

Astrofísica Observacional (FIS-639)

Mestrado e Doutorado em Física e Astronomia



– Aula 6 – Fotometria.

Prof. Dr. Sergio Pilling
sergiopilling@yahoo.com.br
<http://www1.univap.br/spilling>

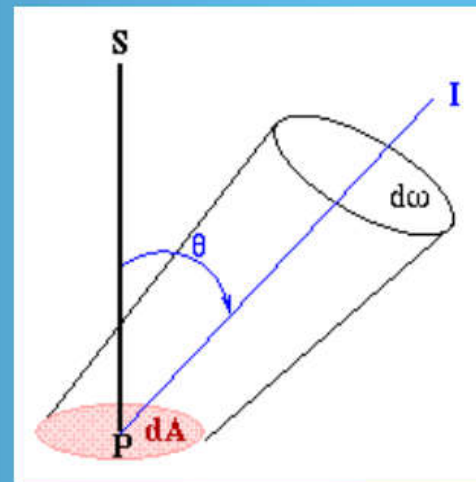
Conceitos sobre a radiação:

Intensidade, Densidade de Fluxo e Luminosidade

Fotometria nada mais significa que “medida da luz”. A quantidade fundamental da fotometria é a energia irradiada
Intensidade:

É a quantidade de energia irradiada por segundo (potência), que entra ou sai de uma determinada área receptora ou emissora, sob um ângulo θ , dentro de um ângulo sólido Ω :

$$I = \frac{dE}{dt \cdot dA \cdot \cos(\theta) \cdot d\Omega}$$



Intensidade monocromática:

Muitas vezes estamos interessados em saber qual é a intensidade em uma frequência ou comprimento de onda específico. Então, dividimos a intensidade pelo intervalo total de frequência ou comprimentos de onda na qual ela é emitida:

$$I_\nu = \frac{dE}{dt \cdot dA \cdot \cos(\theta) \cdot d\Omega \cdot d\nu} \quad \text{ou} \quad I_\lambda = \frac{dE}{dt \cdot dA \cdot \cos(\theta) \cdot d\Omega \cdot d\lambda}$$

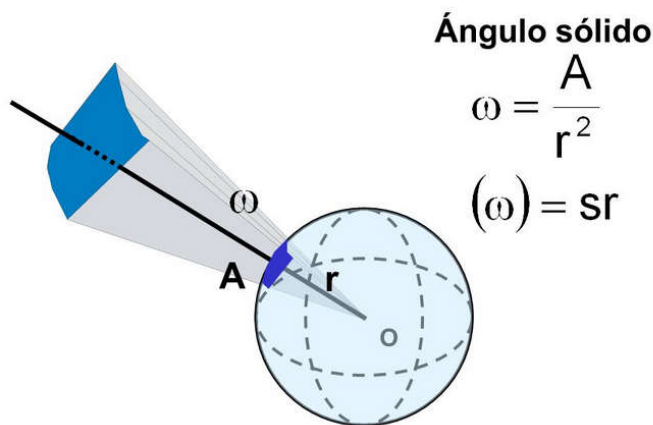
Importante: a Intensidade não depende da distância entre fonte e observador.

Fluxo e Densidade de Fluxo:

O Fluxo é o que realmente medimos de uma fonte de luz. Ele é a quantidade de energia detectada por segundo (potência), em uma determinada área coletora. Nominalmente:

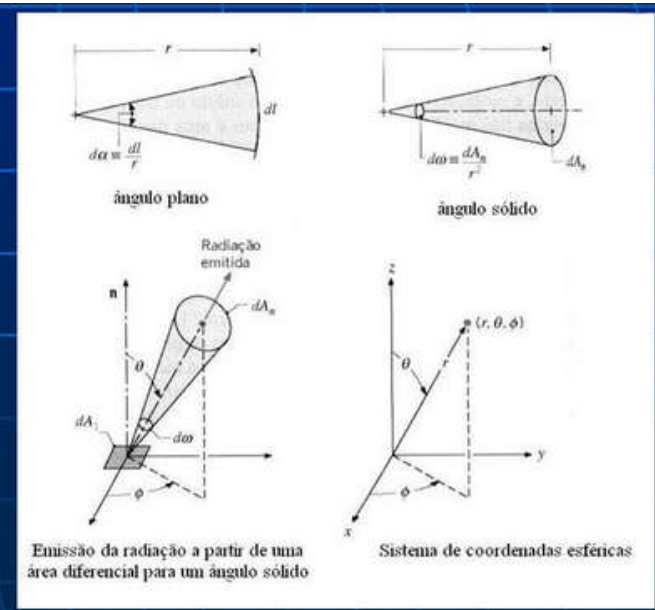
$$F = \frac{dE}{dt \cdot dA} = \int I \cdot \cos(\theta) \cdot d\Omega$$

O Fluxo irá depender da distância, pois depende do ângulo sólido Ω , Portanto, $F \propto d^{-2}$



Ângulo sólido

$$d\omega \equiv \frac{dA_n}{r^2}$$



Fluxo e Densidade de Fluxo:

Similarmente à intensidade monocromática, na maioria das vezes estaremos interessados em medir o fluxo em um determinado comprimento de onda ou frequência. Neste caso, teremos a medida de Densidade de Fluxo:

$$F_{\lambda} = \frac{dE}{dt \cdot dA \cdot d\lambda} = \int I_{\lambda} \cdot \cos(\theta) \cdot d\Omega \quad \text{ou} \quad F_{\nu} = \frac{dE}{dt \cdot dA \cdot d\nu}$$

Luminosidade:

Uma vez que se conhece o fluxo e a distância de um objeto, pode-se calcular a sua luminosidade. A Luminosidade nada mais é que o fluxo total irradiado através de uma superfície, vezes a área desta superfície.

$$L = F \cdot A = F \cdot 4\pi d^2 = 4\pi d^2 \cdot \int F_{\lambda} \cdot d\lambda$$

onde “ d ” é a distância entre o observador e o objeto.

Conceitos secundários:

Radiação isotrópica: diz-se da radiação emitida com a mesma intensidade em todas as direções.

Brilho Superficial: é o fluxo total dividido pelo ângulo sólido observado. Muito útil para objetos não puntiformes, como as galáxias, por exemplo.

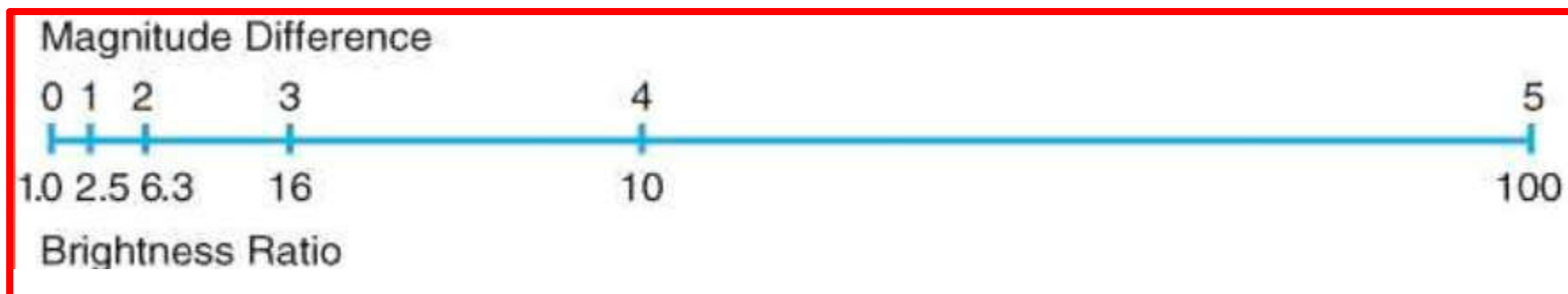
Luminosidade bolométrica: mesma coisa que luminosidade total.

Magnitudes:

Por razões históricas, as estrelas e astros têm seu brilho medido em uma escala de magnitudes:

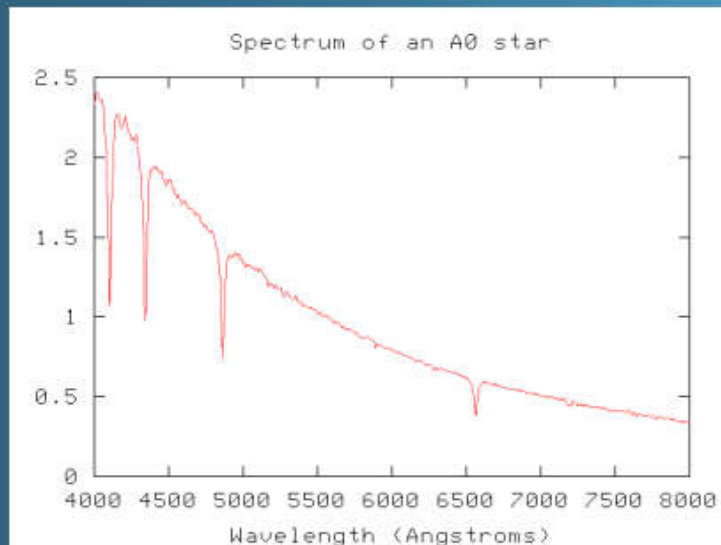
- Catálogo de Hiparco (140 a.c.) – brilhos estelares de 1ª à 6ª grandeza, em escala decrescente de brilho;
- - Robert Pogson (1860) – descobriu que o olho humano tem resposta logarítmica ao brilho de um objeto.

De uma grandeza para outra (por exemplo, da 1ª para a 2ª, o brilho decai em aproximadamente 2,5 vezes. Assim, podemos escrever:



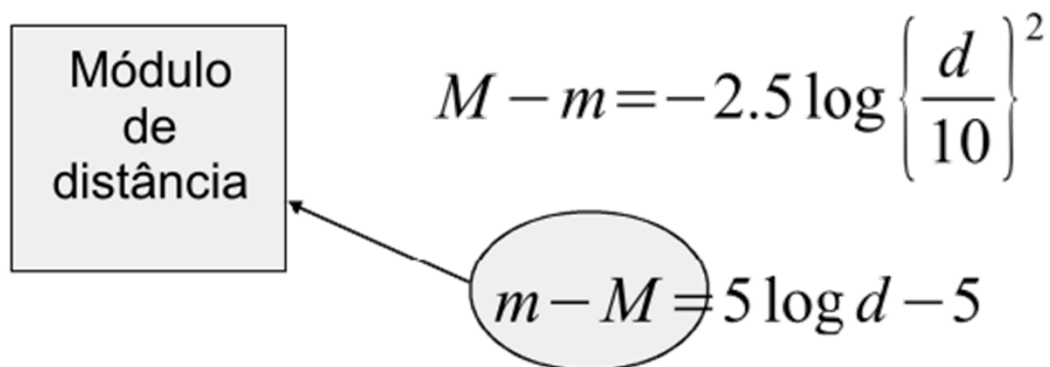
Magnitudes :

$$m_1 - m_2 = -2,5 \cdot \text{Log} \left(\frac{B_1}{B_2} \right) = -2,5 \cdot \text{Log} \left(\frac{F_1}{F_2} \right)$$



Note que precisamos definir um ponto zero qualquer nesta escala. Por razões históricas e físicas, adotou-se as estrelas do tipo A0, pois elas têm o espectro aproximadamente liso (sem muitas linhas espectrais) na região do visível.

- **Magnitude absoluta, M** , é a magnitude aparente que o objeto teria se sua distância, d , fosse 10 pc



The diagram consists of a light gray rectangular box on the left containing the text "Módulo de distância". To its right is the equation $M - m = -2.5 \log \left\{ \frac{d}{10} \right\}^2$. Below this equation is a light gray oval containing the equation $m - M = 5 \log d - 5$. A black arrow points from the oval to the box, indicating that the two equations are equivalent.

Módulo de distância

$$M - m = -2.5 \log \left\{ \frac{d}{10} \right\}^2$$
$$m - M = 5 \log d - 5$$

- Se sabemos a luminosidade em uma dada banda de um dado objeto, e portanto sua magnitude absoluta, podemos a partir da magnitude aparente determinar a distância
- Exemplos de classes de objetos com luminosidade bem conhecidas:
 - ✧ Cefeidas, RR Lyrae, algumas supernovas

- **Magnitude bolométrica**, m_{bol} , relaciona-se com a energia emitida por um dado objeto integrada em todos os comprimentos de onda, isto é, com a luminosidade

$$m_{bol} = -2.5 \log f + q_{bol}$$

$$M_{bol} = -2.5 \log L + Q_{bol}$$

- onde

✧ f é o “fluxo” integrado em todo espectro, $f = \int_0^{\infty} f_{\nu} d\nu$

✧ L é a luminosidade integrada em todo o espectro

Correção bolométrica na prática

- Correção bolométrica

$$\Rightarrow BC = m_{\text{bol}} - V = M_{\text{bol}} - M_V$$

- Escala bolométrica

$$\Rightarrow BC = 0 \text{ para } T_{\text{eff}} = 6500 \text{ K}$$

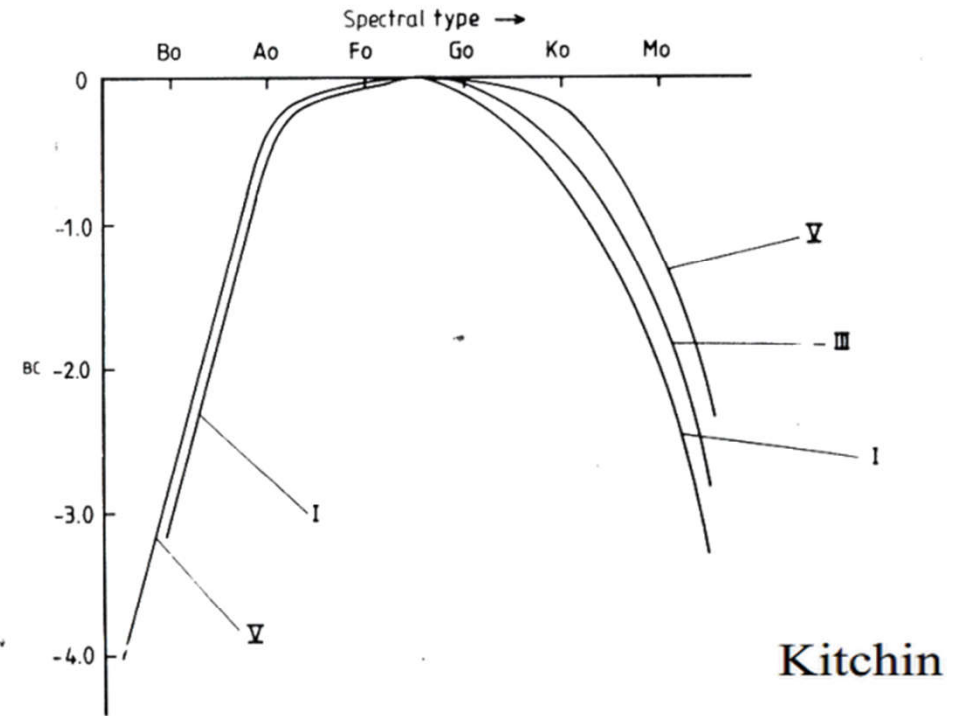


Figure 3.1.4 Bolometric corrections for main sequence stars (type V), giants (type III) and supergiants (type I).

- V (B e outras magnitudes) são magnitudes em bandas específicas - vide próximo slide
- T_{eff} é a temperatura efetica e será definida a seguir. É relacionada à temperatura da estrela.

Sistemas de Magnitudes

Para determinar um sistema de magnitudes, precisamos escolher o intervalo do espectro eletromagnético no qual medimos o fluxo.

Este intervalo pode ser naturalmente limitado pela curva de resposta do detector (como o olho humano, por exemplo), ou por algum filtro que permita um intervalo de comprimento de onda escolhido ser observado.

O fluxo observado pode ser escrito como:

$$F(\lambda) = \int_0^\infty F_0(\lambda) \cdot \tau_{MI}(\lambda) \cdot \tau_{atm}(\lambda) \cdot \Psi(\lambda) \cdot \Phi(\lambda) \cdot EQ(\lambda) \cdot d\lambda$$

onde: $F_0(\lambda)$ é o fluxo que emana do astro

$\tau_{MI}(\lambda)$ é a transmissão do meio interestelar

$\tau_{atm}(\lambda)$ é a transmissão da atmosfera

$\Psi(\lambda)$ é transmissão/reflexão do instrumento óptico

$\Phi(\lambda)$ é a transmissão do filtro

$EQ(\lambda)$ é a eficiência quântica do detector

Podemos incluir os termos $\tau_{MI}(\lambda)$, $\tau_{atm}(\lambda)$ e $\Psi(\lambda)$; considerando o fluxo medido no solo e após passar pelo telescópio. Então, teremos:

$$F(\lambda) = \int_0^\infty F_{solo}(\lambda) \cdot \Phi(\lambda) \cdot EQ(\lambda) \cdot d\lambda$$

o qual só depende do filtro utilizado e da eficiência quântica.

Considerando a resposta do filtro, teremos então:

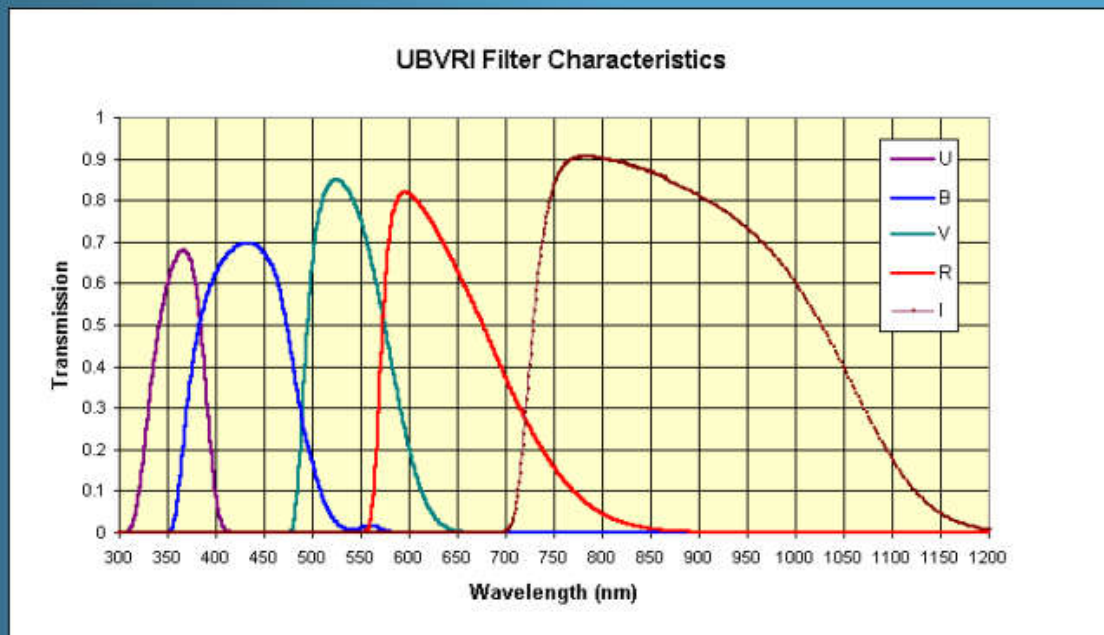
$$F_{filtro}(\lambda) = \int_{\lambda_1}^{\lambda_2} F_{solo}(\lambda) \cdot EQ(\lambda) \cdot d\lambda$$

o qual só depende da eficiência quântica do detector.

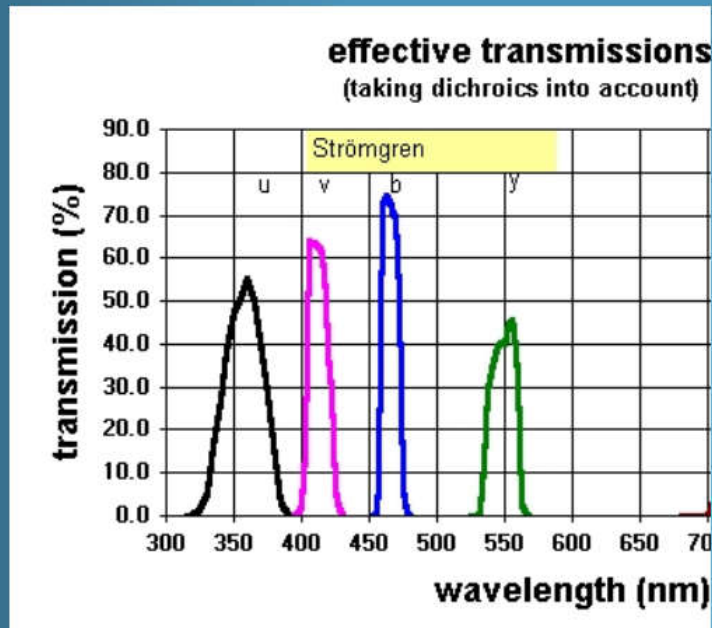
Este normalmente é o procedimento adotado em uma fotometria astronômica. Existem conjuntos de filtros considerados padrões. Os detectores, entretanto, são muito variados.

Sistemas fotométricos

1) Sistema de Johnson-Morgan (UBV) em 1951, posteriormente estendido para o sistema Johnson-Cousins (UBVRI) em 1974. receita definitiva por Bessel em 1990.



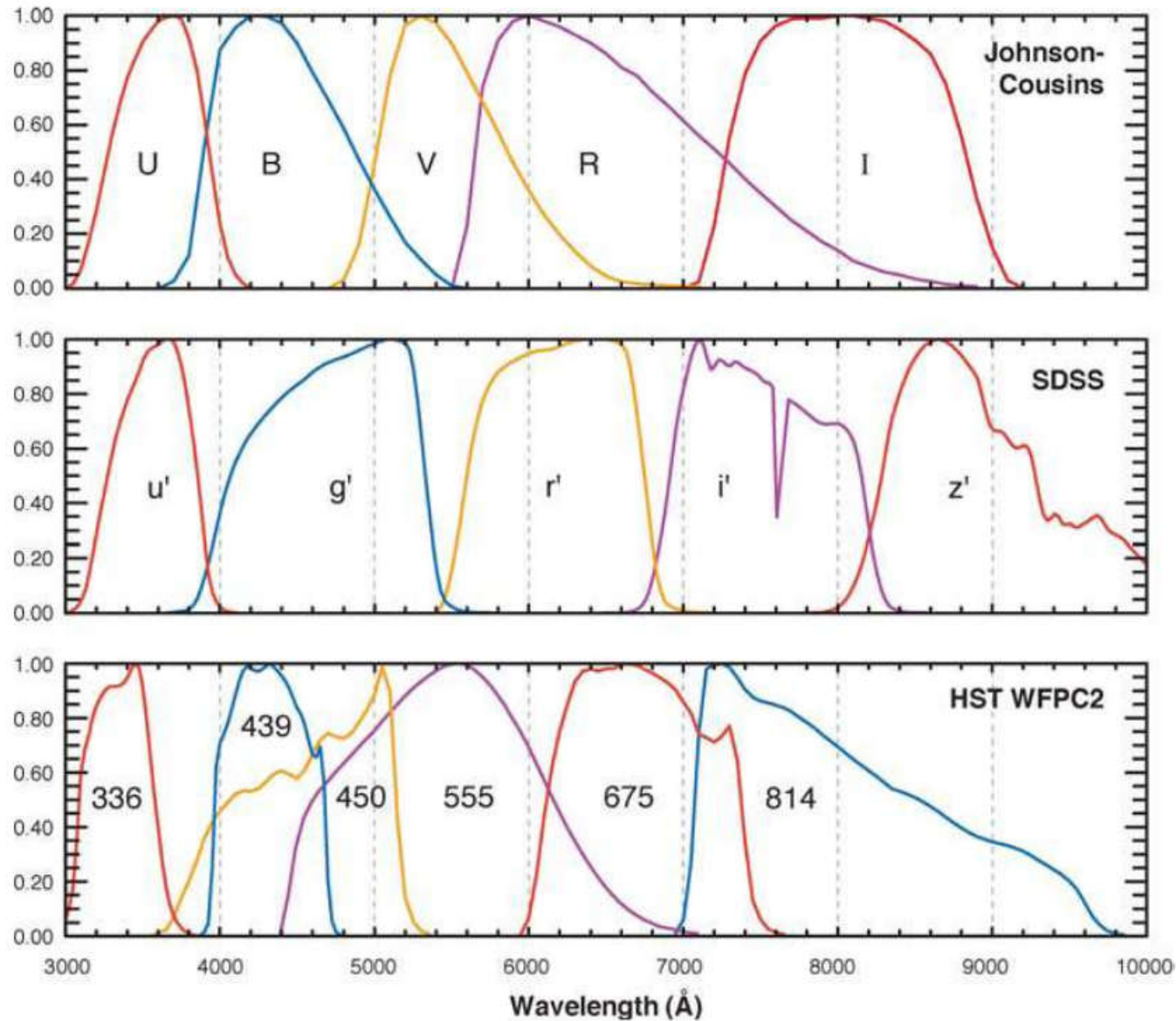
2) Sistema de Strömgren



Outros sistemas

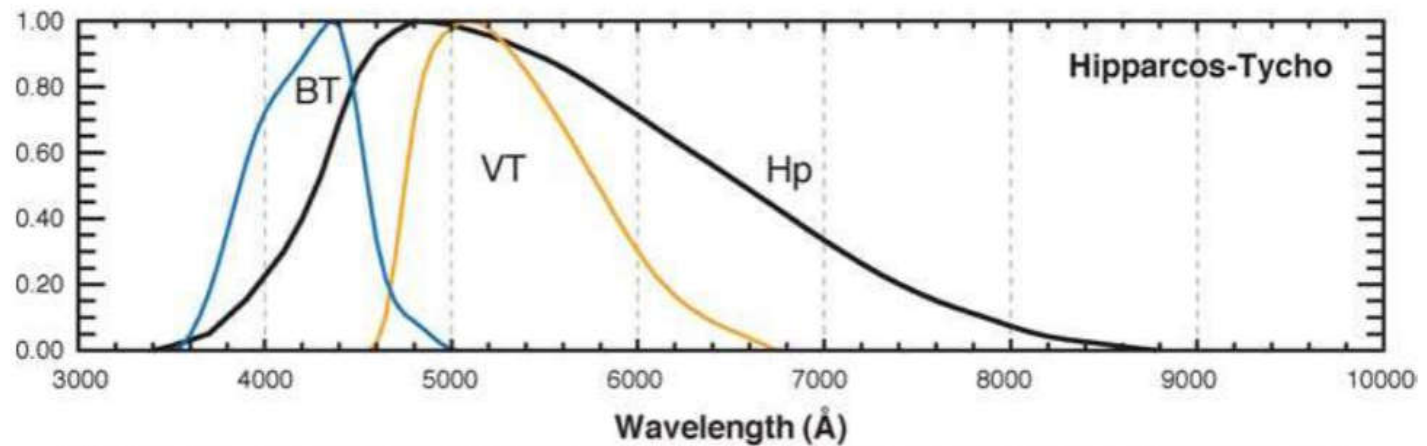
System	Band	λ_{eff} nm	FWHM nm
Broad band photometric systems			
UBVRI	U	365	66
	B	445	94
	V	551	88
	R	658	138
	I	806	149
	J	1220	213
	H	1630	307
	K	2190	390
	L	3450	472
	M	4750	460
Hipparcos Tycho	Hp	550	225
	Bt	420	75
	Vt	510	100
Thuan-Gunn	g	512	120
	r	668	100
	i	792	150
	z	912	140
SDSS	u'	352	63
	g'	480	141
	r'	625	139
	i'	769	154
	z'	911	141
Intermediate band photometric systems			
Strömgren	u	349	30
	v	411	19
	b	467	18
	y	547	23
	βw	489	15
	βn	486	3
DDO	45	451,7	7,6
	42	425,7	7,3
	41	416,6	8,3
	38	380	17,2
	35	349	37

Outros sistemas fotométricos

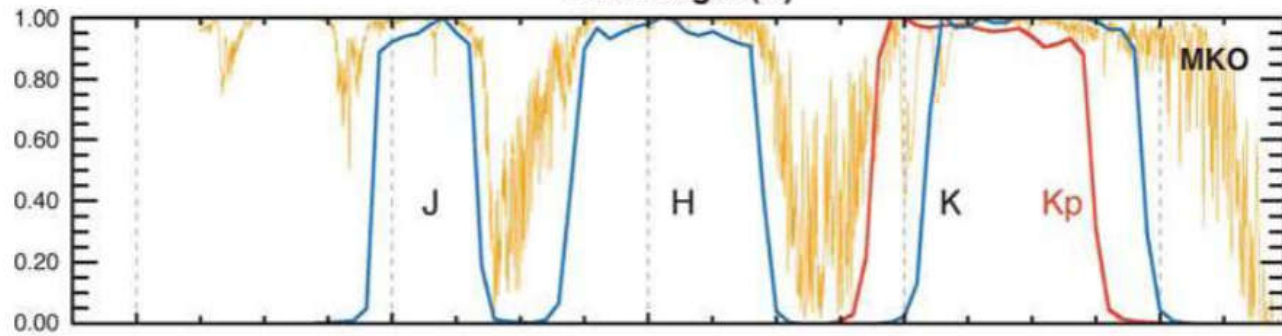


Bessell
2005,
ARA&A

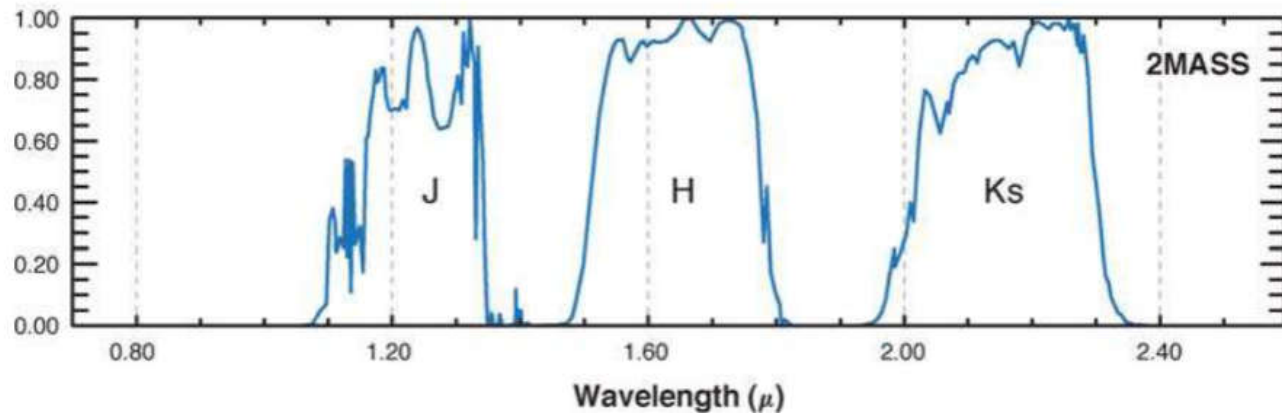
Outros sistemas fotométricos



The terrestrial atmospheric transmission of a model is shown



Bessell
2005,
ARA&A



Cor e índice de cor

Cada banda é dita uma “cor”.

Índices de cor é a simples subtração entre cores.

U – B

B – V

V – R

etc...

B-V: Temperatura

U-B: composição química

Os índices de cor independem da distância do objeto observado.
Relembrando:

$$m = M + 5 \times \log(d) - 5$$

Então:

$$u = U + 5 \times \log(d) - 5$$

$$b = B + 5 \times \log(d) - 5$$

E assim:

$$u - b = U + 5 \times \log(d) - 5 - B - 5 \times \log(d) + 5 \quad \Rightarrow$$

$$u - b = U - B$$

Os índices de cor também têm a vantagem de estarem relacionados com a temperatura:

$$u - b = -2,5 \cdot \text{Log} \left(\frac{F_u}{F_b} \right) + c_{ub}$$

Para um corpo negro:

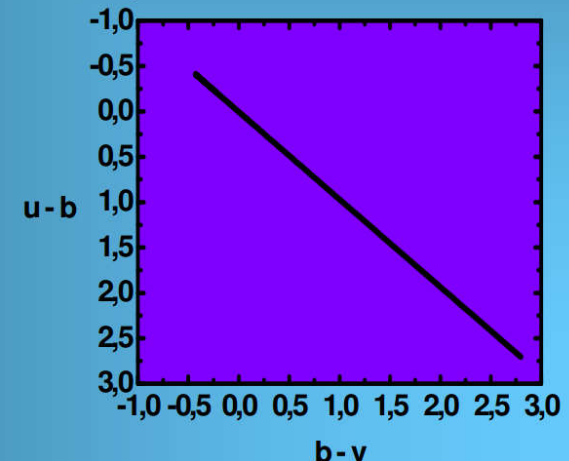
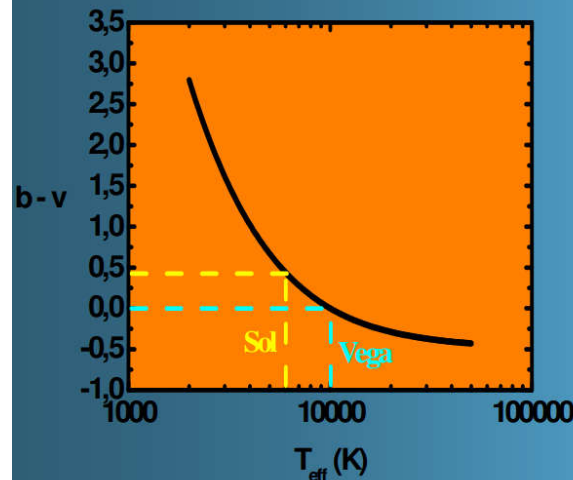
$$F_\lambda = \frac{k_1}{\lambda^5 \cdot [\exp(k_2/\lambda T) - 1]}$$

Então:

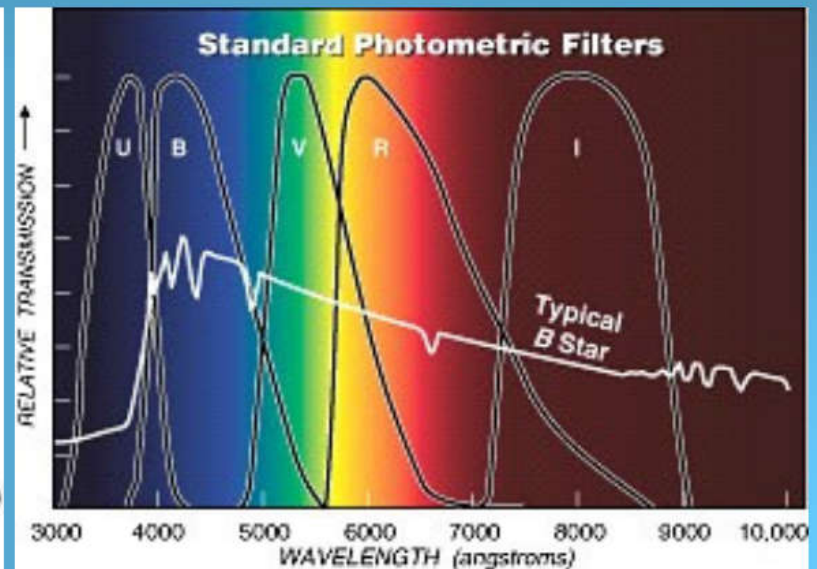
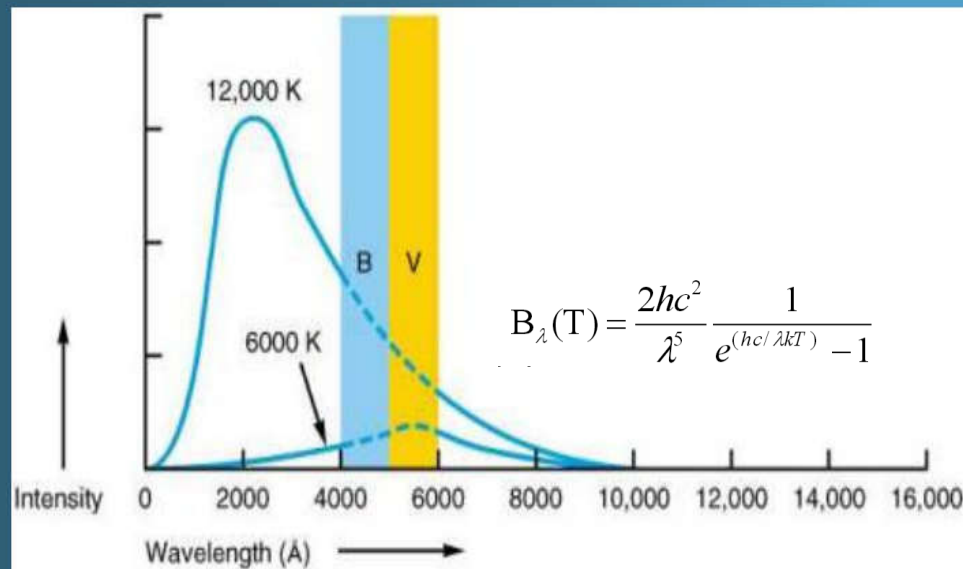
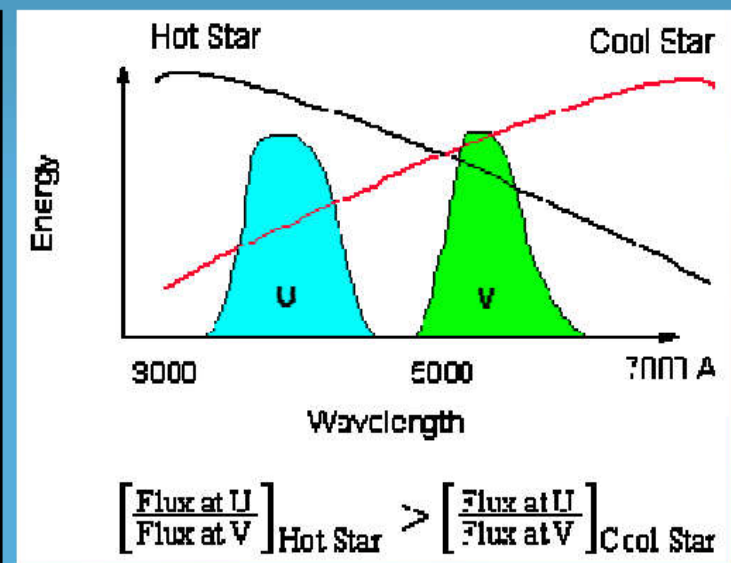
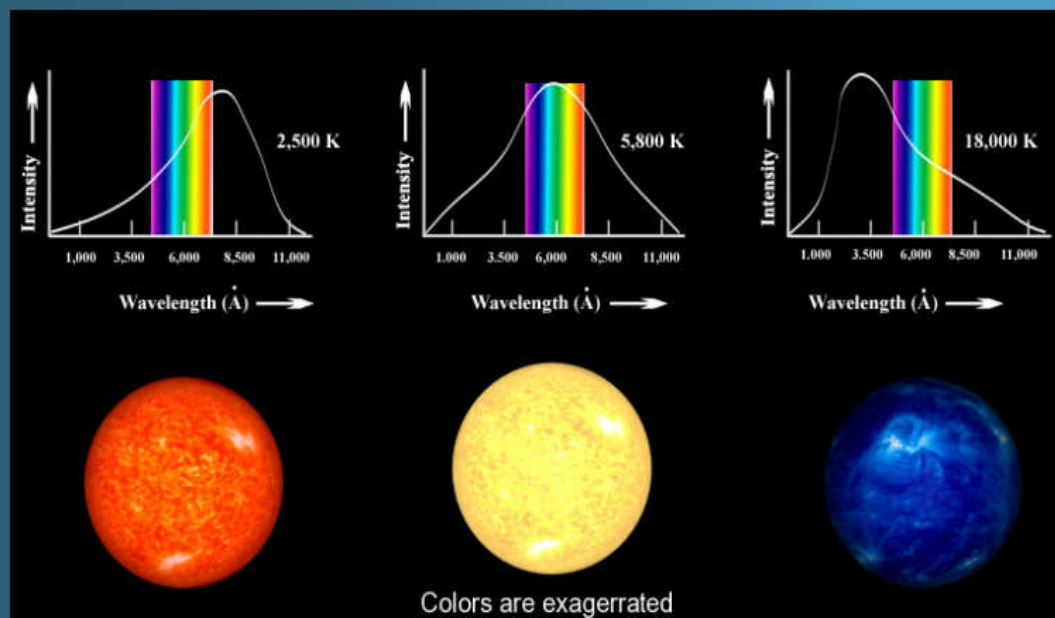
$$u - b = -2,5 \cdot \text{Log} \left\{ \left(\frac{\lambda_b}{\lambda_u} \right)^5 \cdot \frac{[\exp(k_2/\lambda_b T) - 1]}{[\exp(k_2/\lambda_u T) - 1]} \right\} + c_{ub}$$

De modo similar:

$$b - v = -2,5 \cdot \text{Log} \left\{ \left(\frac{\lambda_v}{\lambda_b} \right)^5 \cdot \frac{[\exp(k_2/\lambda_v T) - 1]}{[\exp(k_2/\lambda_b T) - 1]} \right\} + c_{bv}$$



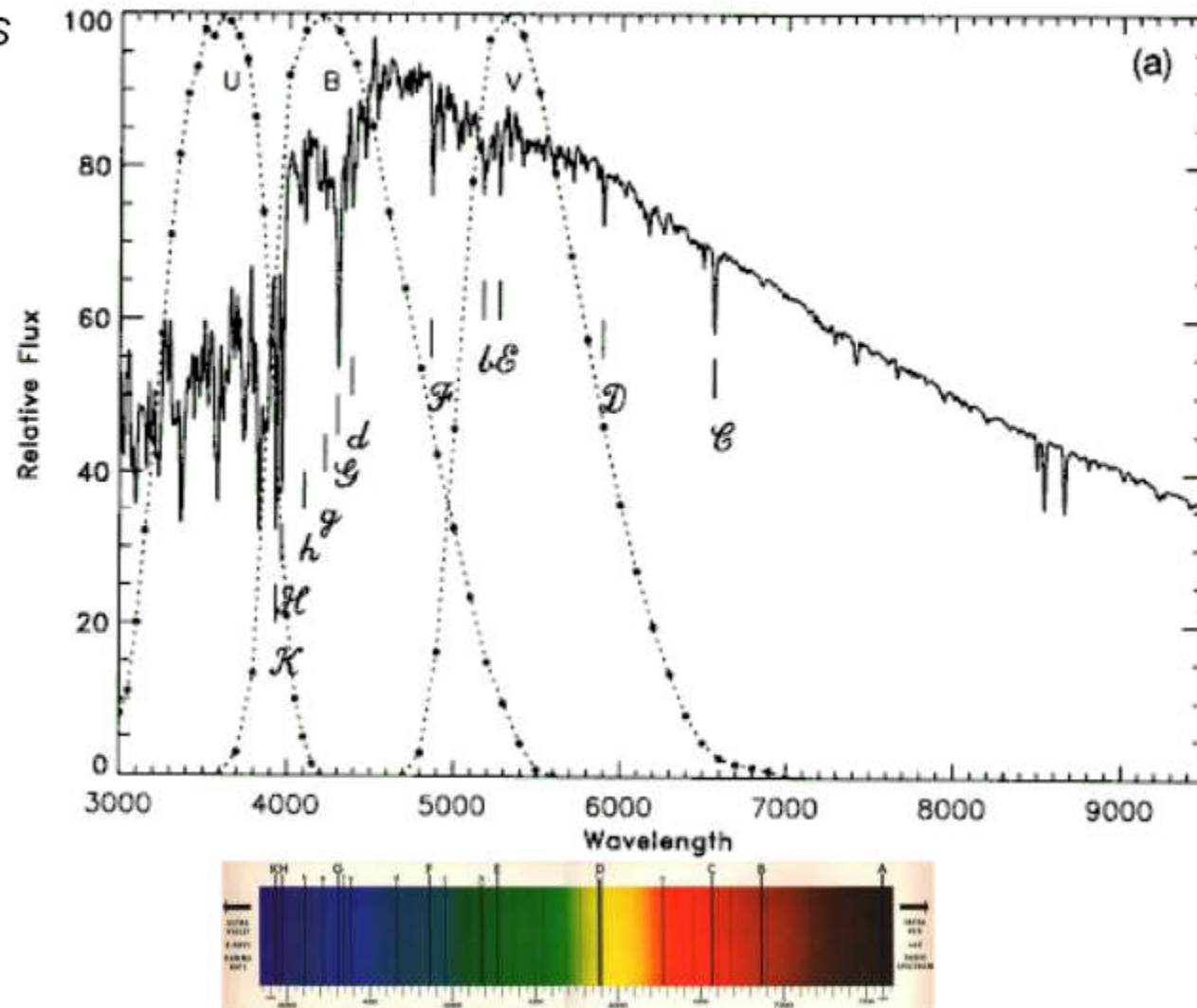
ilustrações



Espectro solar e sistema UBV

774 *R. A. Bell, G. Paltoglou and M. J. Tripicco*

(1994, *MNRAS*
268, 771)



Zero point of UBVRI system : Vega

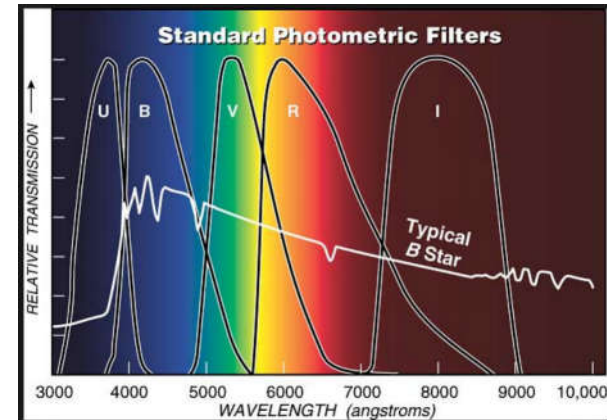
Vega's magnitude in U-band: $U = 0.0$

Vega's magnitude in B-band: $B = 0.0$

Vega's magnitude in V-band: $R = 0.0$

Vega's magnitude in R-band: $V = 0.0$

Vega's magnitude in I-band: $I = 0.0$



Actually other A0 stars are used but Vega is always very close to 0.00

Absolute fluxes

$$m_1 - m_2 = -2,5 \log(f_1/f_2)$$

Para $m_2=0$ usar os fluxos f_λ da tabela anterior, ou seja:

$$f_1 = f_\lambda 10^{m_1/(-2,5)}$$

$$f = f_\lambda 10^{-0,4m}$$

Exemplo, para Vega temos $V = 0$,
então o fluxo recebido na Terra:

$$f_V = 363,1 \times 10^{-11} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ \AA}^{-1}$$

Diagrama HR (Hertzprung Russel) – COR X MAG

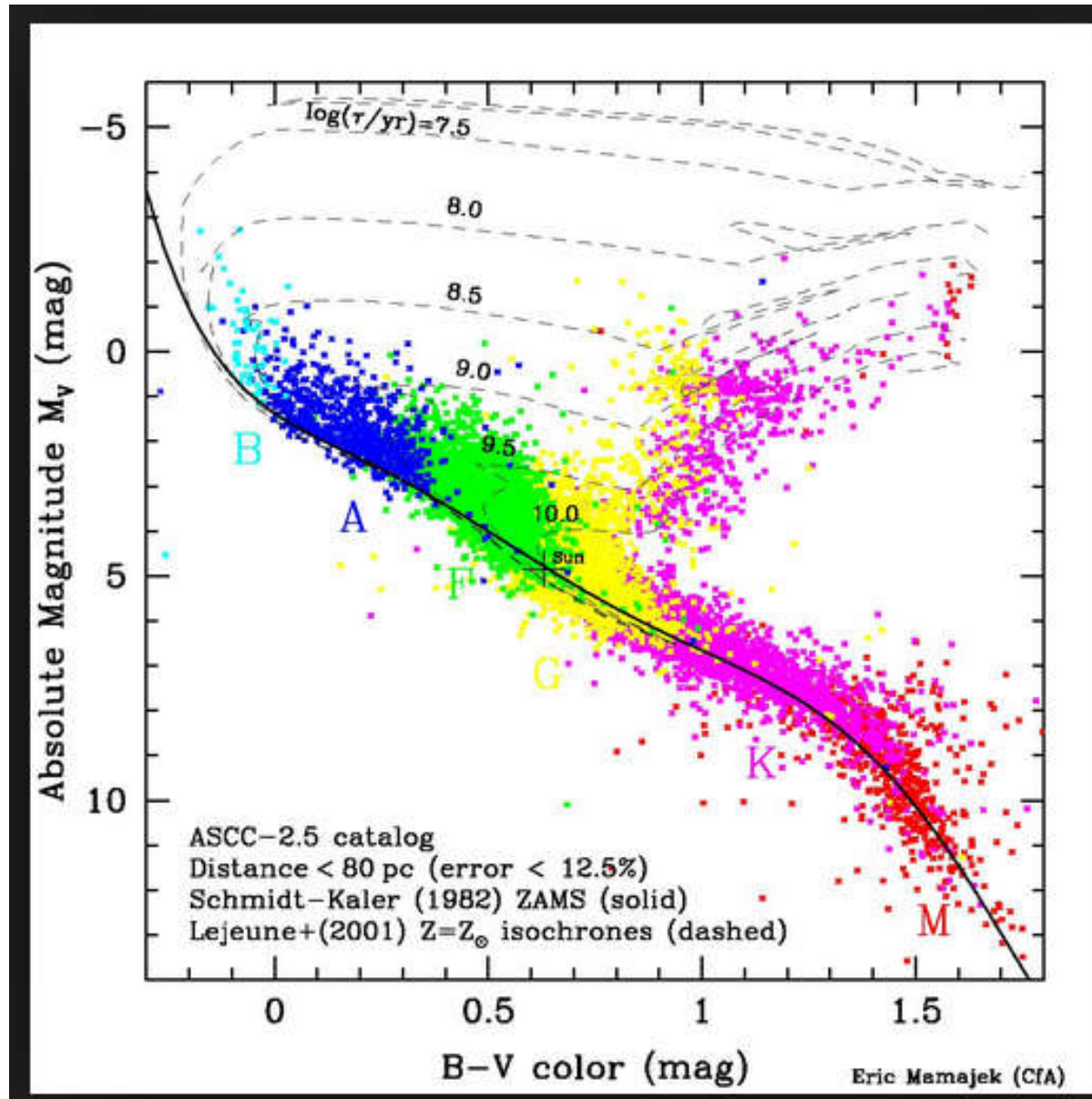


Tabela 1.4. Classe I (supergigantes).

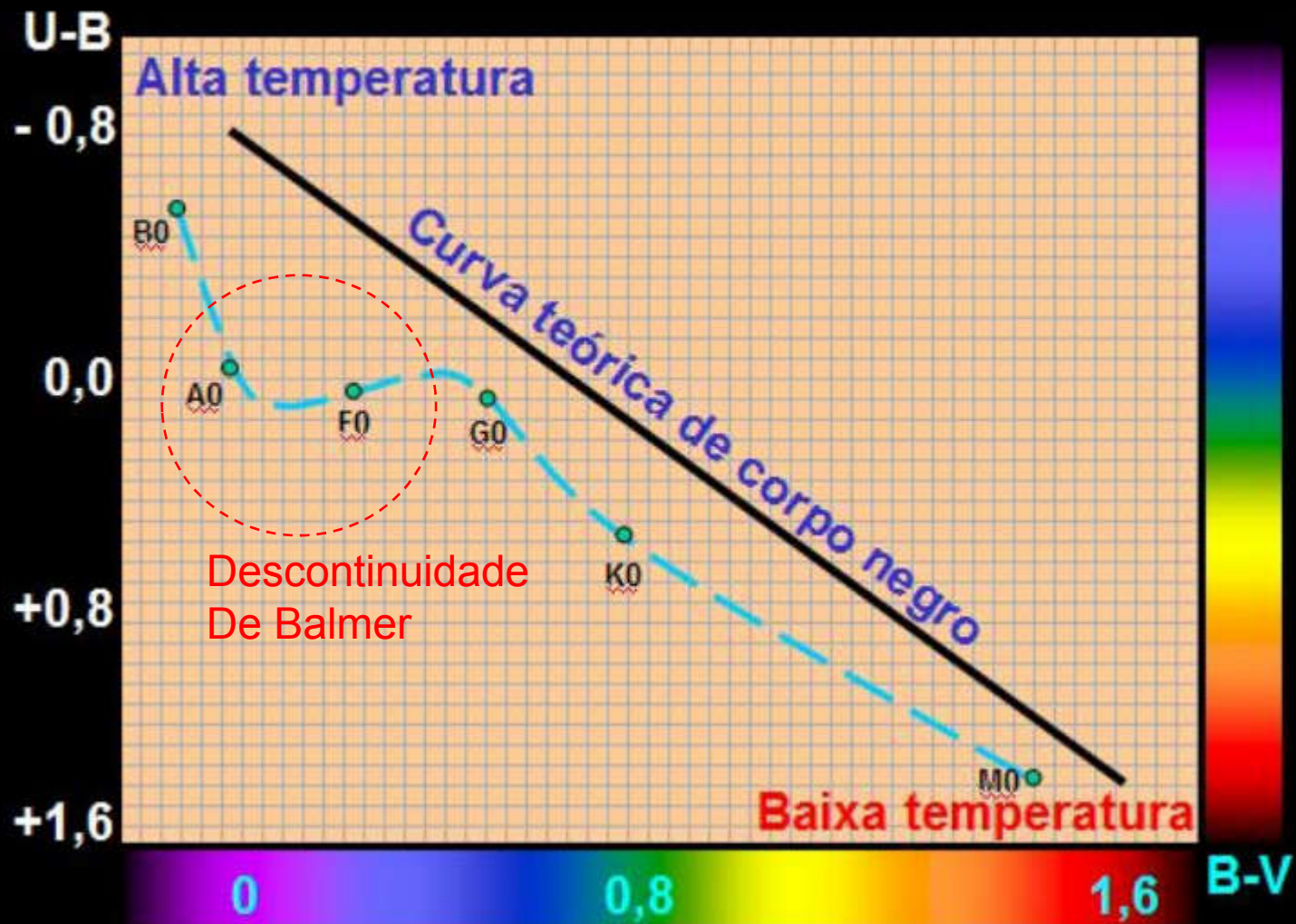
Sp	T_{ef}	cor	M_V	BC	M_{bol}	$\log L/L_\odot$
(U-B) ₀						
O3	47 300	-1,21	-6,8	-4,41	-11,2	6,34
O5	40 300	-1,17	-6,6	-3,87	-10,5	6,04
O6	39 000	-1,16	-6,5	-3,74	-10,2	5,95
O8	34 200	-1,13	-6,5	-3,35	-9,8	5,79
B0	26 000	-1,06	-6,4	-2,49	-8,9	5,41
B3	16 200	-0,83	-6,3	-1,26	-7,6	4,88
B5	13 600	-0,72	-6,2	-0,95	-7,2	4,72
B8	11 200	-0,56	-6,2	-0,66	-6,9	4,60
A0	9 700	-0,38	-6,3	-0,41	-6,7	4,54
A3	8 800	-0,14	-6,5	-0,21	-6,7	4,54
A5	8 500	-0,07	-6,6	-0,13	-6,7	4,54
A8	7 900	0,11	-6,6	-0,03	-6,6	4,51
(B-V) ₀						
F0	7 700	0,17	-6,6	-0,01	-6,6	4,51
F2	7 300	0,23	-6,6	-0,00	-6,6	4,49
F5	6 900	0,32	-6,6	-0,03	-6,6	4,51
F8	6 100	0,56	-6,5	-0,09	-6,6	4,49
G0	5 600	0,76	-6,4	-0,15	-6,6	4,48
G2	5 200	0,87	-6,3	-0,21	-6,5	4,46
G5	4 900	1,02	-6,2	-0,33	-6,5	4,46
G8	4 600	1,15	-6,1	-0,42	-6,5	4,46
K0	4 400	1,24	-6,0	-0,50	-6,5	4,46
K2	4 200	1,35	-5,9	-0,61	-6,5	4,46
K5	3 800	1,60	-5,8	-1,01	-6,8	4,58
K7	3 700	1,63	-5,7	-1,20	-6,9	4,61
(R-I) ₀						
M0	3 600	0,96	-5,6	-1,29	-6,9	4,61
M2	3 400	1,15	-5,6	-1,62	-7,2	4,74
M5	2 800	1,80	-5,6	-3,47	-9,1	5,48
M6	2 500	2,00	-5,6	-3,90	-9,5	5,65

Maciel

Tabela 1.5. Classe III (gigantes).

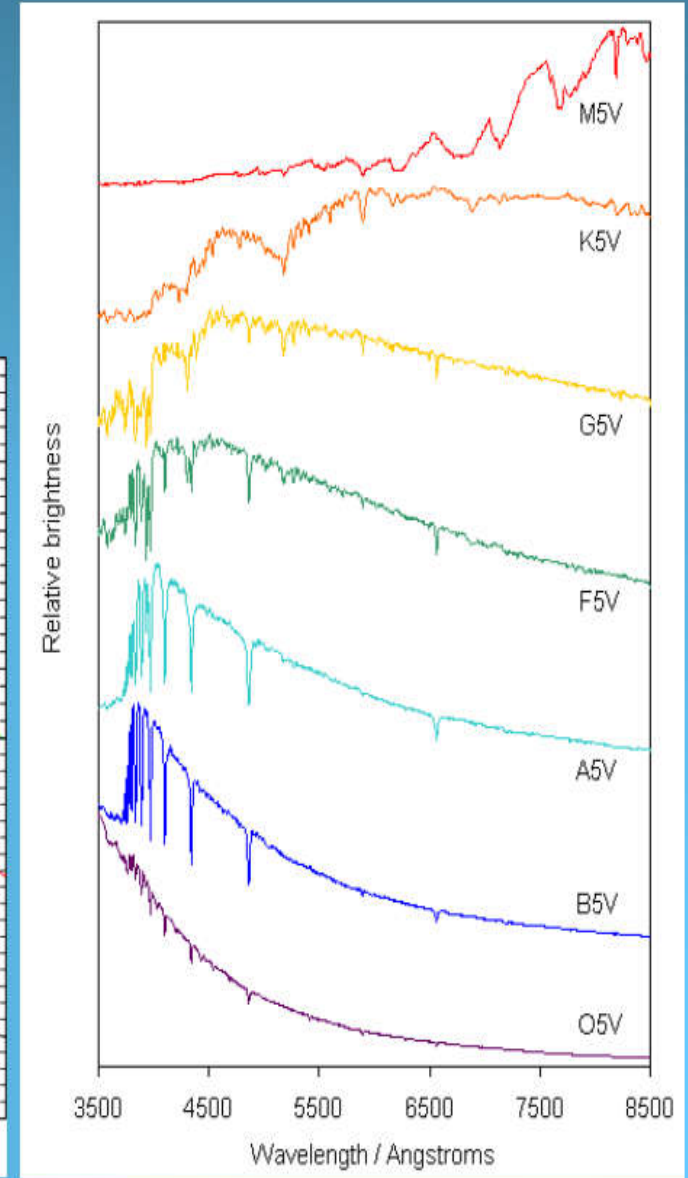
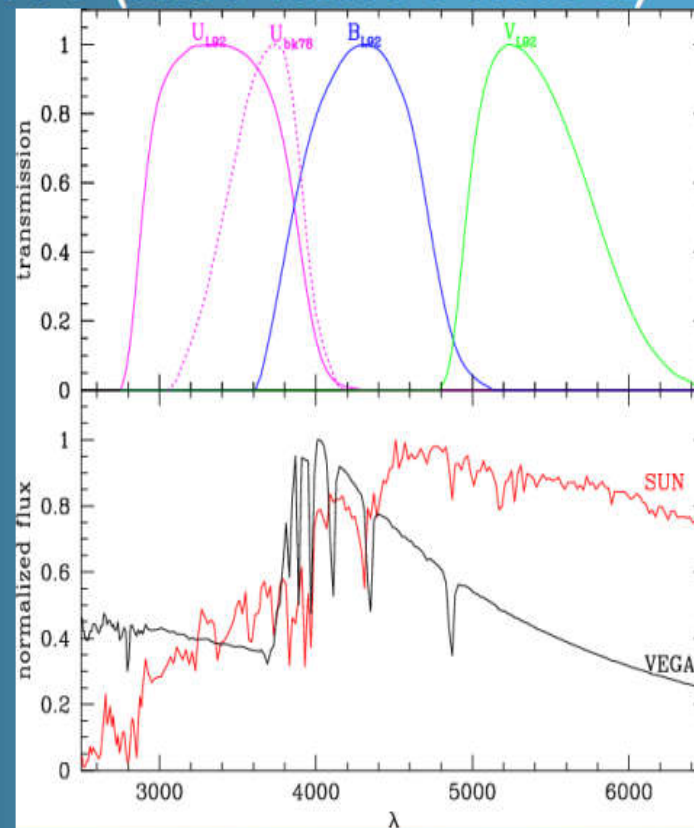
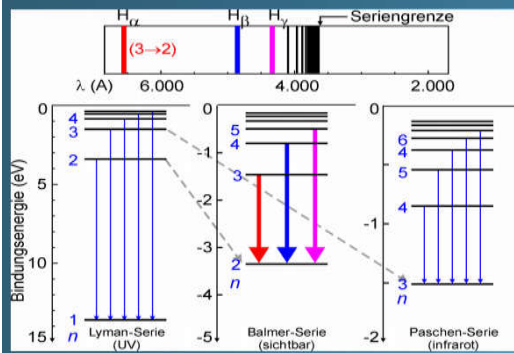
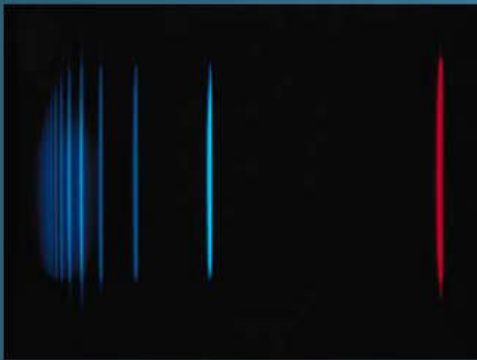
Sp	T_{ef}	cor	M_V	BC	M_{bol}	$\log L/L_\odot$
(U-B) ₀						
O3	50 000	-1,22	-6,6	-4,58	-11,2	6,32
O5	42 500	-1,18	-6,3	-4,05	-10,3	6,00
O6	39 500	-1,17	-6,1	-3,80	-9,9	5,81
O8	34 700	-1,13	-5,8	-3,39	-9,2	5,53
B0	29 000	-1,08	-5,1	-2,88	-8,0	5,04
B3	17 100	-0,74	-3,0	-1,60	-4,6	3,70
B5	15 000	-0,58	-2,2	-1,30	-3,5	3,26
B8	12 400	-0,37	-1,2	-0,82	-2,0	2,66
(B-V) ₀						
A0	10 100	-0,03	0,0	-0,42	-0,4	2,03
A3	8 600	0,08	0,5	-0,17	0,3	1,72
A5	8 100	0,15	0,7	-0,14	0,6	1,63
A8	7 400	0,25	1,2	-0,10	1,1	1,41
F0	7 100	0,30	1,5	-0,11	1,4	1,30
F2	6 900	0,35	1,7	-0,11	1,6	1,23
F5	6 500	0,43	1,6	-0,14	1,6	1,23
F8	6 100	0,54	1,6	-0,16	1,5	1,25
G0	5 900	0,65	1,0	-0,20	0,8	1,53
G2	5 500	0,77	0,9	-0,27	0,6	1,60
G5	5 200	0,86	0,9	-0,34	0,6	1,63
G8	4 900	0,94	0,8	-0,42	0,4	1,71
K0	4 800	1,00	0,7	-0,50	0,2	1,78
K2	4 400	1,16	0,5	-0,61	-0,1	1,90
K5	4 000	1,50	-0,2	-1,02	-1,2	2,34
K7	3 800	1,53	-0,3	-1,17	-1,5	2,45
(R-I) ₀						
M0	3 800	0,90	-0,4	-1,25	-1,6	2,48

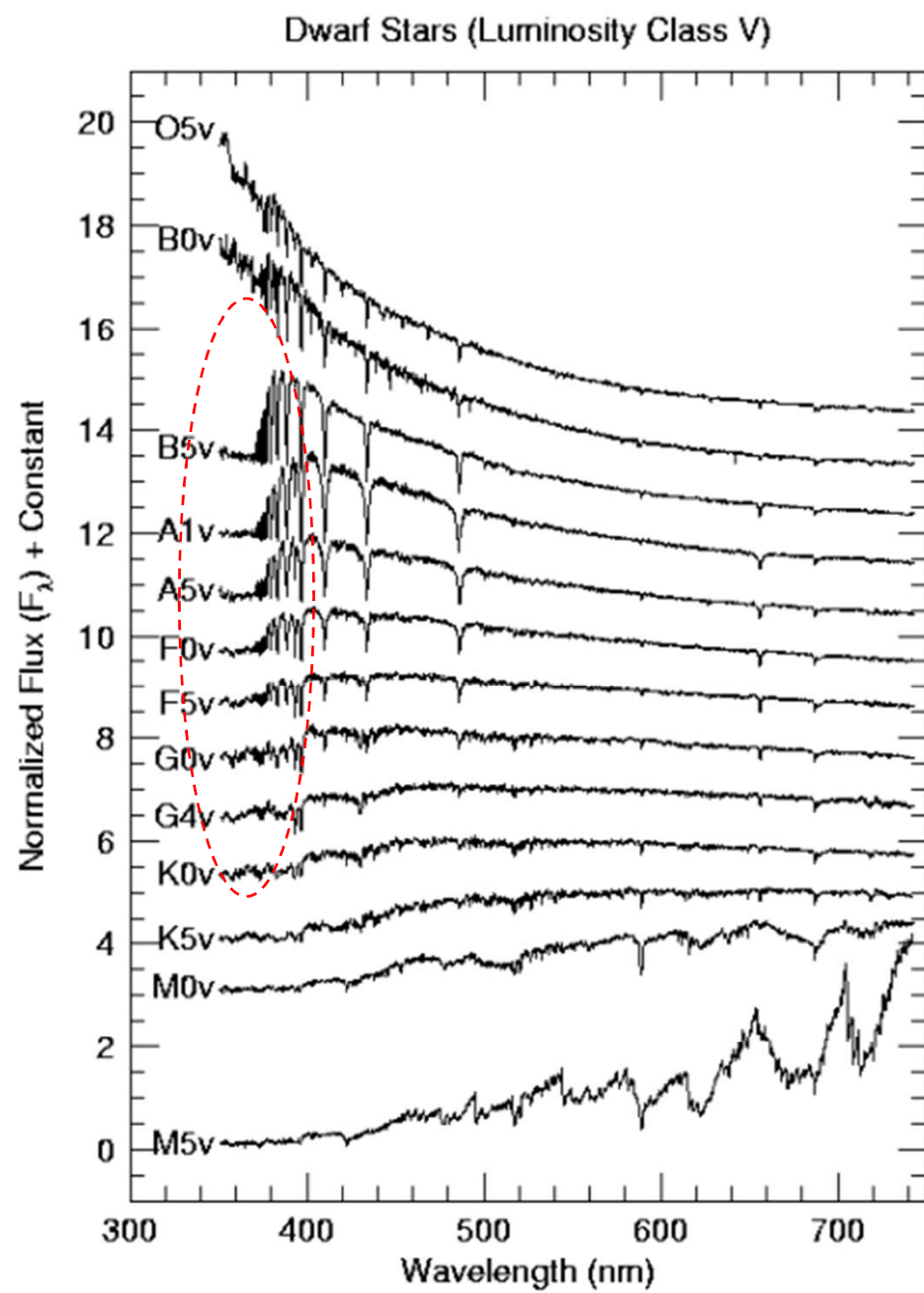
Diagrama cor-cor



Caso real:

A descontinuidade de Balmer atinge um pico de efeito no índice U-B nos tipos espectrais A e F (entre 15.000 e 8.000 K)





- Assim, o tipo espectral fornece informações diretas da temperatura e luminosidade do objeto
- O espectro de linhas, não apenas o contínuo, também possui características comuns dentro de cada tipo espectral
- Exemplos de espectros de diferentes classes de objetos

◇ <http://cfa-www.harvard.edu/~pberlind/atlas/atframes.html> - link

<http://www.astronomy.ohio-state.edu/~pogge/Ast162/Unit1/SpTypes/>

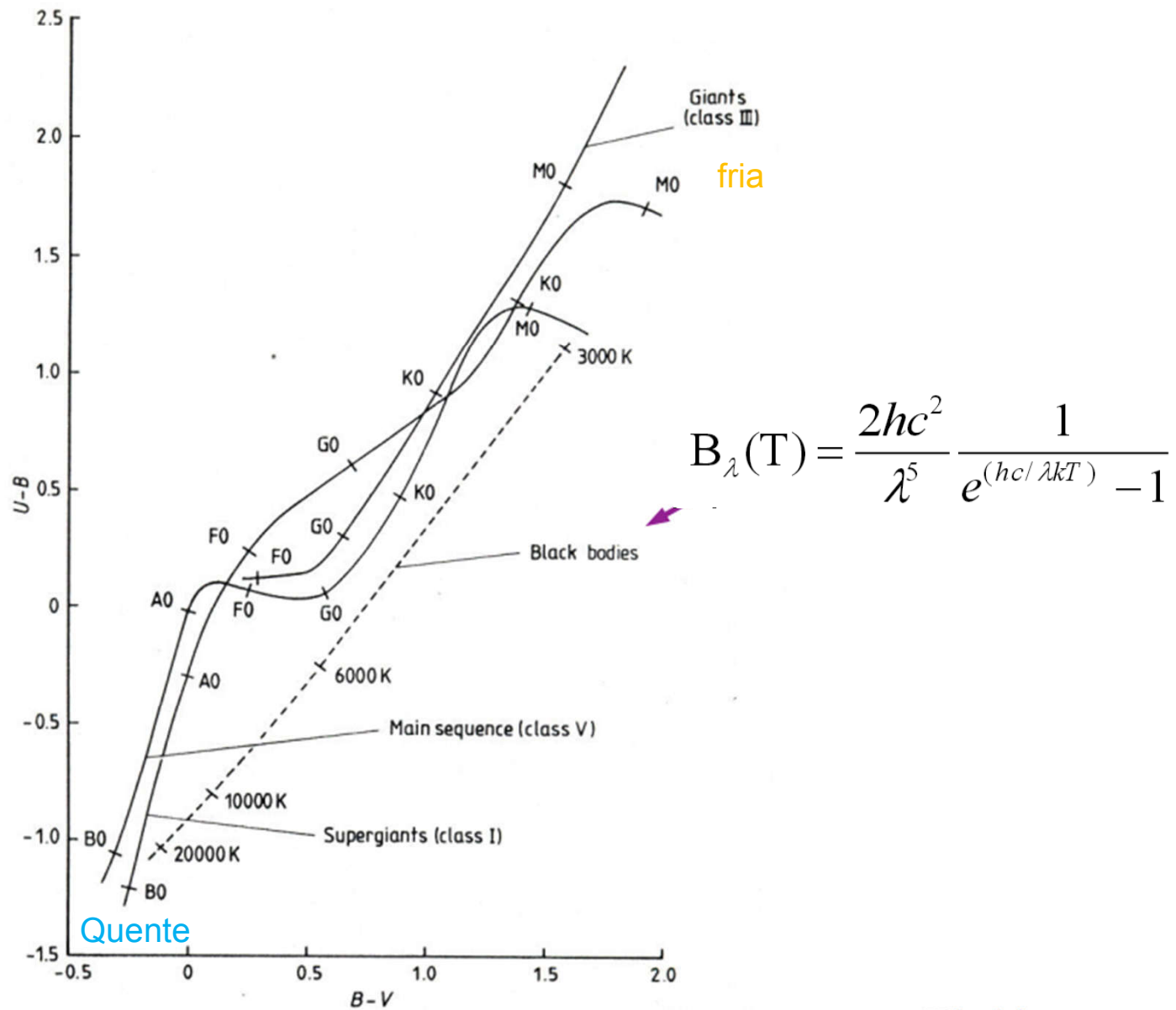


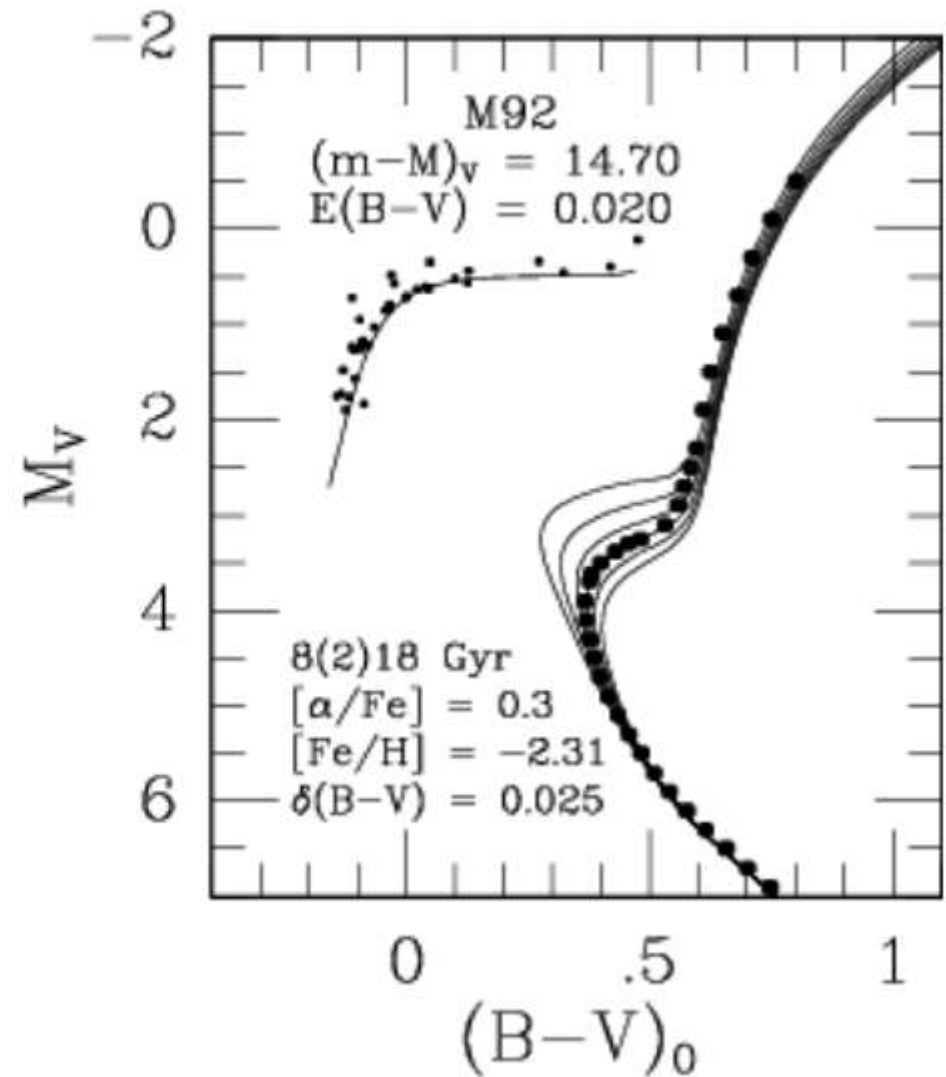
Figure 3.1.14 $(U - B)/(B - V)$ colour-colour diagram.

Kitchin

Idades de aglomerados

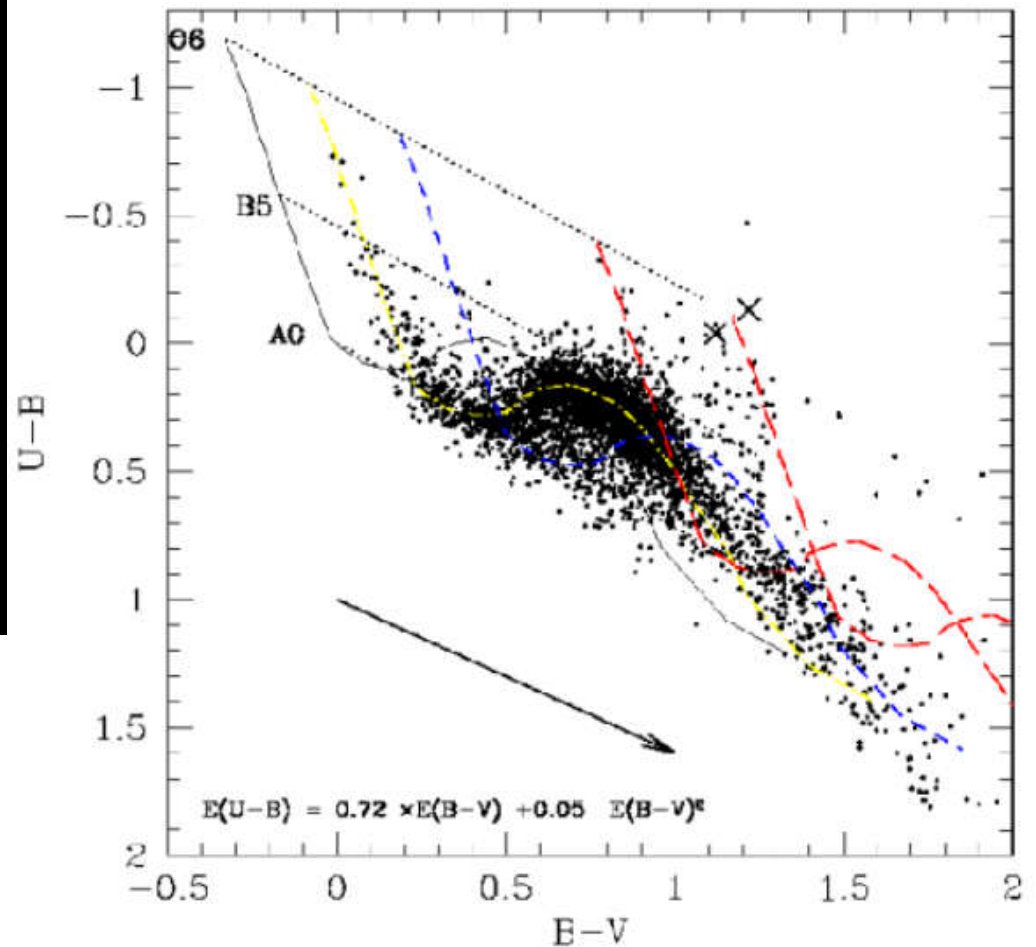
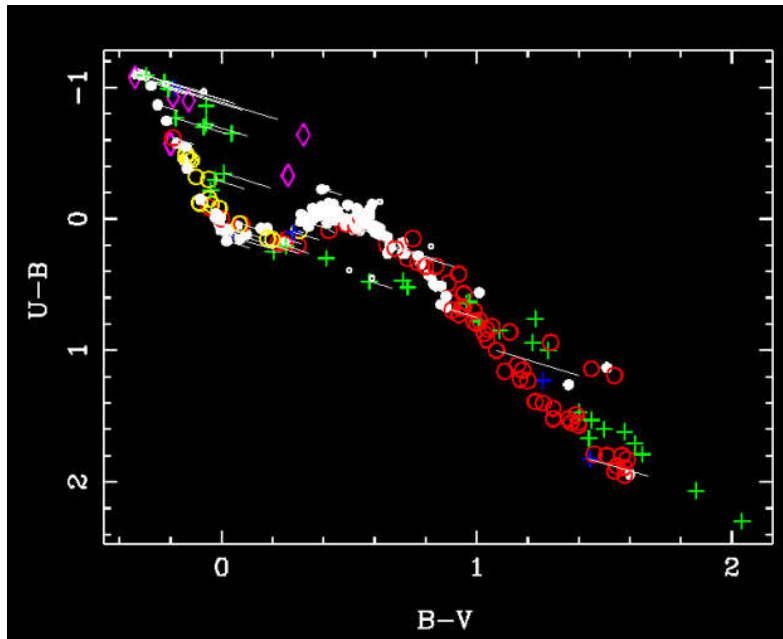


M92



VandenBerg (2000)

Diagrama cor-cor, avermelhamento e extinção visual



Avermelhamento

$$E_{B-V} = (B - V)_{\text{observed}} - (B - V)_{\text{intrinsic}}$$

Extinção visual

$$A_V = 3.086 E_{B-V} \approx 3.1 E_{B-V}.$$

$$\frac{N_H}{A(V)} \approx 1.8 \times 10^{21} \text{ atoms cm}^{-2} \text{ mag}^{-1}$$

The general increase in absorption toward shorter wavelengths gives rise to the effect of *reddening*. This can be easily gleaned from multi-wavelength images of the sky toward regions of interstellar dust (Fig. 2). The most common measure of reddening is the color excess

$$E_{B-V} = A_B - A_V = (B - V) - (B - V)_0, \quad (1)$$

where $(B - V)_0$ denotes the intrinsic value for the color index of the star under consideration. A_B and A_V are the total extinctions in the photometric B (450 nm) and V (550 nm) bands, such that

$$V = V_0 + A_V, \quad B = B_0 + A_B, \quad (2)$$

where V_0 and B_0 are the intrinsic values for the magnitudes of the star. As follows from the above formula, the color excess may be determined even when the total extinction is not known in any of the photometric bands.

Table 1 lists the wavelength dependence of extinction based on the empirically derived Milky Way extinction law. The total extinction can then be determined from the color excess (Eq. 1) as follows

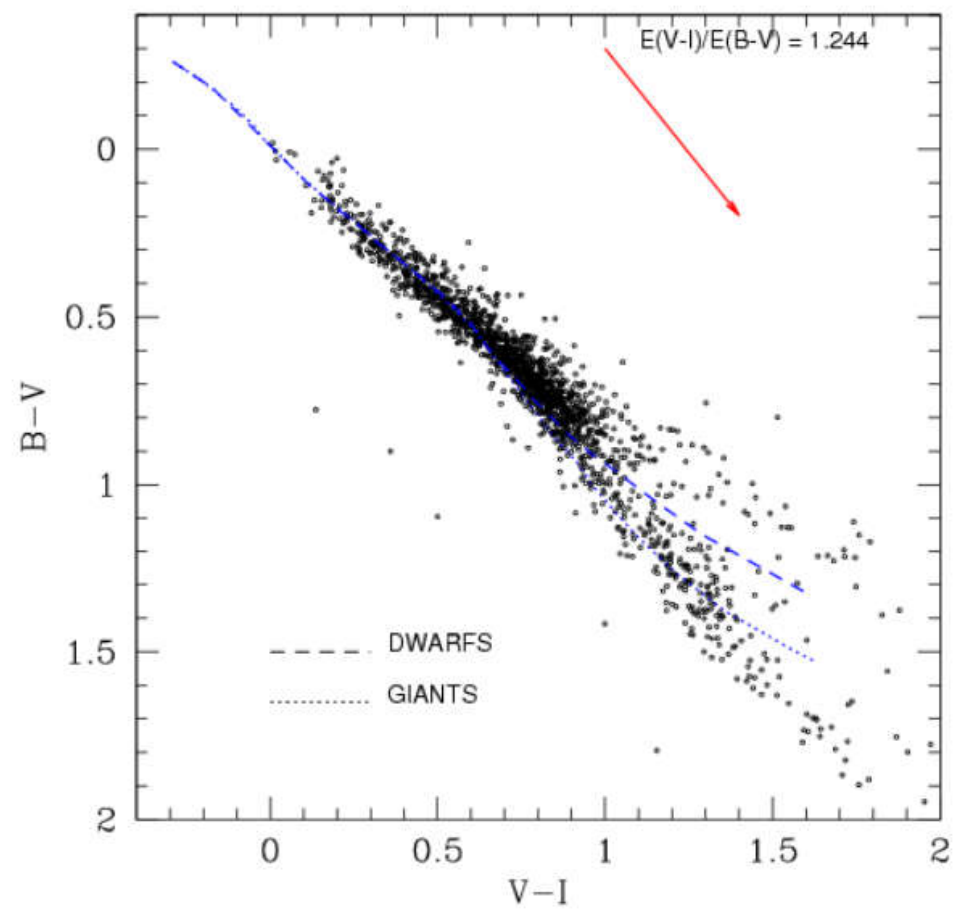
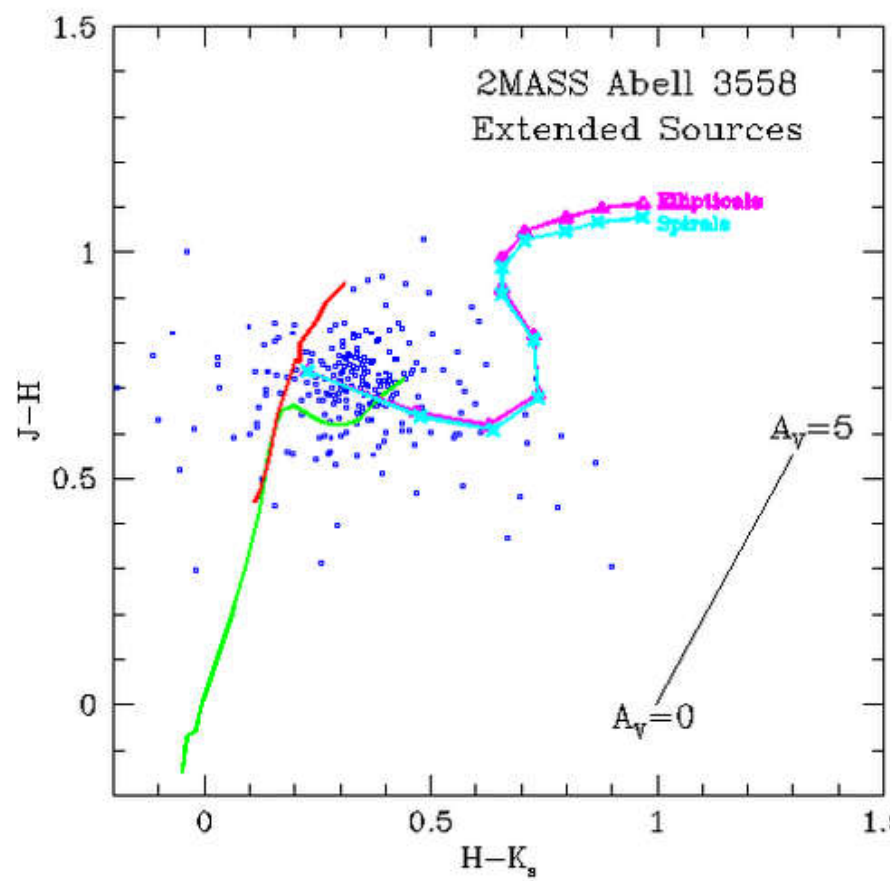
$$E_{B-V} = A_B - A_V = \left(\frac{A_B}{A_V} - 1 \right) A_V = 0.324 A_V \Rightarrow A_V = 3.086 E_{B-V} \approx 3.1 E_{B-V}. \quad (3)$$

The ratio A_V/E_{B-V} is sometimes denoted as R_V .

Table 1: Wavelength Dependence of Milky Way Extinction

Band	λ [nm]	A_λ/A_V
<i>U</i>	360	1.531
<i>B</i>	450	1.324
<i>V</i>	550	1
<i>R</i>	660	0.748
<i>I</i>	800	0.482
<i>J</i>	1250	0.282
<i>H</i>	1650	0.175
<i>K</i>	2200	0.112
<i>L</i>	3500	0.058
<i>M</i>	4800	0.023

$$\frac{N_H}{A(V)} \approx 1.8 \times 10^{21} \text{ atoms cm}^{-2} \text{ mag}^{-1}$$



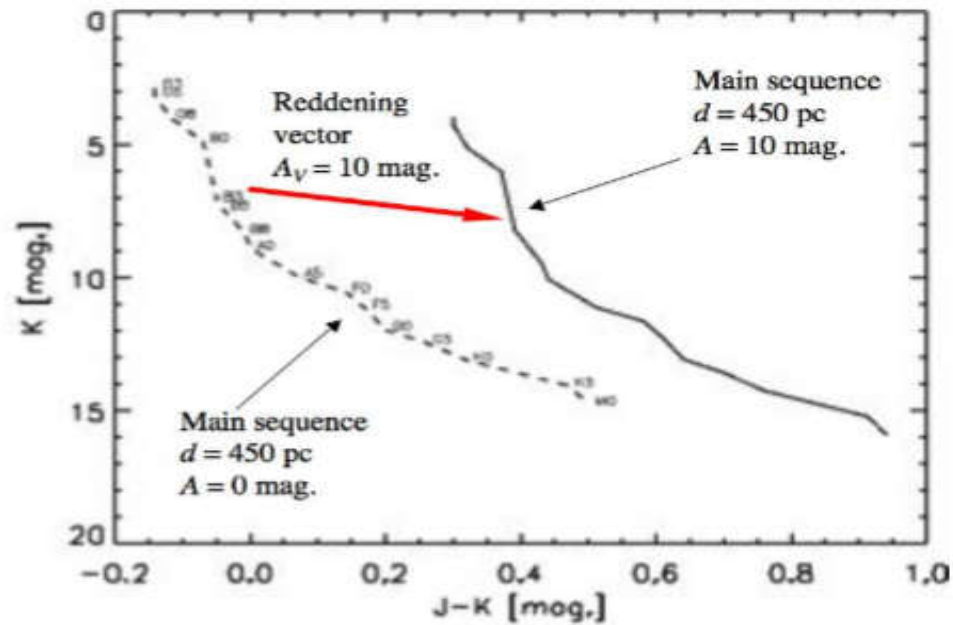


Fig. 3.— The effect of $A_V = 10$ mag of interstellar reddening on the near-infrared color-magnitude diagram of a dust-obscured stellar population at 450 pc.

interstellar extinction A_V can also be converted directly to distance r through the following approximate relations for extinction as a function of galactic latitude b (in degrees):

$$A_V \approx 2 \frac{r}{\text{kpc}} \text{ mag}, \quad b < 2^\circ, \quad (4)$$

$$A_V \approx \frac{0.18}{\sin b} \text{ mag}, \quad b > 10^\circ. \quad (5)$$

Formando uma imagem “colorida” em astronomia

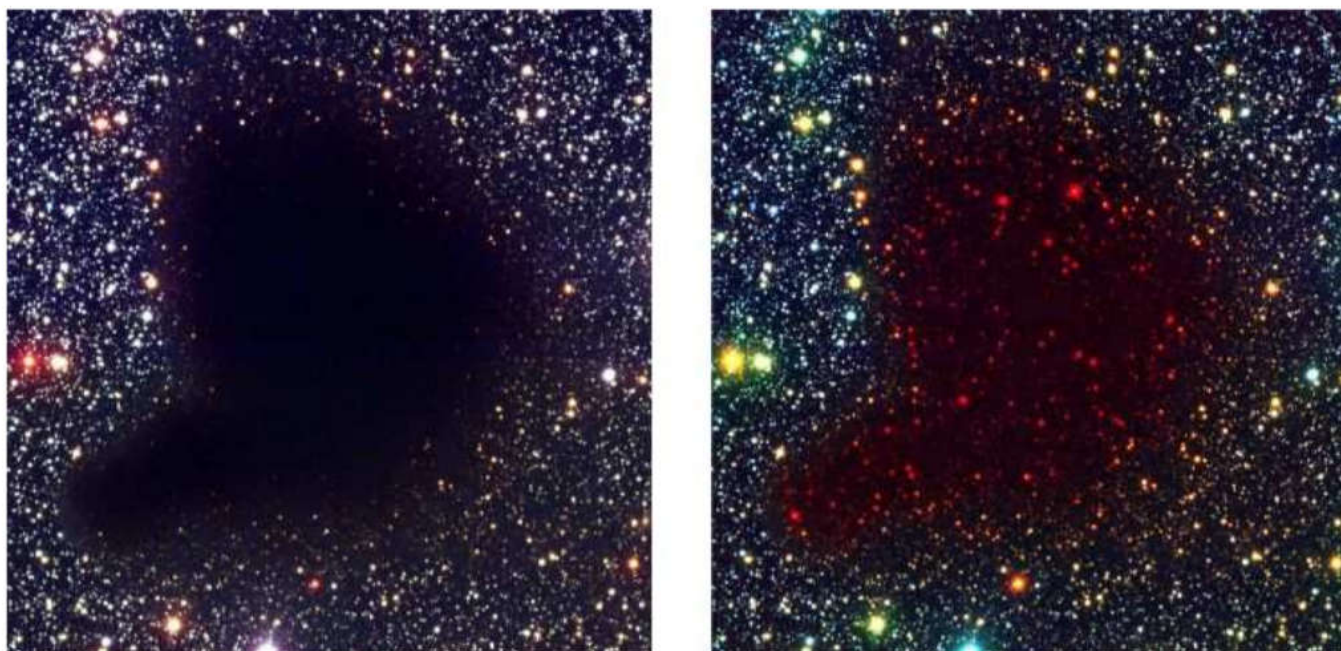
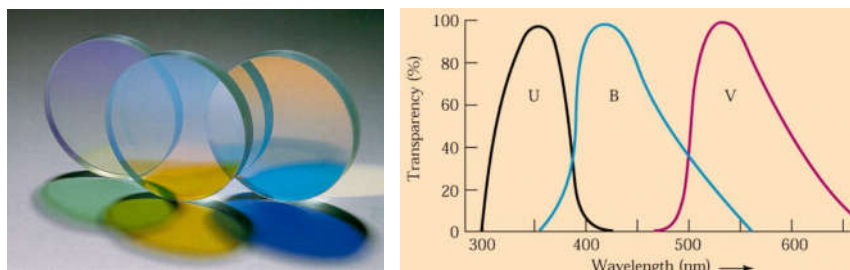
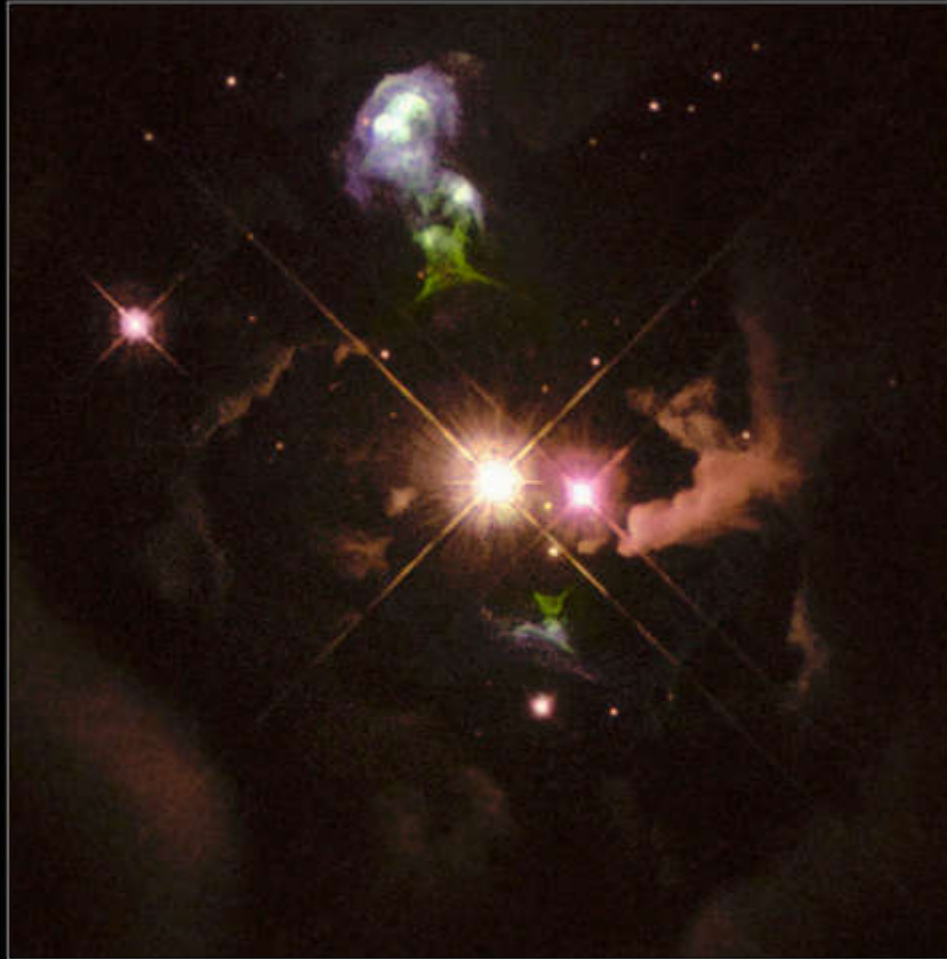


Fig. 2.— Tri-color composite images of the Barnard 68 dust cloud: *BVI* (450 nm, 550 nm, 800 nm; **left**) and *BIK* (550 nm, 800 nm, 2200 nm; **right**) (Figure credit: European Southern Observatory.)

Herbig-Haro 32



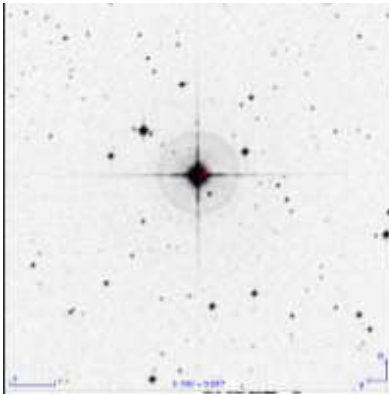
Hubble
Heritage

PRC99-35 • Space Telescope Science Institute • Hubble Heritage Team (AURA/STScI/NASA)

Red: F675W (R),
Green: F656N (H-alpha),
Blue: F673N ([S II])

Breve roteiro de redução de dados fotometria

Adaptado de (http://www.astro.iag.usp.br/~jorge/aga5802/2013_09_fotometria.pdf)



The FOTRAP Diaphragm Set

#	diameter (arcsec)	
	0.6 m	1.6 m
1	52.2	24.5
2	41.2	19.3
3	33.0	15.5
4	27.7	11.6
5	19.2	9.0
6	16.5	7.7
7	13.7	6.4
8	11.0	5.1
9	164.9	77.3

Redução de dados

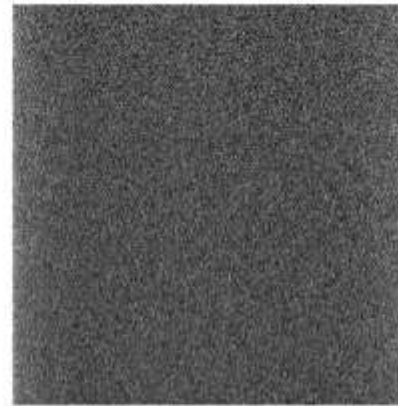
Photoelectric photometry

- $\text{Flux} = \text{Count}_{\text{Star+Sky}}/\text{s} - \text{Count}_{\text{Sky}}/\text{s}$
- $m = -2.5 \log \text{Flux} + \text{cte}$ *or*
- $v = -2.5 \log \text{Flux}_v$
- $b - v = -2.5 \log (\text{Flux}_b / \text{Flux}_v)$
- $u - b = -2.5 \log (\text{Flux}_u / \text{Flux}_b)$
- **u, b, v** : instrumental magnitudes

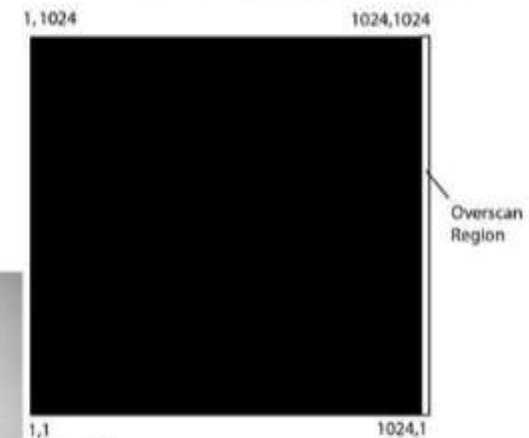
Redução de dados

CCD

- **Bias** : zero-point offset (a few hundred or thousand counts). Zero (s) exposure time. ***Overscan region*** also indicates the bias level.



Overscan example for a 1024 x 1024 CCD



- **Flat** : pixel-to-pixel variations



Redução de dados

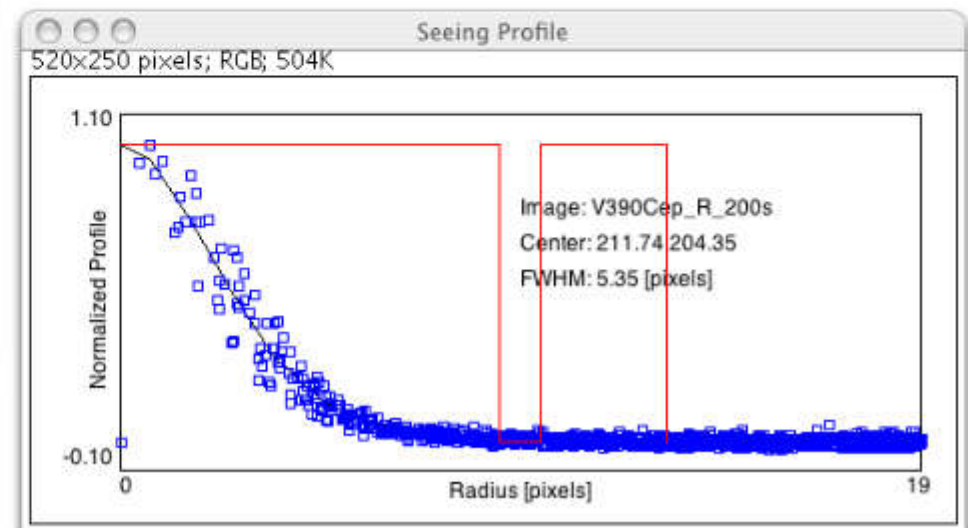
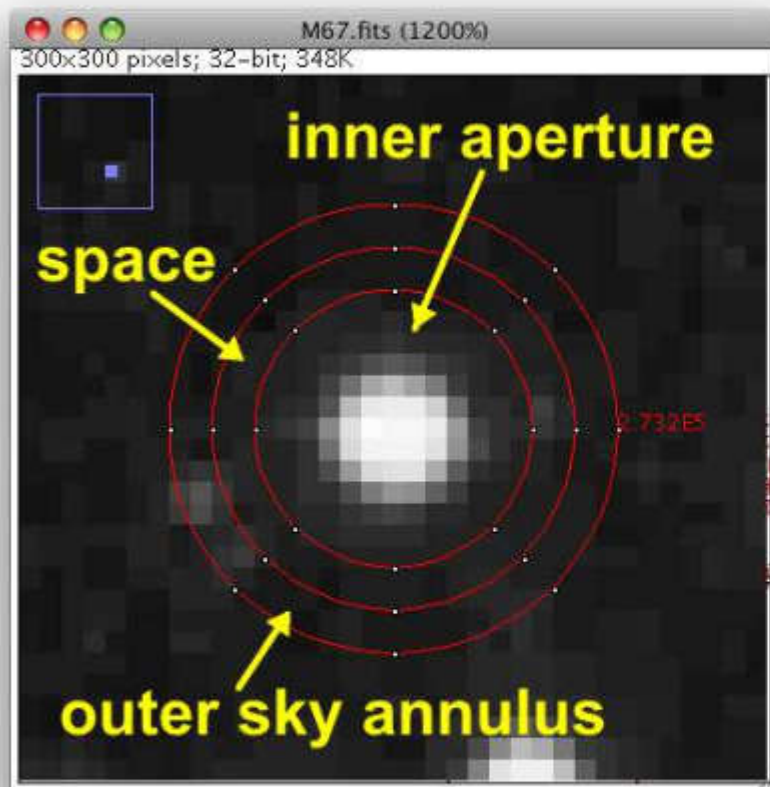
CCD

Preparação simples

- Bias combinado (e.g. mediana)
- Flat combinado (e.g. mediana)
- $\text{FlatB} = \text{Flat} - \text{Bias}$
- $\text{FlatN} = \text{FlatB} / \text{mediana}(\text{FlatB})$ [flat normalizado ~ 1]
- $[(\text{Imagem do alvo}) - \text{Bias}] / \text{FlatN}$

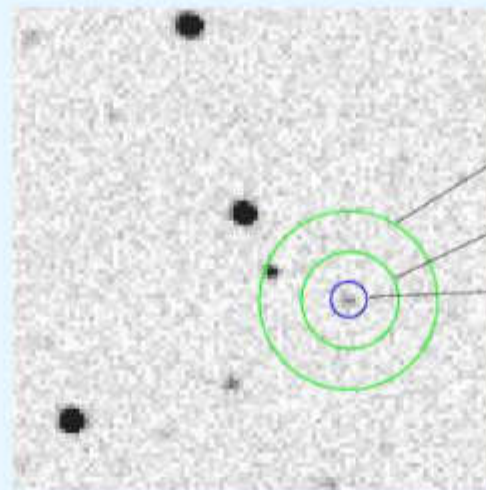
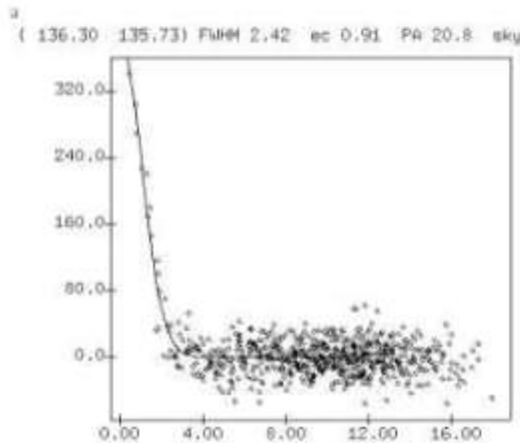
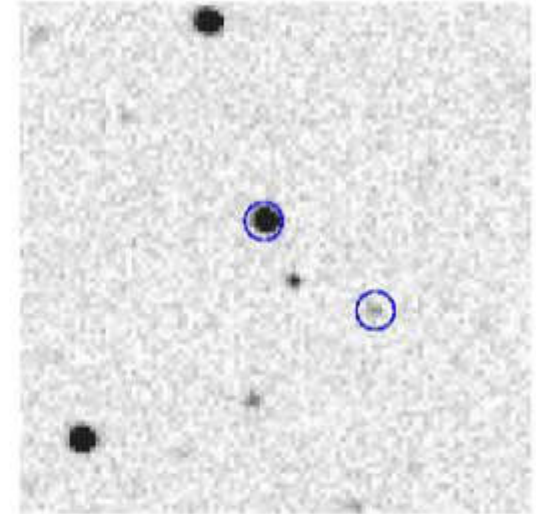
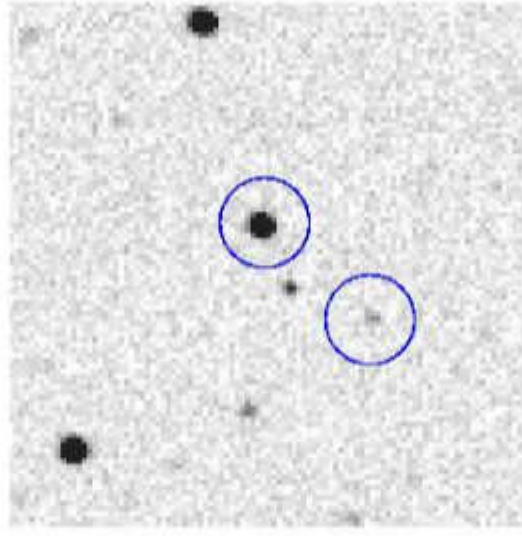
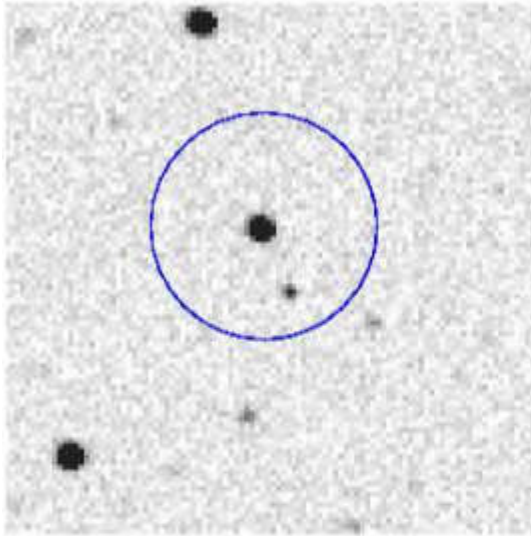
Nota: normalizando o flat a 1.0 preservamos as contagens

Mais simples: aperture photometry



Aperture photometry

não exagerar no tamanho da abertura !



aperture_outersky
aperture_innersky
aperture_radius

Somar *inner*
2FWHM

Céu: 5-7 FWHM

De contagens a magnitudes (caso ideal)

- Assumindo uma resposta linear:
- Fluxo = contagens x constante
- Usando a relação de Pogson:
- $m = -2.5 \log (F/F_0)$
 $= -2.5 \log (F) + \text{constante}$
- onde F_0 é o fluxo de um objeto com $m = 0$
- A “constante” é chamada de ponto zero (PZ)
- **$m = -2.5 \log (F) + \text{PZ}$**

De contagens a magnitudes (caso real)

- $m = -2.5 \log(F) + PZ + \text{termo_de_atmosfera} + \text{termo_de_cor} + \text{atmosfera} * \text{termo_de_cor} + \dots$
- **$m = -2.5 \log(F) + X$**
- **Para obter dados úteis precisamos de muitas estrelas padrões cobrindo um intervalo de cores e observadas a diferentes massas de ar**

Atmospheric extinction

Bouguer's law: $m_0 = m_z + k \sec z$

$$\sec z = (\sin \phi \sin \delta + \cos \phi \cos \delta \cos H)^{-1}$$

$$H = \text{S.T.} - \alpha$$

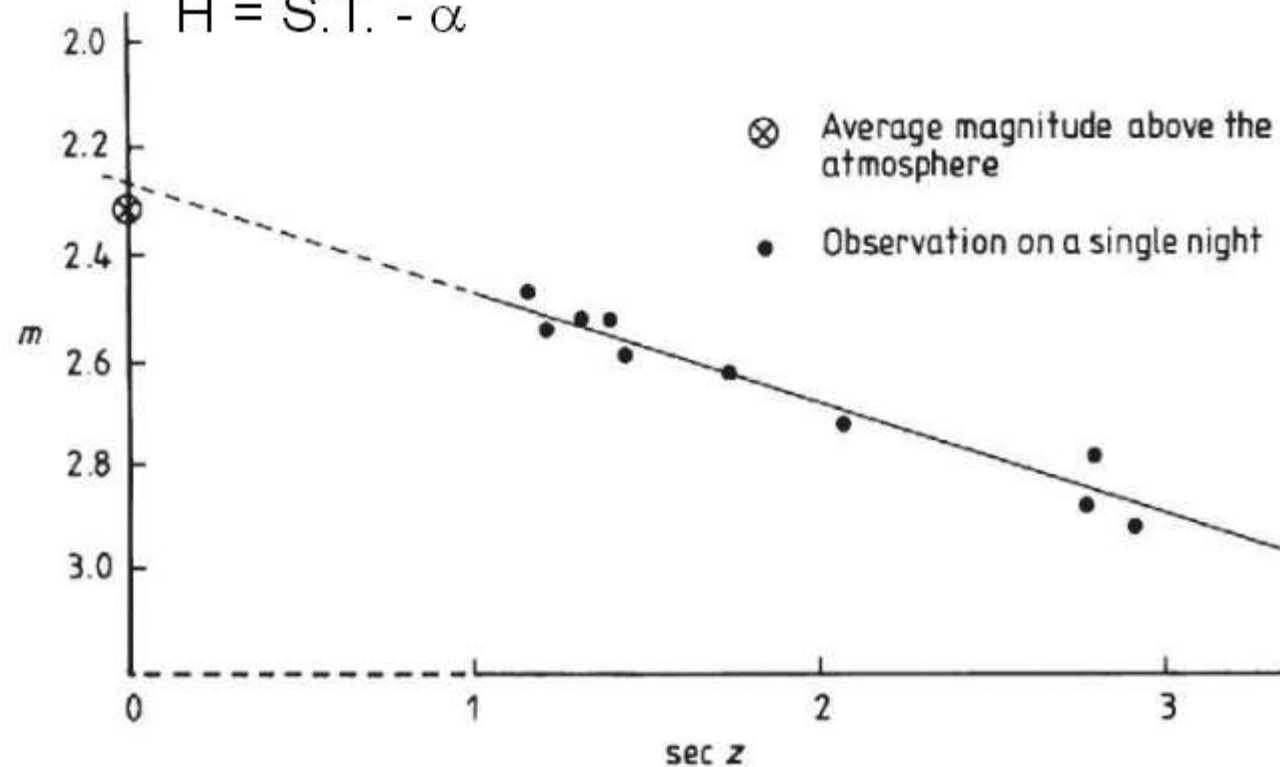


Figure 3.2.5. Schematic variation in magnitude of a standard star with zenith distance
© Kitchin

Atmospheric extinction

Dependence with Wavelength

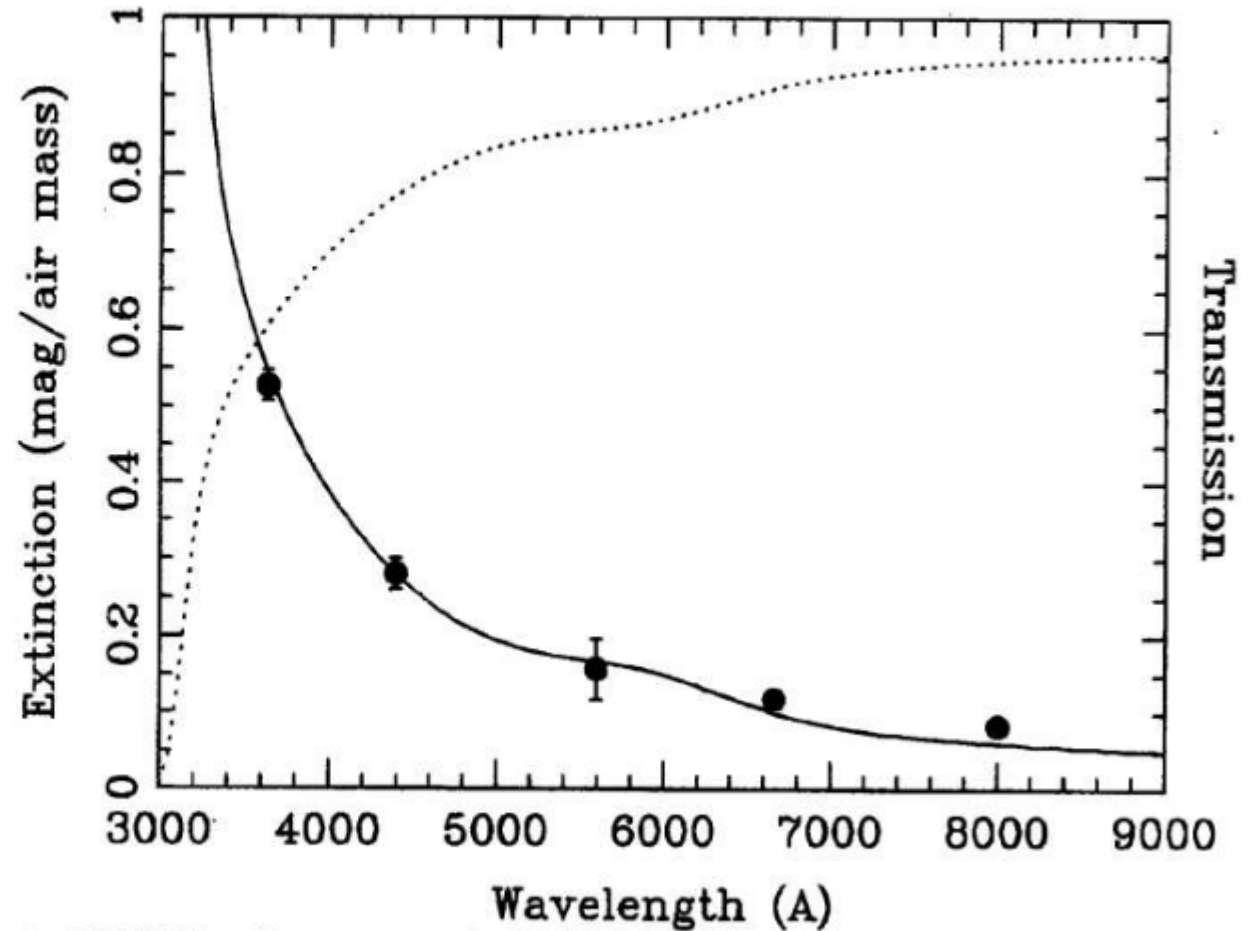
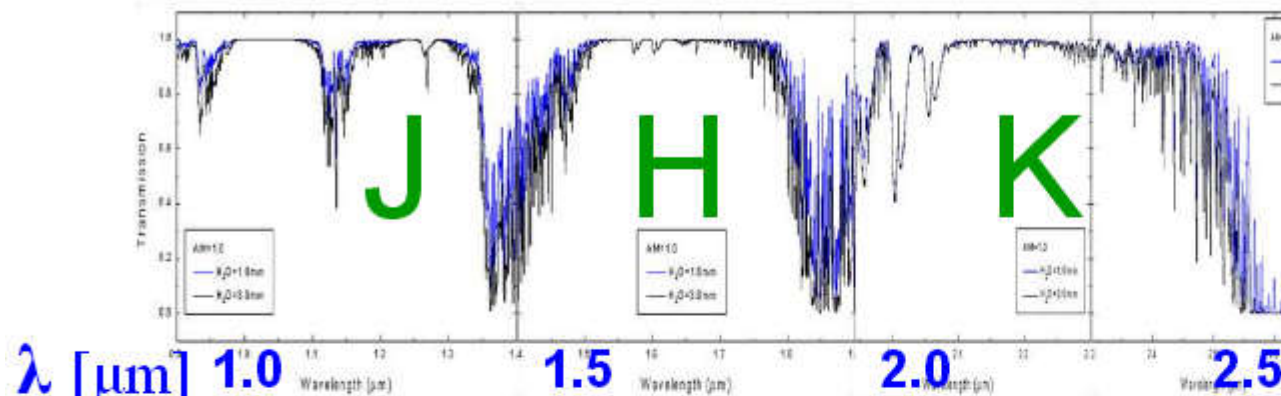


FIG. 5—The atmospheric extinction in the *UBVRI* bands as measured with FOTRAP at LNA (1864 m above sea level). The continuous curve is the semiempirical model of Bessell (1990) and Hayes and Latham (1975) for the extinction. The dotted line is the corresponding transmission. This curve is used to obtain the *UX* and *BX* passbands of Table 3 and Fig. 3.

Transmissão atmosférica no IV (H_2O):

Havaí vs. OPD



Mauna Kea

$h(1mm, 3mm)$

OPD/LNA

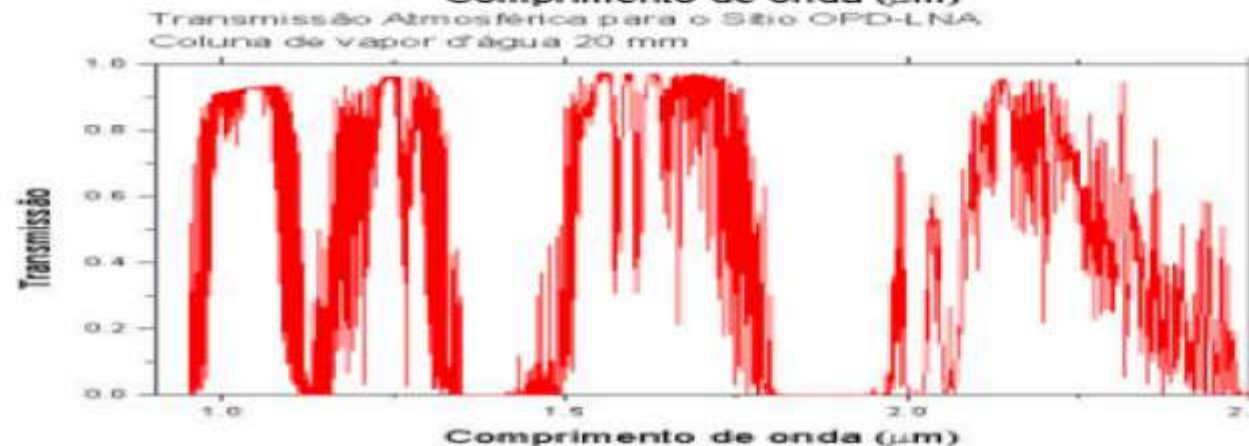
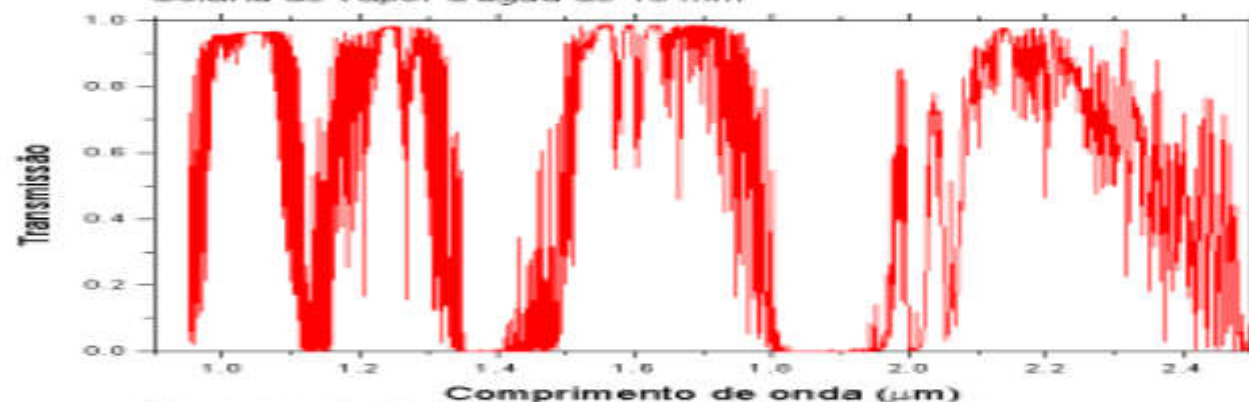
$h(10mm)$

Barbosa(2000)

OPD/LNA

$h(20mm)$

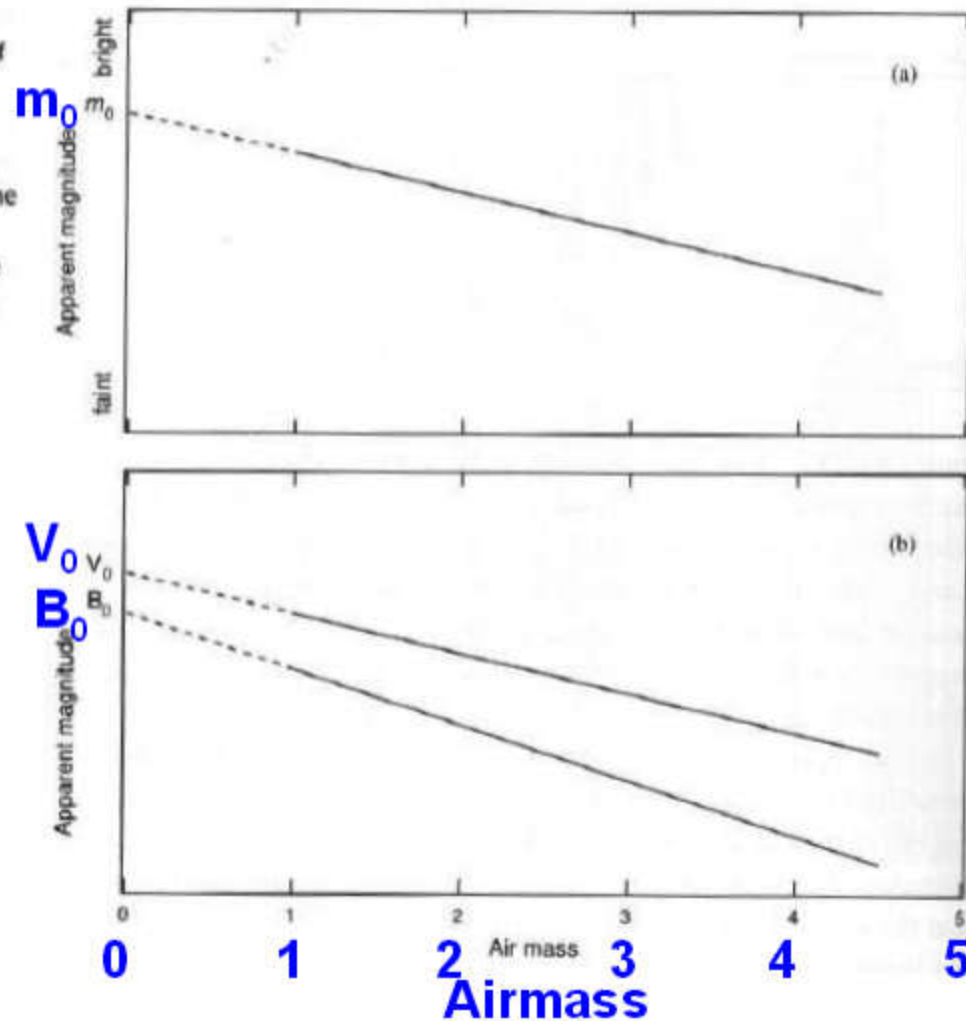
Barbosa(2000)



Atmospheric extinction

Wavelength dependence

Figure 7.3. (a) Method of determining the coefficient of extinction. The slope of the solid line is the extinction coefficient. The magnitude when the air mass is zero is the magnitude outside the atmosphere. (b) Dependence of extinction on wavelength.



After the instrumental magnitudes have been corrected for atmospheric extinction ...

Conversion to a standard system

Observed instrumental magnitudes of standards: b_0, v_0, r_0, i_0

Magnitudes of standard stars in the $BV(RI)_C$ system: B, V, R, I

- Most simple transforming relations:

The transformation coefficients are obtained by relating the standard and extinction-corrected magnitudes as follows

$$B - V = \phi_{bv} + \mu_{bv}(b - v)_0$$

$$V = v_0 + \phi_v + \epsilon(B - V)$$

$$V - R = \phi_{vr} + \mu_{vr}(v - r)_0$$

$$R - I = \phi_{ri} + \mu_{ri}(r - i)_0$$

Coeficientes de transformação

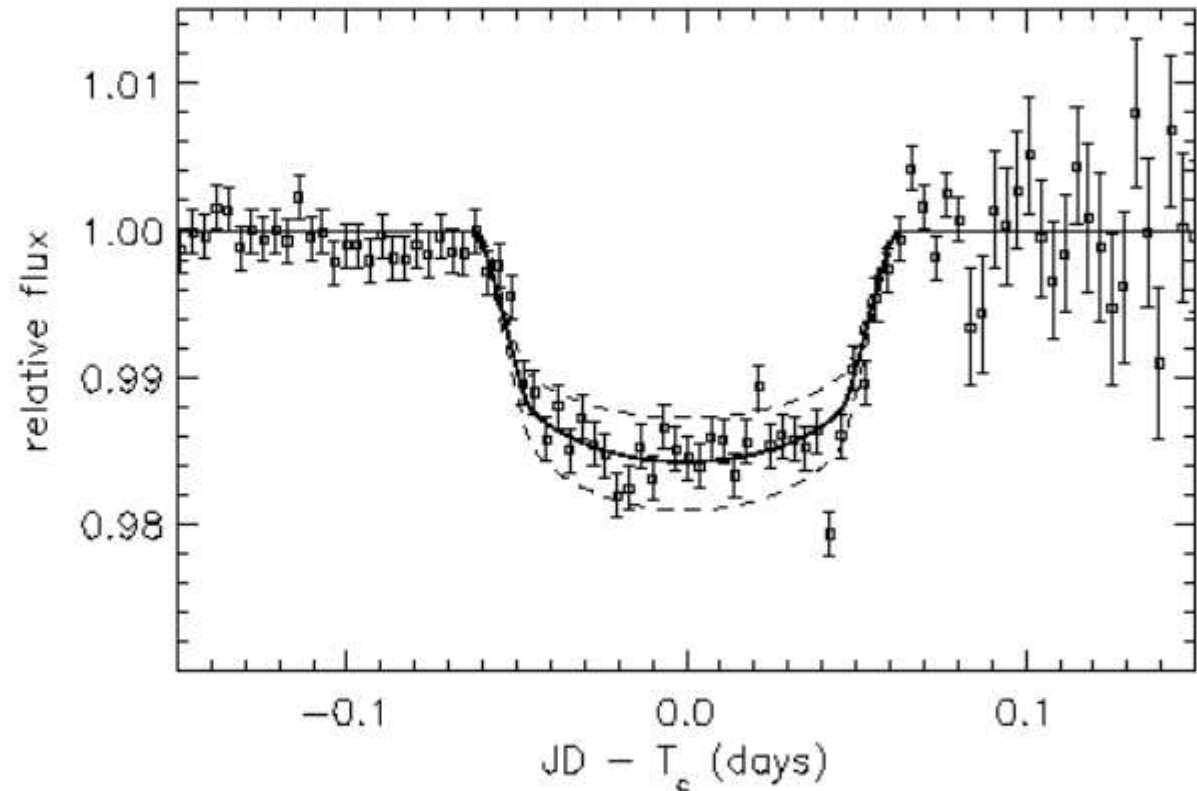
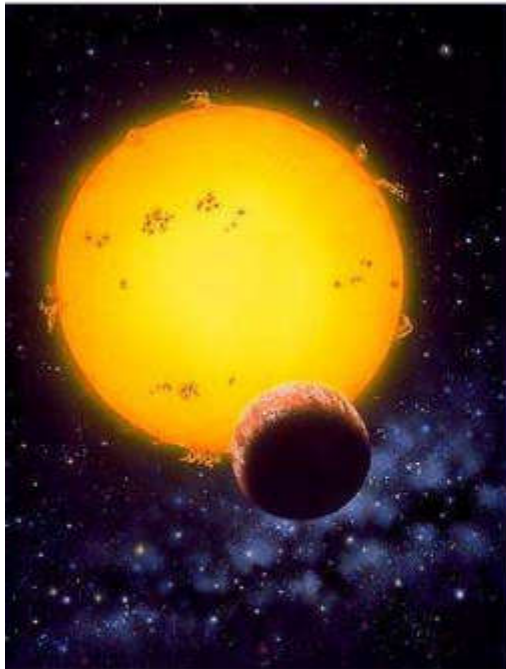
Standard stars (e.g. Landolt)

Table 10.1. *Landolt Standard Area 110 standard and instrumental magnitudes*

Star	V	B – V	$\bar{V}$ – R	R – I	v_0	$(b - v)_0$	$(v - r)_0$	$(r - i)_0$
496	13.004	1.040	0.607	0.681	–8.830	1.815	0.772	0.288
499	11.737	0.987	0.600	0.674	–10.097	1.695	0.792	0.121
502	12.330	2.326	1.373	1.250	–9.589	3.030	1.512	0.799
503	11.773	0.671	0.373	0.436	–10.044	1.375	0.537	–0.003
504	14.022	1.248	0.797	0.683	–7.848	2.070	0.928	0.225
506	11.312	0.568	0.335	0.312	–10.506	1.247	0.489	–0.135
507	12.440	1.141	0.633	0.579	–9.391	1.839	0.781	0.120

Finding exoplanets: Transits

HD 209458



The Astrophysical Journal, 529:L45-L48, 2000 January 20

Detection of Planetary Transits Across a Sun-like Star

David Charbonneau ^{1,2} Timothy M. Brown ² David W. Latham ¹ and Michel Mayor ³

- **Bibliografia e literatura recomendada**

- **Notas de aula da prof. Claudia Rodrigues (INPE)**
<http://www.das.inpe.br/~claudia.rodrigues/ast203/>
- **Notas de aula do Prof. Gabriel Hickel (UNIVEI)**
<https://sites.google.com/site/profgabrielhickel/home/tecobsast>
- **Notas de aula do Prolf. Basilio Santiago (UFRGS)**
<http://www.if.ufrgs.br/oei/santiago/fis02014/>
- **Notas de aula do Prolf. Jorge Menezes (USP)**
<http://www.astro.iag.usp.br/~jorge/aga5802/>
- Kitchin, C.R., Astrophysical Techniques, 4a. edição, Editora IOP, 2003.
- Lená, P., Lebrun, F., Minard, F., Observational Astrophysics, 2a. Edição, Editora Springer, 1998.
- Birney - Observational Astronomy (2nd Ed, 2008), Cap.5 e 10
- Howell Handbook of CCD Astronomy (2nd Ed, 2006) Cap. 5
- Sterken & Manfrod - Astronomical Photometry (1992)
- Smith
- Walker