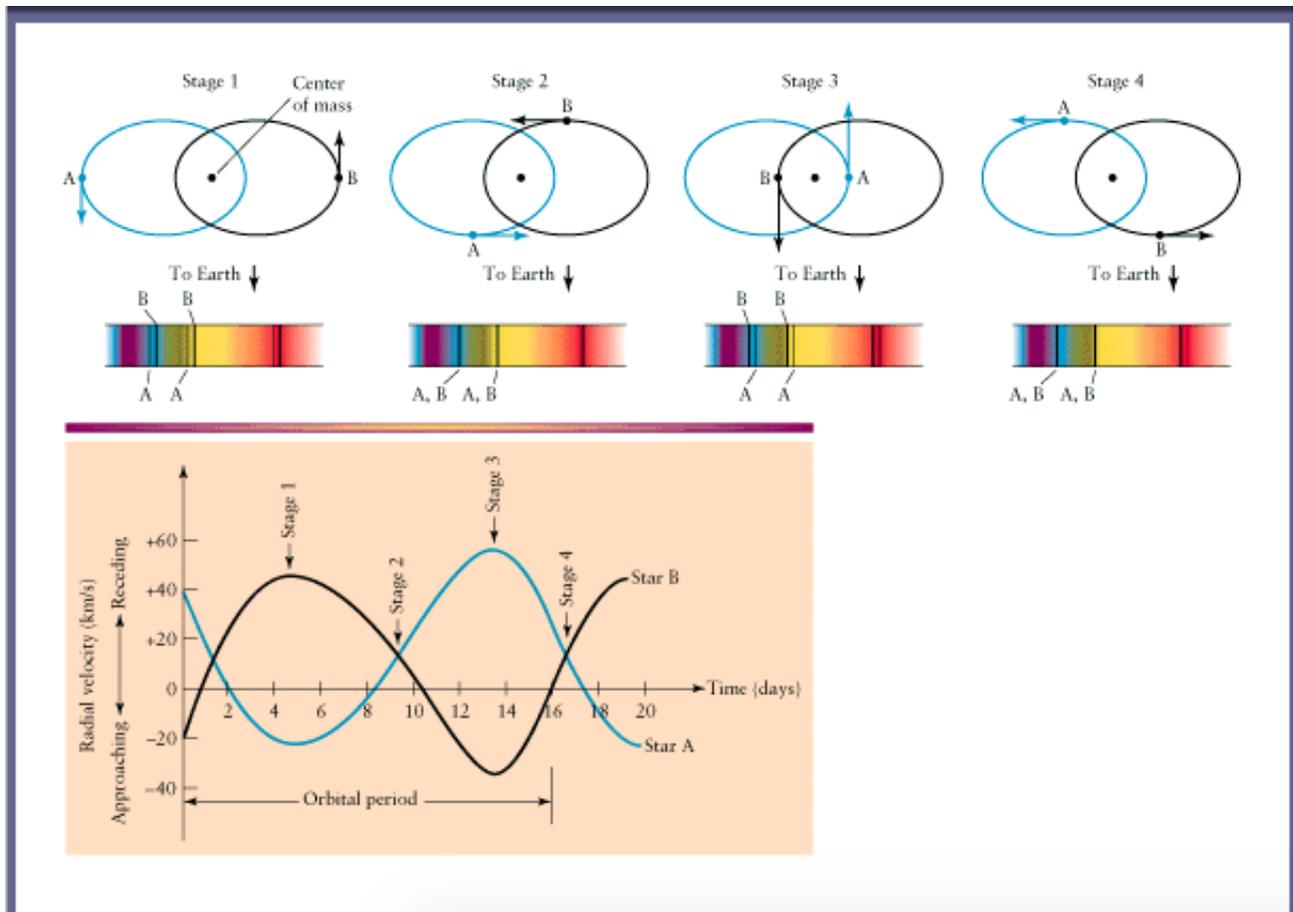


Figure 8: Estrelas binárias espectroscópicas

- **Binárias eclipsantes**- São classificadas assim os sistemas em que uma estrela eclipsa a outra, quando a órbita do sistema observado está de perfil para o observador.

Binárias eclipsantes são estrelas variáveis, não porque o brilho das estrelas componentes varia, mas por causa dos eclipses. A curva de luz de uma binária eclipsante é caracterizada por períodos de brilho praticamente constante e quedas periódicas de intensidade do brilho. Se uma das estrelas componentes for maior do que a outra, a estrela menor será obscurecida por um eclipse total, enquanto que a estrela maior será obscurecida por um eclipse anular.

O período orbital das estrelas componentes de uma binária eclipsante pode ser determinado através do estudo da curva de luz, e os tamanhos relativos das estrelas componentes podem ser determinados em termos do raio orbital, observando-se a velocidade com que acontece a mudança de brilho, à medida que uma estrela obscurece a outra em trânsitos estelares. Se uma binária eclipsante é também uma binária espectroscópica, os elementos orbitais também podem ser determinados e, com isso, a massa e a densidade das estrelas componentes podem ser calculados.

Exercícios

1. Calcule a massa do Sol, em kg, através do movimento da Terra em torno dele (distância média Sol-Terra = 1.5×10^{11} m; período orbital da Terra = 365 dias).
2. Calcule o raio do Sol, também em kg, a partir de seu raio angular de $0,25^\circ$, e de sua distância à Terra de 150 milhões de quilômetros.
3. Calcule a densidade média do Sol em kg/m^3 .
4. Comparado com a Terra, quantas vezes o Sol é maior em: (a) raio?; (b) área? e (c) volume?
5. Dado o sistema binário visual da Figura 7, determine a massa de cada uma das estrelas, Sírius A e Sírius B. A separação angular média entre as duas estrelas é $7,50''$. A distância do Sol a Sírius é de 2,67 pc (1 pc = 206 265 UA). O período orbital do sistema é de 50 anos.