

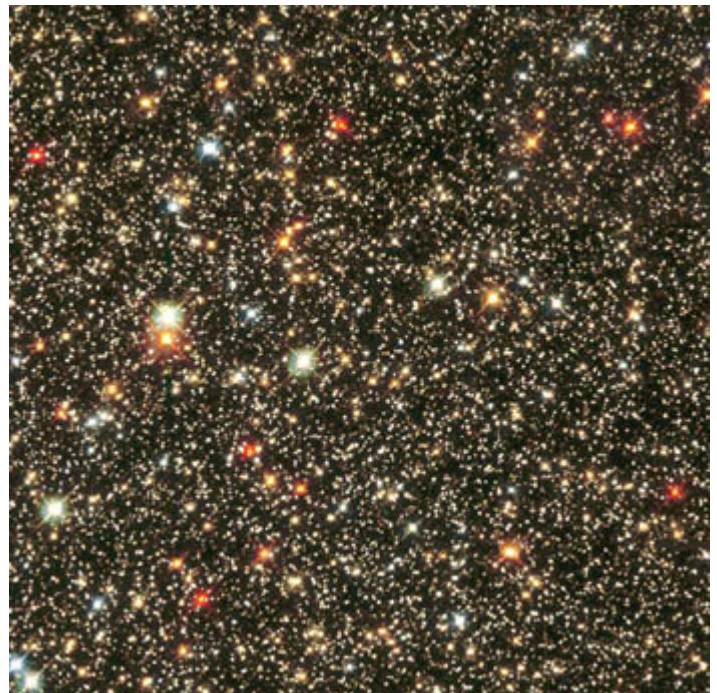
## Capítulo 8

### 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:**

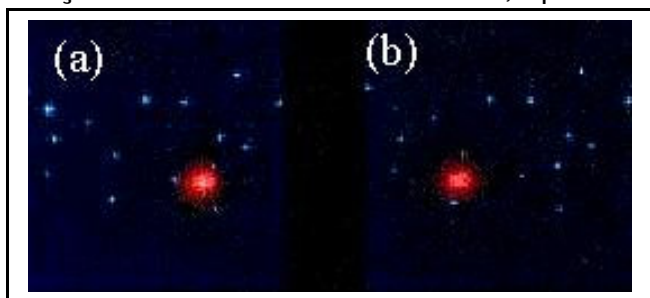
- Zeilik & Smith, 1987 “Introductory Astronomy & Astrophysics” (cap.11)
- Chaisson & McMillan, 1998 "Astronomy: a beginner's guide to the Universe" (cap. 10, 14)

## 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

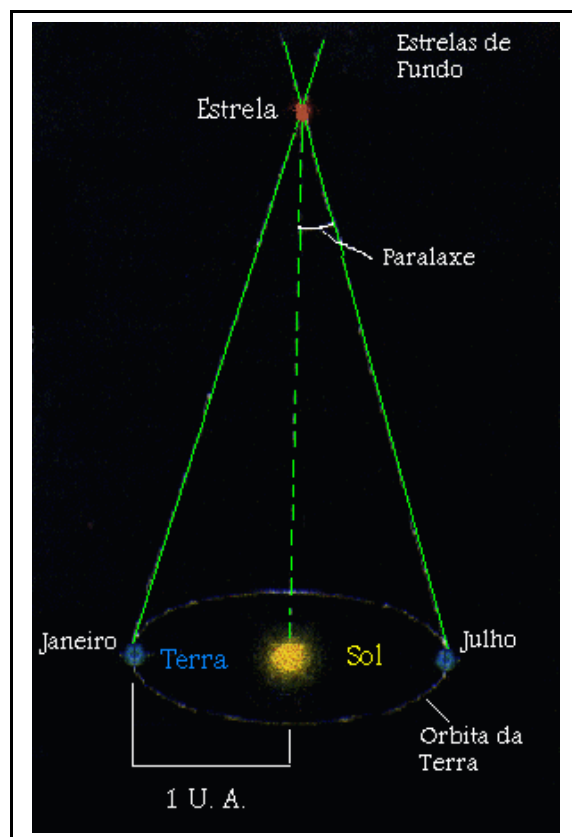
A paralaxe é a medida do deslocamento aparente de um objeto, que se observa com relação a um referencial distante, quando o ponto de vista muda. Para medir a paralaxe devemos observar o objeto a partir de dois pontos de uma mesma linha de base e medir o ângulo de deslocamento da linha de visada.



**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.

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

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



**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  $\pi = 0,76''$ , 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 100 pc, 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 (através do efeito Doppler) e usarmos cálculos trigonométricos, poderemos determinar a distância de cada estrela pertencente ao aglomerado.

### (c) Relação *Período – Luminosidade* das Cefeidas

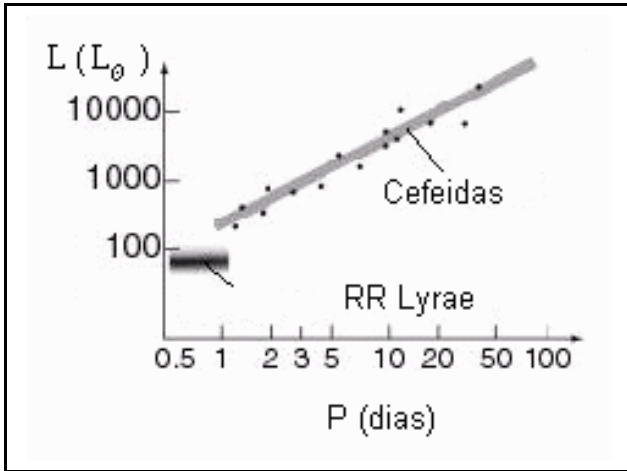
A determinação de distâncias em função da luminosidade das estrelas depende da comparação entre o brilho aparente observado e o tipo em que a estrela é classificada, o qual revela seu brilho absoluto (veremos a definição de magnitude aparente e magnitude absoluta mais adiante). Para conhecermos o tipo 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.

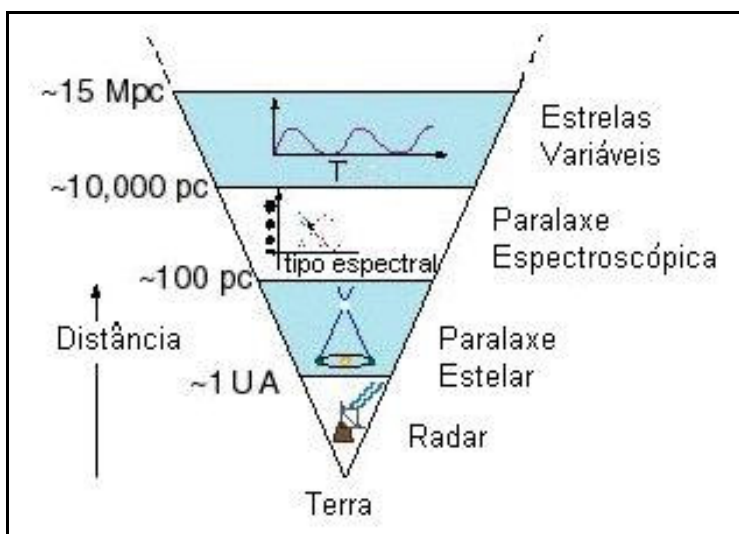
Conhecendo-se o período de pulsação ( $P$ ), obtém-se a luminosidade ( $L$ ) diretamente da relação  **$P$  vs  $L$** , que é bem estabelecida

**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 galáctico de estrelas	300 pc
Diagrama cor-magnitude	Estrelas variáveis Cefeidas	10kpc
Relação P/L	Galáxias espirais	3 Mpc
Diâmetro de Regiões H II	Aglomerados distantes de galáxias	30 Mpc
Galáxias + brilhantes		3 Gpc

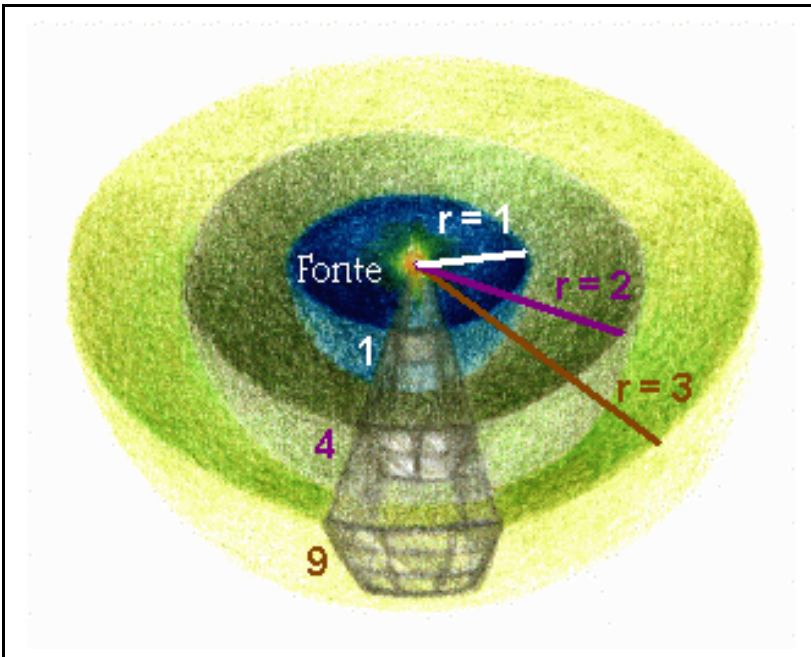


**Figura 4.** Aplicando-se a relação Período-Luminosidade é possível determinar com precisão distâncias até 15 Mpc.

## 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 um detector 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 detector 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  $m_6 \rightarrow$

$$\Delta m = 5 \Rightarrow \frac{F_1}{F_6} = 100. \text{ Se } \Delta m = 1 \Rightarrow \frac{F_i}{F_{i+1}} = 100^{1/5} \Rightarrow \frac{F_i}{F_{i+1}} = 2,5. \text{ Assim,}$$

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

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

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  $C=2,5 \log F_0$ , 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

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

onde  $C' = C + (2,5 \log 4\pi)$  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  $m$ ,  $d$ ,  $L_*$ ,  $F_*$  , no caso em que "fosse colocada" a uma distância de 10 pc, teria os parâmetros  $M$ , 10pc,  $L_*$ ,  $F_{10}$ , onde  $m$  corresponde à magnitude aparente e  $M$  à magnitude absoluta. Assim, temos a expressão para  $M$ , dada por  $M = m$  ( $d = 10\text{pc}$ ), 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

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

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

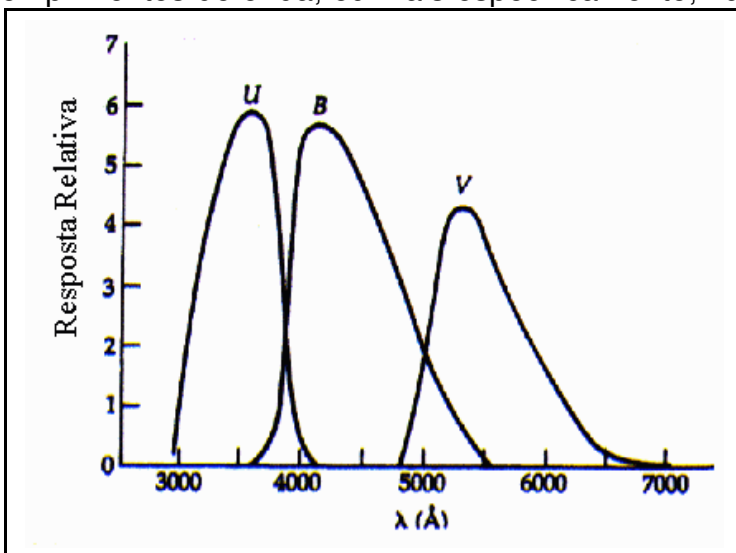
## Magnitude Bolométrica

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

$$m_{bol} \Rightarrow \int_0^{\infty} F_{\nu} d\nu \rightarrow F_T = F_{Bol}$$

## 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 ( $\lambda=350$  nm), B ( $\lambda=450$  nm), V ( $\lambda=550$  nm), onde U, B, V representam a magnitude aparente ( $m_U$ ,  $m_B$ ,  $m_V$ ) nas bandas espectrais do ultravioleta, do azul e do visível, respectivamente. Os sistemas fotométricos também se estendem para outras faixas espectrais, como o vermelho (R, I) e infravermelho (J, H, K, ...).

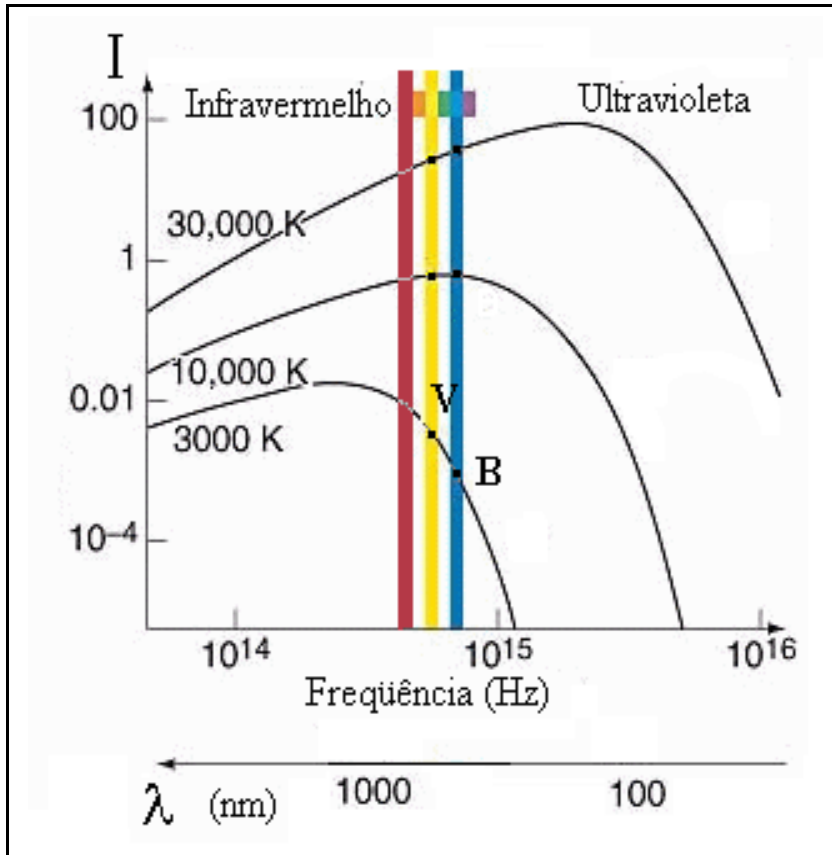


**Figura 6.** Perfil padrão dos filtros UBV, indicando o máximo de resposta nos diferentes comprimentos de onda

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 ( $T=30000\text{K}$ ) então sua intensidade na banda B é maior que na banda V. No caso da estrela (b) a  $10000\text{K}$ , as intensidades em B e V são aproximadamente iguais. Para (c), uma estrela vermelha a  $3000\text{K}$ , 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 ( $B \ll V$ ) mais quente será a estrela e portanto mais azulada. Por outro lado, quanto mais positivo for [B-V] ( $B \gg V$ ), 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 isso altera sua magnitude aparente?
2. Se uma estrela tem magnitude aparente  $-0,4$  e paralaxe  $0,3''$ , qual é seu módulo 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  $B_1=7,2$  e  $B_2=8,7$ . Qual é o índice de cor [B-V] de cada estrela?
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?