ESTRELAS

Distâncias e Magnitudes

Tendo estudado de que forma as estrelas emitem sua radiação, e em seguida descrito algumas das características de uma estrela que nos é bem conhecida - o Sol - vamos agora apresentar alguns métodos para determinar as distâncias das estrelas e medir seu brilho. Veremos como se calcula a luminosidade das estrelas e como esse parâmetro se diferencia do brilho aparente observado.

- Determinação da Distância das Estrelas: paralaxe estelar

(a) Movimento do Sol

(b) Aglomerados em movimento

(c) Relação Período-Luminosidade

- Escalas de Magnitudes

(a) Magnitude Aparente

(b) Magnitude Absoluta

(c) Módulo de Distância

(d) Magnitude Bolométrica

- Índice de Cor

Bibliografia:

- Zeilik & Smith, 1987 “Introductory Astronomy & Astrophysics” (cap.11)
- Chaisson & McMillan, 1998 "Astronomy: a beginner's guide to the Universe" (cap. 10, 14)

Determinação da Distância das Estrelas

O método de determinação de distâncias através de radares ou das leis de Kepler nos movimentos orbitais, usados para o sistema solar não pode ser aplicado às estrelas. Isso porque, mesmo para nossas vizinhas mais próximas, as distâncias envolvidas são grandes demais e devemos então buscar outras formas de determinar o quanto elas estão distantes.

Paralaxe Estelar

A paralaxe é a medida do deslocamento aparente de um objeto, que se observa com relação a um referencial distante, quando o ponto de vista muda. Para medir a paralaxe devemos observar o objeto a partir de dois pontos de uma mesma linha de base e medir o ângulo de deslocamento da linha de visada.

Na prática, para medir a paralaxe das estrelas, comparam-se fotografias tomadas em épocas diferentes.

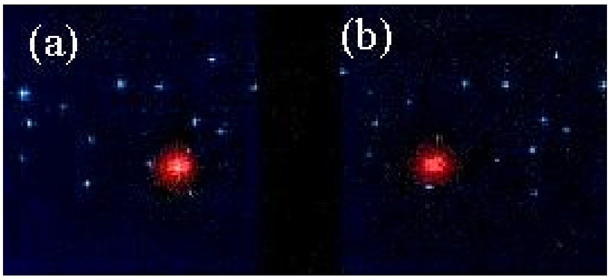


Figura 1. Imagens de uma mesma região do céu obtidas com seis meses de diferença, mostrando o movimento aparente de uma estrela, com relação às estrelas fixas, ao fundo.

Quanto mais distante a estrela, menor é a paralaxe e portanto sua medida mais usual é em de segundos de arco ("). A distância de uma estrela que tenha paralaxe de 1" eqüivale a 206265 U.A. ($3{,}1\text{x}10^{16}$m =3,3 anos-luz). Por convenção, define-se essa distância como sendo de 1 **parsec** (pc), de forma que, se conhecermos a medida da paralaxe (π") teremos a distância da estrela em parsec. Esse conceito torna simples a conversão de paralaxe para distância, como por exemplo, uma estrela com π = 0,1" encontra-se a uma distância de 10pc. Da mesma forma que, se a paralaxe é dada em radianos, temos a distância em U.A. $d(pc) = \dfrac{1}{\pi''}$.

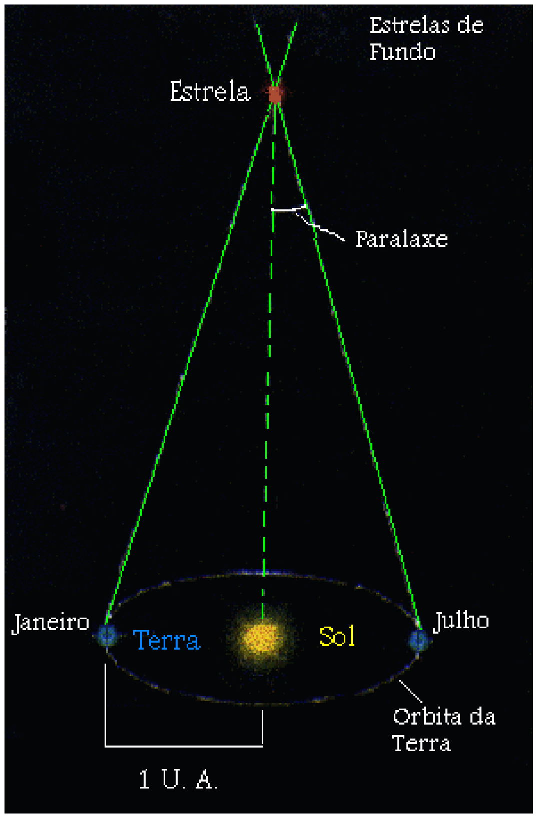


Figura 2. Observações de uma mesma estrela feitas em janeiro e depois em julho, de forma que a linha de base tenha um comprimento de 2 U.A. Essa geometria é utilizada para se medir o ângulo paralático, ou seja a paralaxe da estrela .

O maior valor conhecido de paralaxe é de π = 0,76”, medido para a estrela Alfa de Centauro. Sua distância é então de 1,3 pc, que equivale a 4,3 anos-luz, correspondendo à estrela mais próxima do Sol. Além do método acima descrito, chamado *paralaxe trigonométrica*, existem outros métodos geométricos para determinação de distâncias maiores que 100pc, métodos estes que dependem dos movimentos estelares. Esses movimentos serão vistos com maior detalhe mais tarde, no capítulo referente à rotação da Galáxia.

(a) Movimento do Sol entre as estrelas próximas

Como o Sol se move com relação à constelação de Hércules (20 km/s) poderíamos medir em um intervalo de alguns anos, por exemplo, a distância de estrelas que estão a cerca de 1 kpc, se as estrelas de fundo fossem realmente fixas. No entanto, da mesma forma que o Sol, todas as estrelas se deslocam no céu. A velocidade das estrelas tem duas componentes: uma na direção da linha de visada, chamada *componente radial*, e outra perpendicular à linha de visada, a *componente transversal*. Quando é expressa em termos de deslocamento angular (segundos de arco por ano) a velocidade transversal é designada como **movimento próprio**, o qual pode ser determinado a partir de fotografias da estrela, obtidas em épocas diferentes.

Supondo que o movimento peculiar de uma grande amostra de estrelas de mesmo tipo seja na média igual a zero, podemos deduzir uma *paralaxe média* para todo esse grupo de estrelas. Esse método resulta em valores apenas aproximados nas medidas de paralaxes e as distâncias obtidas são relativas ao grupo de estrelas.

(b) Aglomerados em movimento

Um aglomerado estelar constitui-se em um grupo de estrelas ligadas gravitacionalmente e que se movem em conjunto. Se o aglomerado aparece ocupando um ângulo considerável no céu, os movimentos próprios individuais parecem convergir para um mesmo ponto. Se medirmos a velocidade radial média do aglomerado (efeito Doppler) e usarmos cálculos trigonométricos poderemos determinar a distância de cada estrela pertencente ao aglomerado.

(c) Relação *Período – Luminosidade* das Cefeidas

A determinação de distâncias em função da luminosidade das estrelas depende da comparação entre o brilho aparente observado e o tipo em que a estrela é classificada, o qual revela seu brilho absoluto (veremos a definição de magnitude aparente e magnitude absoluta mais adiante). Para conhecermos o tipo espectral e a classe de luminosidade de uma estrela utilizamos os recursos da espectroscopia. Esse método, que utiliza a diferença entre magnitude aparente e magnitude absoluta (módulo de distância) é chamado *paralaxe espectroscópica*.

A variabilidade na luz observada em algumas estrelas também se constitui num bom método para determinação de distâncias extragaláticas. As Cefeidas formam uma categoria de estrelas variáveis pulsantes e o período de pulsação de uma Cefeida está diretamente associado à sua luminosidade.

Conhecendo-se o período de pulsação (P), obtém-se a luminosidade (L) diretamente da relação **P *vs* L**, que é bem estabelecida

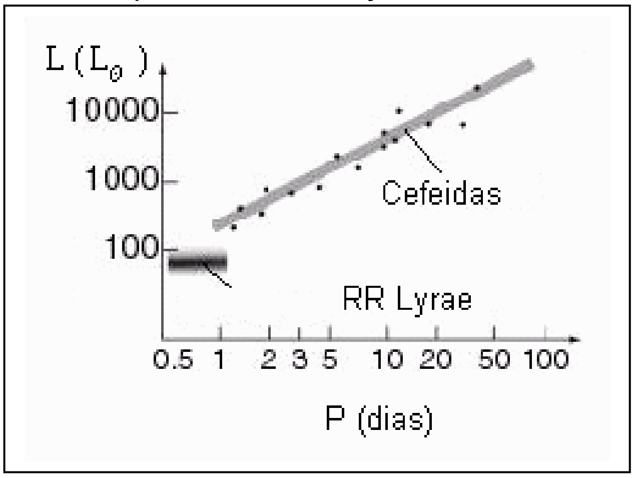


Figura 3. Gráfico do período de pulsação (P) *versus* luminosidade (L) para a Cefeidas, mostrando a boa correlação entre P e L. Também são mostrados os períodos de pulsação das estrelas variáveis RR Lyrae.

Os métodos mais adequados para medir a distância dos diferentes objetos astronômicos podem ser relacionados da seguinte forma:

Método	Objeto	Distância
Radar	Planetas	~1 U.A.
Paralaxe estelar	Estrelas próximas	15 pc
Aglomerados em movimento	Hyades	38 pc
Paralaxe estatística	Aglomerado galático	300 pc
Diagrama cor-magnitude	de estrelas	10kpc
Relação P/L	Estrelas variáveis Cefeidas	3 Mpc
Diâmetro de Regiões H II	Galáxias espirais	30 Mpc
Galáxias + brilhantes	Aglomerados distantes de galáxias	3 Gpc

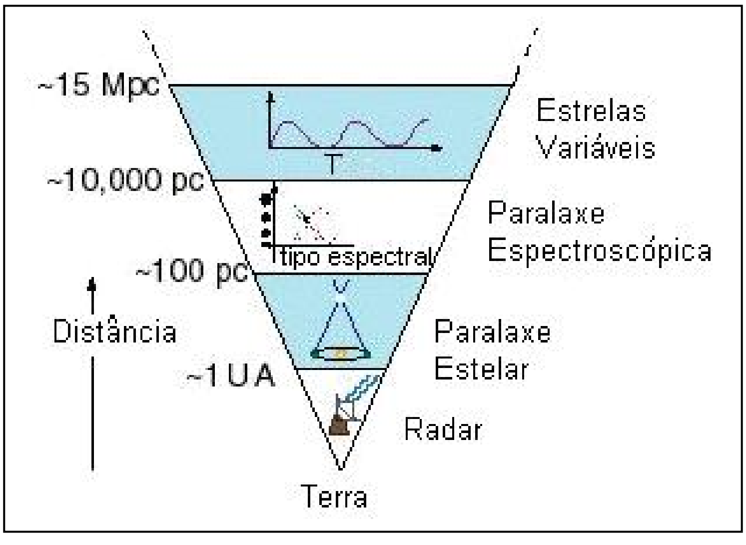


Figura 4. Aplicando-se a relação Período-Luminosidade é possível determinar com precisão distâncias até 15 Mpc.

Escalas de Magnitudes Estelares

Magnitude Aparente

A escala de magnitudes foi definida inicialmente por Hiparcos e posteriormente foi refinada por Ptolomeu. Neste esquema de magnitudes, as estrelas mais brilhantes são consideradas de 1ª magnitude, vistas com uma magnitude aparente m_1 (corresponde ao fluxo observado F_1). As estrelas de menor brilho seriam as de 6ª magnitude, com magnitude m_6, correspondente a um fluxo F_6, sendo que brilho de uma estrela com m_1 é 100 vezes maior que o brilho de uma estrela com m_6. Como $F_1 = 100F_6$, um intervalo de 5 magnitudes corresponde a um fator 100 no brilho. A diferença de 1 magnitude corresponde a um fator $100^{1/5} = 2{,}512$. Como esta escala é baseada nas observações do olho humano, podemos dizer que ele corresponde a de um detetor logarítmico.

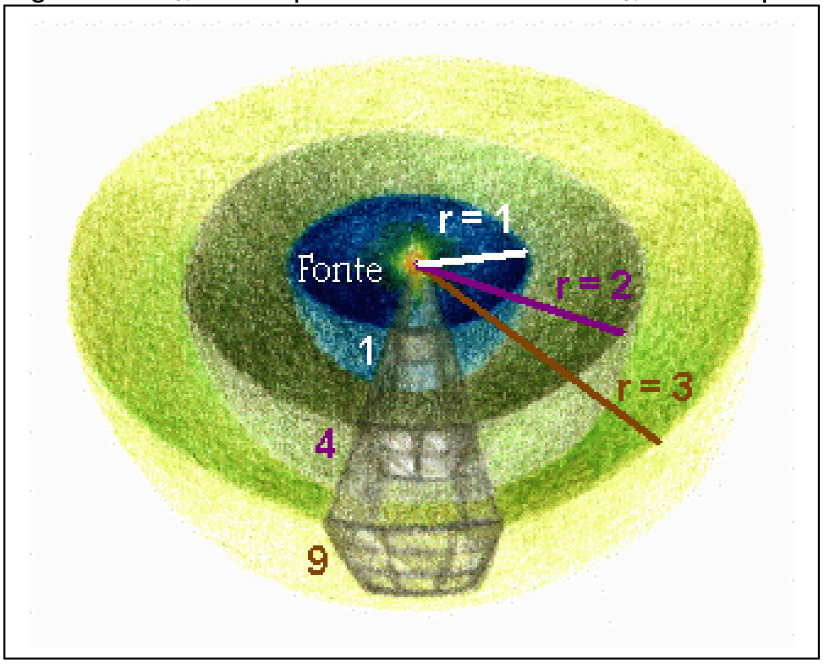


Figura 5. À medida que nos distanciamos de uma fonte de luz, sua radiação é diluída, de forma que a radiação recebida em um detetor diminui com o quadrado da distância.

A escala de magnitudes inclui valores maiores (positivos) para representar estrelas fracas (o levantamento fotográfico realizado pelo Observatório do Monte Palomar tem sensibilidade para magnitudes até m_V=23,5). Por outro lado, a escala também se estende para valores negativos para representar objetos muito brilhantes.

Para deduzirmos a relação magnitude e fluxo, vamos comparar as magnitudes m_1 e $m_6 \rightarrow \ \Delta m = 5 \Rightarrow \frac{F_1}{F_6} = 100$. Se $\Delta m = 1 \Rightarrow \frac{F_i}{F_{i+1}} = 100^{\frac{1}{5}} \ \Rightarrow \frac{F_i}{F_{i+1}} = 2{,}5$. Assim,

$$\Delta m = m_2 - m_1 \quad \Rightarrow \quad \frac{F_1}{F_2} = 100^{\left(\frac{m_2 - m_1}{5}\right)}$$

e

$$\log \frac{F_1}{F_2} = \left(\frac{m_2 - m_1}{5}\right) \log 100 = 0{,}4\left(m_2 - m_1\right)$$

Desta forma, obtemos $m_2 - m_1 = 2{,}5\log\frac{F_1}{F_2}$.

Para estabelecermos a expressão genérica da magnitude *m* de uma estrela, vamos supor que seu fluxo seja $F=F_2$ e que o fluxo, correspondente à magnitude zero ($m_1=0$) seja $F_0=F_1$.

Assim, $m - 0 = 2{,}5\log\frac{F_0}{F_2}$, ou seja $m = 2{,}5\log F_0 - 2{,}5\log F$.

Substituindo *C=2,5 log F₀*, que define o ponto zero na escala de magnitudes e depende do sistema fotométrico, teremos então $m = C - 2{,}5\log F$.

Lembrando que o fluxo observado depende da distância, temos

$$F = \frac{L}{4\pi d^2} \quad \Rightarrow \quad m = C' - 2{,}5\log L + 5\log d$$

onde C' = C + (2,5 log 4π) e *m* é a magnitude aparente da estrela.

Magnitude Absoluta

Por definição, a magnitude absoluta da estrela é *a magnitude que a estrela teria se estivesse localizada a uma distância de 10 pc.* Supondo uma estrela cujos parâmetros sejam m, d, $L_\ast$, $F_\ast$, no caso em que "fosse colocada" a uma distância de 10 pc, teria os parâmetros M, 10pc, $L_\ast$, F_{10}, onde **m** corresponde à magnitude aparente e **M** à magnitude absoluta. Assim, temos a expressão para M, dada por M = m (d = 10pc), sendo:

$$M = C' - 2{,}5\log L + 5$$

Módulo de Distância

Como vimos anteriormente, a comparação entre a magnitude aparente (observada) e a magnitude absoluta (que pode ser obtida conhecendo-se a luminosidade da estrela) é bastante útil na determinação da distância das estrelas. Essa determinação se faz através do *módulo de distância*, definido por **m-M**, onde :

m – M = (C’ – 2,5 log L + 5 log d) – (C’ - 2,5 log L + 5)

m – M = 5 log d – 5

$$m - M = 5\log\frac{d}{10}$$

É importante notar que, neste caso estamos supondo ausência de matéria absorvente entre as estrelas e o observador. A rigor, a extinção interestelar deveria também ser considerada.

Em termos de razão de fluxos, o módulo de distância pode ser expresso por $m - M = 2{,}5\log\left(\frac{F_{10}}{F_*}\right)$, como $F_* = \frac{L_*}{4\pi\, d^2}$ e $F_{10} = \frac{L_*}{4\pi\, 10^2}$ teremos

$$m - M = 2{,}5\log\left(\frac{d}{10}\right)^2 \quad \Rightarrow m - M = 5\log d - 5\log 10$$

que resulta em $\boxed{m - M = 5\ \log d\ - 5}$, (d em pc).

Magnitude Bolométrica

Se integrarmos o fluxo de uma estrela em cada comprimento de onda ou freqüência, teremos o fluxo total que também é chamado fluxo bolométrico. A magnitude correspondente a esse fluxo integrado é conhecida como *magnitude bolométrica*.

$$m_{bol} \Rightarrow \int_0^\infty F_v dv \rightarrow F_T = F_{Bol}$$

Índice de Cor

Os índices de cor são definidos em função das magnitudes observadas em diferentes comprimentos de onda, ou mais especificamente, nas diferentes bandas espectrais. O sistema fotométrico mais usual, definido por Johnson considera as bandas U(λ=350nm), B(λ=450nm), V(λ=550nm), onde U, B, V representam a magnitude aparente (m_U, m_B, m_V) nas bandas espectrais do ultravioleta, do azul e do vísivel, respectivamente. Os sistemas fotométricos também se estendem para outras faixas espectrais, como o vermelho (R,I) e infravermelho (J,H,K,…).

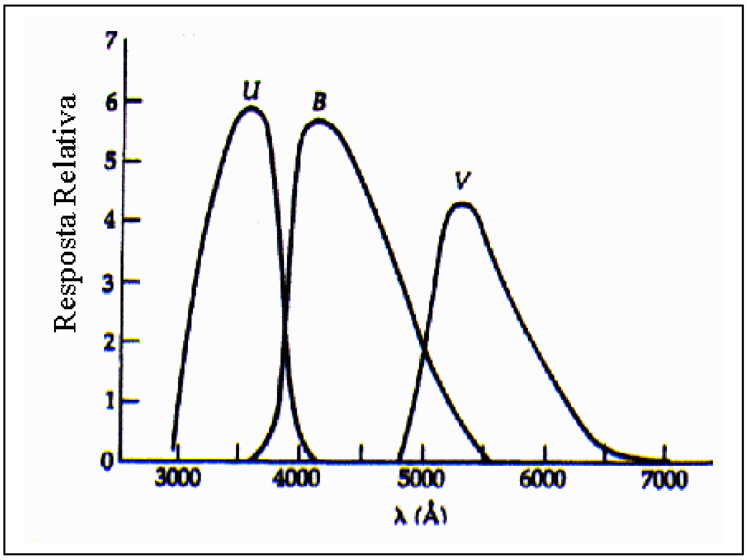
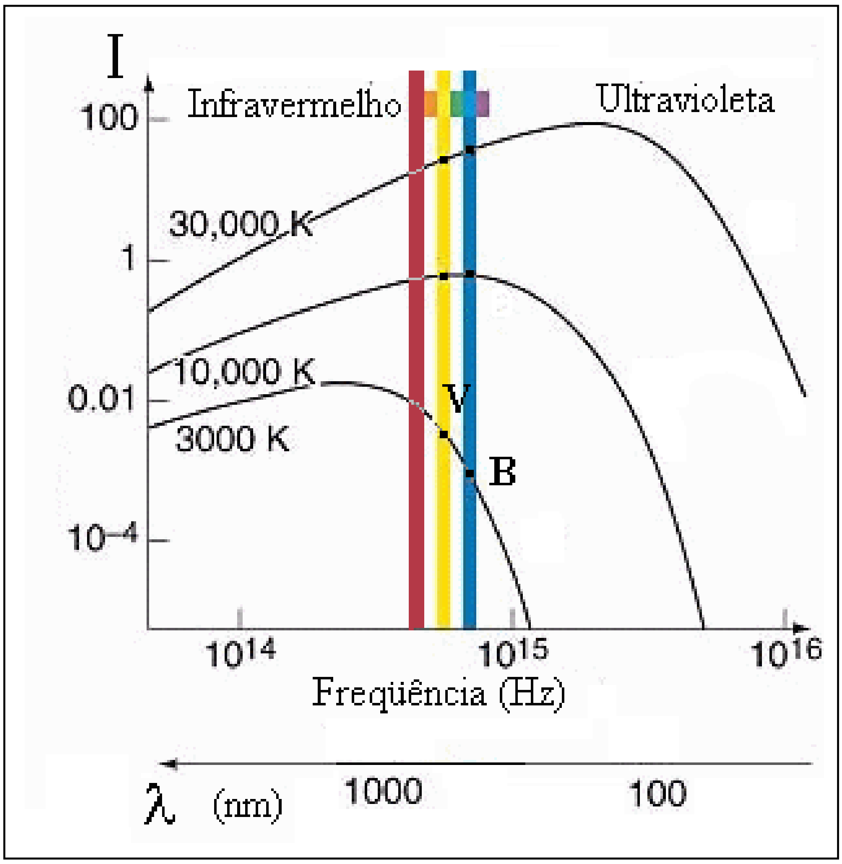


Figura 6. Perfil padrão dos filtros UBV, indicando o máximo de resposta nos diferentes comprimentos de onda

O índice de cor [B-V] de uma estrela é dado por $m_B - m_V = 2{,}5\,\log\left(\frac{F_V}{F_B}\right)$, onde $F_i = \int_i F_\nu\, d\nu$. Da mesma forma, [U-B]=$m_U$-$m_B$, [J-K]=$m_J$-$m_K$, etc.

Considere três estrelas (a), (b) e (c), cujas temperaturas são $T_{(a)} > T_{(b)} > T_{(c)}$. A estrela (a) é muito quente (T=30000K) então sua intensidade na banda B é maior que na banda V. No caso da estrela (b) a 10000K, as intensidades em B e V são aproximadamente iguais. Para (c), uma estrela vermelha a 3000 K, a intensidade em V é bem maior que em B.



Lembrando que a magnitude bolométrica depende de $F_i = \int_i F_\nu\, d\nu$, e que o fluxo depende da função de corpo negro $B_\nu(T)$, fica claro que os índices de cor também vão depender da temperatura da estrela. Desta forma, podemos dizer que quanto mais [B-V] for negativo (B<<V) mais quente será a estrela e portanto mais azulada. Por outro lado, quanto mais positivo for [B-V] (B>>V), mais fria será a estrela e portanto mais avermelhada.

Figura 7. Curvas de corpo negro para três temperaturas, indicando-se a posição dos filtros B (azul) e V (visível).

EXERCÍCIOS

1. Uma estrela variável muda de brilho por um fator 4. Em quanto sua magnitude aparente é alterada?
2. Se uma estrela tem magnitude aparente -0,4 e paralaxe 0,3", qual é seu modulo de distância? Qual é sua magnitude absoluta?
3. A magnitude V observada em duas estrelas é 7,5 mag para ambas, mas suas magnitudes no azul são B1=7,2 e B2=8,7. Qual é o índice de cor [B-V] de cada estrela? Qual estrela é mais quente?
4. Duas estrelas A e B, têm magnitude absoluta 3 e 8, respectivamente. Elas são observadas com a mesma magnitude aparente. Qual é a mais distante e o quanto ela é mais distante que a outra?