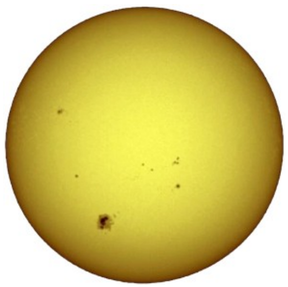
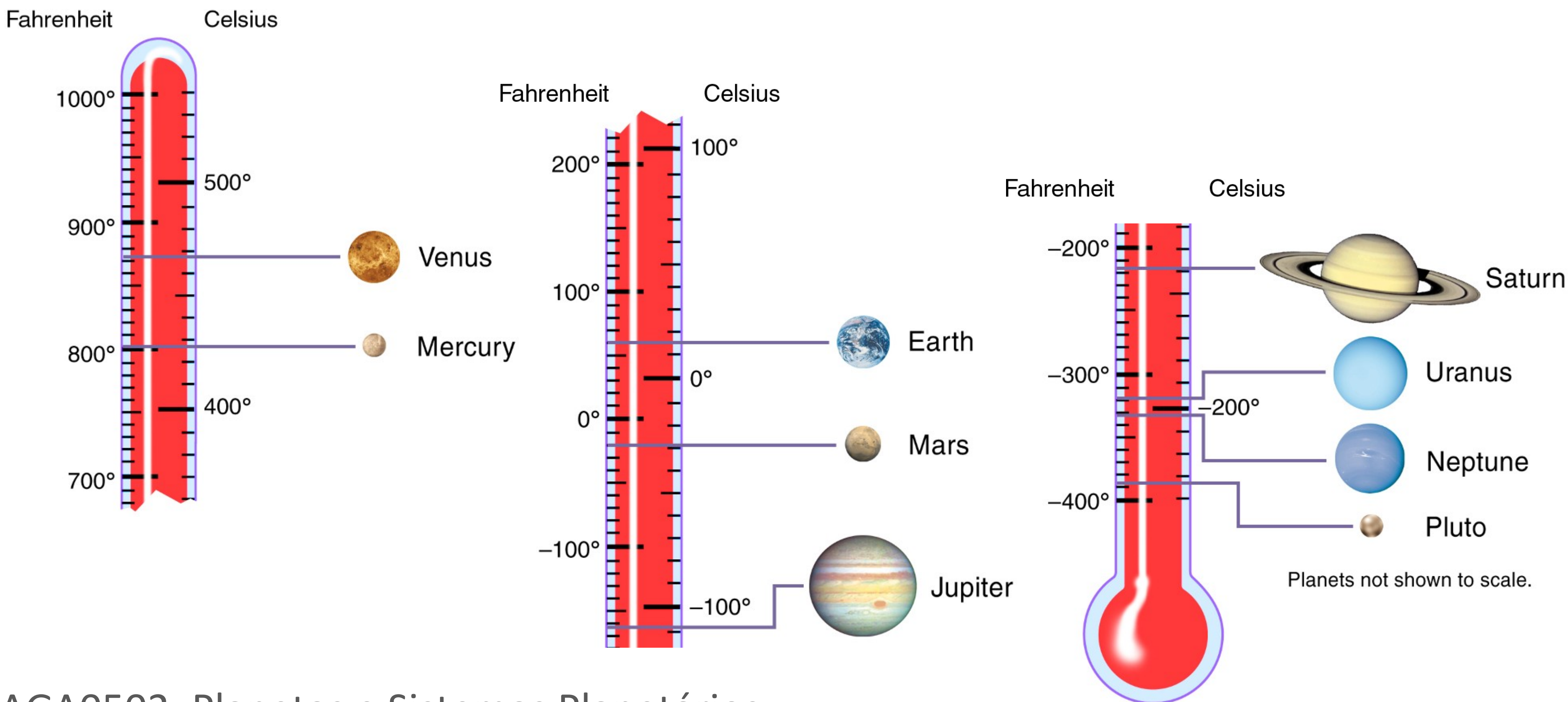
Fluxo solar e temperatura planetária



Sun

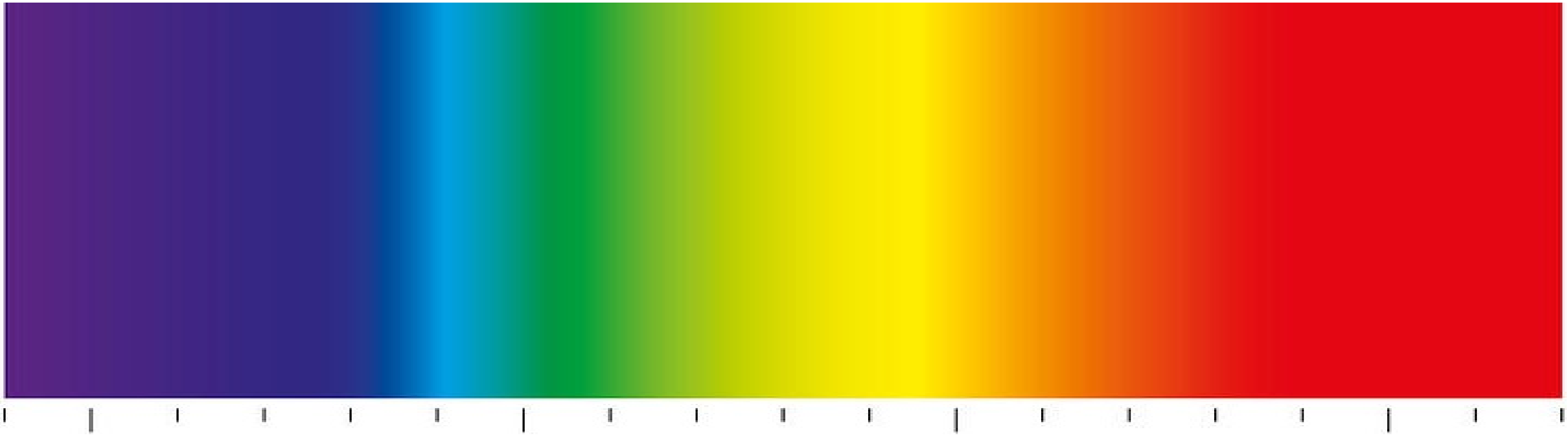
5777 K = 5504 °C

= 9939 °F



https://solarsystem.nasa.gov/resources/681/solar-system-temperatures/

A luz visível tem comprimentos de onda de ~ 400 nm no extremo violeta a ~ 700 nm no extremo vermelho.

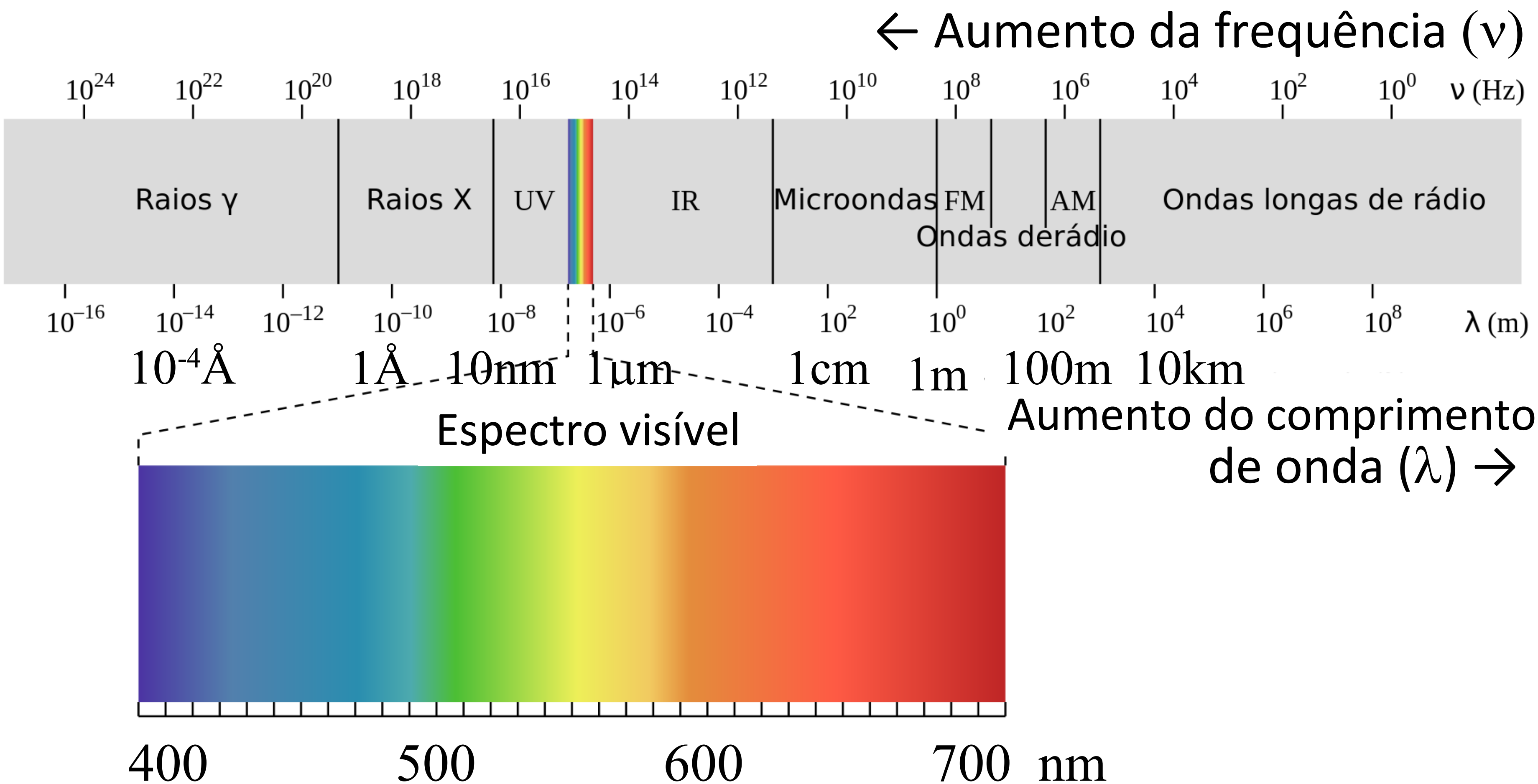


400 nm 500 nm 600 nm 700 nm

4000 Å 5000 Å 6000 Å 7000 Å

Em Astronomia é usado muito o Angstrom, 1 Å = 0,1 nm

O Espectro Eletromagnético



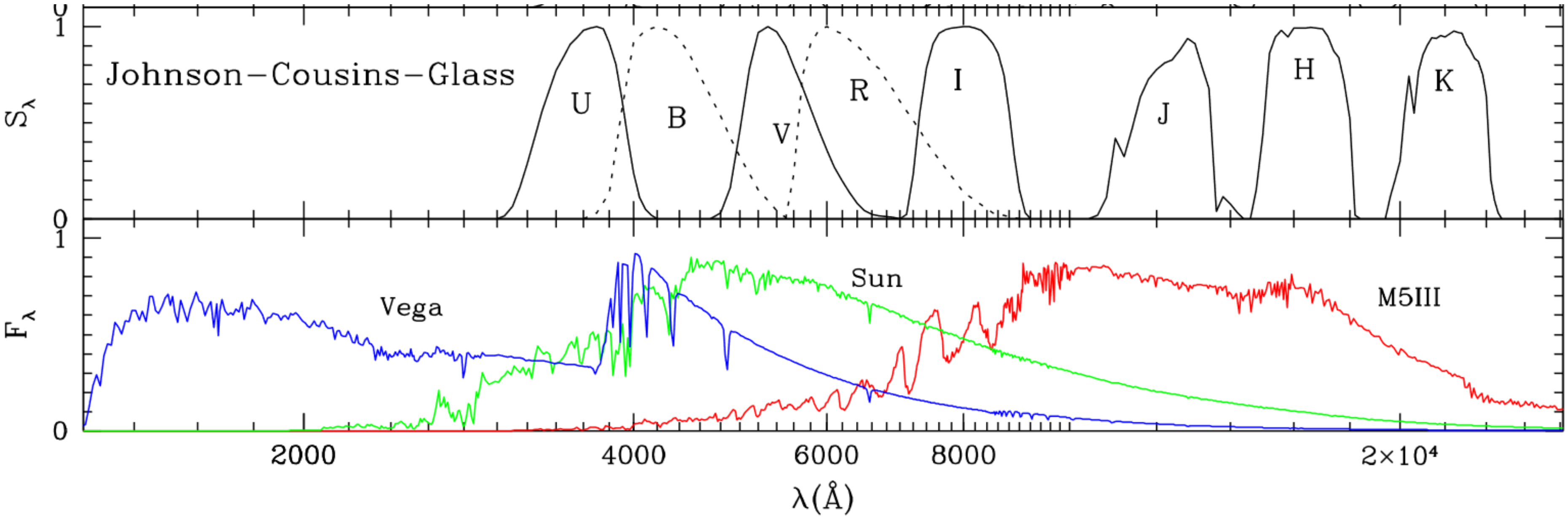
O espectro óptico (visível) cobre comprimentos de onda desde o violeta (~ 4000 Å) até o vermelho (~ 7000 Å)

(1 Ångstrom = 10^{-8} cm = 0,1 nm)

Região espectral	**λs típicos**	**λ (em metros)**
Raios-γ	< 0,1 Å	$< 10^{-11}$
Raios-X	0,1 – 100 Å	10^{-11} - 10^{-8}
UV	100 Å – 4000 Å	10^{-8} - $4\ 10^{-7}$
Visível	4000 - 7000 Å	$4\ 10^{-7}$ - $7\ 10^{-7}$
IV	1 μm – 100 μm	10^{-6} - 10^{-3}
Microondas	1 mm -10 cm	10^{-3} - 10^{-1}
Rádio	> 10 cm	$> 10^{-1}$

As estrelas emitem em diferentes regiões do espectro

Exemplos de filtros para medir o fluxo das estrelas



Exemplos da distribuição de energia de estrela quente (9600 K), o Sol (5777 K) e estrela fria (3400 K)

Theoretical isochrones in several photometric systems

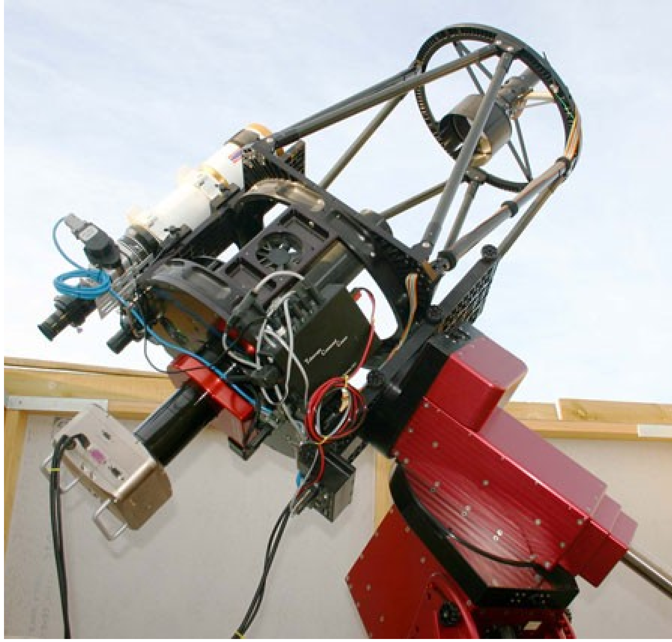
I. Johnson-Cousins-Glass, HST/WFPC2, HST/NICMOS, Washington, and ESO Imaging Survey filter sets

L. Girardi[1,2], G. Bertelli[3,4], A. Bressan[4], C. Chiosi[1], M. A. T. Groenewegen[5,6], P. Marigo[1],

A&A 391, 195–212 (2002)

Fluxo de radiação

O fluxo é a a taxa de transferência de energia através de uma superfície:



$$F_\lambda = \frac{energia}{\Delta A\, \Delta t}$$

O fluxo (F) de energia que chega numa superfície é *a quantidade de energia por unidade de tempo que passa através de uma unidade de área da superfície*

Unidades: erg s^{-1} m^{-2}

J s^{-1} m^{-2} ou Watts m^{-2}

Fluxo monocromático de radiação

O fluxo monocromático é a medida da energia coletada por segundo, por unidade de área, em um intervalo de comprimento de onda (p.ex., filtro):

$$F_\lambda = \frac{energia}{\Delta A \, \Delta t \, \Delta\lambda}$$

O fluxo F_λ de energia que chega numa superfície é *a quantidade de energia por unidade de tempo que passa através de uma unidade de área da superfície por unidade de intervalo de comprimento de onda $\Delta\lambda$*

Unidades: erg m^{-2} s^{-1} nm^{-1}

J m^{-2} s^{-1} nm^{-1} ou Watts m^{-2} nm^{-1}

Hiparco (190 – 120 a.C.)

Escala de Magnitude

Magnitude Aparente (m) e fluxo da estrela (F)

Ptolomeu (100 – 170)

- Definida por Hiparco, refinada por Ptolomeu
- Estrelas mais brilhantes 1ª magnitude, $m_1 \Rightarrow F_{m=1}$
- Estrelas de menor brilho 6ª magnitude, $m_6 \Rightarrow F_{m=6}$
- Na convenção moderna $\Rightarrow F_{m=1} = 100\ F_{m=6}$

Uma diferença de 5 magnitudes corresponde a um fator 100 em brilho:

$$\Delta m = m_6 - m_1 = 5 \Rightarrow F_1 / F_6 = 100$$

Uma diferença de 1 magnitude corresponde a um fator 2,512 em brilho:

$$\Delta m = m_2 - m_1 = 1 \Rightarrow F_1 / F_2 = 100^{1/5} = 2{,}512$$

Razão de fluxos em função das diferenças de magnitudes dos objetos i e j :

$$\boxed{m_i - m_j = -2{,}5\log\frac{F_i}{F_j}}$$

Razão de fluxos em função das diferenças de magnitudes dos objetos i e j :

$$\boxed{m_i - m_j = -2{,}5\log\frac{F_i}{F_j}}$$

Para calibrar o sistema precisamos de uma referência, por ex., F_0 para m = 0

$$m - 0 = -2{,}5\,\log\frac{F}{F_0}$$

Magnitude zero ⇨ fluxo de calibração

Se $m_j = 0$ ⇨ $F_j = F_0$ = constante

$$m_i - m_j = -2,5 \log \frac{F_i}{F_j} \quad \Rightarrow \quad m - 0 = -2,5 \log \frac{F}{F_0}$$

$$m = \underbrace{2,5 \log F_0}_{\text{C = constante}} - 2,5 \log F$$

$$\boxed{m = C - 2,5 \log F}$$

Ponto zero para o filtro “V” (visível)

$m_V = -21.1 - 2.5 \log f_V$

$V = -21.1 - 2.5 \log f_V$

(magnitude m_v é chamada de V)

onde f é o fluxo em 10^{-11} erg cm^{-2} s^{-1} A^{-1}

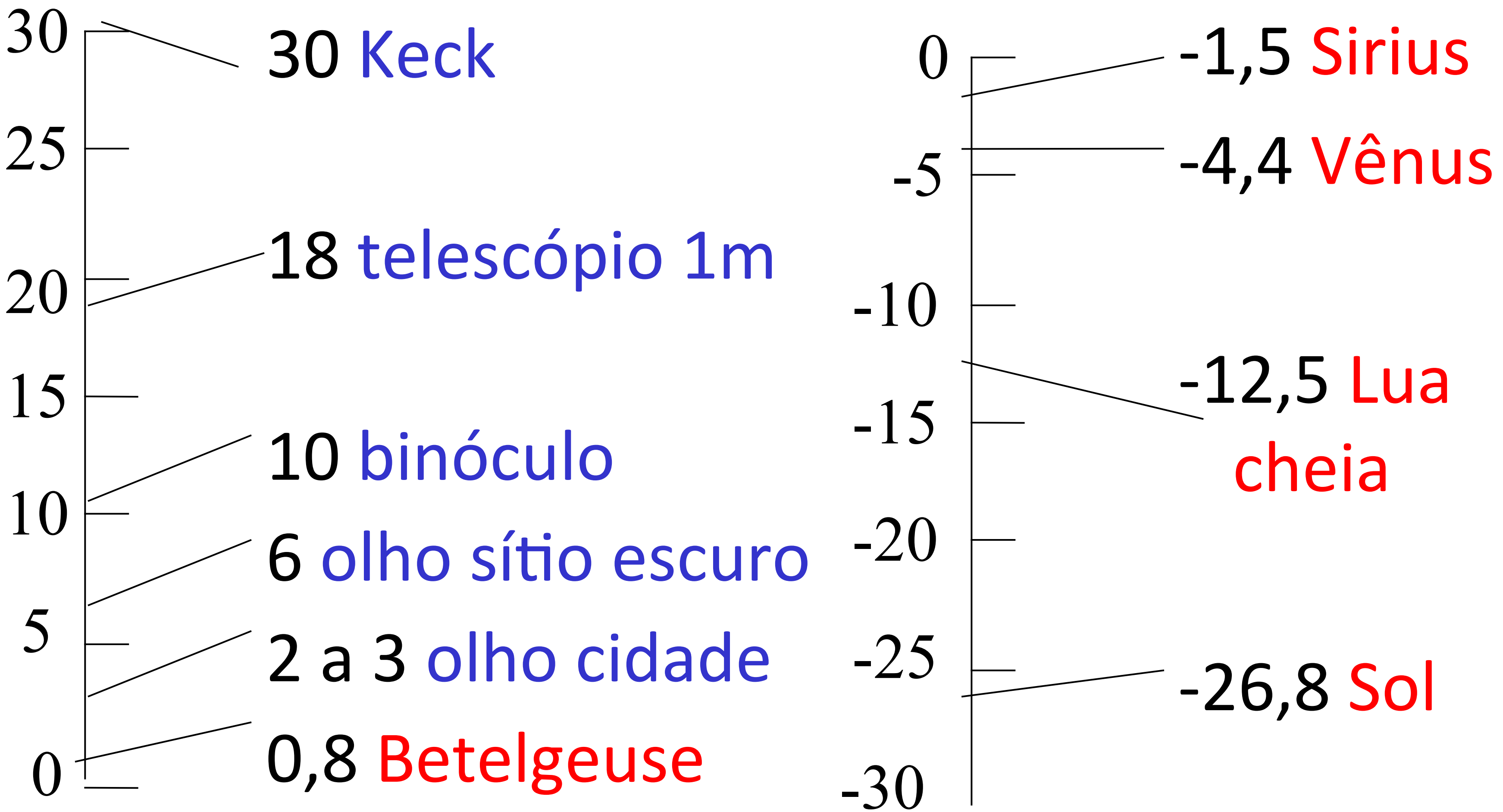
Relação de m_V para o fluxo f_v:

$$f_V = f_{0,V}\, 10^{-0.4 m_V}$$

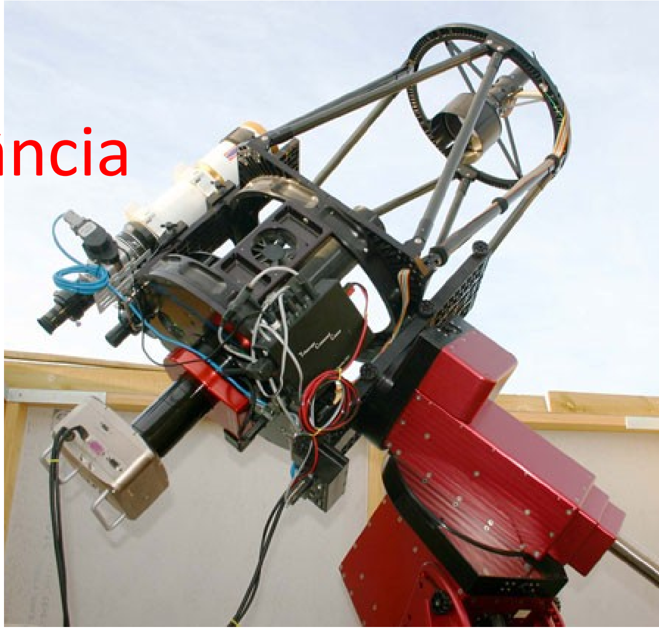
$$f_{0,V} = 363{,}1 \times 10^{-11} \text{ erg cm}^{-2}\text{ s}^{-1}\text{ Å}^{-1}$$

Limite de detecção de alguns telescópios e magnitude aparente de alguns astros

$$m \propto -2{,}5 \log F$$



Fluxo, Luminosidade
e a lei do inverso do quadrado da distância



- Fluxo pode ser medido, mas depende do inverso do quadrado da distância. Ou seja, depende da distância do observador.

- Luminosidade: Energia por unidade de tempo (Potência) emitida pela estrela.

Ex: Sol: $L_{\odot} \sim 3{,}84 \times 10^{26}$ Watts.

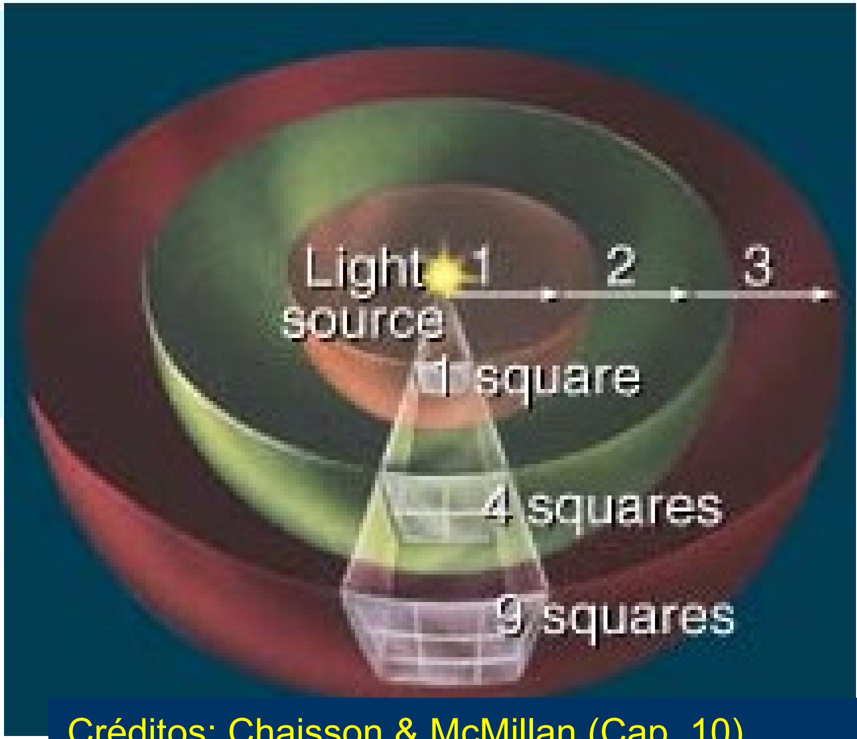
A luminosidade é intrínseca: não depende da distância da estrela. Não é diretamente observável.

Fluxo de Radiação Estelar

Imagine uma estrela de luminosidade L rodeada por uma enorme esfera de raio r. Qual é o fluxo de radiação medido à distância r?

À medida que nos distanciamos a radiação é diluída com o quadrado da distância, pois a área coberta é $4\pi r^2$:

$$F(r) = \frac{L}{4\pi r^2}$$



Créditos: Chaisson & McMillan (Cap. 10)

Exemplo: Irradiância solar (constante solar)

A luminosidade do Sol é $L_{\odot} = 3{,}839 \times 10^{26}$ W. A uma distância de 1 U.A. = $1{,}496 \times 10^{11}$ m, a Terra recebe um fluxo de radiação acima de sua atmosfera absorvedora de:

$$F = \frac{L}{4\pi\, r^2} = \frac{3{,}839\text{x}10^{26}}{4\pi\,(1{,}496\text{x}10^{11})^2} = 1365\ \text{W m}^{-2}$$

O fluxo (F) observado depende da luminosidade (L) e da distância (d) da estrela:

$$m = C - 2{,}5\log F \longrightarrow F(d) = \frac{L}{4\pi d^2}$$

$$m = C - 2{,}5\log L + 2{,}5\log(4\pi d^2)$$

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

Onde: $C' = C + (2{,}5\log 4\pi)$

m é a magnitude aparente

Magnitude Absoluta M = m (d=10 pc)

1 parsec = 3,26 anos-luz

Para comparação entre diversas estrelas adota-se uma mesma distância (10 pc) para todas:

m, d, L_*, F_d

M, 10pc, L_*, F_{10}

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

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

Módulo de distância: *m - M*

Comparação entre magnitudes aparente (observada) e absoluta (que depende da luminosidade da estrela)

$$m - M = (C' - 2{,}5\log L + d) - (C' - 2{,}5\log L + 5)$$

$$m - M = 5\log d - 5$$

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

$$\Rightarrow d = 10^{\frac{(m-M+5)}{5}}$$

- **Distância em parsec**
- Supondo ausência de extinção interestelar, que aumenta a mag. aparente

Exemplo: Calcular magnitude absoluta do Sol (M_{Sol})

A magnitude aparente do Sol é m_{Sol} = -26,83 mag. e sua distância é d = 1 U.A. = 4,949 $\times$ 10^{-6} pc. Pela equação do módulo de distância temos:

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

$$\boxed{M_{Sol} = m_{Sol} - 5\log\frac{d(pc)}{10}}$$

$$\boxed{M_{Sol} = -26,83 - 5\log\frac{4,949\times10^{-6}}{10} = 4,74}$$

Albedo *a* é a fração de luz solar refletida.

Para exoplanetas, albedo é a fração de luz estelar refletida

Vênus, *a* ~ 0,7 (70%)

Lua, *a* ~ 0,1 (10%)

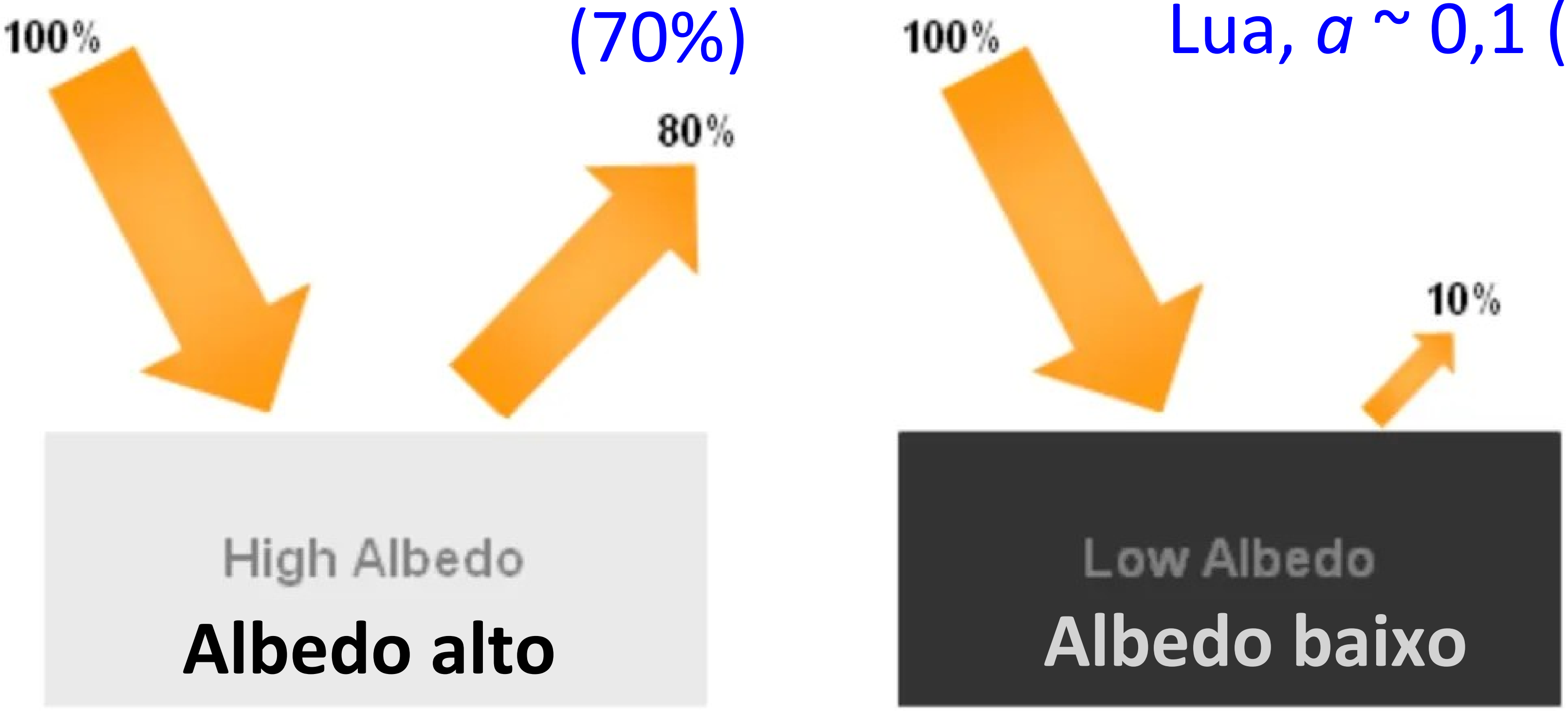
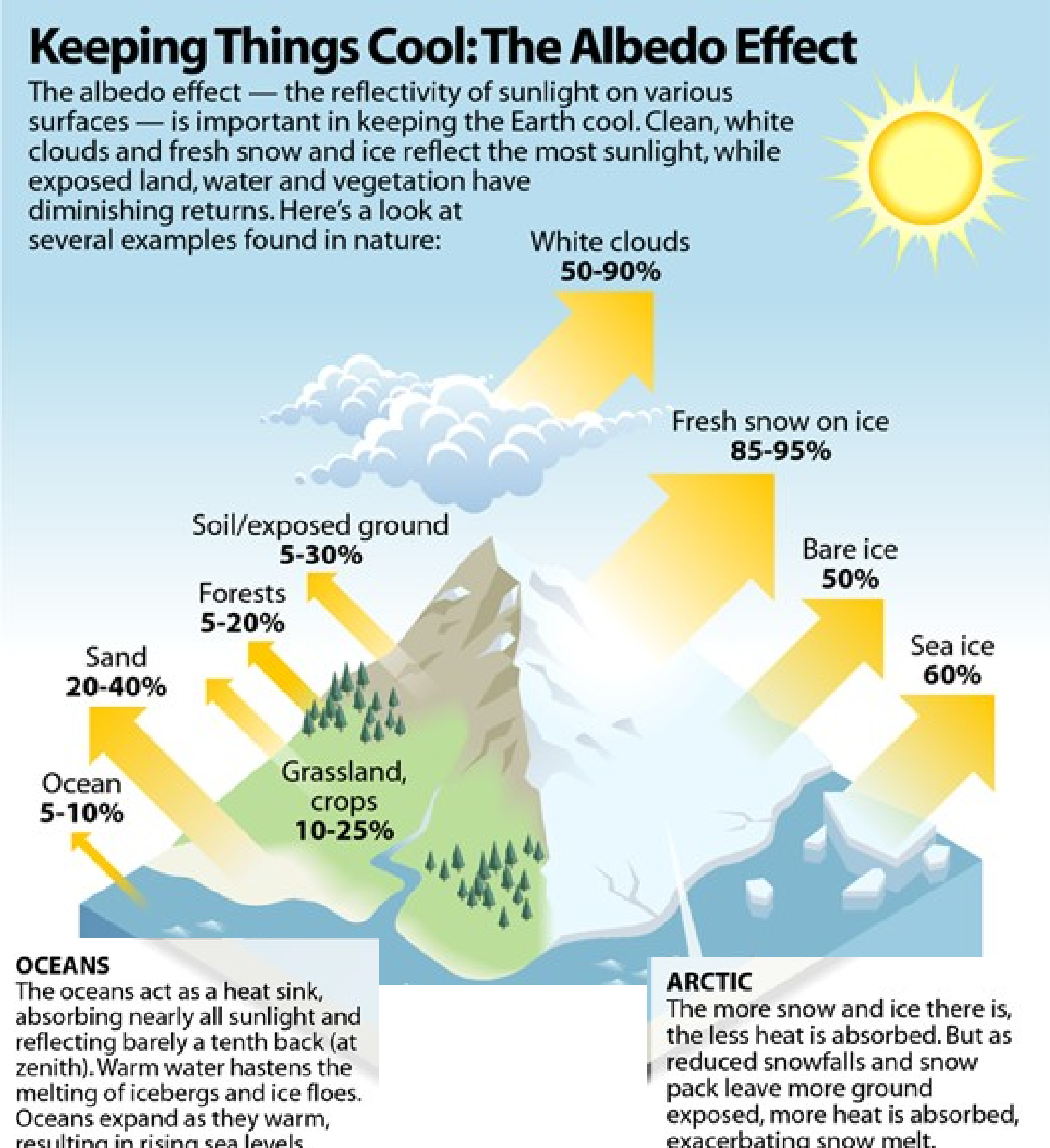


Figure A. A high albedo surface reflects 80% of incoming radiation. The low albedo surface reflects only 10% of incoming radiation.

(c) climate.ncsu.edu



https://insideclimatenews.org/infographics/infographic-keeping-things-cool-albedo-effect/

Albedo médio da Terra, $a \sim 0{,}3$

Gelo: 0,5 – 0,95
(neve fresca em gelo ~ 0,9)

Nuvens: 0,5 – 0,9
(cirrus 0,5, stratocumulus 0,6, cumulonimbus 0,9)

Areia: 0,2 – 0,4

Solo: 0,05 – 0,3

Florestas: 0,05 - 0,2

Cultivos: 0,1 – 0,25

Oceanos: 0,05 – 0,1

Magnitude absoluta H de um asteroide

H do asteroide não tem relação com a magnitude absoluta das estrelas

A magnitude absoluta H de um asteroide é a sua magnitude visual a uma distância de 1 unidade astronômica do Sol.

Supondo asteroide esférico, podemos estimar seu diâmetro a partir da sua magnitude absoluta H e albedo *a*:

$$D\ [\mathrm{km}] = 1329 \times 10^{-H/5} / a^{1/2}$$

Exemplo, Vesta tem H = 3,20. Adotando um albedo *a* = 0,4
$\rightarrow$ D = 1329 x $10^{-3,2/5}$ / $0,4^{1/2}$ = 1329 x 0,23 /0,63 = 485 km
(perto do diâmetro de Vesta, d=525 km)

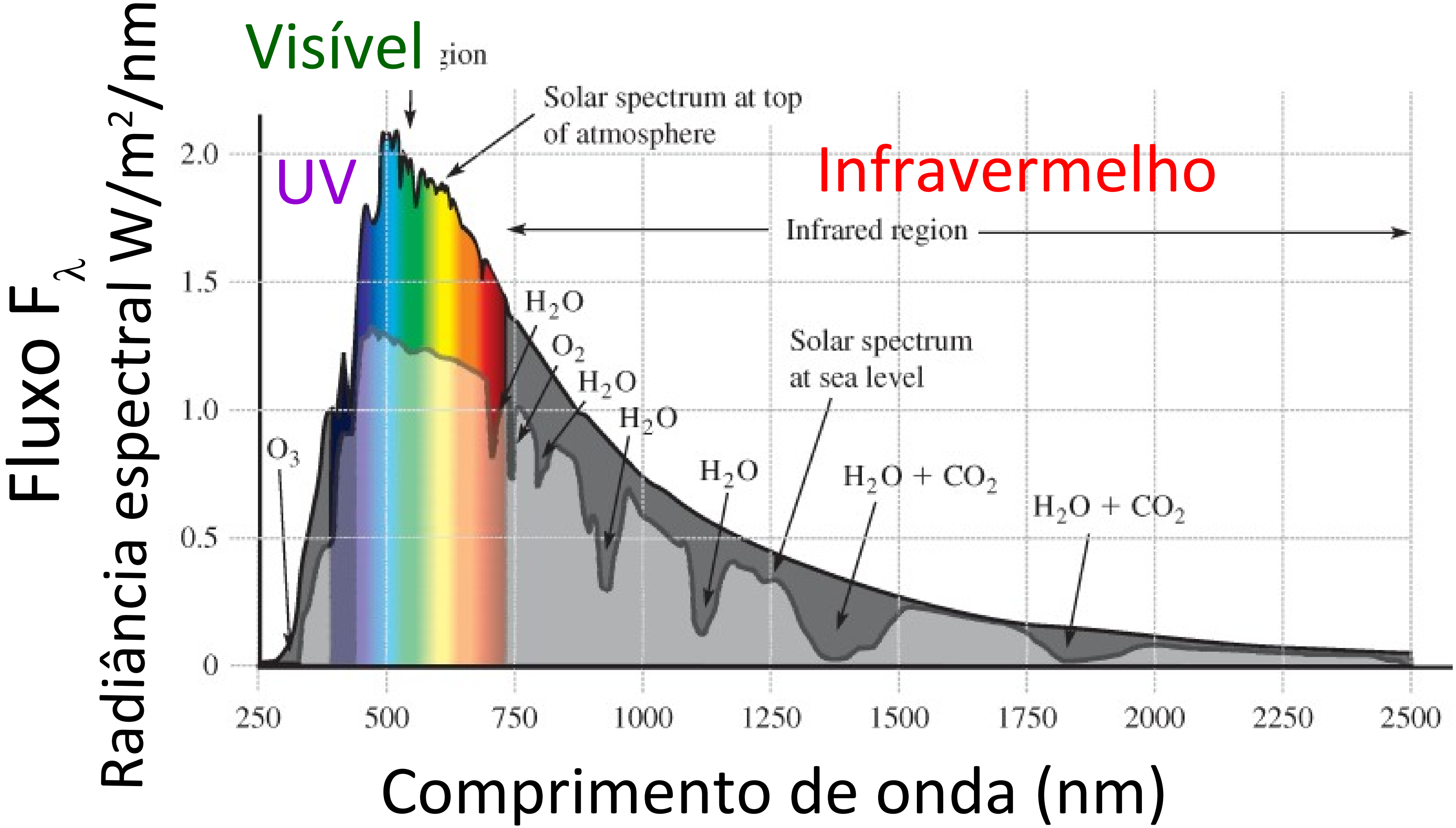
Radiação de Corpo-Negro

Em Orion identifica-se a estrela fria avermelhada Betelgeuse (α Ori) e a estrela quente azulada Rigel (β Ori).

A cor depende da temperatura superficial da estrela

Observações: Betelgeuse (T ~ 3600K) e Rigel (T~ 13000K)

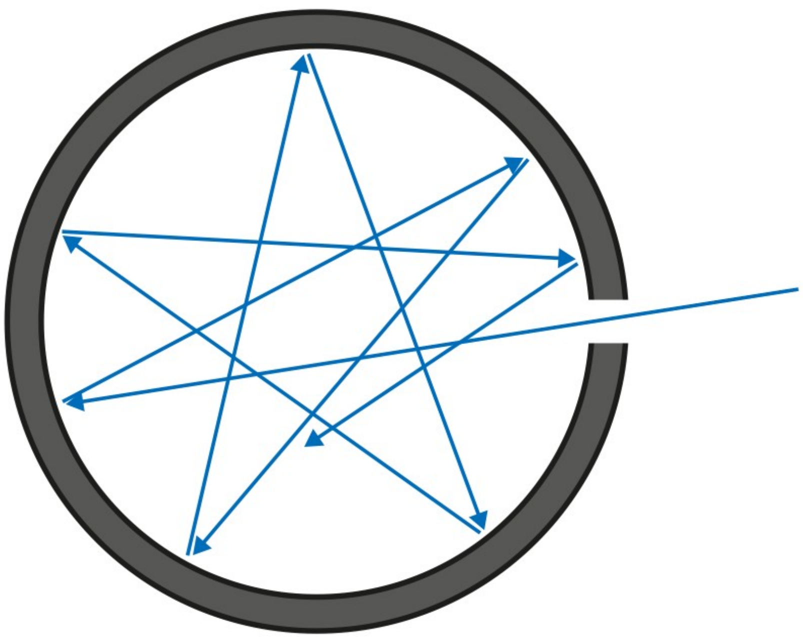
Temperatura e Cor: o Sol



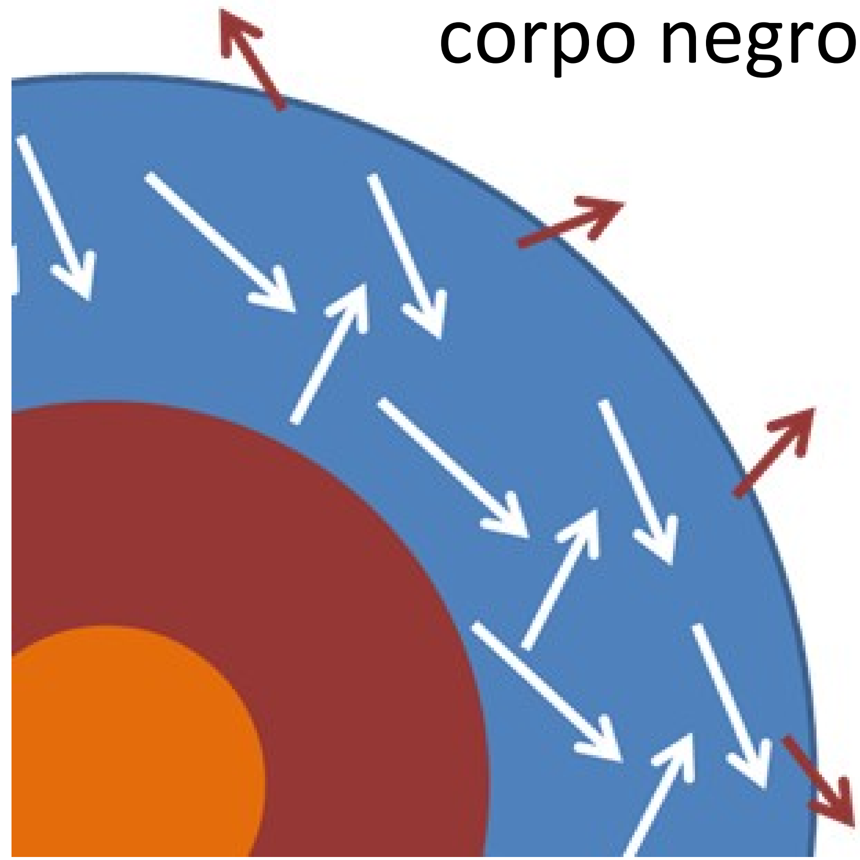
Observando a radiação do Sol notamos que o pico se encontra no visível e que emite muito mais no infravermelho do que no UV

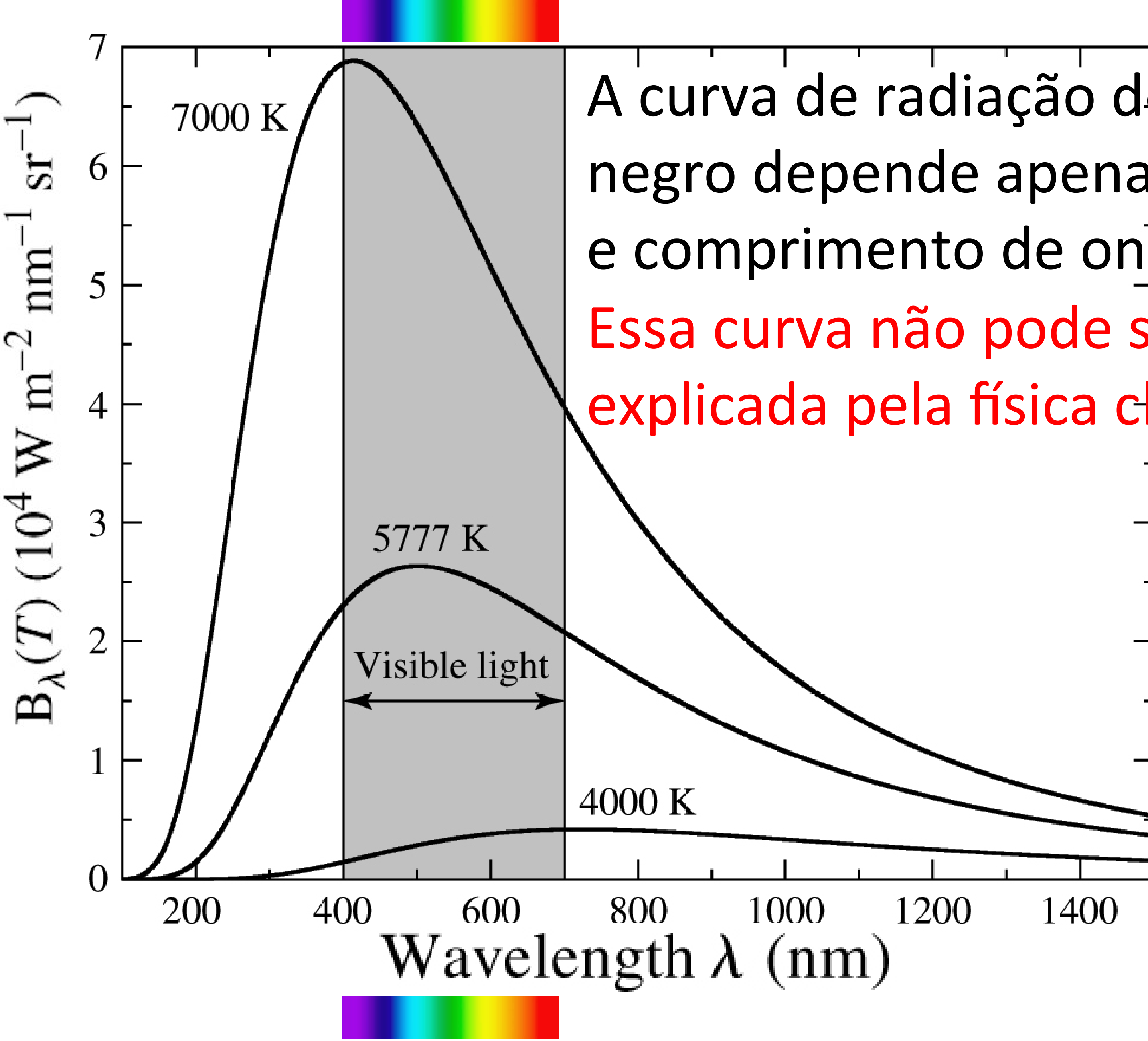
Corpo negro:

Corpo que absorve toda radiação incidente. Por exemplo, orifício em cavidade. Em equilíbrio térmico, irradia energia na mesma taxa que a absorve



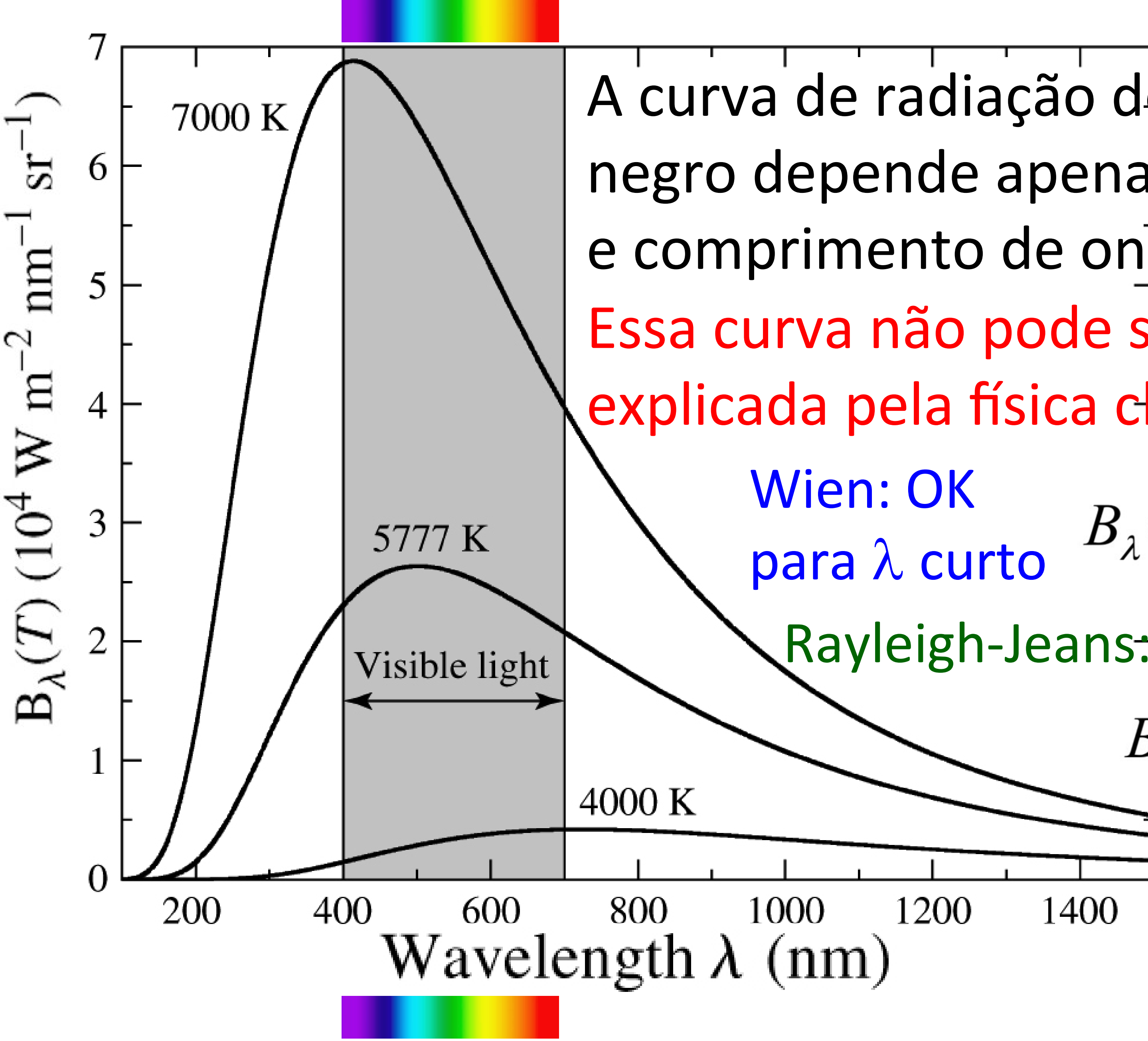
Uma estrela pode ser considerada (em 1a aproximação) um corpo negro





A curva de radiação de corpo negro depende apenas da temp. e comprimento de onda $B_\lambda(T)$

Essa curva não pode ser explicada pela física clássica.



A curva de radiação de corpo negro depende apenas da temp. e comprimento de onda $B_\lambda(T)$

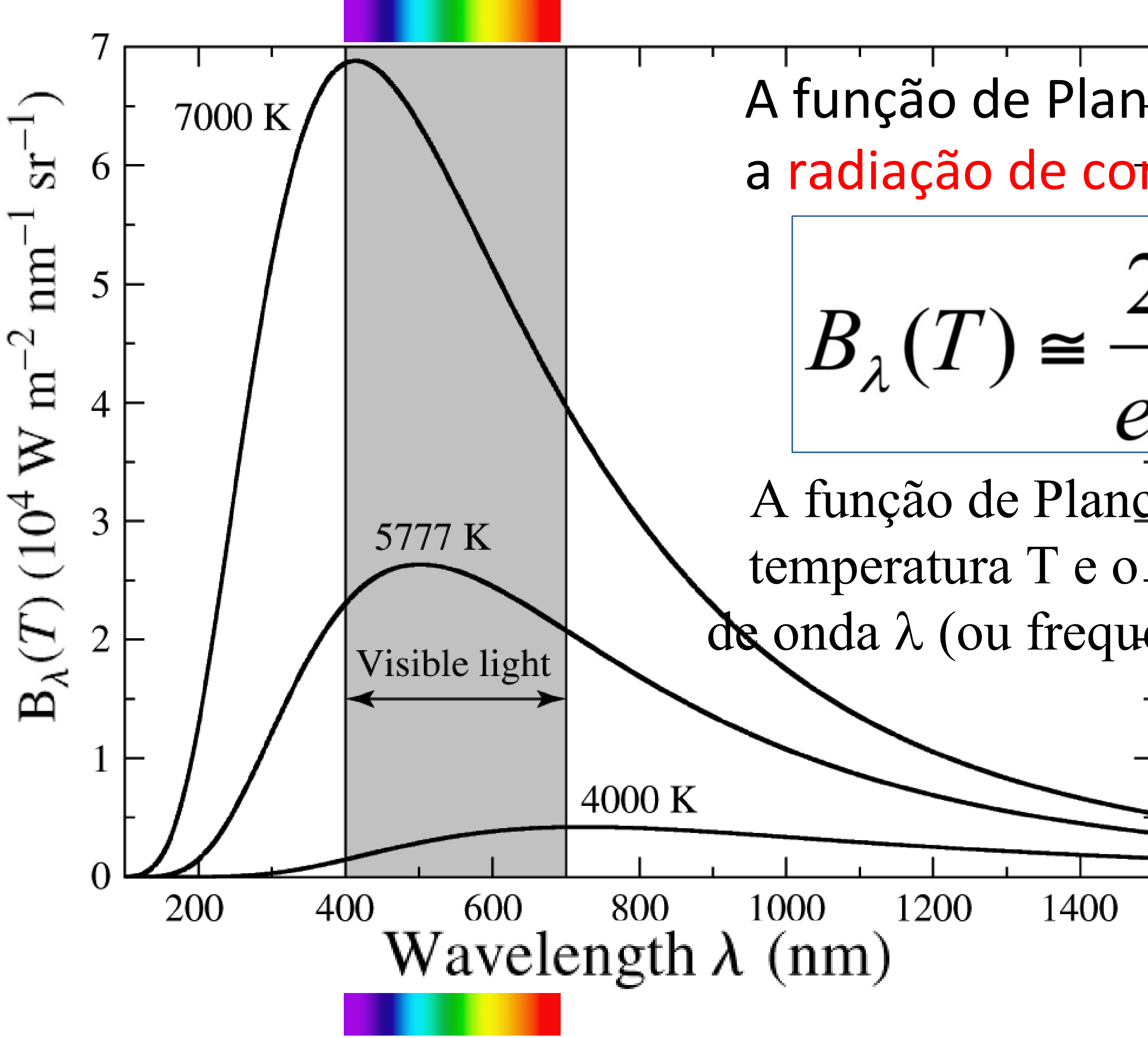
Essa curva não pode ser explicada pela física clássica.

Wien: OK para λ curto

$$B_\lambda(T) \cong \frac{a/\lambda^5}{e^{b/\lambda T}-1}$$

Rayleigh-Jeans: OK λ longo

$$B_\lambda(T) \cong \frac{2\,c\,k\,T}{\lambda^4}$$



A função de Planck descreve a radiação de corpo negro:

$$B_\lambda(T) \cong \frac{2hc^2/\lambda^5}{e^{hc/\lambda kT} - 1}$$

A função de Planck depende da temperatura T e o comprimento de onda λ (ou frequência $\nu = c/\lambda$)

1900: Planck introduz o quantum de energia

A radiação de Corpo Negro é uma aprox. para o espectro contínuo das estrelas

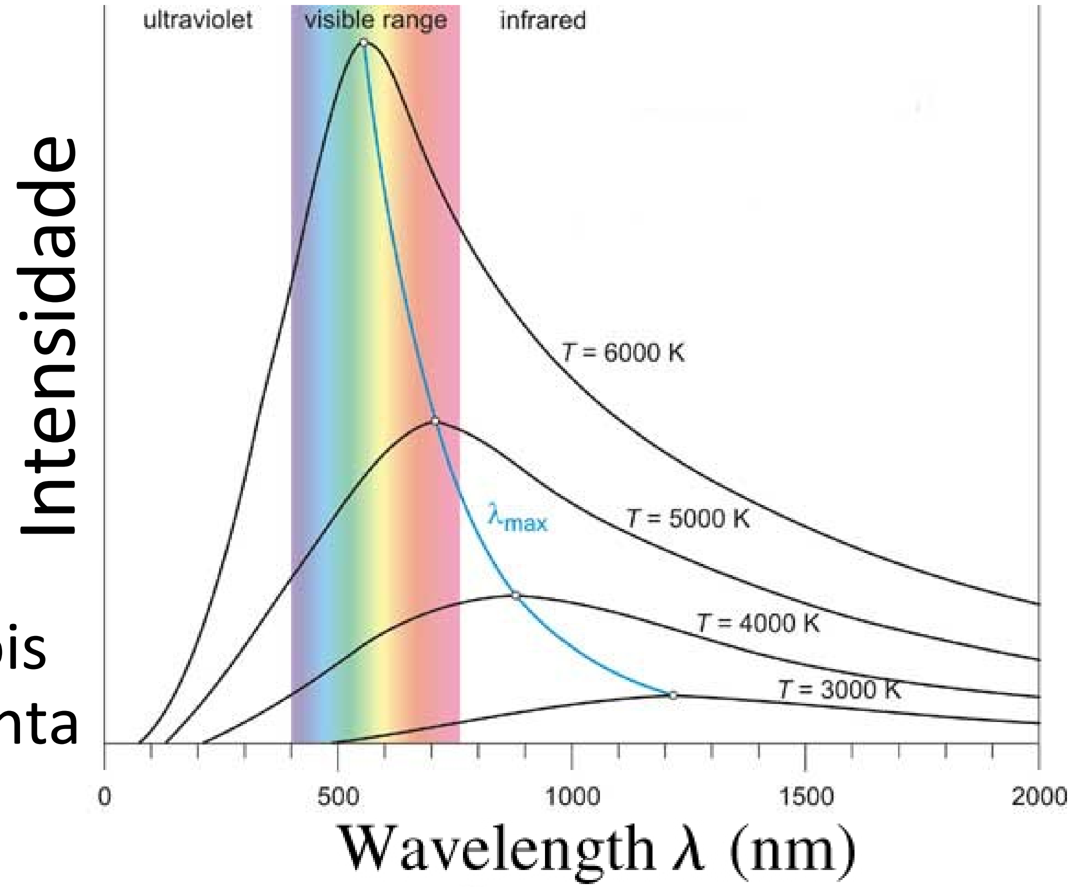
- Objeto caracterizado por uma temperatura **T**
- É só uma aproximação, pois o corpo negro não apresenta linhas de absorção

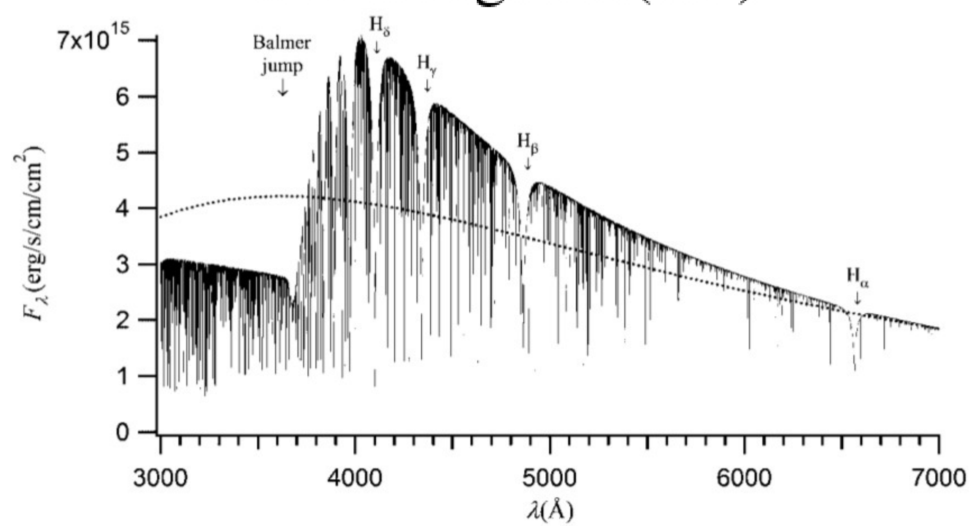
Máximo de intensidade no λ_{max}

(ou frequência ν_{max}*)*

$T\uparrow$: $\lambda_{max}\downarrow$ (azul), $\nu_{max}\uparrow$

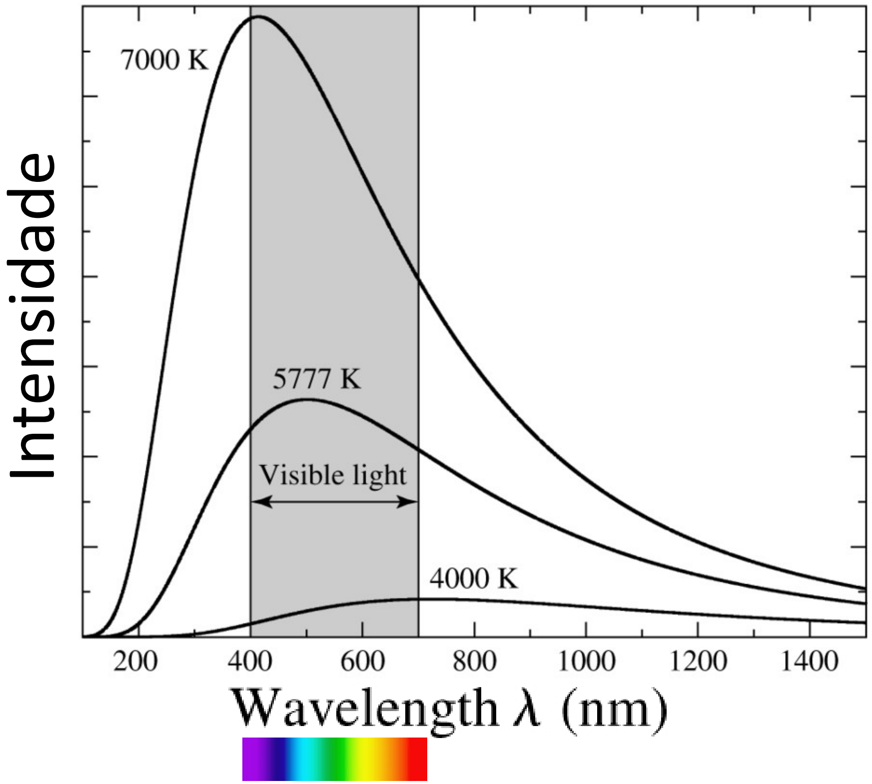
$T\downarrow$: $\lambda_{max}\uparrow$ (vermelho), $\nu_{max}\downarrow$





Deslocamento do pico de máxima intensidade:

Para qual λ_{max} é o máximo de intensidade?



$$I_\lambda(T) \cong \frac{2hc^2/\lambda^5}{e^{hc/\lambda kT}-1}$$

$I_{max} \Rightarrow \lambda_{max}$ obtido pela derivada

$$\frac{d\,I_\lambda}{d\lambda} = 0$$

Lei de Wien

$$\lambda_{max}(cm) = \frac{0{,}2897755}{T(K)}$$

Lei de Wien

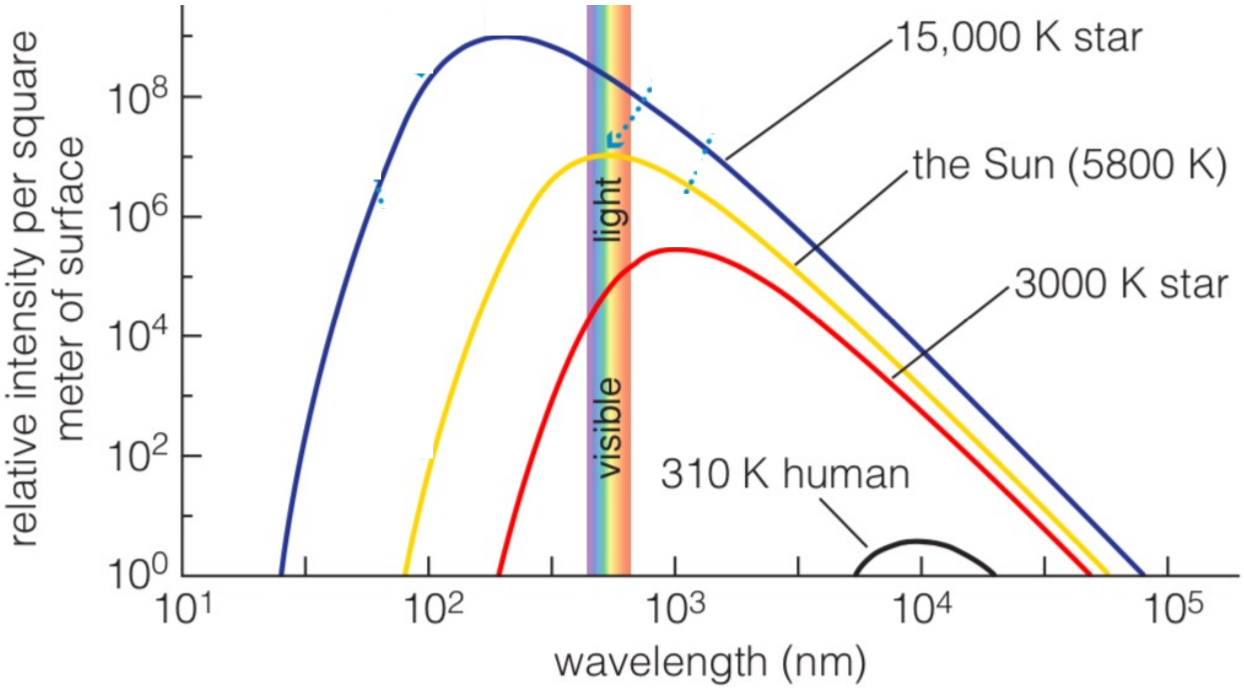
$$\lambda_{max}(cm) = \frac{0,2897755}{T(K)}$$

1 cm = 10^{-2}m

1 nm = 10^{-9}m

→ 1 cm = 10^{7}nm

$$\lambda_{max}\,(nm) = 2\,897\,755\,/\,T(K)$$



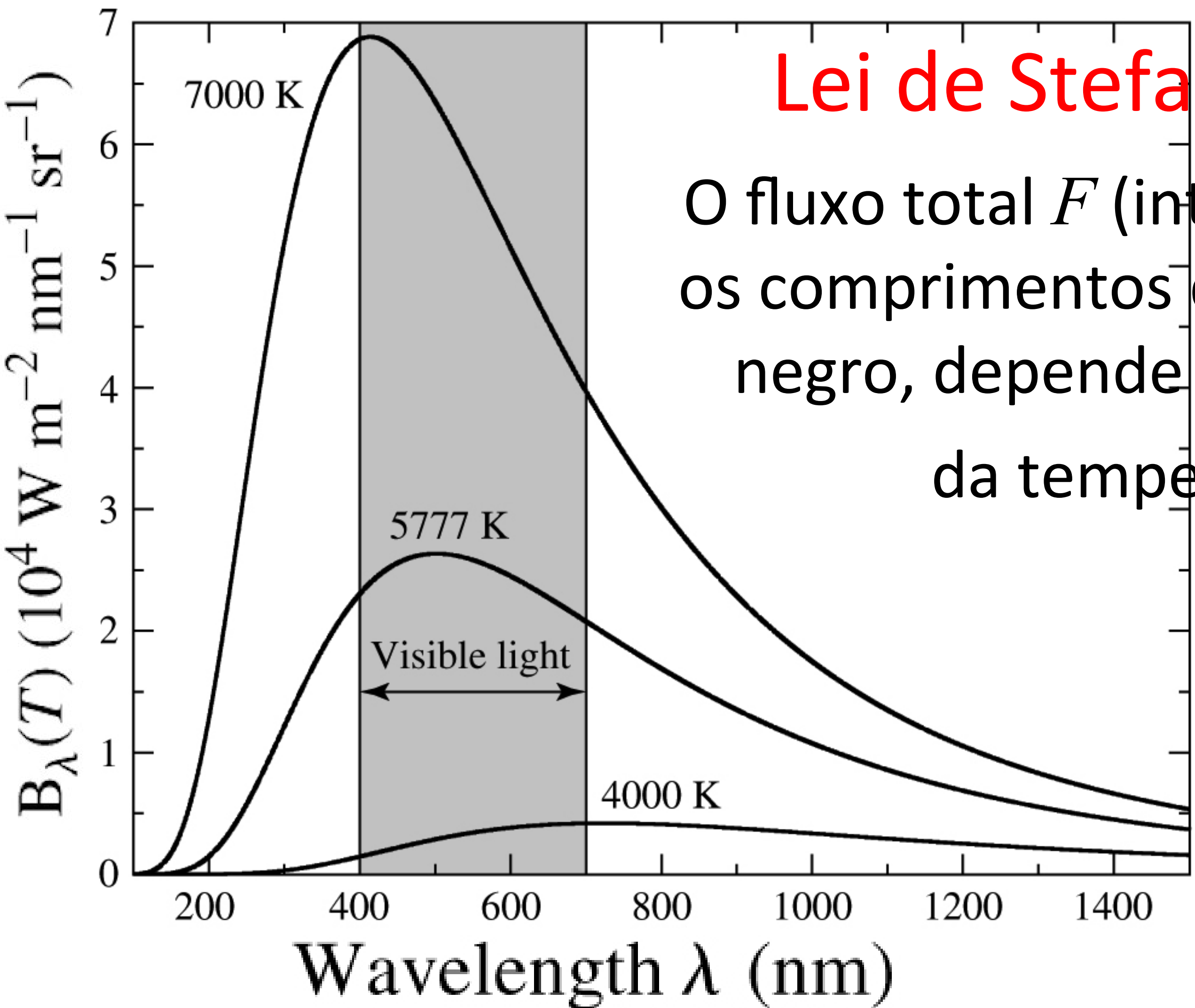
$$\lambda_{max}\ (nm) = 2\ 897\ 755\ /\ \mathrm{T}(K)$$

Exemplos:

- **Sol** (T ~ 5800 K), λ_{max} ~500 nm (visível)
- **Antares** (T_e ~ 3000 K gigante vermelha), λ_{max} ~1 μm (infravermelho)
- **Sirius** (T_e ~ 10000 K, estrela azul), λ_{max} ~ 290 nm (UV).

Lei de Stefan – Boltzmann

O fluxo total F (integrando em todos os comprimentos de onda) do corpo negro, depende exponencialmente da temperatura, $F = \sigma T^4$



Lei empírica por Stefan (1879) e derivada depois por Boltzmann (1884)

$\sigma = 5{,}67 \times 10^{-5}$ erg cm^{-2} K^{-4} s^{-1}

(cte de Stefan-Boltzmann)

Lei de Stefan – Boltzmann

Josef Stefan
(1835-1893)

Ludwig Boltzmann
(1844-1906)

Fluxo total emitido por corpo negro: $F = \sigma T^4$

A luminosidade é Fluxo x Área, então a luminosidade de um corpo negro é: $L = A\sigma T^4$

Para uma estrela, área = $4 \pi R^2$ ➡ $L = 4\pi R^2 \sigma T_e^4$

A temperatura na "superfície" da estrela é a **temperatura efetiva**, onde a medida de fluxo total é igual ao de um corpo negro: $F = \sigma T_e^4$

Exemplo 3.4.2. Calcular a temperatura efetiva do Sol usando

$$L_\odot = 3.839 \times 10^{26} \ \mathrm{W}$$
$$R_\odot = 6.95508 \times 10^{8} \ \mathrm{m}$$

Exemplo 3.4.2. Calcular a temperatura efetiva do Sol usando

$$L_\odot = 3.839 \times 10^{26} \text{ W}$$
$$R_\odot = 6.95508 \times 10^{8} \text{ m}$$

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_e^4 \qquad \sigma = 5.670400 \times 10^{-8} \text{ W m}^{-2} \text{ K}^{-4}$$

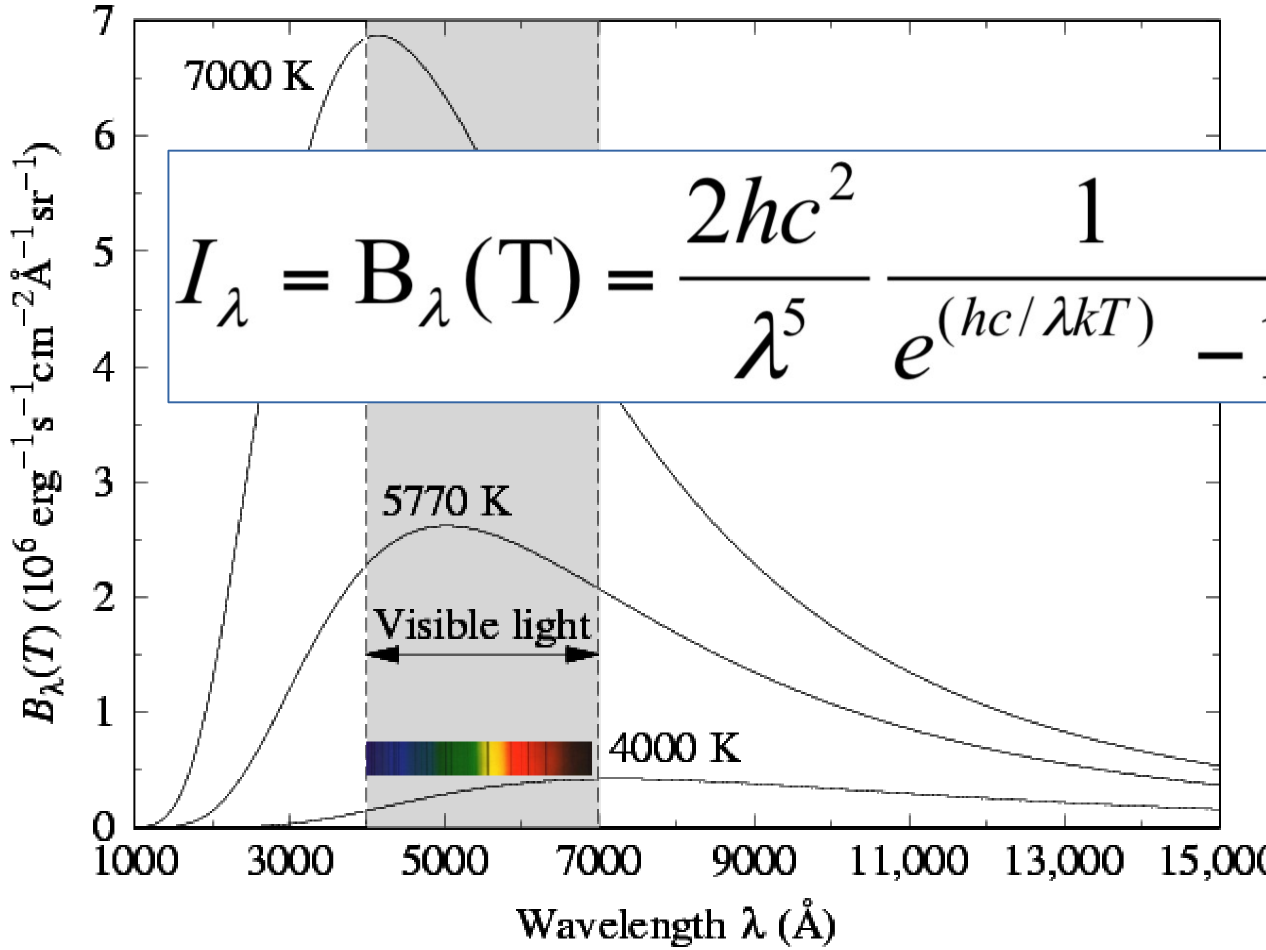
Exemplo 3.4.2. Calcular a temperatura efetiva do Sol usando

$$L_\odot = 3.839 \times 10^{26}\ \mathrm{W}$$
$$R_\odot = 6.95508 \times 10^{8}\ \mathrm{m}$$

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_e^4 \qquad \sigma = 5.670400 \times 10^{-8}\ \mathrm{W\ m^{-2}\ K^{-4}}$$

$$\Rightarrow T_\odot = \left(\frac{L_\odot}{4\pi R_\odot^2 \sigma}\right)^{\frac{1}{4}} = 5777\ \mathrm{K}$$

Em primeira aproximação, podemos obter o fluxo monocromático F_λ na superfície de uma estrela a partir da fórmula do corpo negro B_λ :

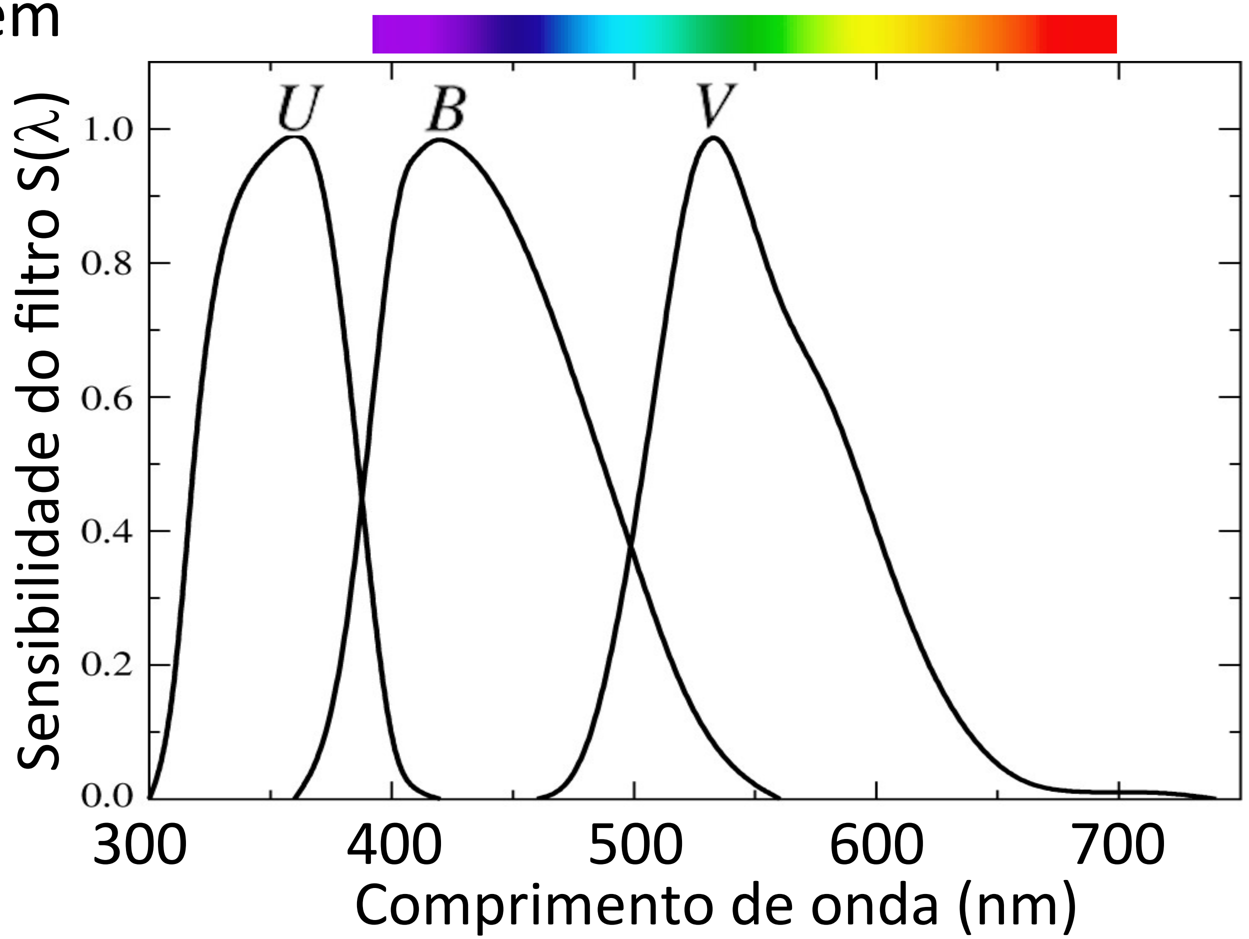


$$I_\lambda = \mathrm{B}_\lambda(\mathrm{T}) = \frac{2hc^2}{\lambda^5}\frac{1}{e^{(hc/\lambda kT)}-1}$$

$$\mathrm{F}_\lambda \sim \pi \mathrm{B}_\lambda$$

Índice de Cor

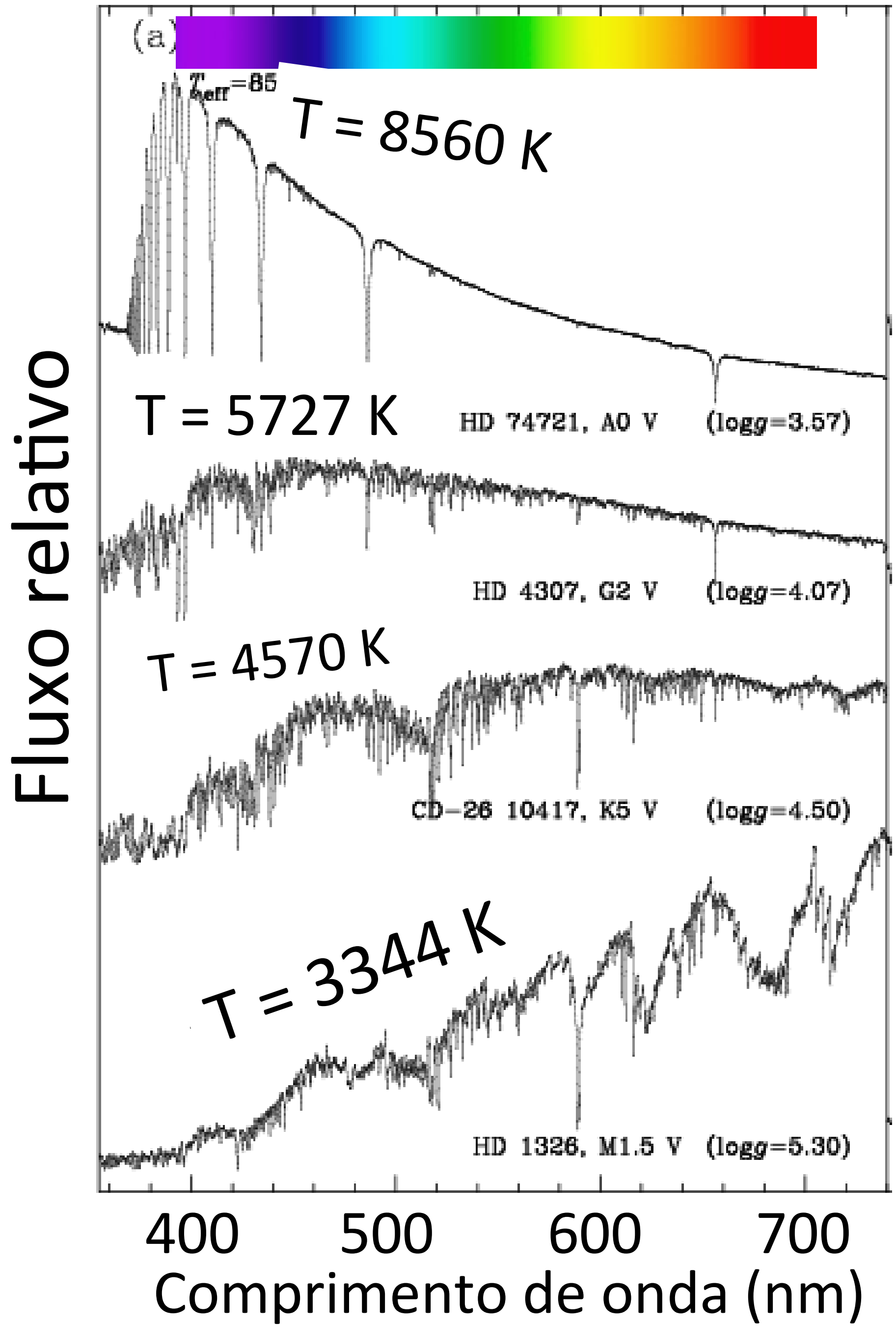
Os fotômetros medem o fluxo em faixas definidas por filtros



A "cor" de uma estrela é estimada pela diferença de magnitude em 2 filtros diferentes. Por exemplo no sistema UBV, cor

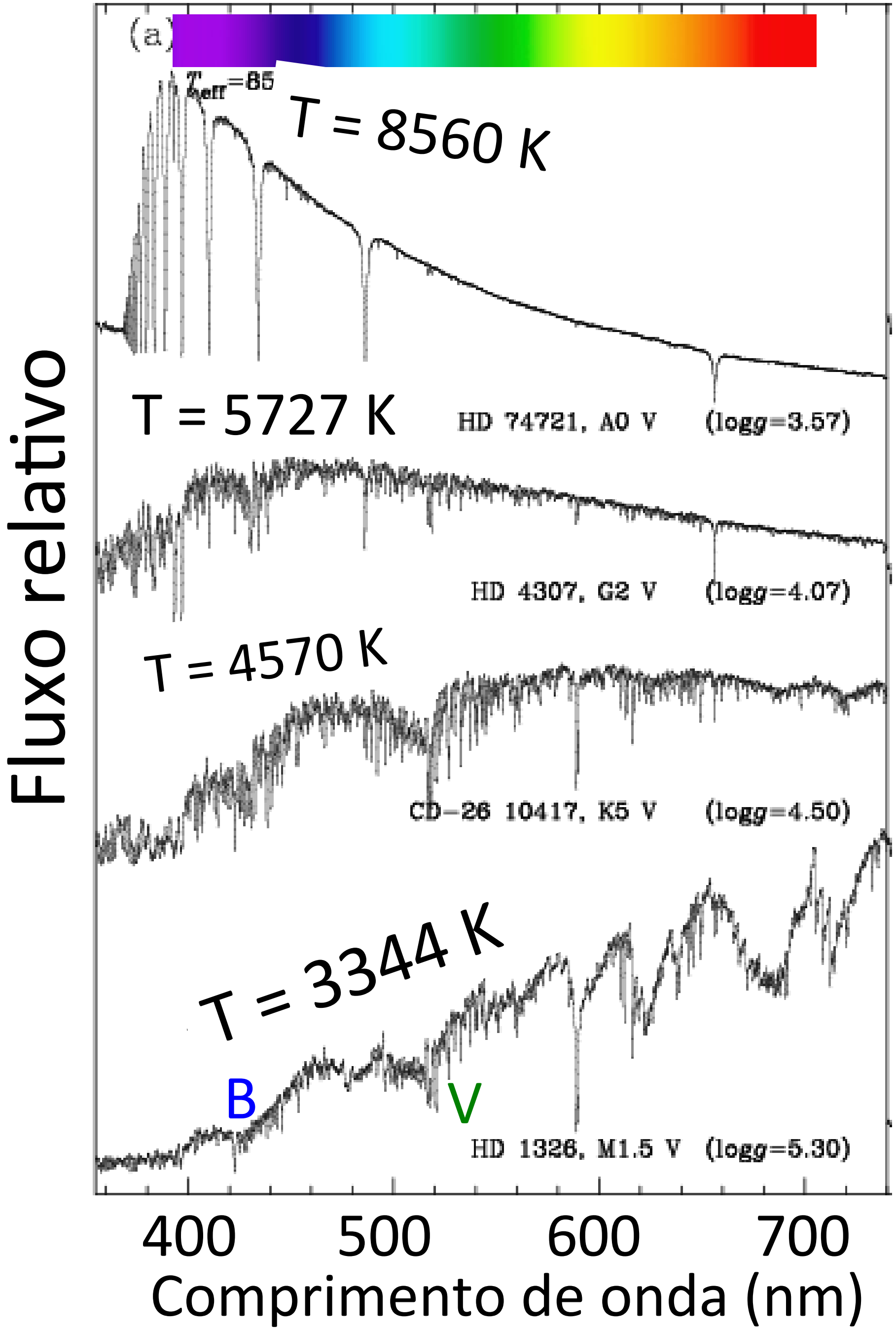
$$m_B - m_V =$$

$$B - V = -2{,}5 \log (F_B / F_V)$$



Lembrar que fluxos mais intensos são representados por magnitudes menores

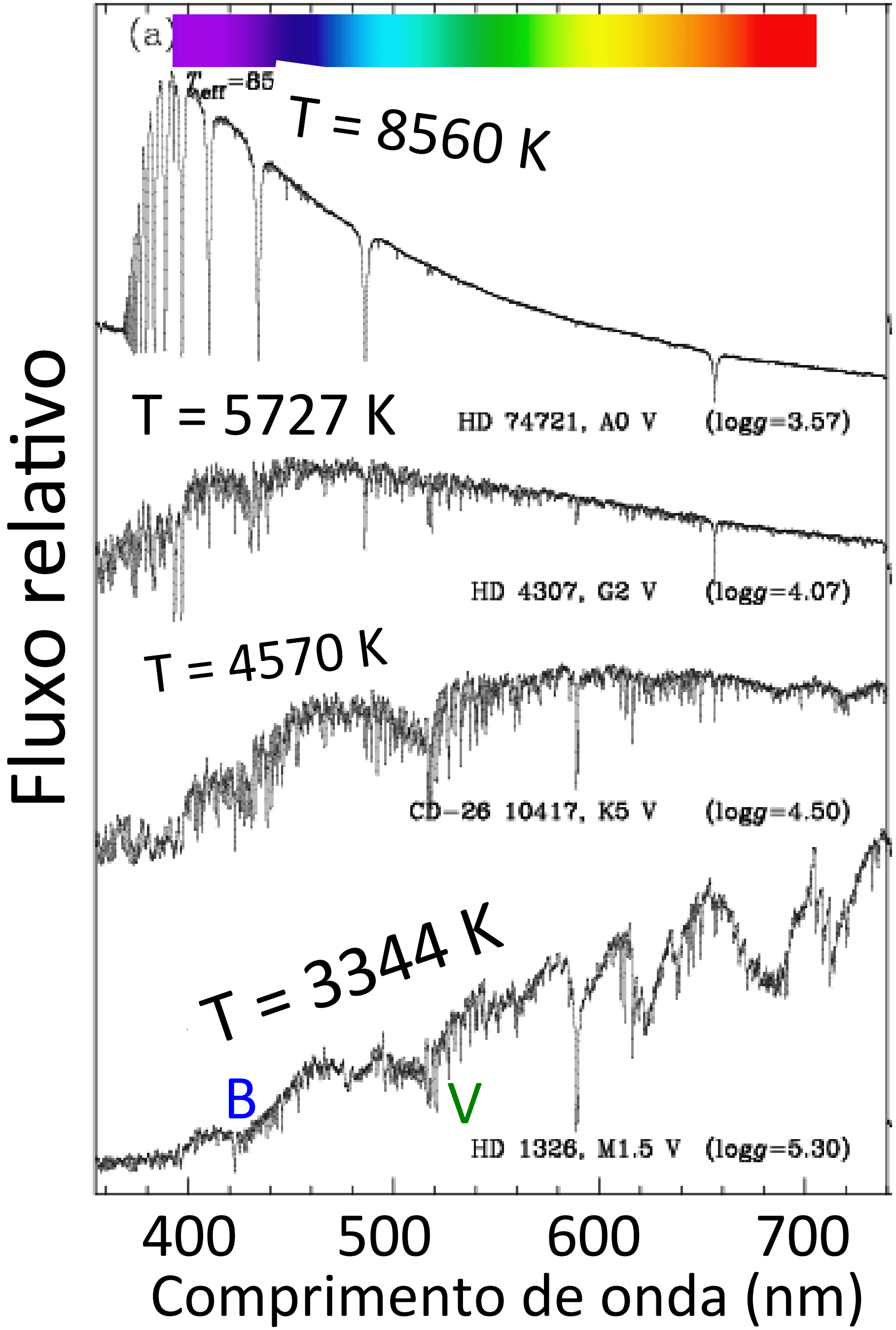
(c) http://miles.iac.es/



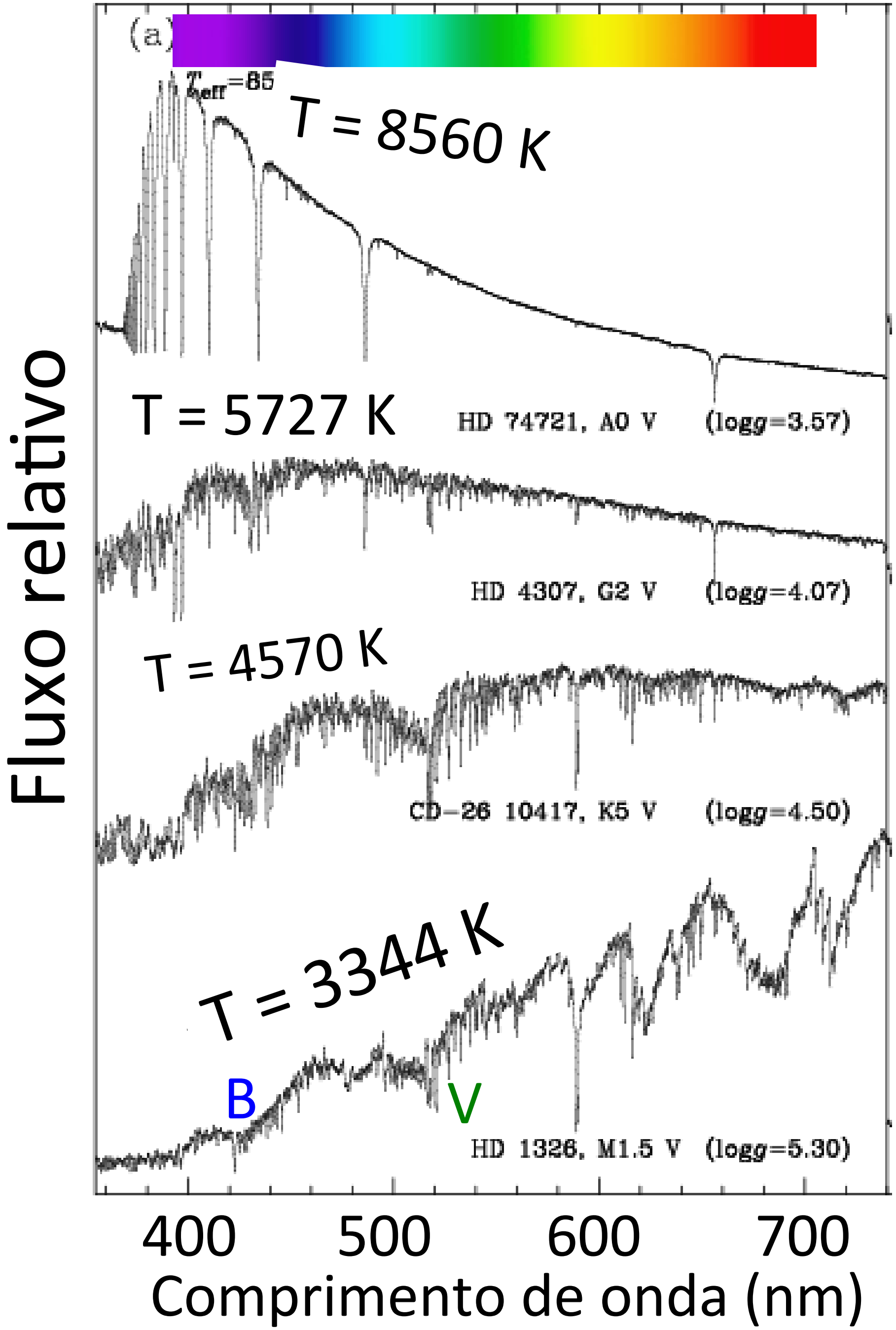
Lembrar que fluxos mais intensos são representados por magnitudes menores

Índice de Cor (B-V)

$$B - V = -2{,}5 \log (F_B / F_V)$$



Lembrar que fluxos mais intensos são representados por magnitudes menores



Índice de Cor (B-V)

$$B - V = -2{,}5 \log (F_B / F_V)$$

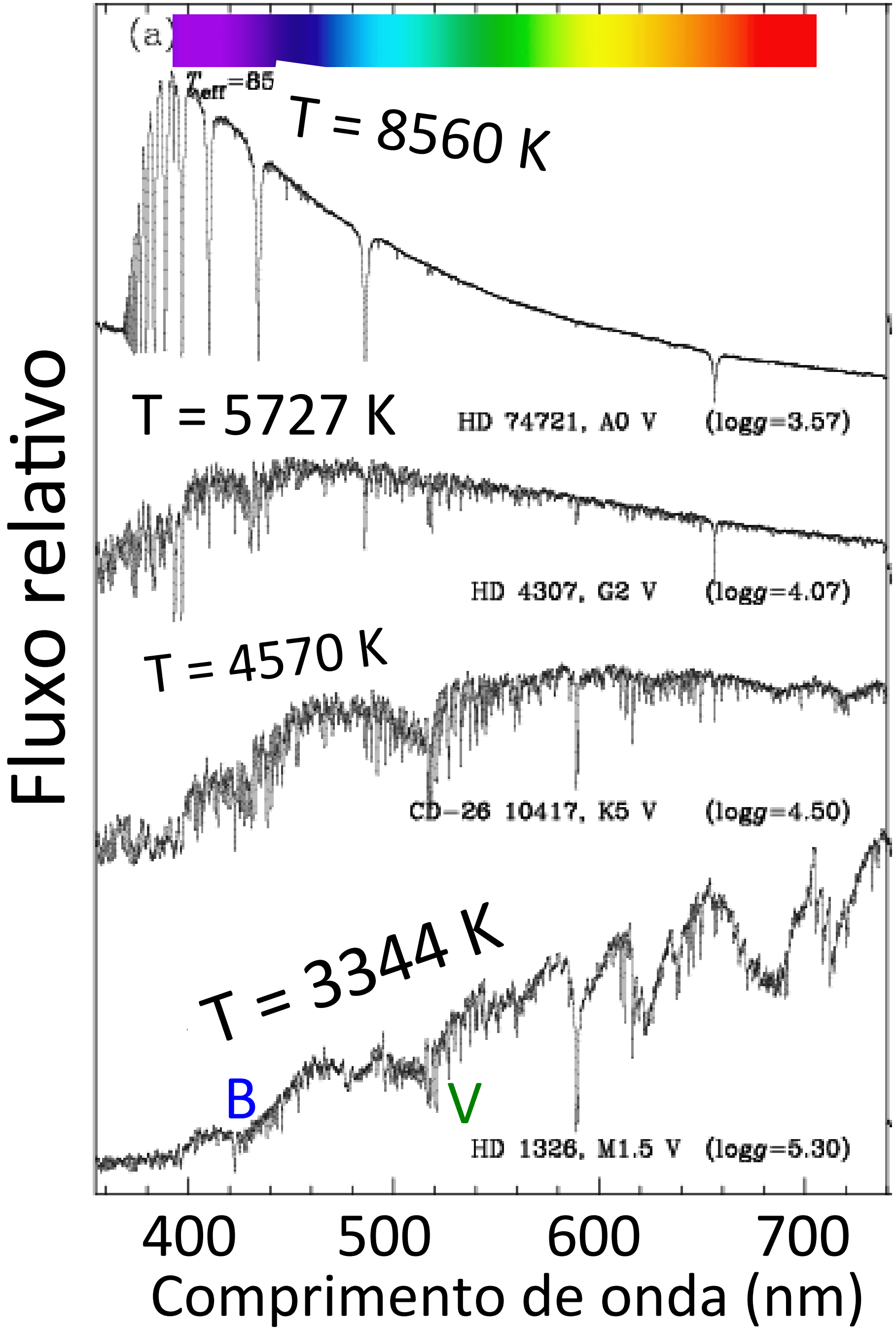
$B << V \Rightarrow F_B >> F_V$

$(B - V) < 0$

Estrela quente, azulada

Lembrar que fluxos mais intensos são representados por magnitudes menores

(c) http://miles.iac.es/



Índice de Cor (B-V)

$$B - V = -2{,}5 \log (F_B / F_V)$$

$B << V \Rightarrow F_B >> F_V$

$(B - V) < 0$

Estrela quente, azulada

$B >> V \Rightarrow F_B << F_V$

$(B - V) > 0$

Estrela fria, avermelhada

Lembrar que fluxos mais intensos são representados por magnitudes menores

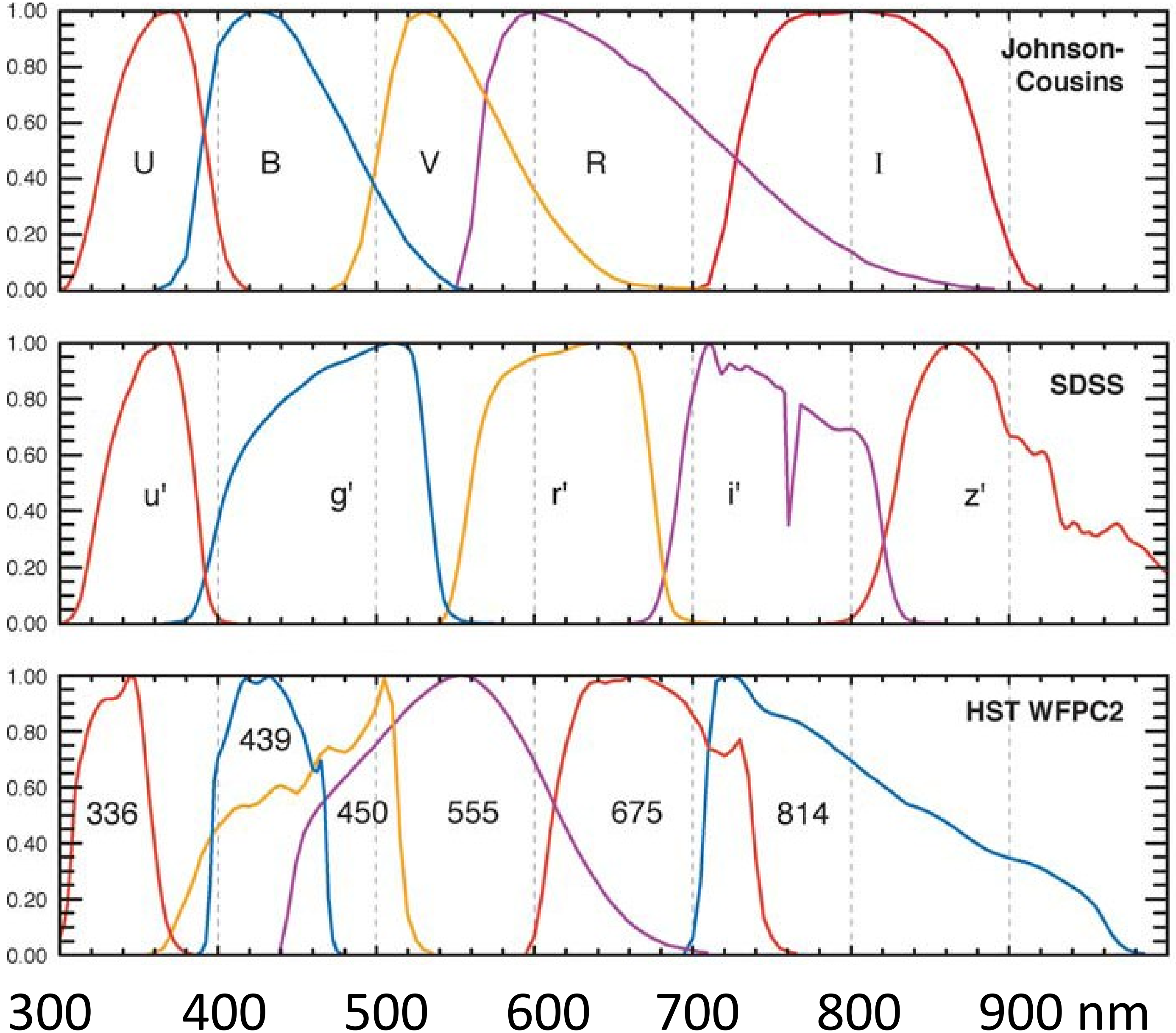
(c) http://miles.iac.es/

Outros sistemas fotométricos

Índice de cor em qualquer sistema: X – Y

Por ex.,

- U – B
- B – V
- V – R
- u' – g'
- g' – i'
- *336 - 439*



Bessell 2005, ARA&A

Magnitudes de Vega

Banda U, $m_U = U = 0,0$

Banda B, $m_B = B = 0,0$

Banda V, $m_V = V = 0,0$

Banda R, $m_R = R = 0,0$

Banda I, $m_I = I = 0,0$

Banda K (2200 nm), $m_K = K = 0,0$

Estrelas de tipo A0 (como Vega, $T_e \sim 10\,000$ K) têm índices de cor = 0. Por exemplo, $B - V = 0,00$

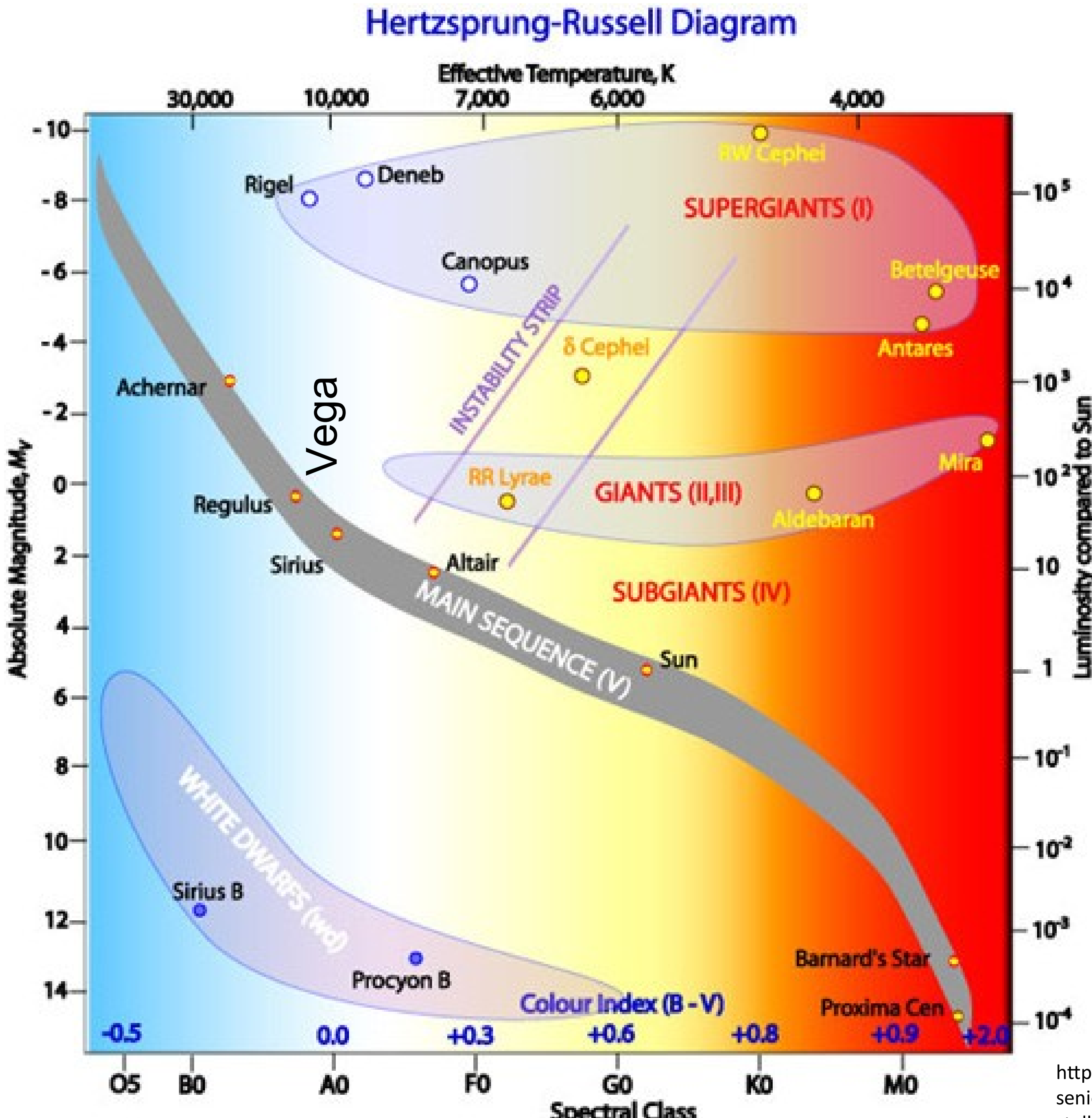
The Astrophysical Journal, 752:5 (13pp), 2012 June 10

THE $UBV(RI)_C$ COLORS OF THE SUN

I. Ramírez[1], R. Michel[2], R. Sefako[3], M. Tucci Maia[4,5], W. J. Schuster[2], F. van Wyk[3],
J. Meléndez[5], L. Casagrande[6], and B. V. Castilho[7]
[1] McDonald Observatory and Department of Astronomy, University of Texas at Austin, 1 University Station, C1400 Austin, TX 78712-0259, USA
[2] Observatorio Astronómico Nacional, Universidad Nacional Autónoma de México, Apartado Postal 877, Ensenada, B.C., CP 22800, Mexico
[3] South African Astronomical Observatory, P.O. Box 9, Observatory 7935, Cape Town, South Africa
[4] UNIFEI, DFQ–Instituto de Ciências Exatas, Universidade Federal de Itajubá, Itajubá MG, Brazil
[5] Departamento de Astronomia do IAG/USP, Universidade de São Paulo, Rua do Mãtao 1226, São Paulo, 05508-900 SP, Brazil
[6] Max-Planck-Institut für Astrophysik, Karl-Schwarzschild-Str. 1, Postfach 1317, D-85741 Garching, Germany
[7] Laboratório Nacional de Astrofísica/MCT, Rua Estados Unidos 154, 37504-364 Itajubá, MG, Brazil

O Sol tem cor (B – V) = 0,65

Photometric data in the $UBV(RI)_C$ system have been acquired for 80 solar analog stars for which we have previously derived highly precise atmospheric parameters $T_{\rm eff}$, $\log g$, and [Fe/H] using high-resolution, high signal-to-noise ratio spectra. UBV and $(RI)_C$ data for 46 and 76 of these stars, respectively, are published for the first time. Combining our data with those from the literature, colors in the $UBV(RI)_C$ system, with $\simeq$0.01 mag precision, are now available for 112 solar analogs. Multiple linear regression is used to derive the solar colors from these photometric data and the spectroscopically derived $T_{\rm eff}$, $\log g$, and [Fe/H] values. To minimize the impact of systematic errors in the model-dependent atmospheric parameters, we use only the data for the 10 stars that most closely resemble our Sun, i.e., the solar twins, and derive the following solar colors: $(B-V)_\odot = 0.653 \pm 0.005$, $(U-B)_\odot = 0.166 \pm 0.022$, $(V-R)_\odot = 0.352 \pm 0.007$, and $(V-I)_\odot = 0.702 \pm 0.010$. These colors are consistent, within the 1σ errors, with those derived using the entire sample of 112 solar analogs. We also derive the solar colors using the relation between spectral-line–depth ratios and observed stellar colors, i.e., with a completely model-independent approach, and without restricting the analysis to solar twins. We find $(B-V)_\odot = 0.653 \pm 0.003$, $(U-B)_\odot = 0.158 \pm 0.009$, $(V-R)_\odot = 0.356 \pm 0.003$, and $(V-I)_\odot = 0.701 \pm 0.003$, in excellent agreement with the model-dependent analysis.

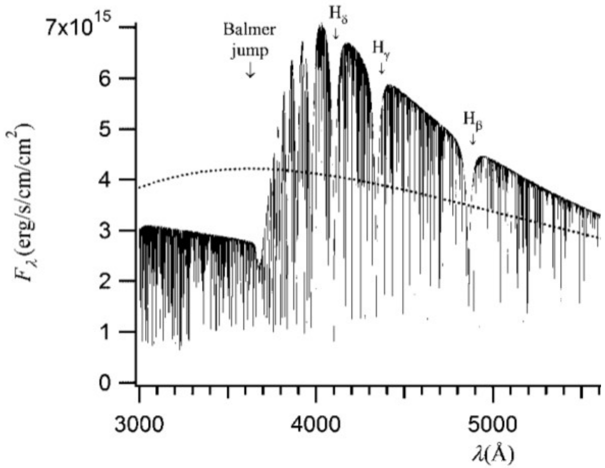


Vega,
(B-V) = 0,00

Sol,
(B-V) = 0,65

http://www.atnf.csiro.au/outreach/education/senior/astrophysics/stellarevolution_hrintro.html

Diagrama Cor-Cor A relação U-B e B-V para **estrelas da Sequência Principal** mostra que elas não se comportam exatamente como corpo negro



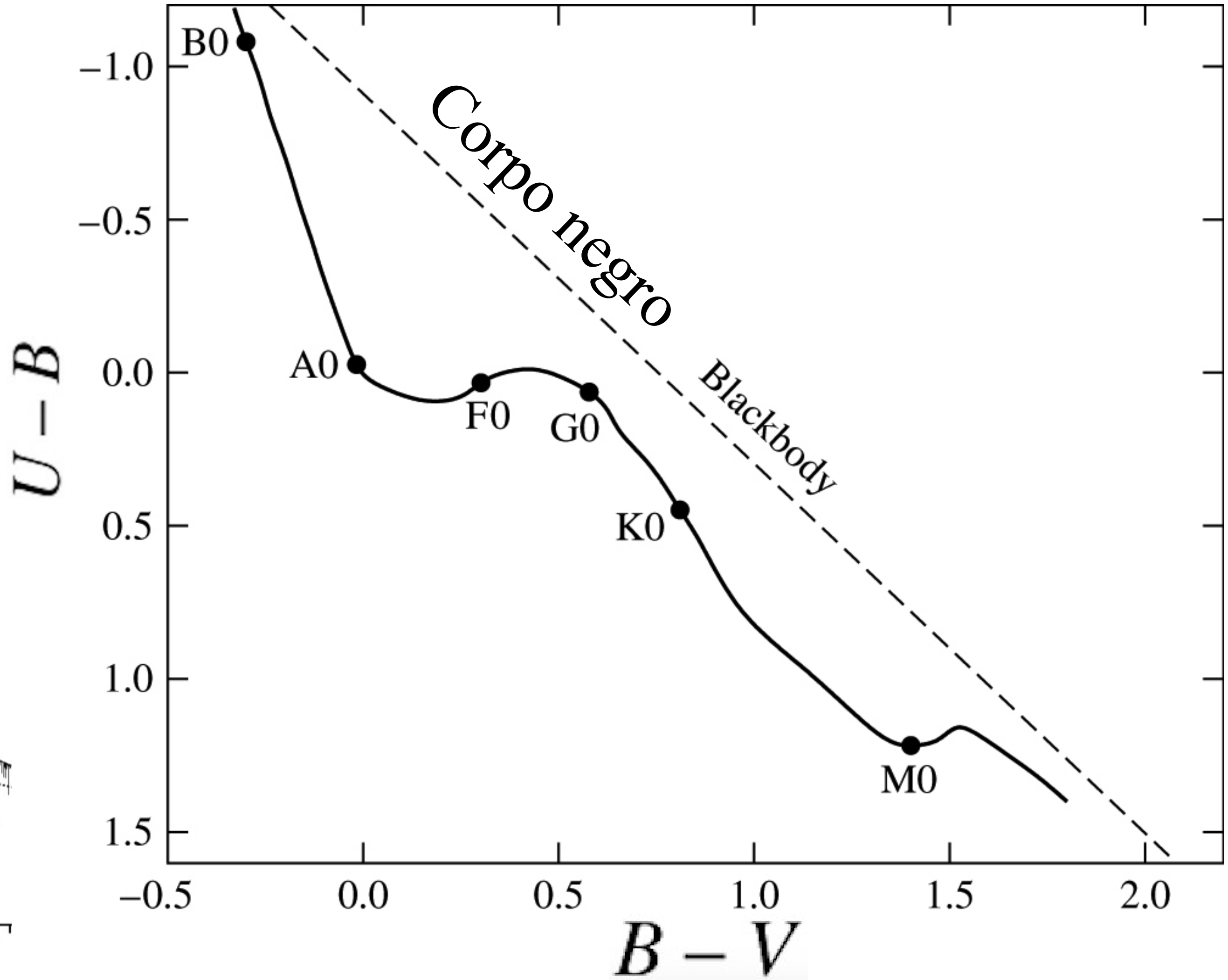


Diagrama Cor-Cor V-R vs. B-V para **asteroides e objetos transnetunianos**

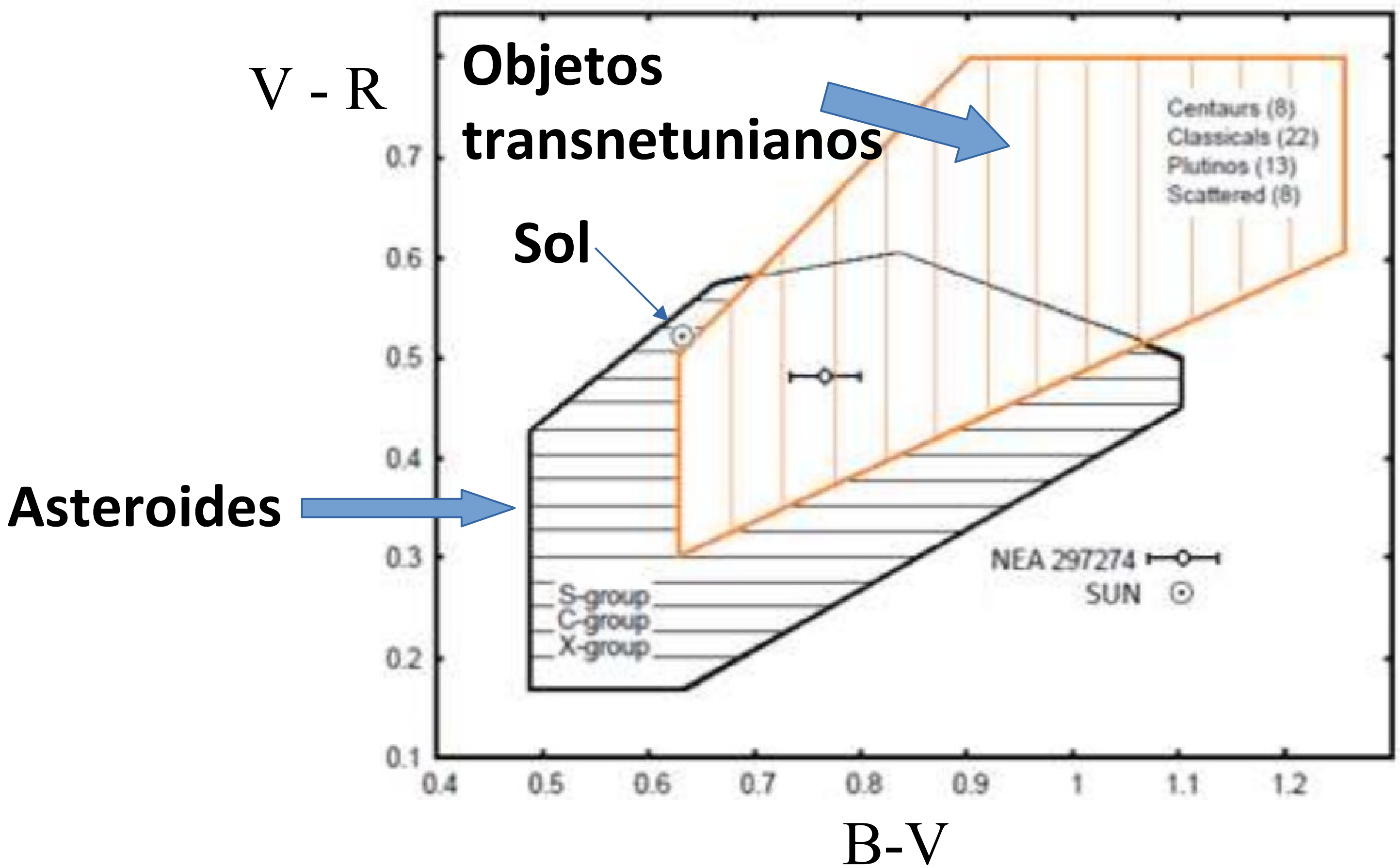
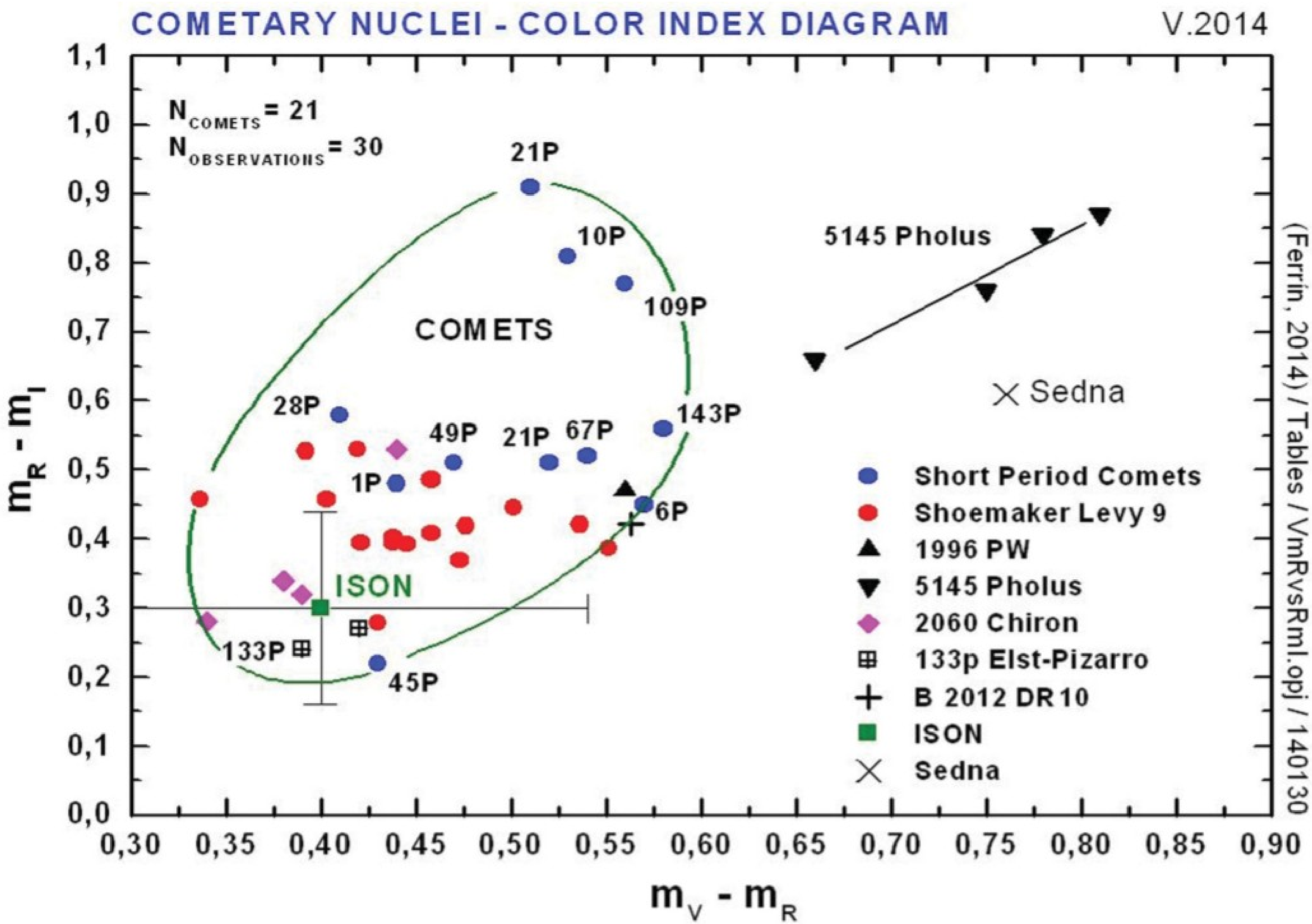


Figure 1 The color–color diagram of basic taxonomic types of asteroids (Lin et al. 2014) and Kuiper Belt asteroids (Doressoundiram et al. 2002) by comparison with location of the Sun and near-Earth asteroid 297174 1996 SK.

Diagrama Cor-Cor R-I vs. V-R para **cometas**



The location of Oort Cloud comets C/2011 L4 Panstarrs and C/2012 S1 ISON on a comet evolutionary diagram

Ignacio Ferrín★

Institute of Physics, Faculty of Exact and Natural Sciences, University of Antioquia, Medellín, Colombia, 05001000

Ferrin, I., MNRAS 442, 1731–1754 (2014)

Temperatura de equilíbrio planetário, T_{eq}

É a temperatura do planeta (raio R_p), considerando que é aquecido só pela sua estrela. A energia absorvida pelo planeta E_{in} é igual à energia emitida pelo planeta E_{out}: $E_{in} = E_{out}$

Ao fluxo do Sol à distância D, descontamos a fração refletida (albedo *a*) pelo planeta:

$$F = \frac{L_\odot (1 - a)}{4\pi D^2}$$

A energia entrante, é esse fluxo, vezes a área iluminada do planeta:

$$E_{in} = L_\odot (1 - a) \left(\frac{\pi {R_p}^2}{4\pi D^2} \right)$$

A energia de saída, é o fluxo total de corpo negro σT^4, vezes a área total:

$$E_{out} = \left(\sigma {T_{eq}}^4\right) \left(4\pi {R_p}^2\right)$$

Como $E_{in} = E_{out}$, e a luminosidade do Sol é $L_\odot = \left(\sigma {T_\odot}^4\right) \left(4\pi {R_\odot}^2\right)$,obtemos:

$$T_{eq} = T_\odot (1 - a)^{1/4} \sqrt{\frac{R_\odot}{2D}}$$

Albedo dos planetas do Sistema Solar

		Albedo de outras referências
Mercury	0.12	0.09
Venus	0.75	
Earth	0.30	
Moon	0.12	
Mars	0.16	0.25
Jupiter	0.34	0.4
Saturn	0.34	0.4
Uranus	0.30	
Neptune	0.29	

https://astronomy.swin.edu.au/cosmos/a/Albedo

Plutão	(valores na literatura de 0.4 a 0.72)	0.6
Tritão (maior lua de Netuno)		0.76
Titã (maior lua de Saturno)		0.2

Exemplo. Calcular a temperatura de equilíbrio da Terra, adotando um albedo *a* = 0,3

Slide 39

$$L_\odot = 3.839 \times 10^{26} \text{ W}$$
$$R_\odot = 6.95508 \times 10^{8} \text{ m}$$

$$T_\odot = \left(\frac{L_\odot}{4\pi R_\odot^2 \sigma}\right)^{\frac{1}{4}} = 5777 \text{ K}$$

Distância Terra-Sol, D = 1,496 x 10^{11}m

$$T_{eq} = T_\odot (1-a)^{1/4} \sqrt{\frac{R_\odot}{2D}}$$

Aplicando a fórmula: $T_{eq} = 5777\ (1 - 0{,}3)^{1/4}\ (6{,}955 \text{x} 10^{-3}/2 \text{x} 1{,}496)^{1/2}$

$T_{eq} = 5777 \text{ x } 0{,}9147 \text{ x } 0{,}04821 = 255$ K = -18 ^{O}C

Notar que a temperatura superficial da Terra é maior, 288 K (= +15 ^{O}C), pois parte da energia é reabsorvida pela atmosfera, como discutiremos no tópico de atmosferas planetárias.

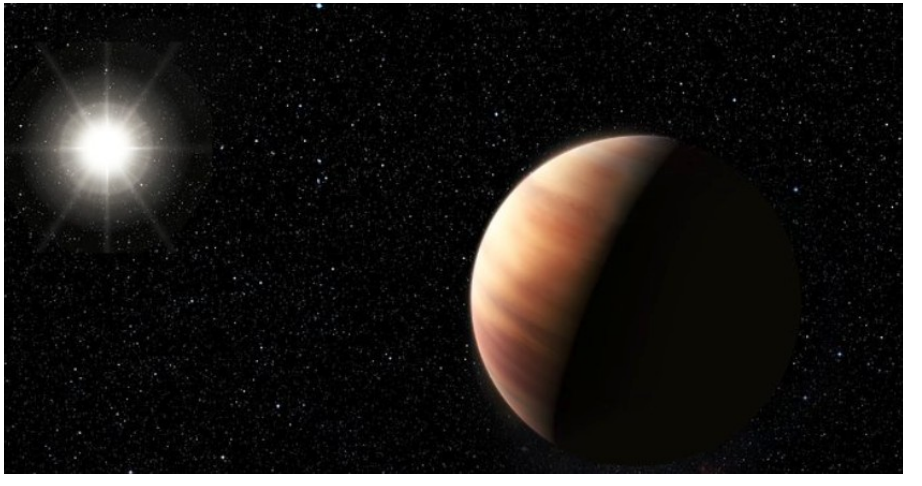
Temperatura de equilíbrio para exoplanetas

A fórmula é similar à encontrada para o sistema solar. Apenas precisamos mudar a temperatura e raio superficial do Sol com os valores de temperatura efetiva e raio da estrela (T_{star}, R), e usar a distância D entre a estrela e o planeta:

$$T_{eq} = T_{\odot}(1-a)^{1/4}\sqrt{\frac{R_{\odot}}{2D}}$$

$$T_{\mathrm{eq}} = T_{\mathrm{star}}(1-a)^{1/4}\sqrt{\frac{R}{2D}}$$

No caso de exoplanetas, pode ser adotado um albedo hipotético *a* = 0,3 , que é similar ao da Terra e planetas gigantes



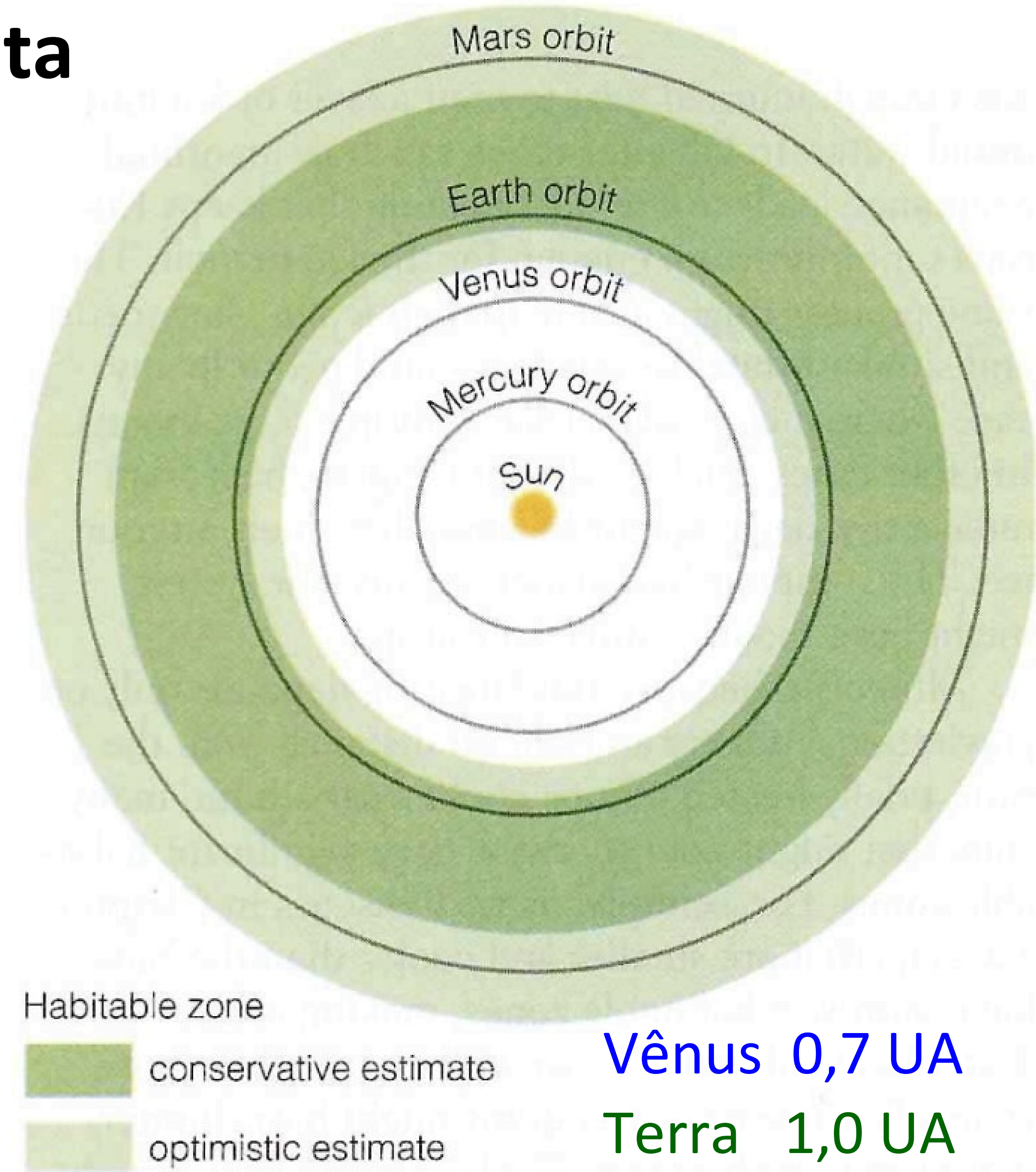
(c) ESO. Imagem artística de exoplaneta HIP 11915b

Temperatura do planeta e zonal habitável

A zona habitável ao redor da estrela é onde é possível a existência de água líquida: $273 < T_{planeta} < 373$ K

Mas, para obter a temp. do planeta, devemos incluir também o efeito estufa da atmosfera, que é incerto

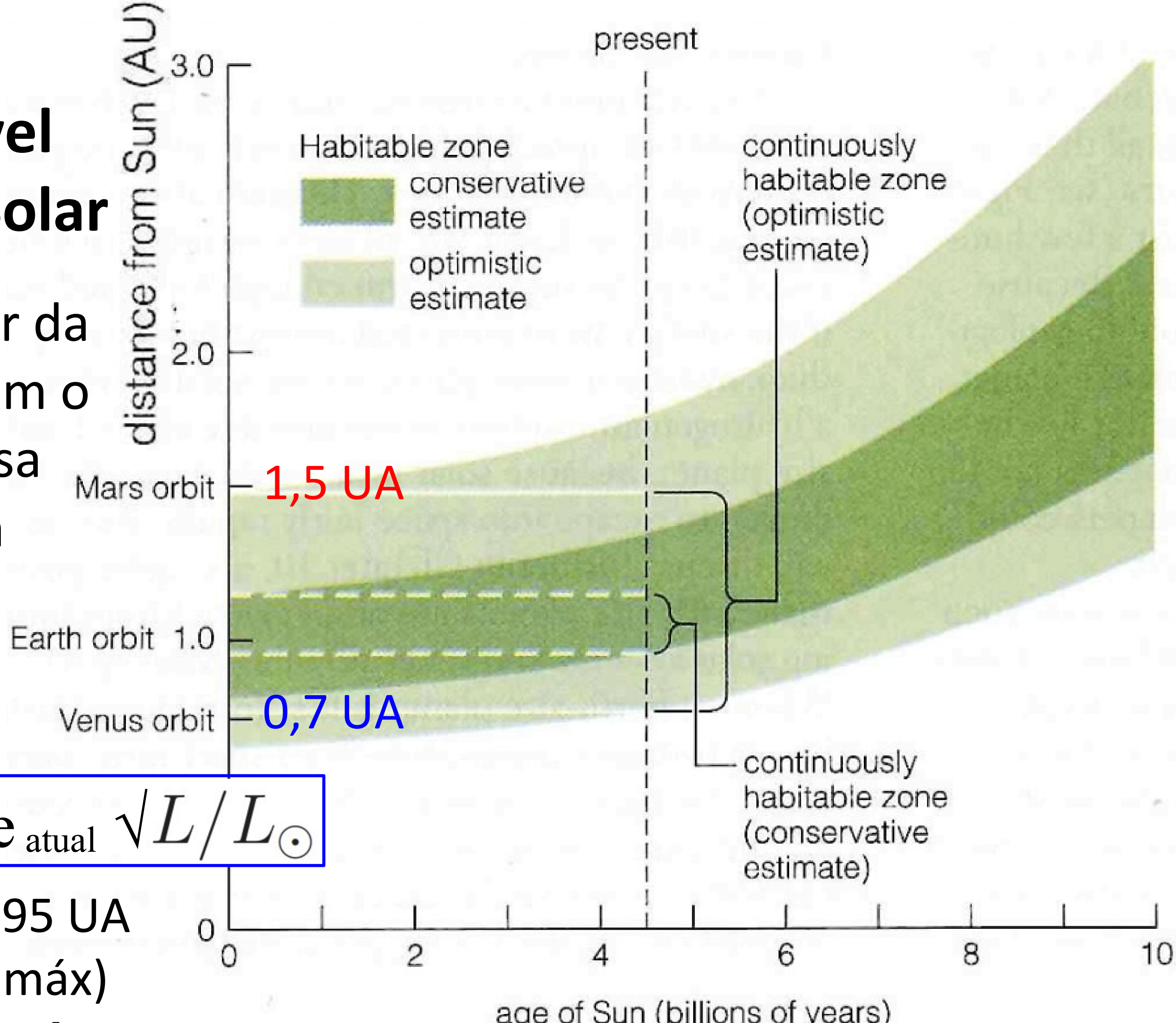
→ Não existe consenso nos limites. P.ex., Kopparapu et al. (2013): 0,95 UA a 1,67 UA



Vênus 0,7 UA
Terra 1,0 UA
Marte 1,5 UA

Evolução da zona habitável no Sistema Solar

O limite inferior da ZH aumenta com o tempo por causa do aumento da luminosidade do Sol:



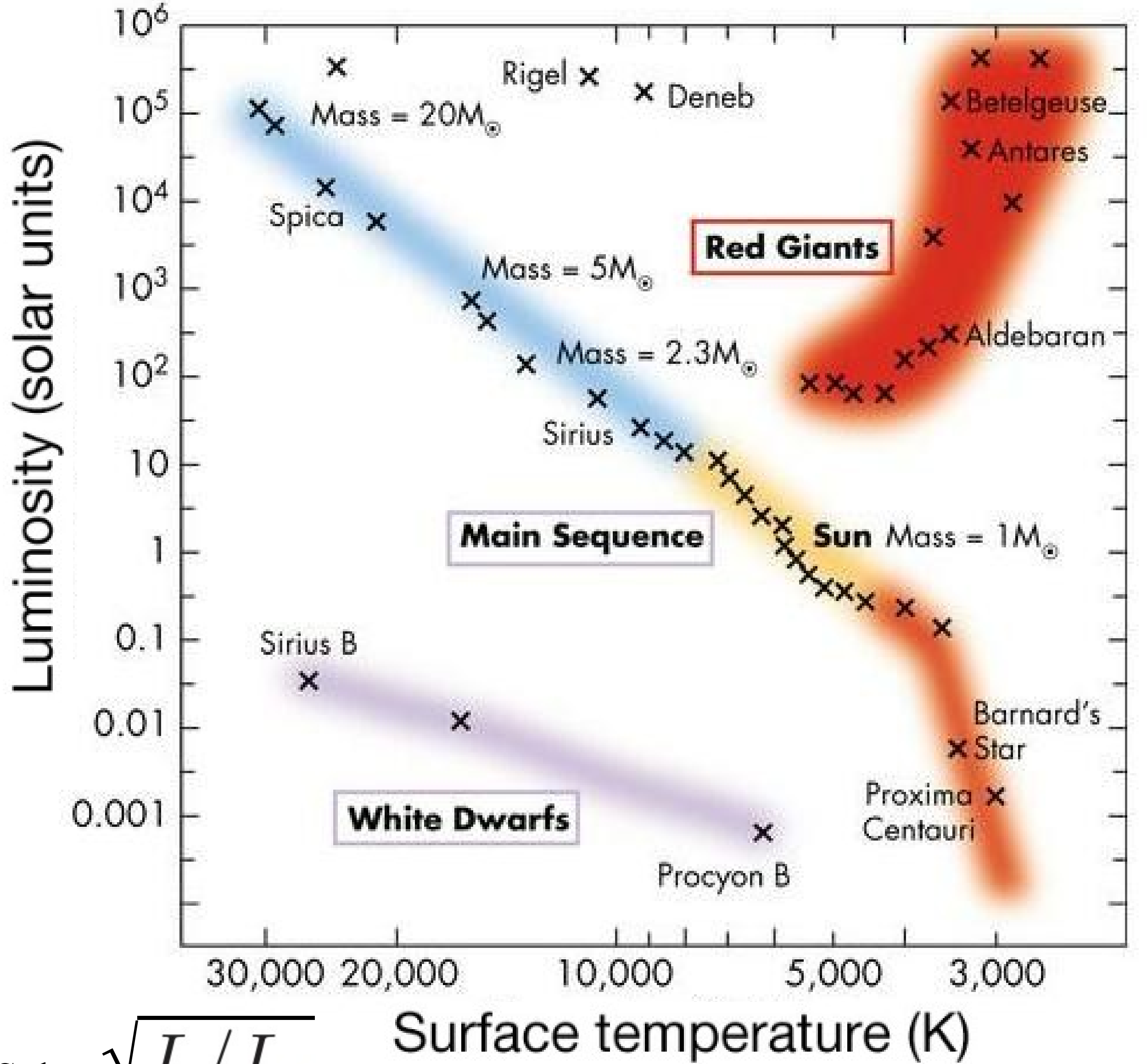
$$\text{limite} = \text{limite}_{\text{atual}} \sqrt{L/L_{\odot}}$$

Limites atuais: 0,95 UA (mín) a 1,67 UA (máx)
[Kopparapu et al. 2013]

(c) J. O. Bennett, *Life in the Universe*. Adaptado p/Jorge Meléndez, IAG-USP

A zona habitável de estrelas mais massivas é mais distante, pois são mais luminosas

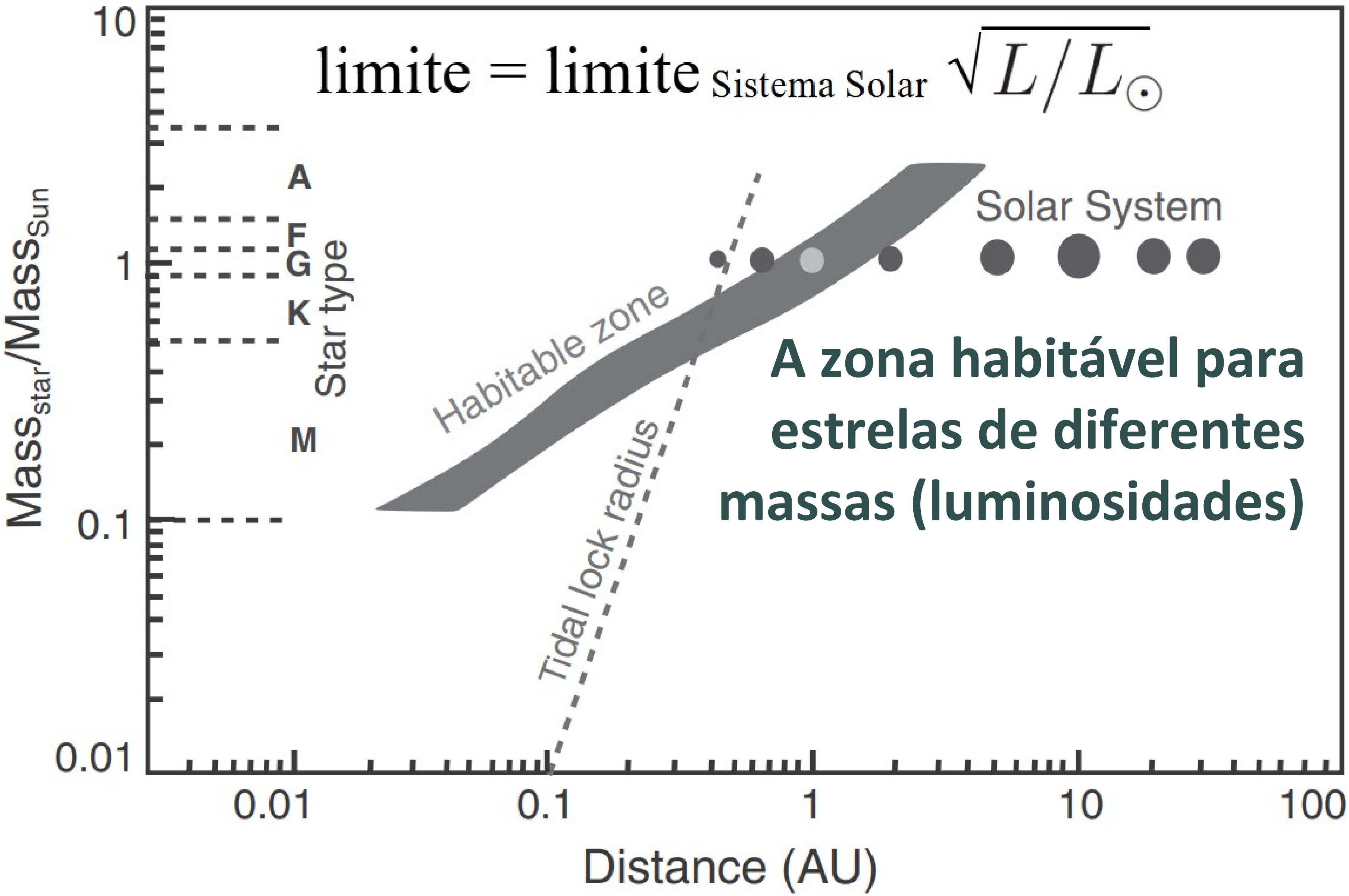
$$\frac{L}{L_\odot} \approx \left(\frac{M}{M_\odot}\right)^{3.5}$$



$$\text{limite} = \text{limite}_{\text{Sistema Solar}} \sqrt{L/L_\odot}$$

Limites atuais para 1 L_{Sol}: 0,95 UA (interno) a 1,67 UA (externo)

Kopparapu et al. 2013]



Kasting et al., 1993), modified by Cockell et al. (2016)