

# Nossa Galáxia hoje

*Sparke & Gallagher 2007, Capítulo 2*





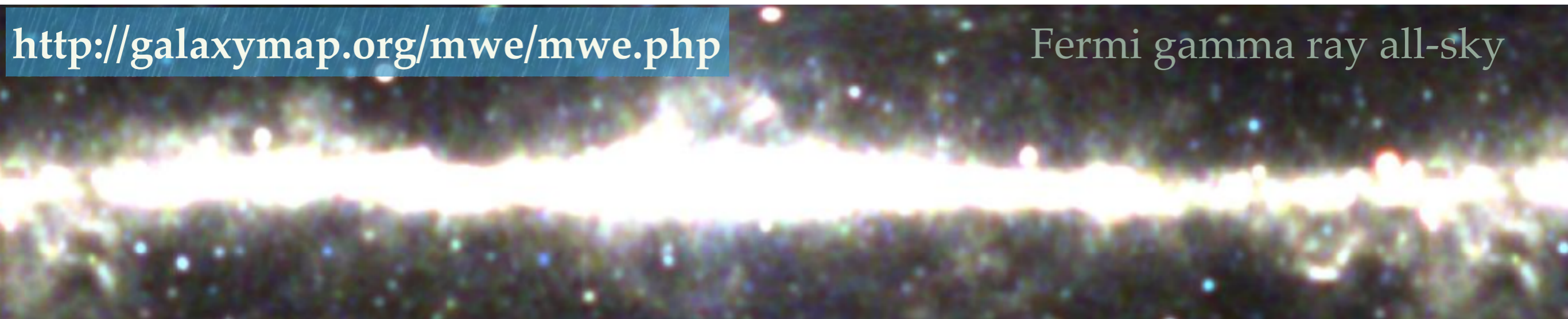
## A Galáxia hoje, vista de dentro

**Figure 10.7.** The Milky Way galaxy from inside. This view of our galaxy, taken in the infra-red portion of the spectrum using instruments on the Cosmic Background Explorer (COBE) satellite, shows our galaxy's thin disk of stars, and dust (which appears red or orange in this image) within the disk. Infra-red light penetrates dust and gas much better than visible light, so the image reveals much more of the central swath of the Galaxy than we could see with traditional telescopes. (Copyright Edward L. Wright. Used with permission.)



<http://galaxymap.org/mwe/mwe.php>

Fermi gamma ray all-sky



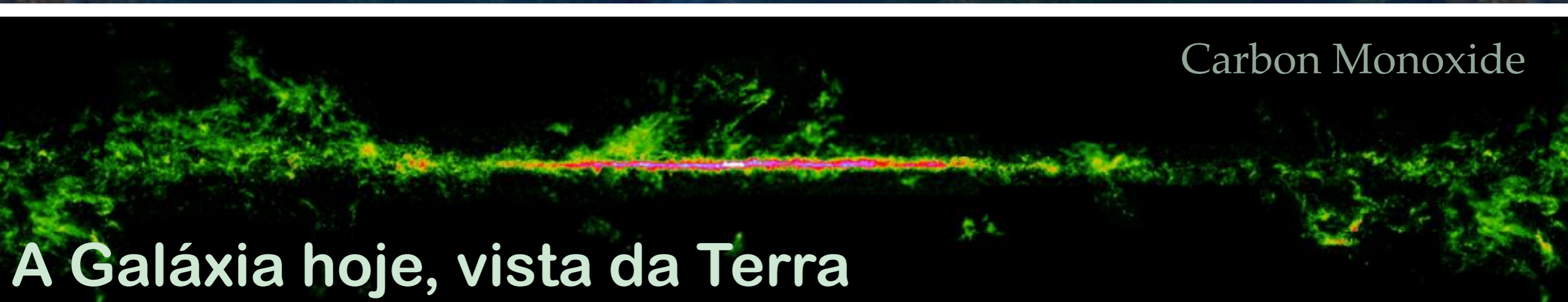
Serge Brunier Visible Light



IRAS Infrared



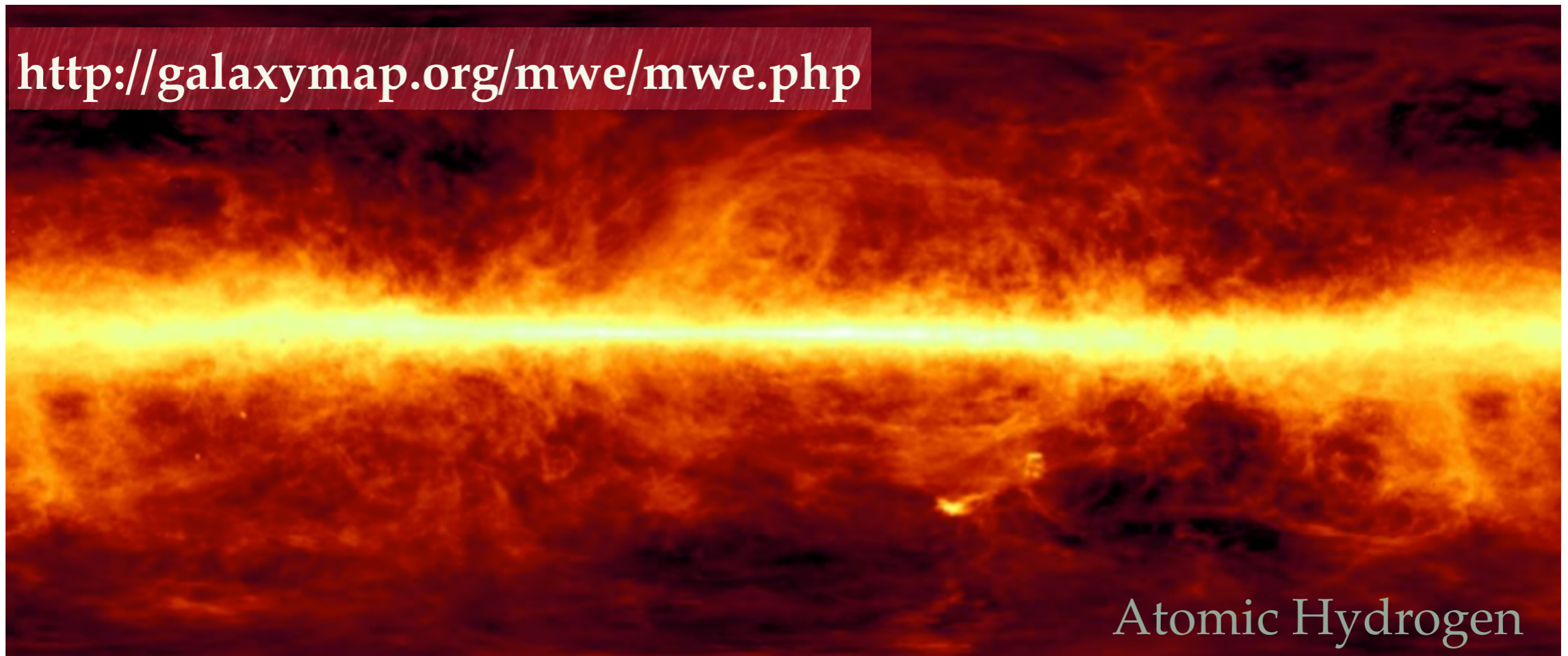
Carbon Monoxide



**A Galáxia hoje, vista da Terra**



<http://galaxymap.org/mwe/mwe.php>



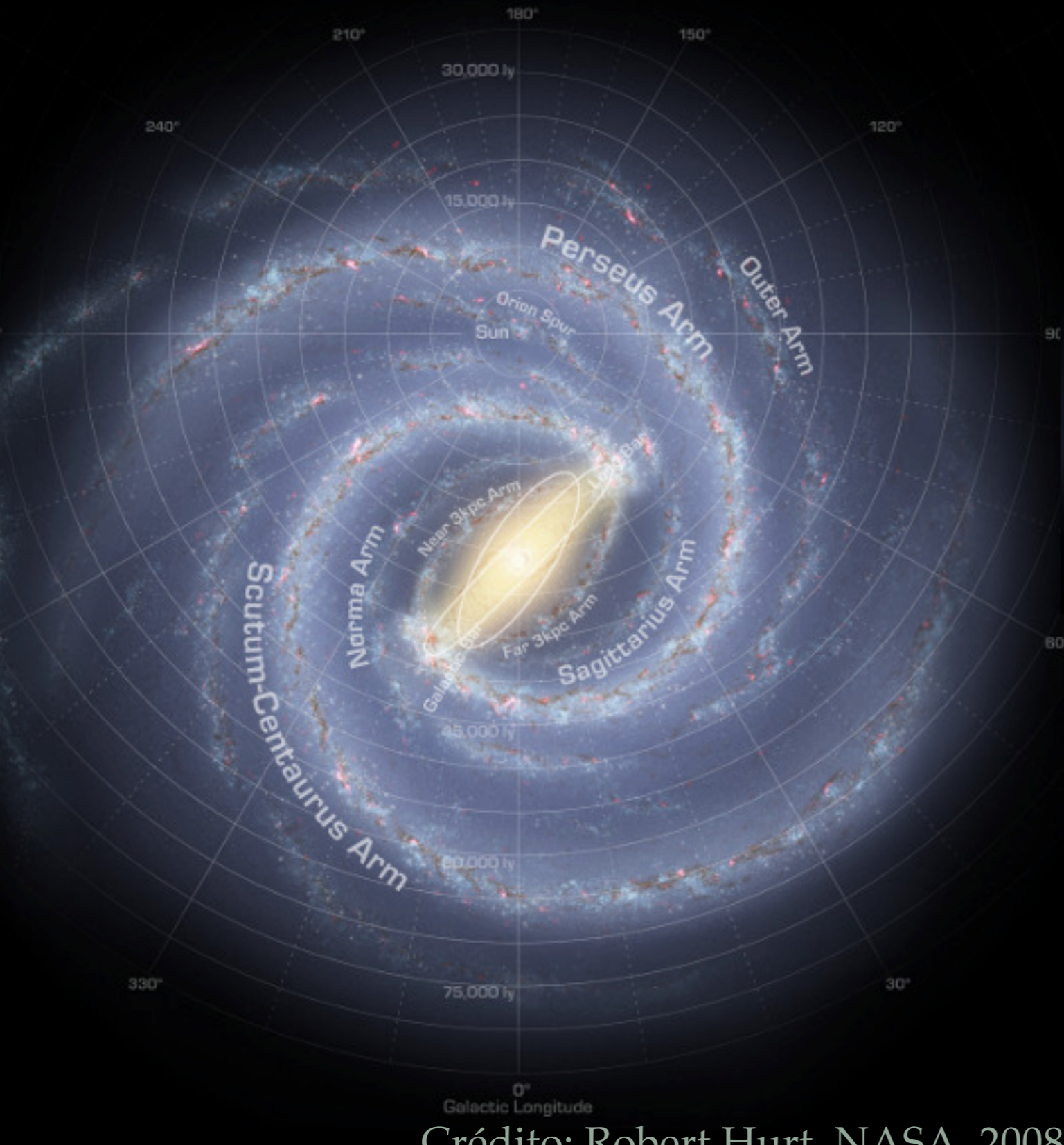
Atomic Hydrogen



Near Infrared, COBE

A Galáxia hoje, vista da Terra

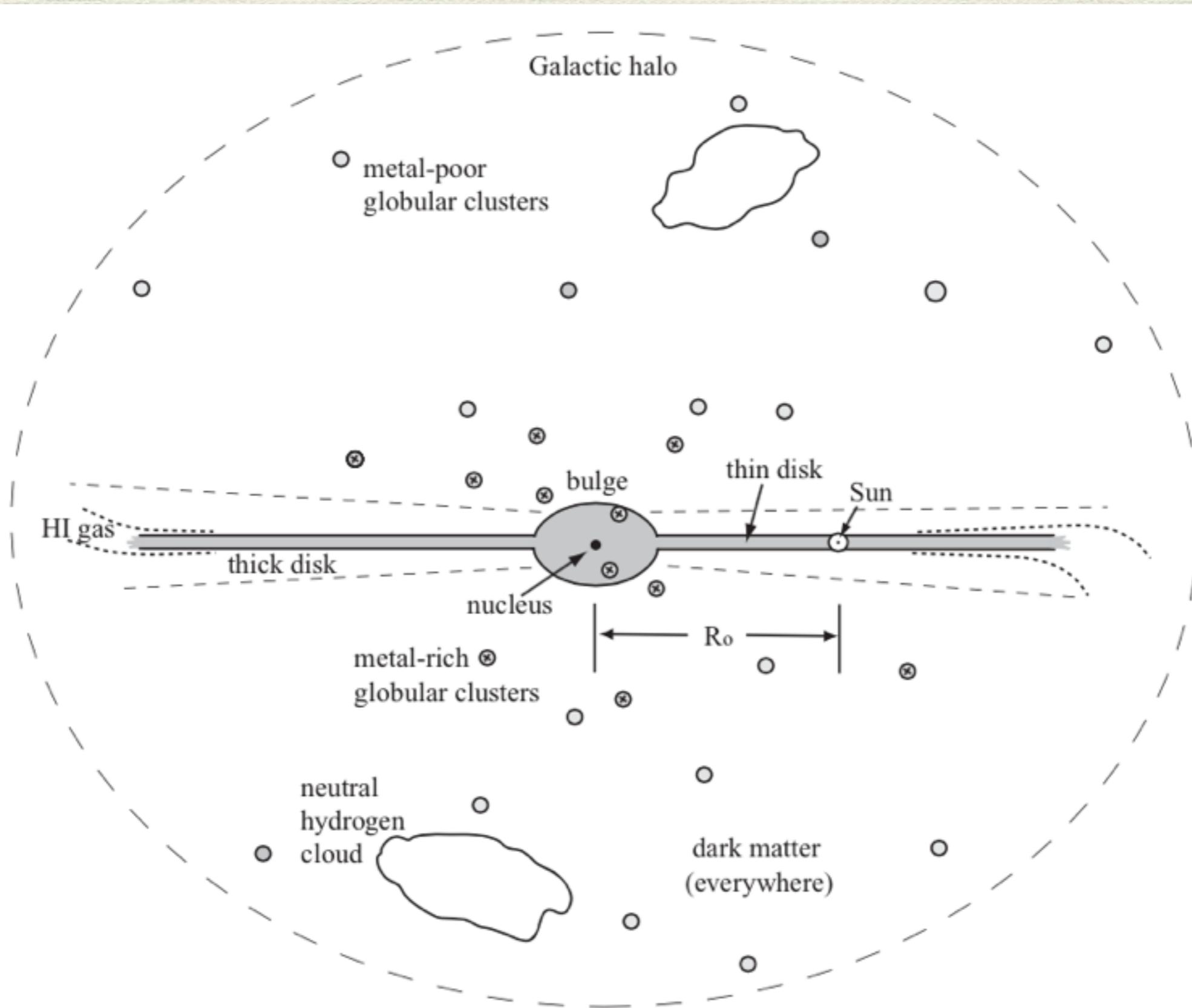




This **Chandra image** shows the hot x-ray halo surrounding the massive spiral galaxy NGC 5746. It also shows an optical view of the galaxy including the central bulge and thin disk. The Milky Way has a similar basic structure if viewed edge-on.

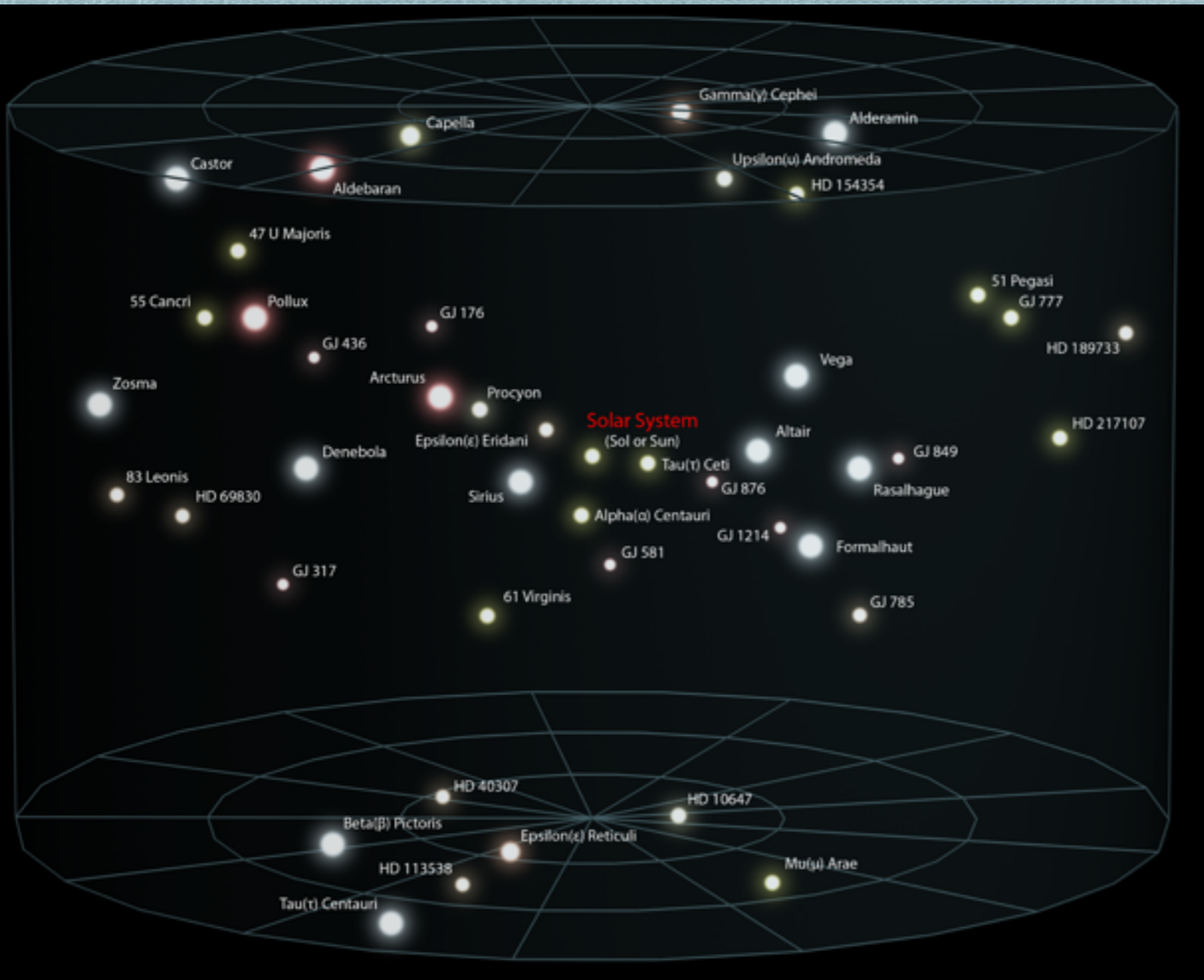
# A Galáxia hoje, “vista” de fora





**Fig. 1.8.** A schematic side view of the Milky Way.





"3 Solar Interstellar Neighborhood (ELitU)" by Andrew Z. Colvin - Own work. Licensed under CC BY-SA 3.0 via Wikimedia Commons

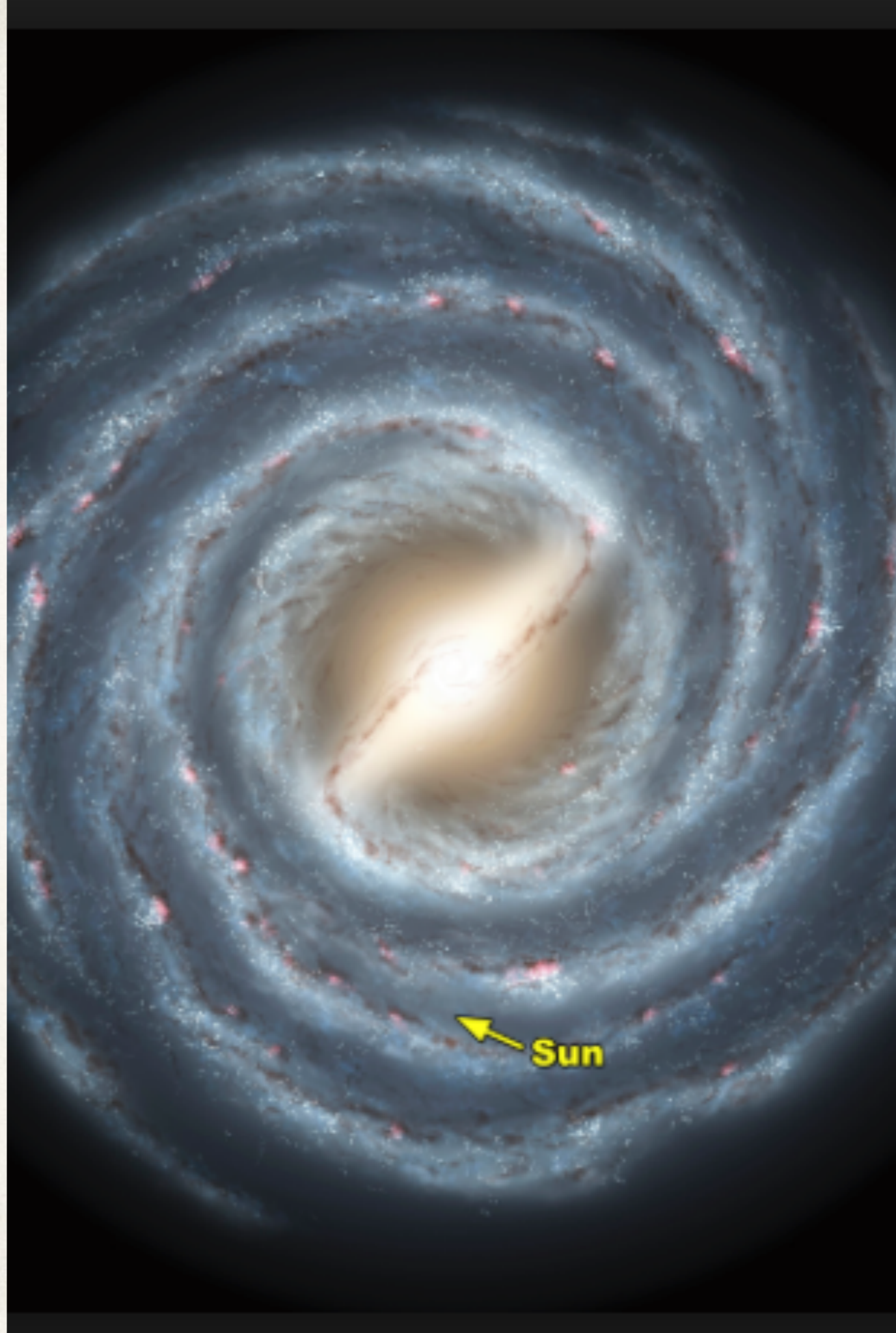
# A vizinhança solar



# Onde estamos?

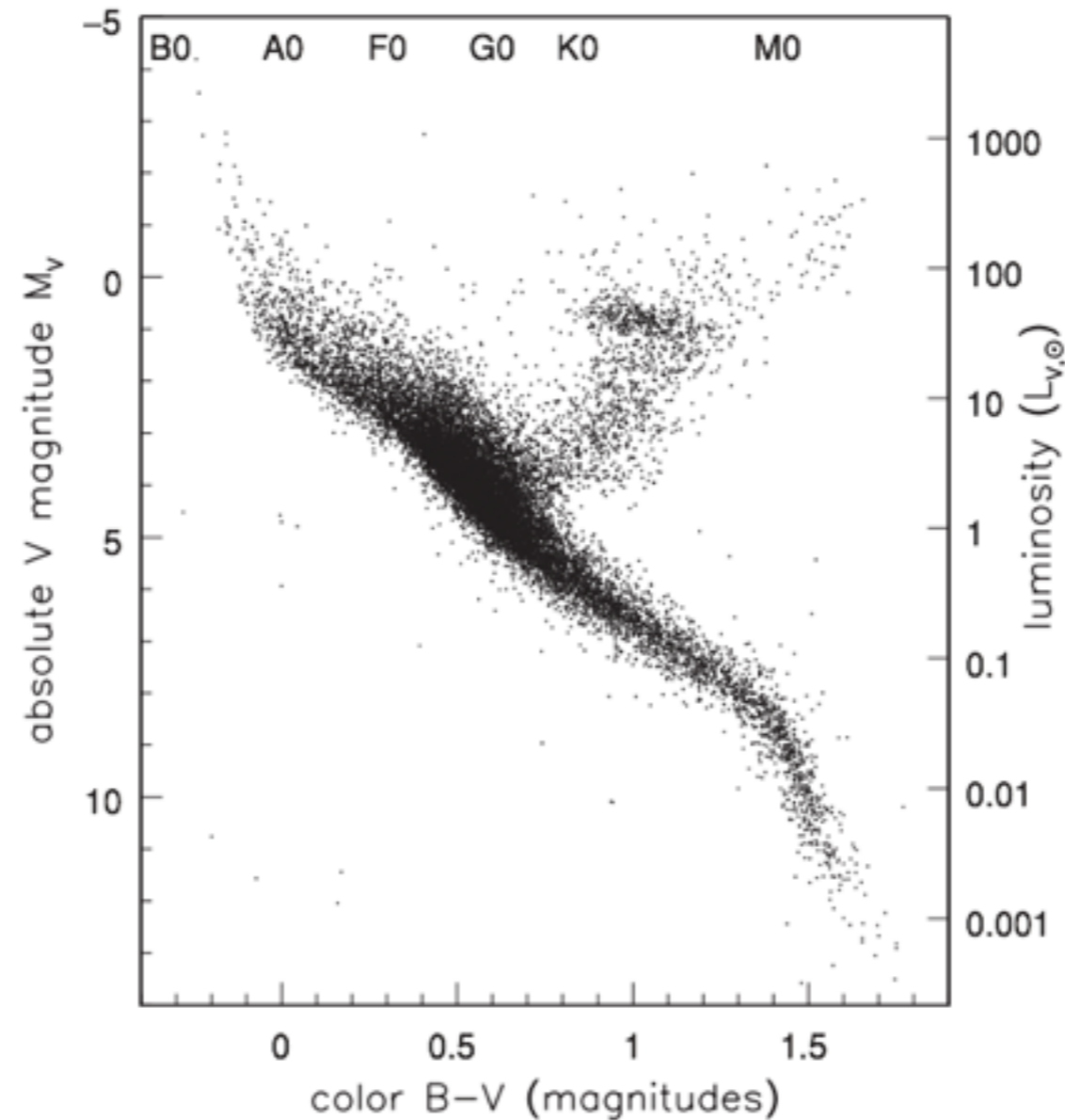
---

- ❖ O Sol habita o disco
  - ❖  $Z = 24 \pm 5$  pc (Juric et al. 2008)
  - ❖  $R = 8 \pm 0.5$  kpc (Reid 1993)
  - ❖  $V = 236 \pm 1$  km/s (Reid & Brunthaller 2004)
- ❖ Estrelas na vizinhança solar orbitam o centro Galáctico a cerca de 200km/s, 250 Myr pra completar uma órbita.





# Nossa vizinhança

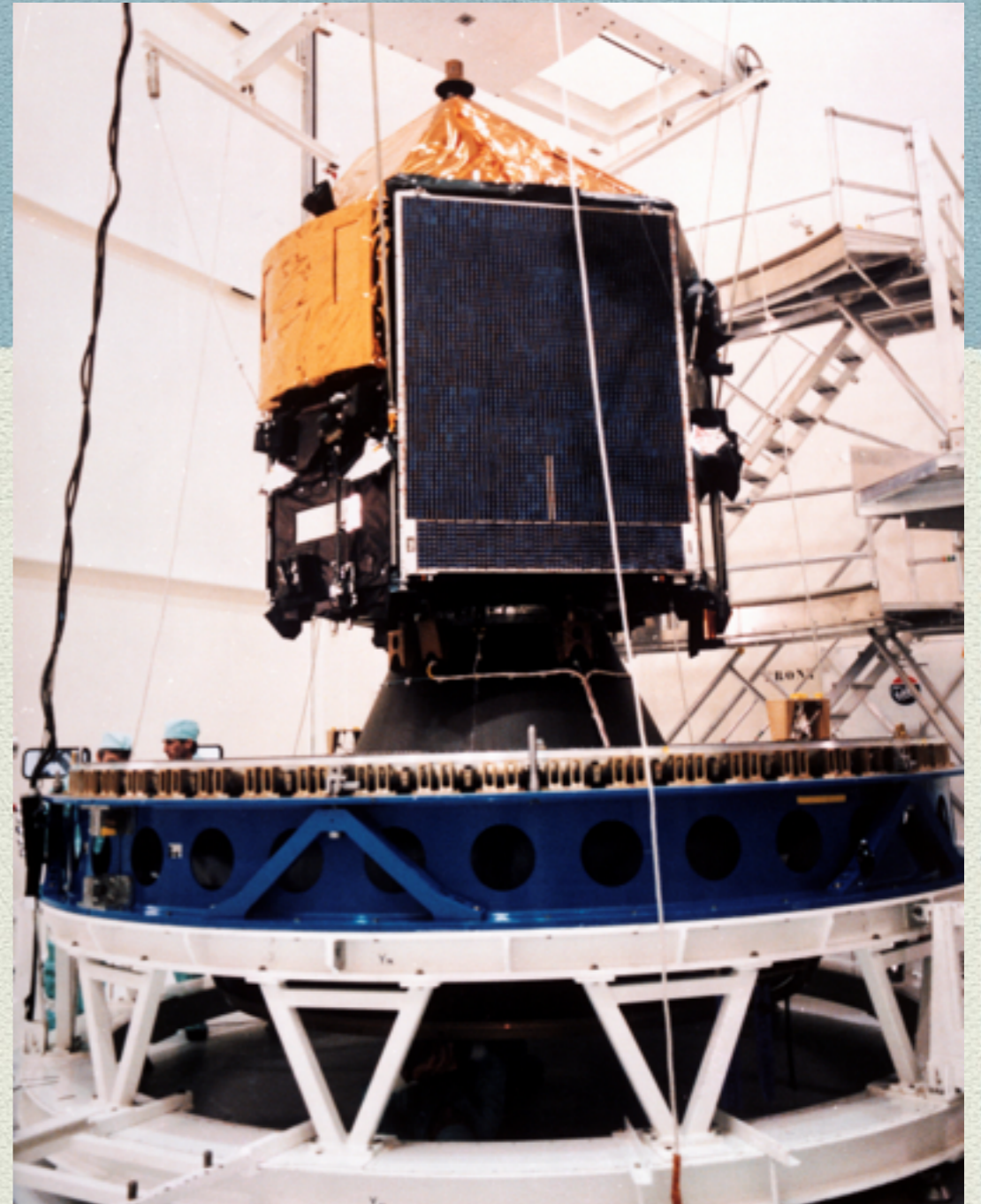


**Fig. 2.2.** A color-magnitude diagram and approximate spectral types for 15 630 stars within 100 pc of the Sun, for which Hipparcos measured the trigonometric parallax to  $<10\%$ , and the color  $B - V$  to within 0.025 magnitudes – M. Perryman.



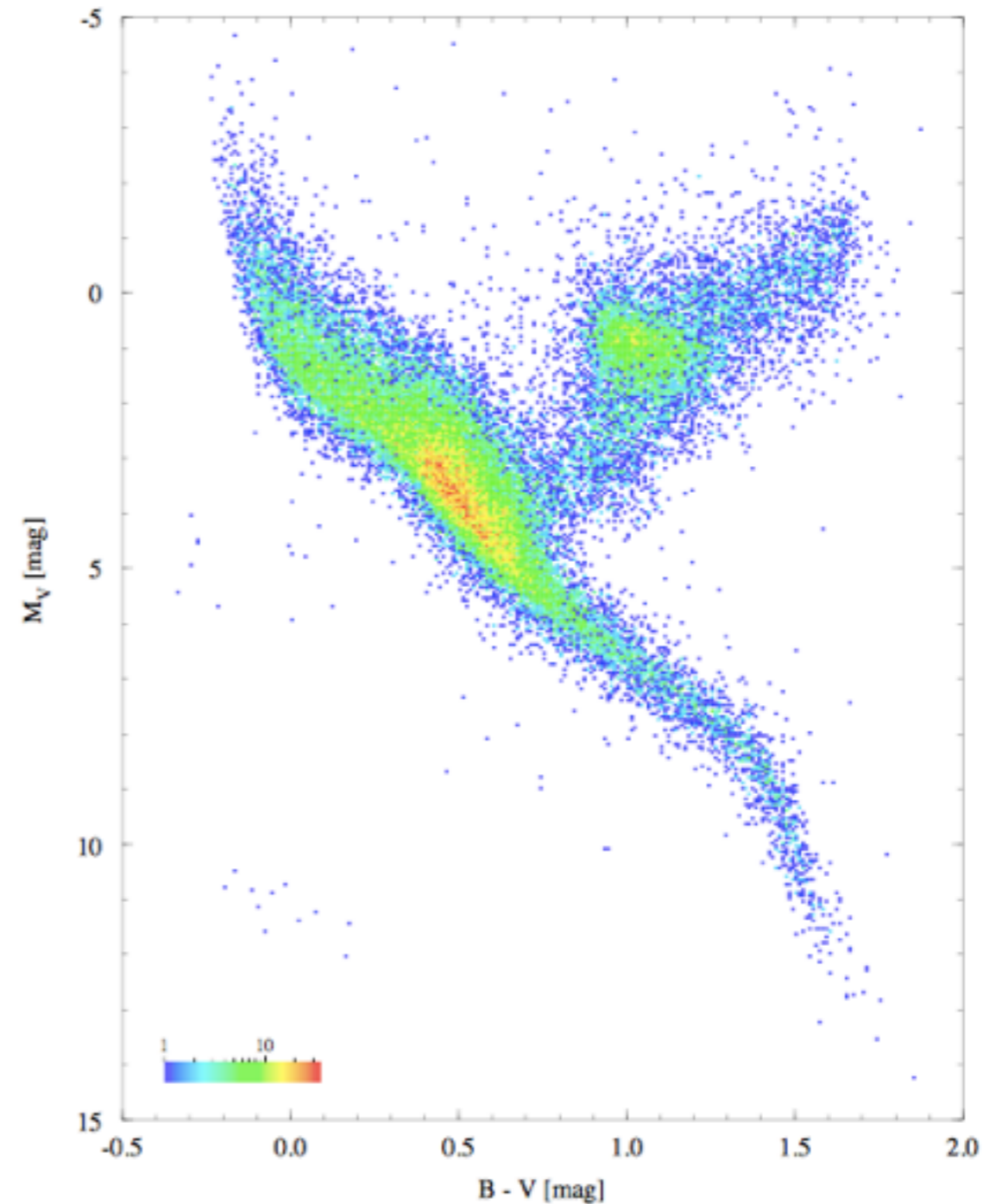
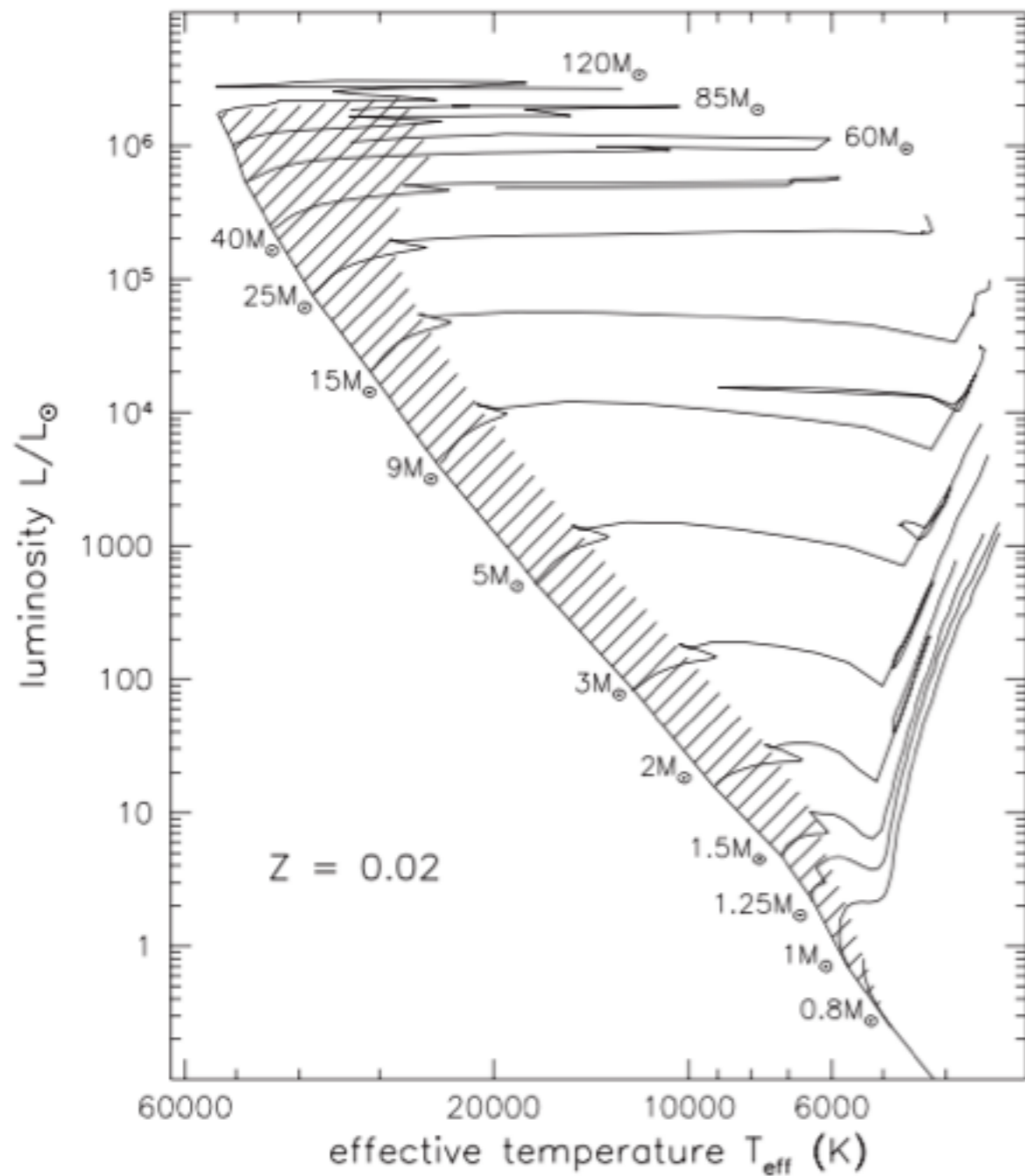
# Hipparcos

- ❖ O satélite Hipparcos (1989–93; European Space Agency) mediu movimentos aparentes de 120 000 estrelas, a uma acurácia de milli-arcsecond. O banco de dados fornece distâncias e portanto luminosidades de estrelas dentro de centenas de parsecs.
- ❖ High precision parallax collecting satellite, <http://sci.esa.int/hipparcos/>



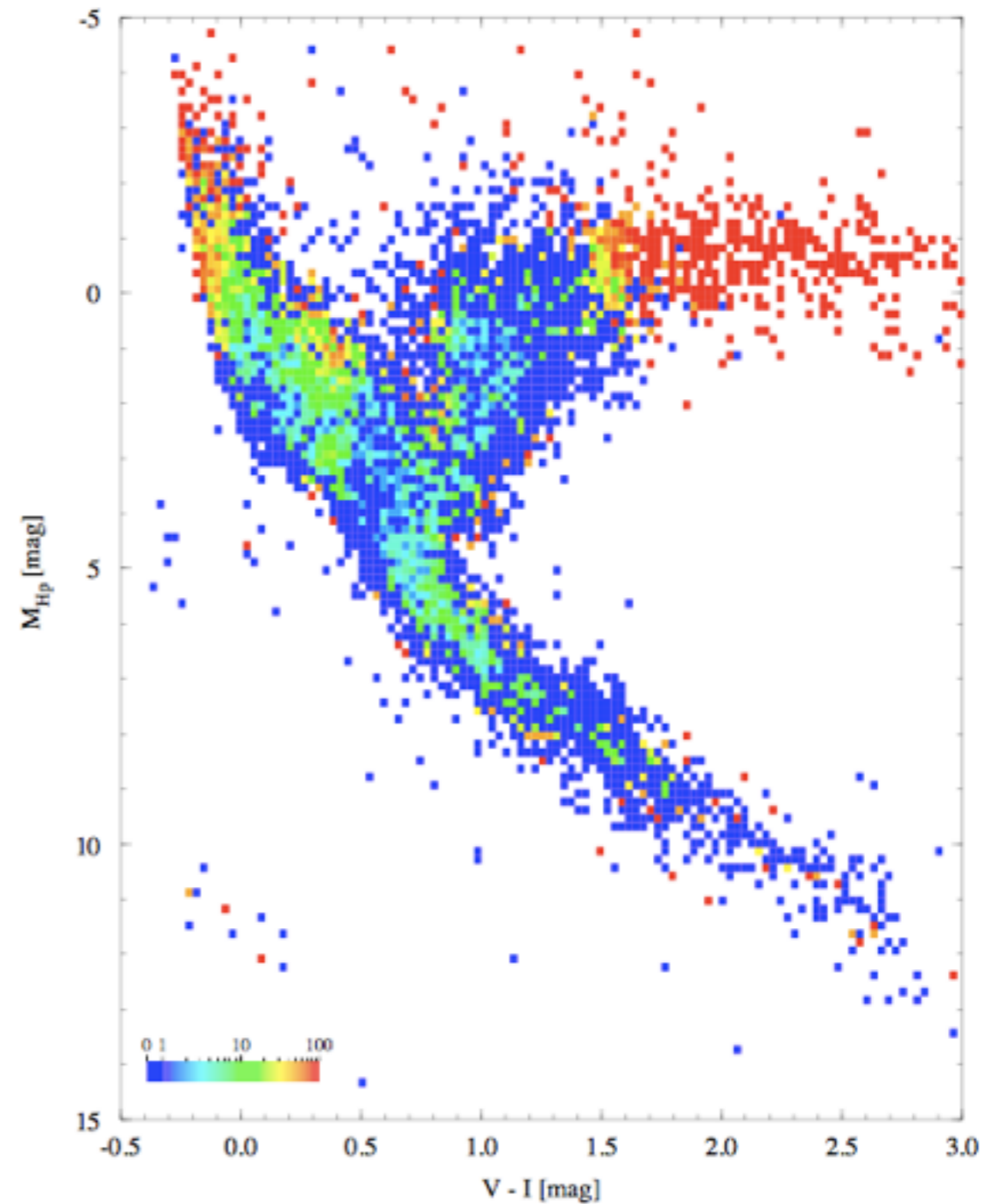
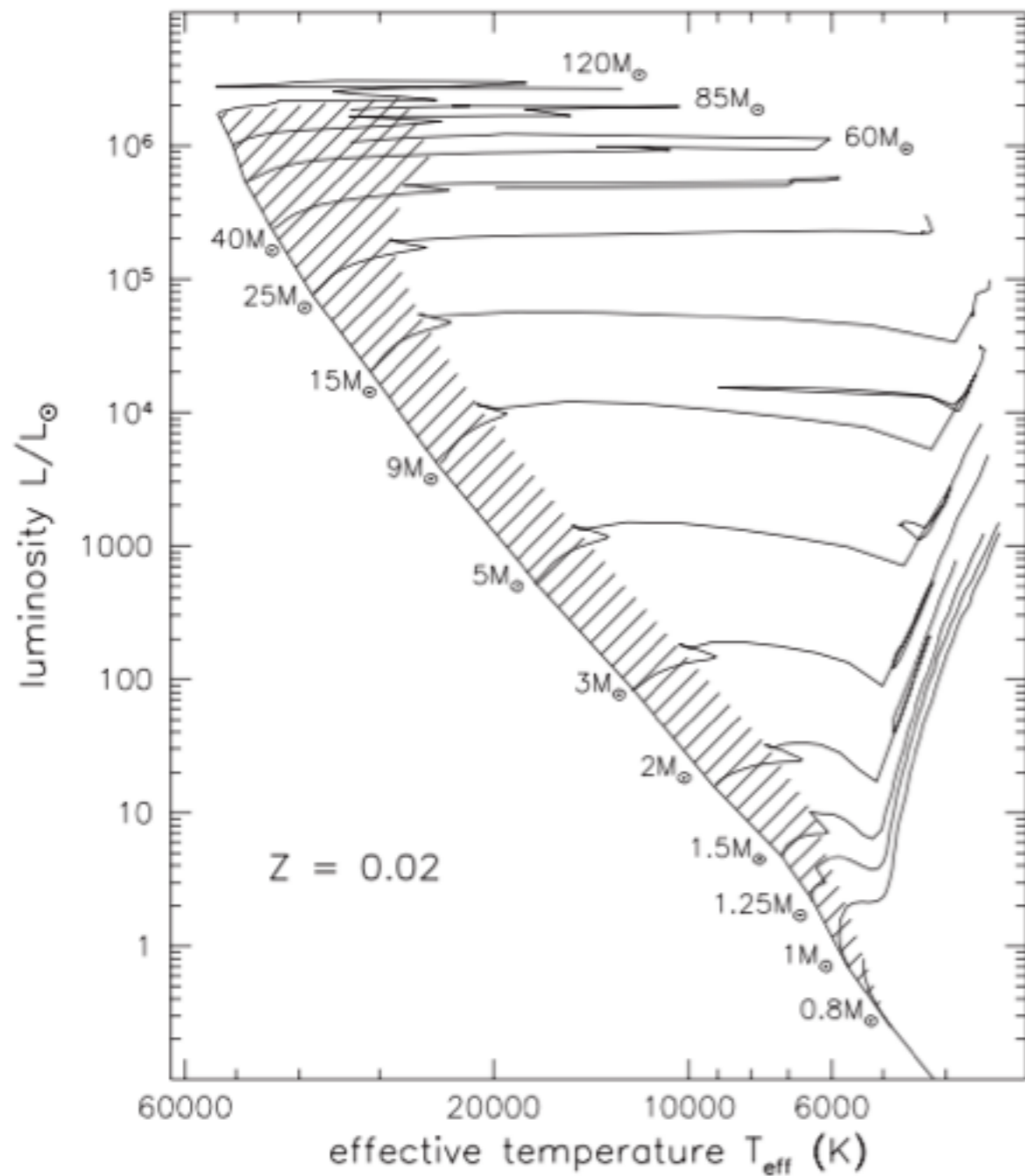


# Nossa vizinhança





# Nossa vizinhança

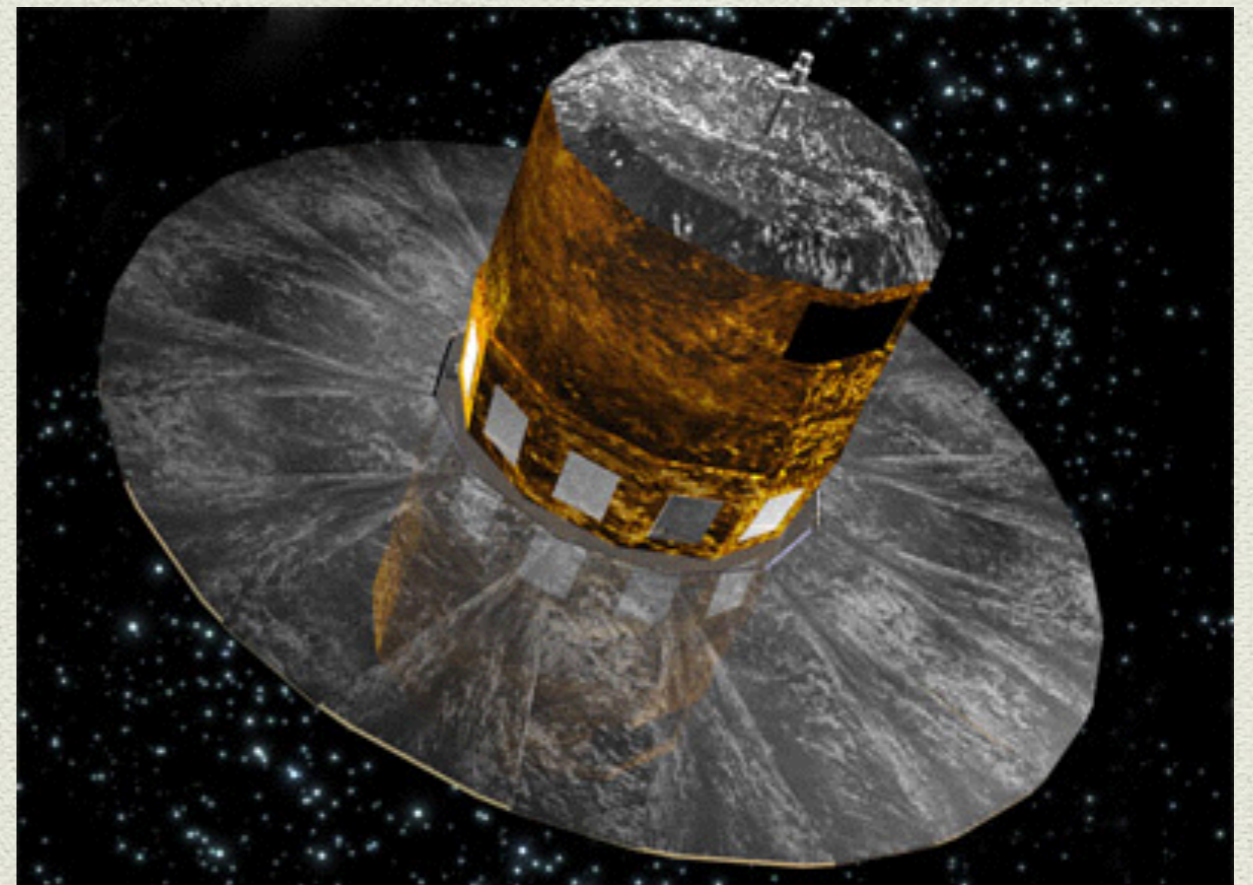




# Gaia

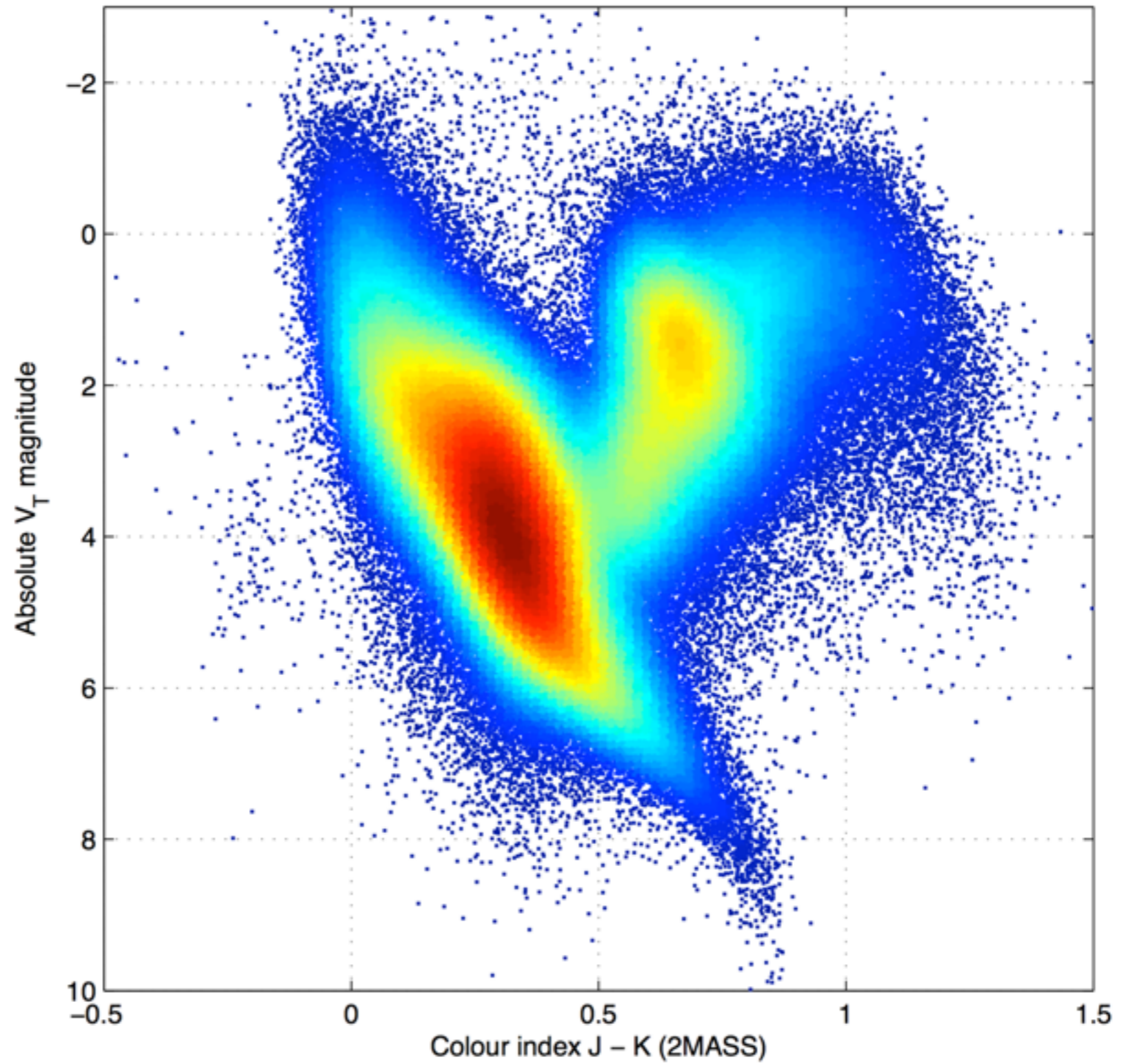
<http://sci.esa.int/gaia/>

- ◆ lançado em 19/12/2013
- ◆ início das operações científicas em 25/07/2014
- ◆ Objetivos: medir a posição de 1 bilhão de estrelas (1% das estrelas da Galáxia) com precisão de  $24\mu\text{s}$ , velocidades radiais para 150 milhões de objetos, criar uma mapa estrutural 3D da Galáxia





916832 non-HIP stars with  $\sigma < 1.0$  mas and  $\varpi / \sigma > 5.0$



Date: 25 August 2015

Satellite: Gaia

Depicts: Hertzsprung-Russell diagram

Copyright: ESA/Gaia/DPAC/IDT/FL/DPCE/AGIS

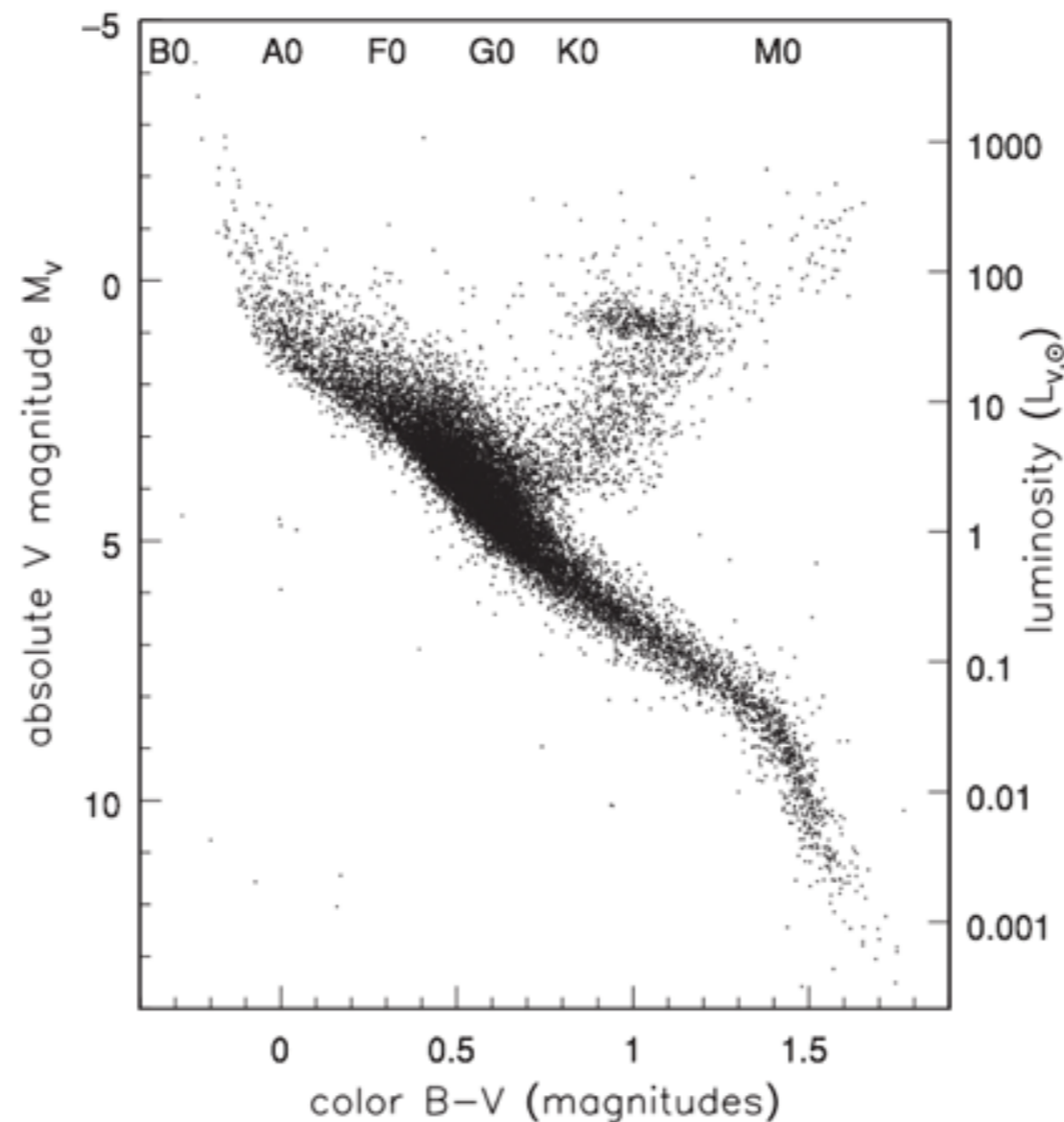


# Funções de Luminosidade e de Massa



# Qual a faixa de luminosidade que tem mais estrelas no diagrama H-R do Hipparcos?

---



**Fig. 2.2.** A color-magnitude diagram and approximate spectral types for 15 630 stars within 100 pc of the Sun, for which Hipparcos measured the trigonometric parallax to  $<10\%$ , and the color  $B - V$  to within 0.025 magnitudes – M. Perryman.

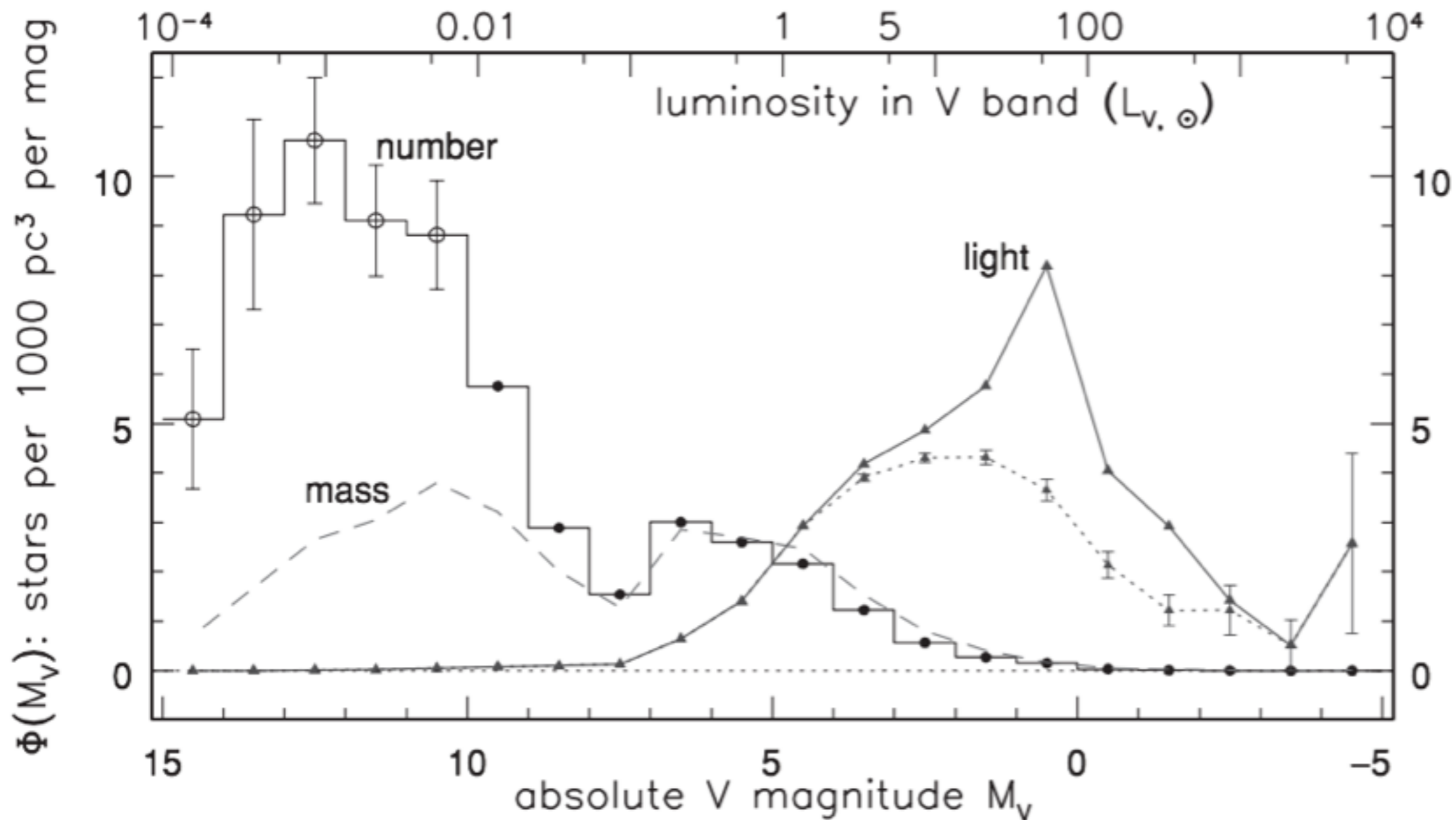


# Função de luminosidade

- ◆ A função de luminosidade  $\Phi(M_V)$  descreve quantas estrelas de cada luminosidade (ou magnitude absoluta) estão presentes em cada  $\text{pc}^3$ :  $\Phi(M_V)\Delta M_V$  corresponde à densidade de estrelas com magnitude absoluta  $V$  entre  $M_V$  e  $M_V + \Delta M_V$

$$\Phi(x) = \frac{\text{number of stars with } M_V - 1/2 < x < M_V + 1/2}{\text{volume } \mathcal{V}_{\text{max}}(M_V) \text{ over which these could be seen}}. \quad (2.3)$$





**Fig. 2.3.** The histogram shows the luminosity function  $\Phi(M_V)$  for nearby stars: solid dots from stars of Figure 2.2, open circles from Reid *et al.* 2002 *AJ* **124**, 2721. Lines with triangles show  $L_V \Phi(M_V)$ , light from stars in each magnitude bin; the dotted curve is for main-sequence stars alone, the solid curve for the total. The dashed curve gives  $\mathcal{M} \Phi_{\text{MS}}(M_V)$ , the mass in main-sequence stars. Units are  $L_{\odot}$  or  $\mathcal{M}_{\odot}$  per 10 pc cube; vertical bars show uncertainty, based on numbers of stars in each bin.



# Função de luminosidade

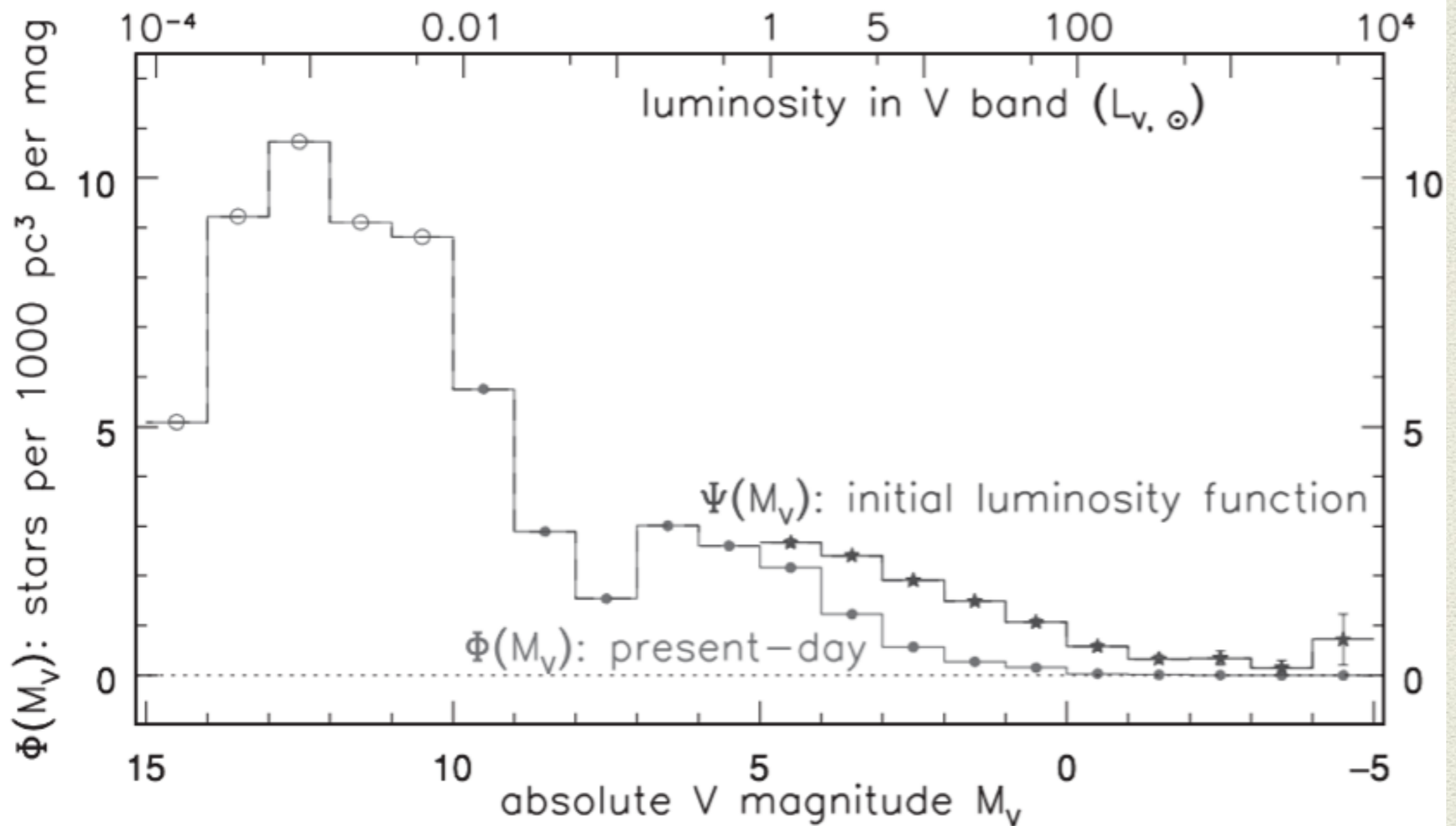
- ◆ É particularmente difícil determinar a ponta pouco luminosa da função de luminosidade, por motivos observacionais.
- ◆ A ponta luminosa, as estrelas mais luminosas são raras e portanto não serão encontradas a menos que o volume seja maior do que  $\sim 100\text{pc}$ .
- ◆ A distribuição de estrelas não é uniforme ao longo da posição da galáxia.
- ◆ Vários sistemas múltiplos são confundidos com estrelas brilhantes.
- ◆ Apesar disso, fica claro que a maior parte das estrelas é fraca. A razão massa-luminosidade  $M/L$  dá uma medida da proporção entre estrelas luminosas e estrelas fracas.



# Função de Luminosidade Inicial

- ◆ Usando modelos de evolução estelar, podemos converter a função de luminosidade inicial observada hoje na função de luminosidade inicial  $\Psi(M_V)$ , i.e., quando todas as estrelas estavam na sequência principal
- ◆  $\Psi(M_V)\Delta M_V$  é o número de estrelas que se formaram com magnitude absoluta entre  $M_V$  e  $M_V + \Delta M_V$





**Fig. 2.4.** Circles show the luminosity function  $\Phi_{\text{MS}}(M_V)$  for main-sequence stars as in Figure 2.3. The histogram gives the initial luminosity function  $\Psi(M_V)$ , assuming that stars were born at a constant rate over the past 10 Gyr. Both functions have a minimum, the *Wielen dip*, at  $M_V \approx 8$ . This V-band luminosity corresponds to only a tiny range of stellar mass  $\mathcal{M}$ . The mass function  $\xi(\mathcal{M})$  probably has no dip or inflection at this mass.



# Função de Luminosidade Inicial

Podemos inferir a função de luminosidade inicial  $\Psi(M_V)$  a partir da função de luminosidade atual  $\Phi_{MS}$  e hipóteses sobre a taxa de formação estelar.

Para uma taxa de formação constante, temos:

$$\begin{aligned}\Psi(M_V) &= \Phi_{MS}(M_V) && \text{for } \tau_{MS}(M_V) \geq \tau_{gal}, \\ &= \Phi_{MS}(M_V) \times \frac{\tau_{gal}}{\tau_{MS}(M_V)} && \text{when } \tau_{MS}(M_V) < \tau_{gal}.\end{aligned}\quad (2.4)$$



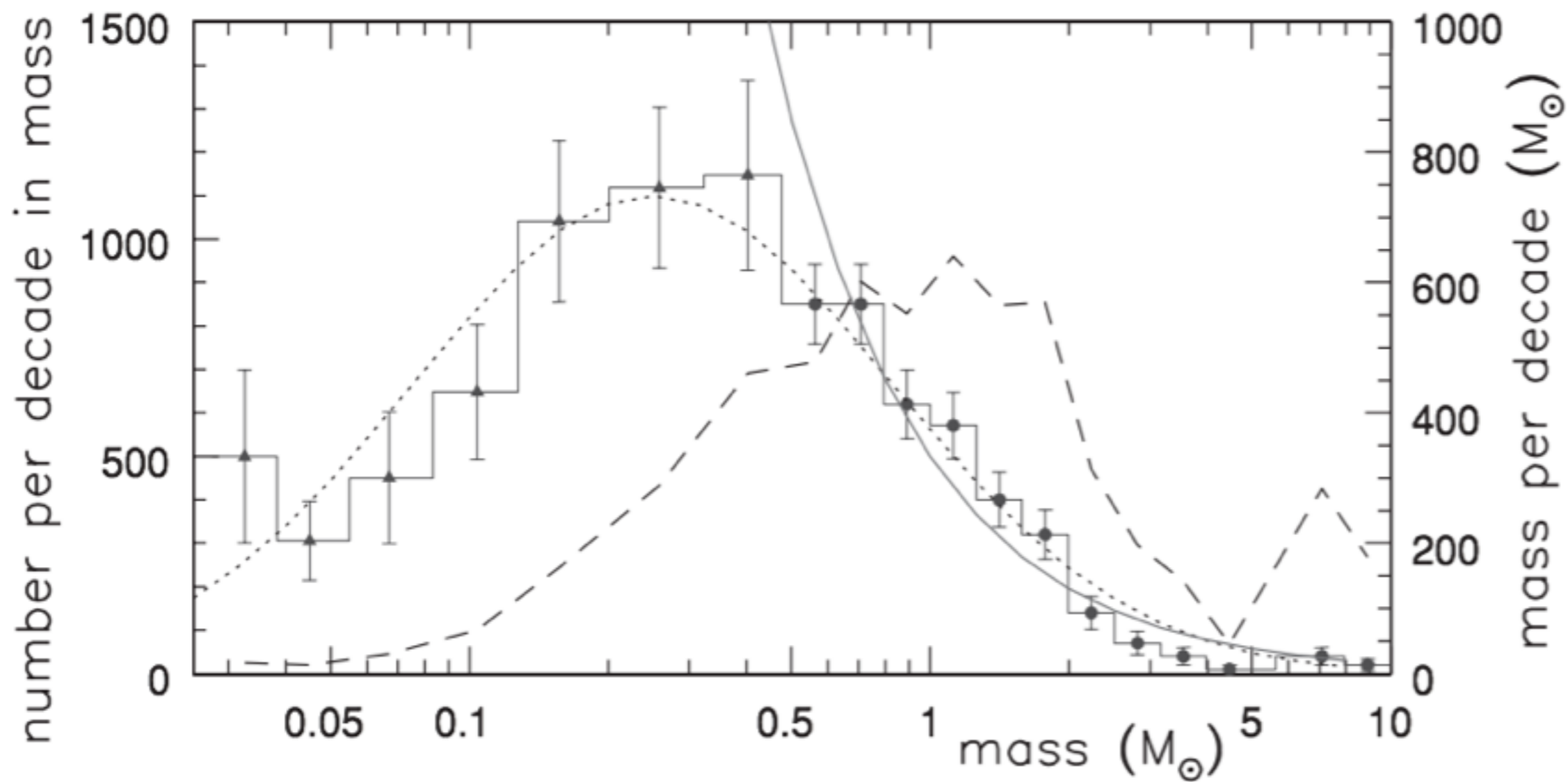
# Função de Massa Inicial

- ◆ IMF do inglês, Initial Mass Function  $\xi(\mathcal{M})$
- ◆ Podemos converter  $\Psi(\mathcal{M})$  em  $\xi(\mathcal{M})\Delta\mathcal{M}$  : número de estrelas que se formou com massa entre  $\mathcal{M}$  e  $\mathcal{M} + \Delta\mathcal{M}$
- ◆ Na vizinhança solar, uma boa aproximação para estrelas mais massivas que 0.5 Msun é a IMF de Salpeter (1955):

$$\xi(\mathcal{M})\Delta\mathcal{M} = \xi_0(\mathcal{M}/M_{\odot})^{-2.35}(\Delta\mathcal{M}/M_{\odot}), \quad (2.5)$$

- ◆  $\xi_0$  é uma constante que define a densidade local de estrelas
- ◆ Observações no Universo Local mostram que a IMF é surpreendentemente homogênea (Galáxia e Nuvens de Magalhães) (nem tanto)





**Fig. 2.5.** Masses of stars in the Pleiades cluster: the number in each mass range is proportional to the area under the histogram. The smooth curve shows the Salpeter initial mass function, the dotted curve is a lognormal function. The dashed line shows mass: stars near  $0.25M_{\odot}$  are most numerous, but those of  $(1-2)M_{\odot}$  account for most of the cluster's mass – E. Moreau.



# IMF

*(Mo, Bosch & White, Cap. 9.6)*

IMF,  $\phi(m)$  é definida de modo que  $\phi(m) dm$  seja o número de estrelas nascidas no intervalo  $m \pm dm/2$ , dada uma normalização:

$$\int_{m_l}^{m_u} m\phi(m) dm = 1 M_{\odot}$$

O número de estrelas e massa nascidas em um intervalo  $dm$  é então dado por:

$$dN(m) = \frac{M_{\star}}{M_{\odot}} \phi(m) dm \quad \text{and} \quad dM(m) = \frac{M_{\star}}{M_{\odot}} m\phi(m) dm,$$

Quais são valores razoáveis de se adotar para  $m_l$  e  $m_u$ ?



# Algumas parametrizações

(Mo, Bosch & White, Cap. 9.6)

$$\phi(m)dm \propto m^{-b}dm \quad \text{with } b = 2.35 \quad \text{[Salpeter IMF]}$$

$$\xi(x) = a_0 - a_1x - a_2x^2 \quad \text{with } x \equiv \log(m/M_\odot) \quad \text{[Miller–Scalo IMF],}$$

$$(a_0, a_1, a_2) = (1.53, 0.96, 0.47).$$

$$\phi(m) \propto \begin{cases} m^{-2.45} & (m > 10M_\odot) \\ m^{-3.25} & (1M_\odot < m < 10M_\odot) \\ m^{-1.80} & (0.2M_\odot < m < 1M_\odot). \end{cases} \quad \text{[Scalo IMF]}$$

$$\phi(m) \propto \begin{cases} m^{-2.7} & (1.0M_\odot < m < 100M_\odot) \\ m^{-2.3} & (0.5M_\odot < m < 1.0M_\odot) \\ m^{-1.3} & (0.08M_\odot < m < 0.5M_\odot) \\ m^{-0.3} & (0.01M_\odot < m < 0.08M_\odot). \end{cases} \quad \text{[Kroupa IMF]}$$

$$\xi(m) \propto \begin{cases} m^{-1.35} & (m > 1.0M_\odot) \\ \exp\{-[\log(m/0.2M_\odot)]^2/0.6\} & (m < 1.0M_\odot) \end{cases} \quad \text{[Chabrier IMF]}$$



# Questões em aberto

- ◆ Dado que conhecemos pouco do processo de formação estelar, não sabemos derivar a IMF a partir de princípios básicos. Algumas teorias propostas estão listadas em 9.6.2 de Mo, Frank & White.
- ◆ Universalidade: estudos de aglomerados abertos do Universo Local tendem a indicar universalidade da IMF. Mas há estudos que indicam que ela pode ser diferente em starburst galaxies e elípticas (9.6.2 de Mo, Frank & White e artigos mais recentes).



Saindo da vizinhança solar



# Escada de distâncias

Irineu Varella, Monografia UCS e <http://www.talkorigins.org/faqs/astronomy/distance.html>

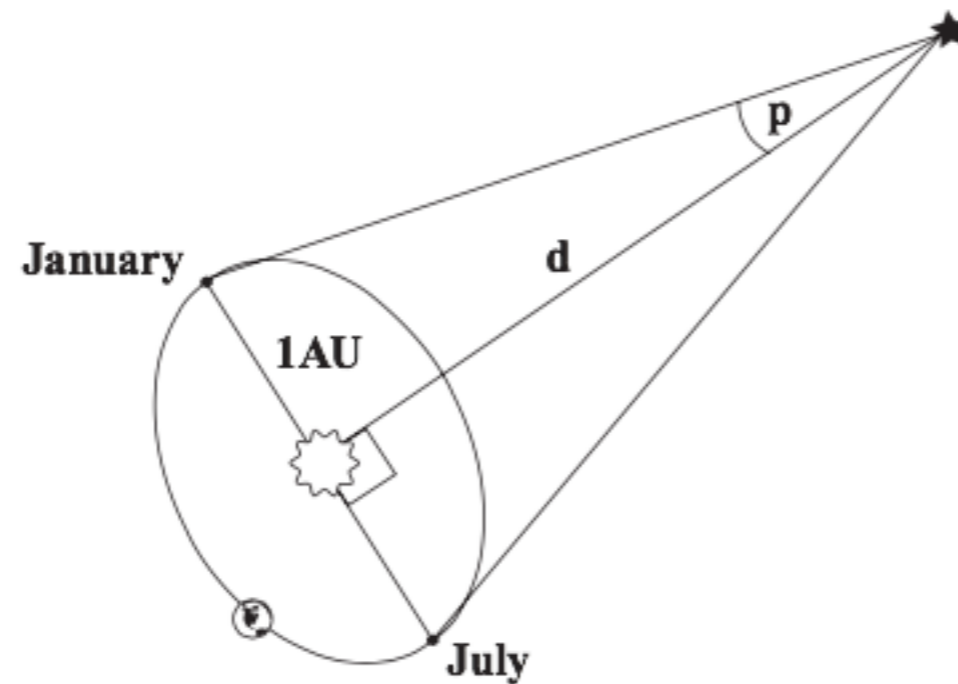
- ◆ Distâncias estelares
  - ◆ **Paralaxe trigonométrica**
  - ◆ Paralaxe dinâmica (sistemas binários)
  - ◆ **Paralaxe espectroscópica (ou fotométrica)**
  - ◆ Paralaxe secular
- ◆ Distâncias na galáxia
  - ◆ Ponto de convergência de movimentos próprios (aglomerados abertos)
  - ◆ RR Lyrae
  - ◆ **Ajuste de isócronas**
- ◆ Distâncias extra-galácticas
  - ◆ **Cefeidas (relação período-luminosidade)**
  - ◆ Estrelas novae
  - ◆ Supernovas
  - ◆ **Relação Tully-Fisher**
  - ◆ **Relação Faber-Jackson**
  - ◆ Lei de Hubble - Humanson



# Distâncias: Paralaxe

$$\frac{1 \text{ AU}}{d} = \tan p \approx p \text{ (in radians).}$$

O *parsec* (pc) é definido como a distância  $d$  para a qual uma estrela tem uma paralaxe de  $1''$



**Fig. 2.1.** Trigonometric parallax: in the course of a year, the star appears to move in an ellipse with a major axis of  $2p$ .

$$F = \frac{L}{4\pi d^2}.$$

Proxima Centauri tem  $p = 0.8''$ , então sua distância é de 1.3 pc ou 4.3 anos-luz



# Outras "Paralaxes"

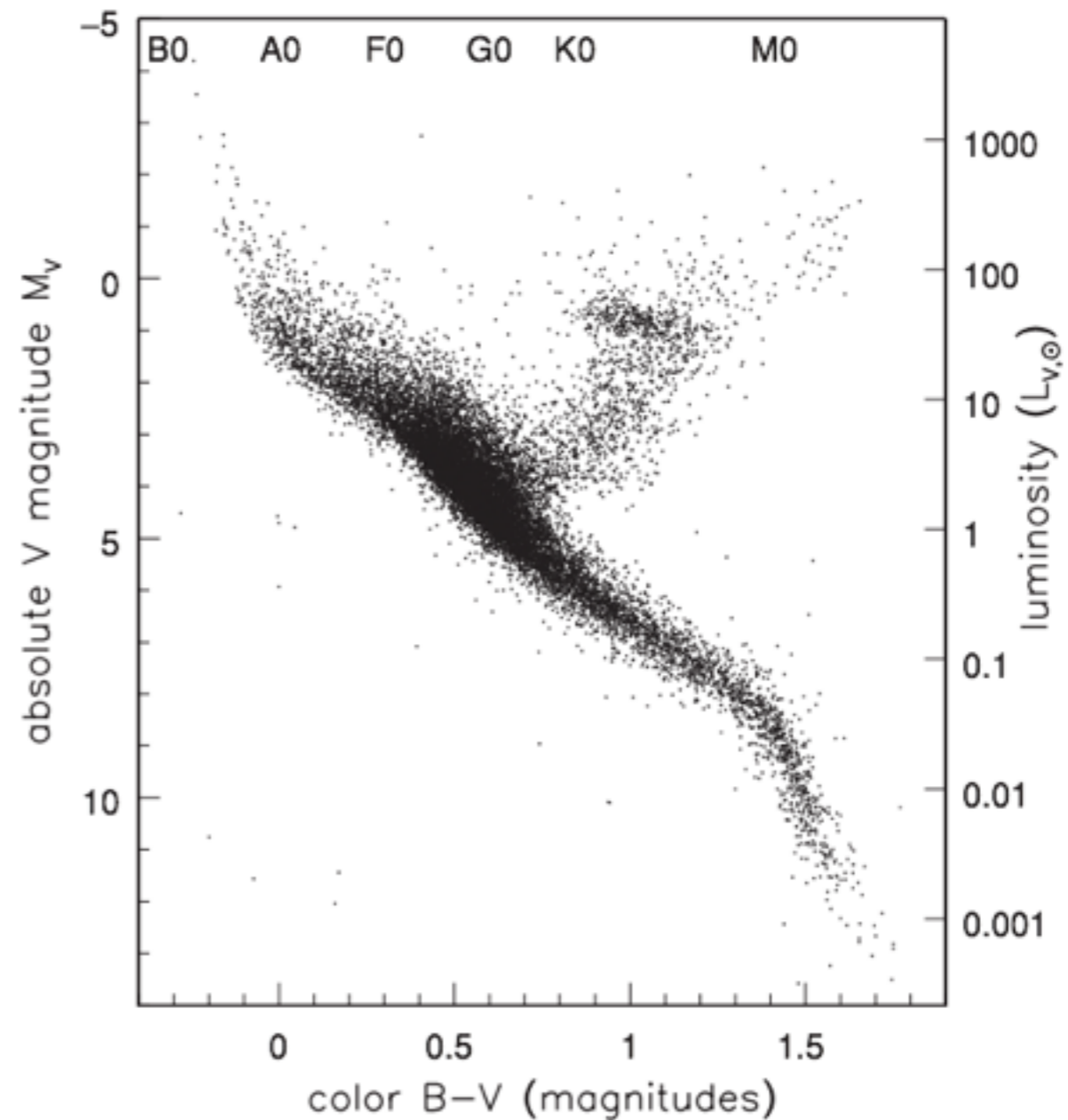
---

- Paralaxe espectroscópica: determina-se o tipo espectral de uma estrela, e partir de um HR de estrelas com distância conhecida, pode-se calcular o módulo de distância (precisa de correção de avermelhamento).
- Para MS, distâncias podem ser obtidas com incertezas de 5%. Para gigantes vermelhas a situação é pior, com incertezas nas distâncias de  $\sim 25\%$ .
- “Poor man’s variant”: paralaxe fotométrica, onde o tipo espectral é estimado a partir de cores.



# Paralaxe fotométrica ou espectroscópica

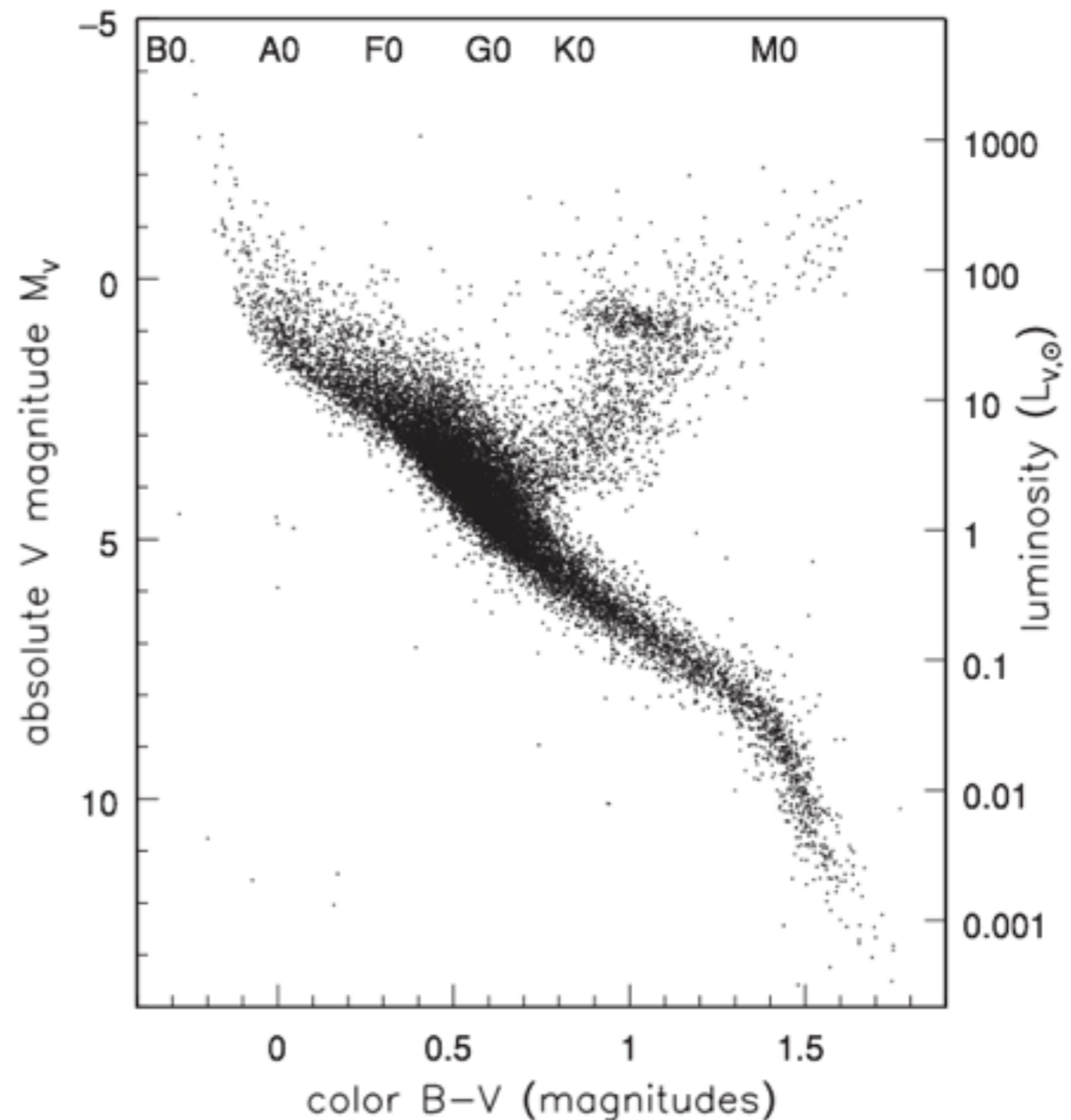
---



**Fig. 2.2.** A color–magnitude diagram and approximate spectral types for 15 630 stars within 100 pc of the Sun, for which Hipparcos measured the trigonometric parallax to  $<10\%$ , and the color  $B - V$  to within 0.025 magnitudes – M. Perryman.



Use paralaxe fotométrica para estimar a distância de uma estrela com  $B - V = 0.3$  e magnitude aparente  $m_V = 15$ . Qual sua provável fase evolutiva? E se a estrela tivesse  $B - V = 1.1$ , quais seriam sua distância e fase evolutiva? (desconsidere efeitos de extinção interestelar)



$$(m - M)_0 = 5 \log_{10} d - 5$$

**Fig. 2.2.** A color-magnitude diagram and approximate spectral types for 15 630 stars within 100 pc of the Sun, for which Hipparcos measured the trigonometric parallax to  $<10\%$ , and the color  $B - V$  to within 0.025 magnitudes – M. Perryman.



# Distâncias a partir de movimentos

---

- ❖ Velocidades Radiais  $V_r$  são medidas a partir do Efeito Doppler

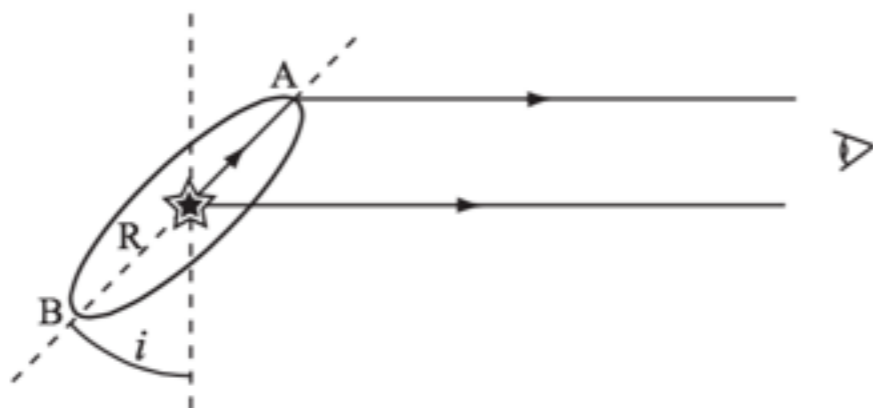
$$1 + z \equiv \frac{\lambda_{\text{obs}}}{\lambda_e} = 1 + \frac{V_r}{c}; \quad (1.19)$$

- ❖ Velocidades Tangenciais  $V_t$  são medidas a partir do movimento próprio  $\mu$

$$V_t = \mu \text{ (radians/time)} \times d, \quad \text{or } \mu \text{ (0.001''/year)} = \frac{V_t \text{ (km s}^{-1}\text{)}}{4.74 \times d \text{ (kpc)}}. \quad (2.6)$$



# SN1987A



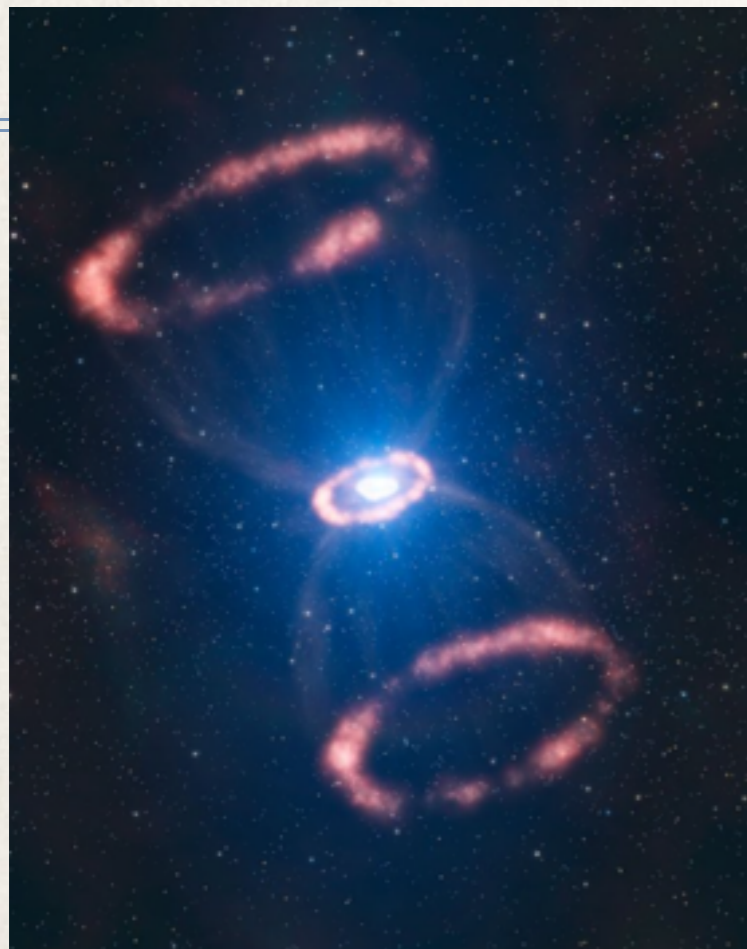
**Fig. 2.7.** The 'light echo' from a gas ring around supernova 1987a is seen by an observer to the right of the figure.



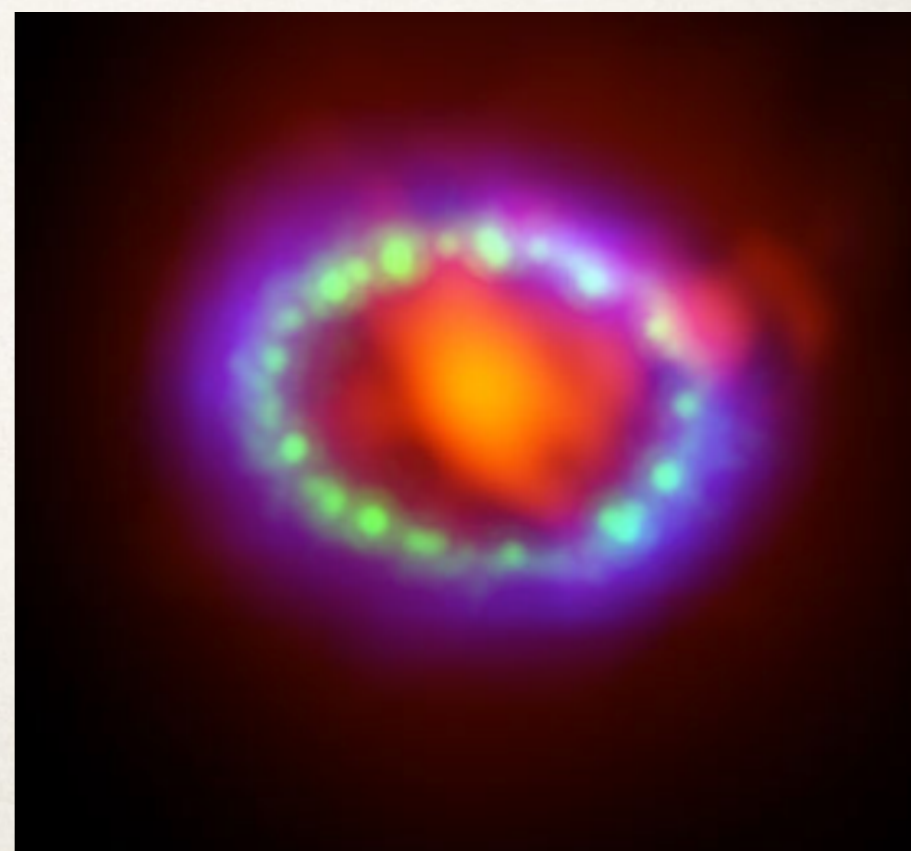
Em Fev. 1987, uma SN é observada na Grande Nuvem de Magalhães (LMC de Large Magellanic Cloud). 85 dias depois, linhas de emissão finas começam a se tornar brilhantes. A partir do diâmetro do anel em dias-luz e seu tamanho aparente, obtivemos uma distância à LMC entre 50 e 53kpc.



# SN1987A



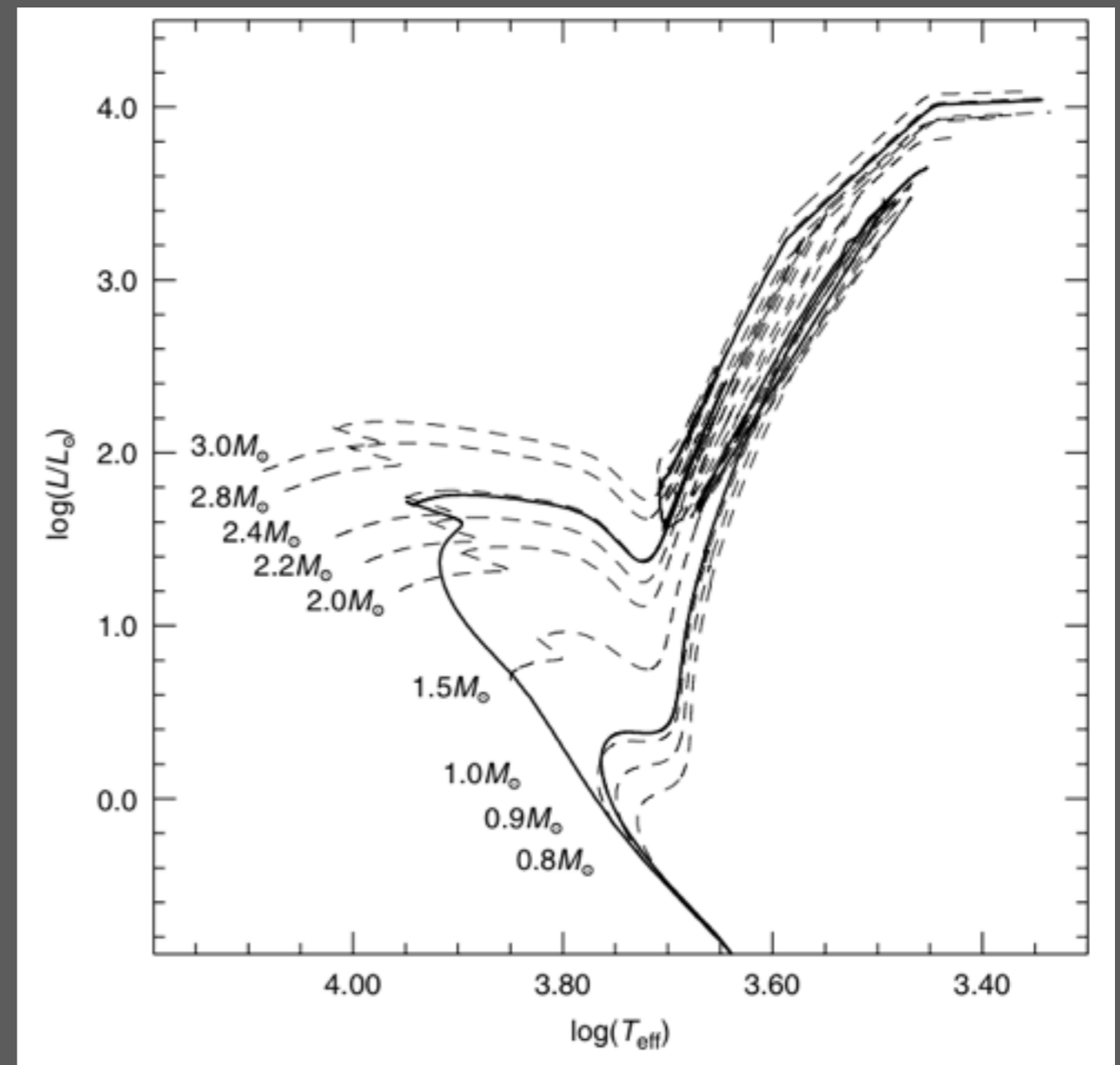
Observações do ALMA (vermelho) mostram poeira formado no remanescente. Hubble (verde) e Chandra (azul) mostra a onda de choque expandindo (wiki)





# Iso (“mesma”) crona (“idade”)

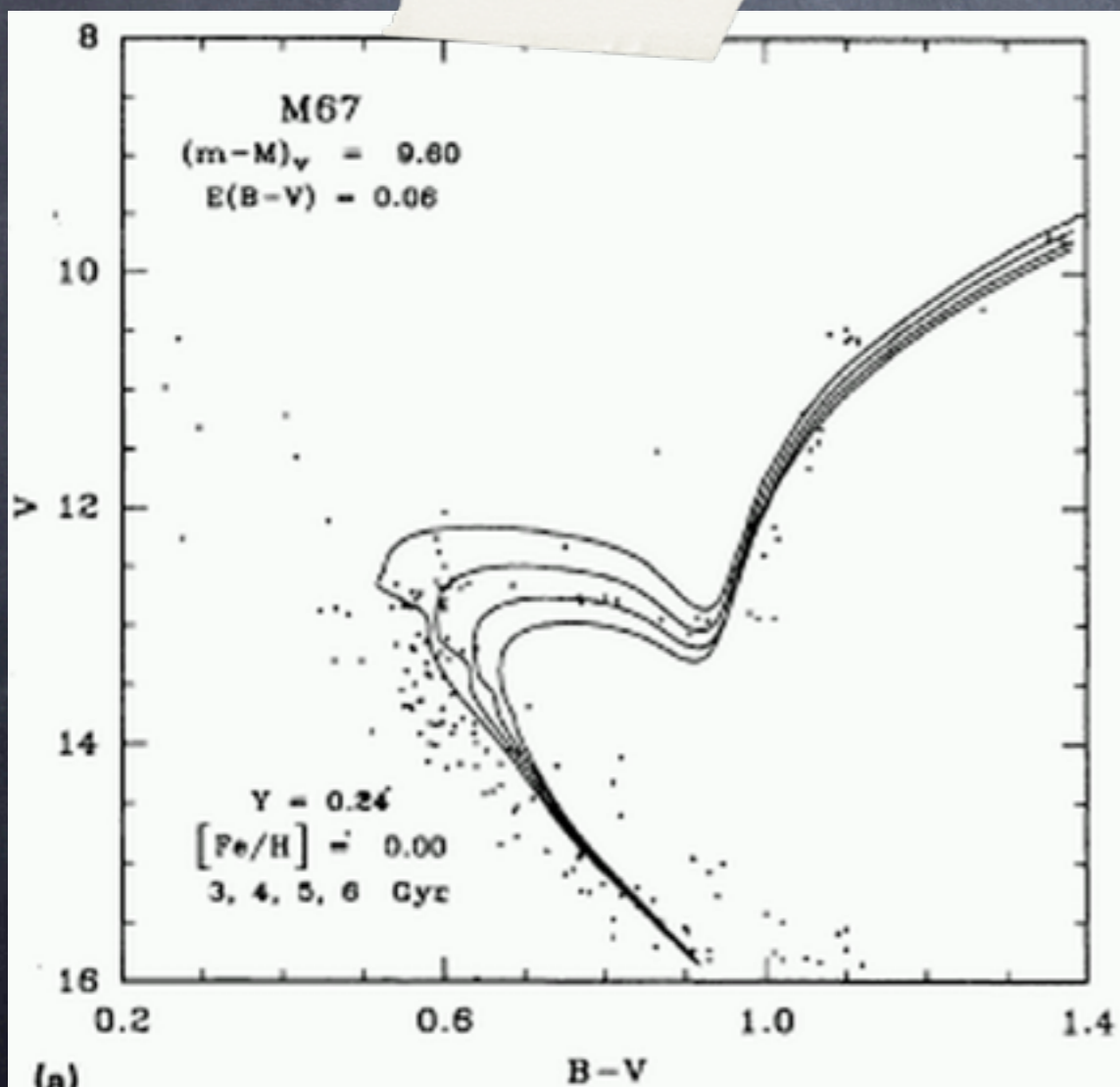
- Dada uma população estelar simples: um conjunto de estrelas quimicamente homogêneas que se formaram exatamente juntas; cada estrela segue a evolução no HR descrita pela sua massa.
- A partir de modelos de evolução estelar, calculamos trajetórias evolutivas e isócronas.
- Uma isócrona de idade  $t$  mostra o locus no diagrama HR (CMD) que essa população ocupa quando atinge essa idade.



Salaris & Cassisi 2005



E a partir de isócronas, podemos obter a distância a um aglomerado e sua idade





# Ajuste de isócronas



cor (observado)



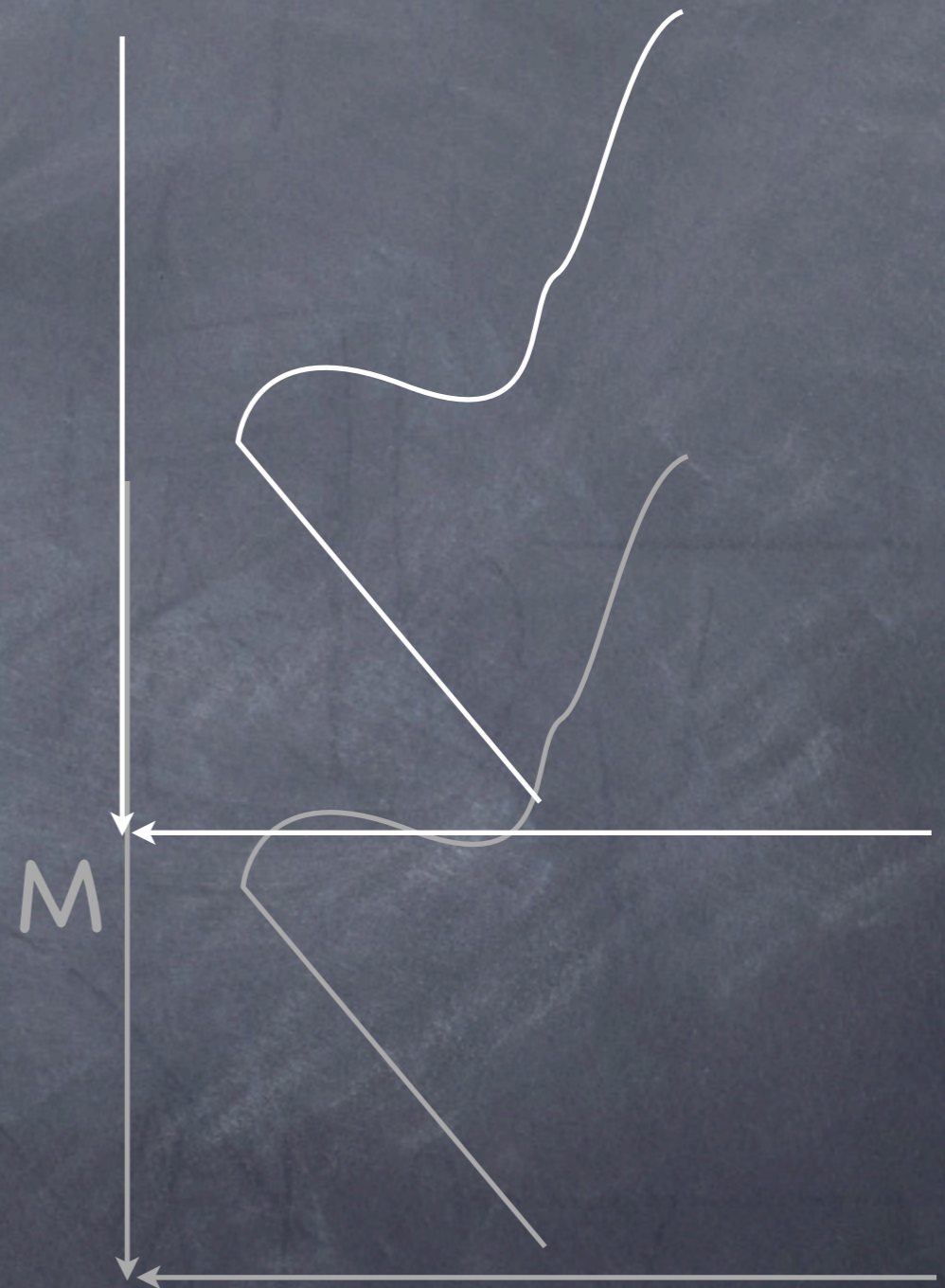
cor (de Teff)



# Ajuste de isócronas



cor (observado)



cor (de Teff)



# Ajuste de isócronas

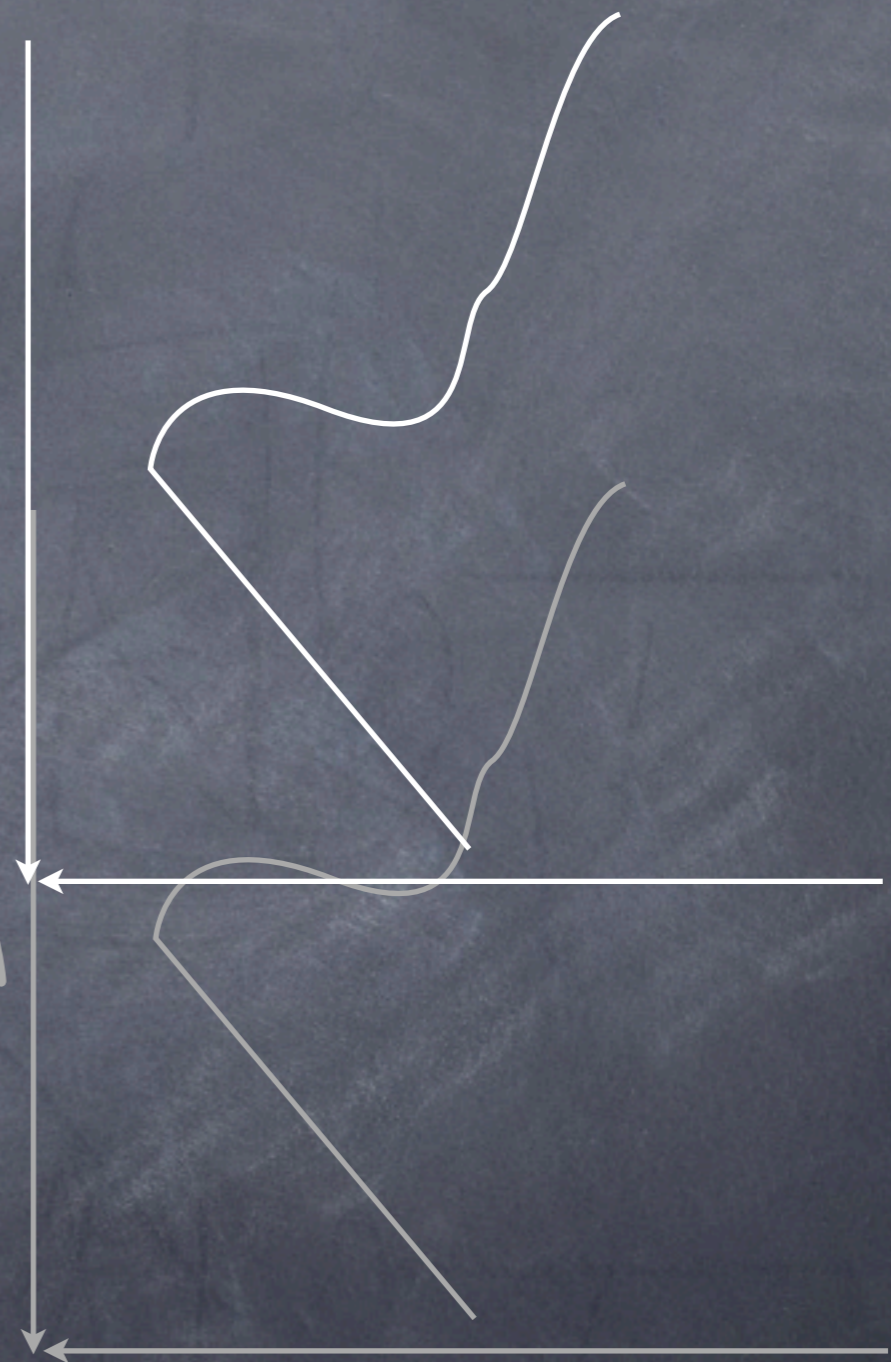
$$(m-M) = -5 + 5 \log d$$

$m$



cor (observado)

$M$



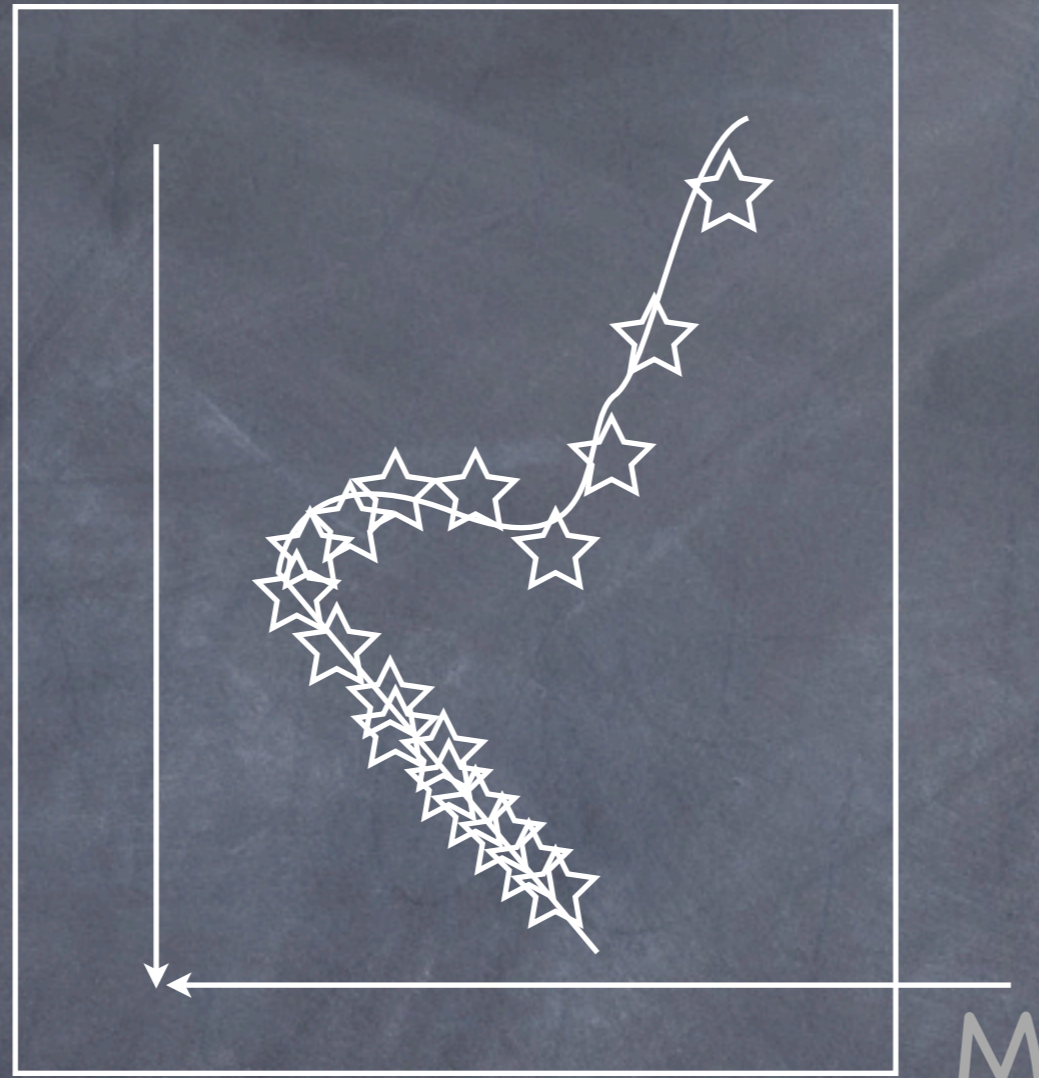
cor (de Teff)



# Ajuste de isócronas

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

$m$



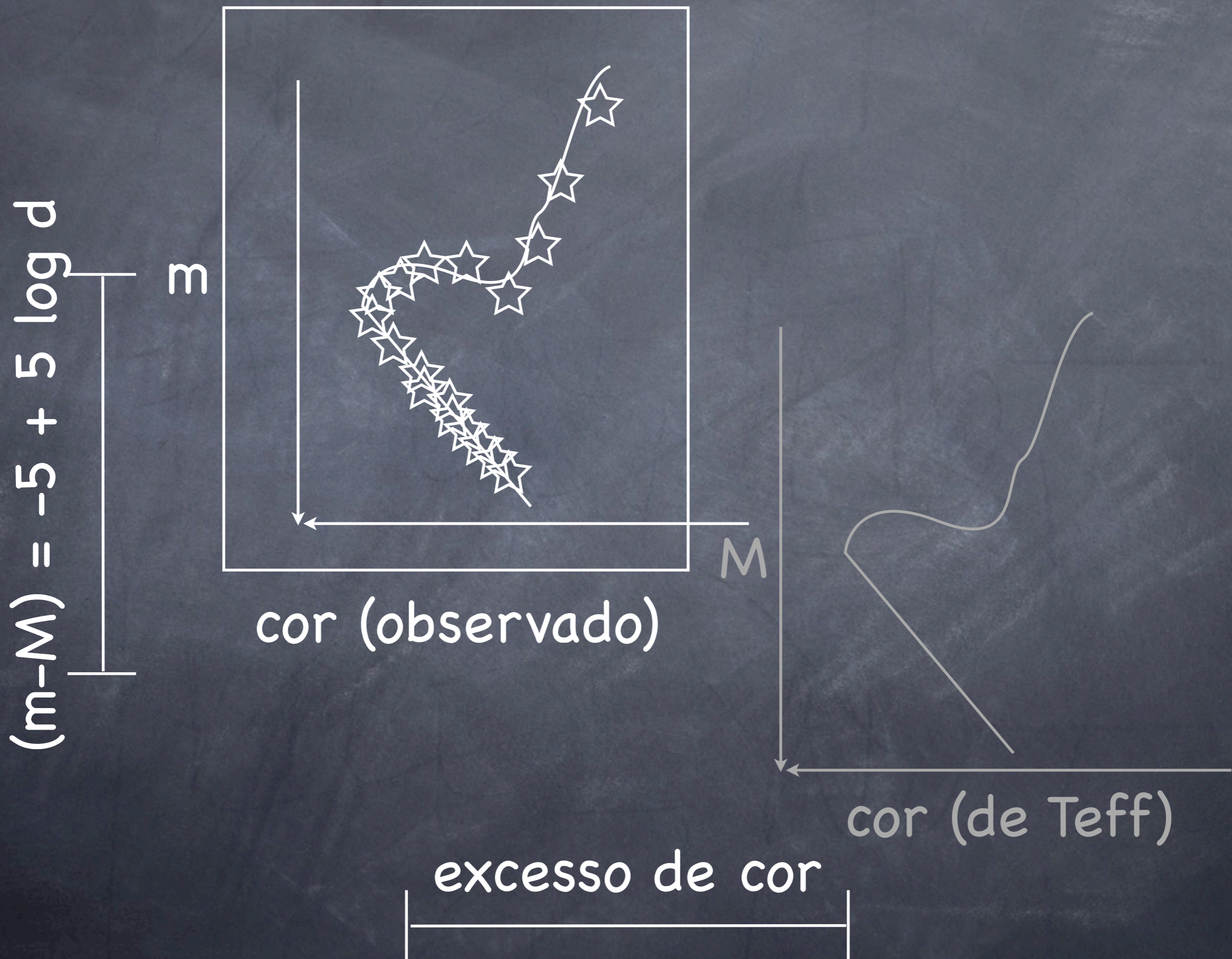
cor (observado)



cor (de Teff)



# Ajuste de isócronas





Mais alguns conceitos

---



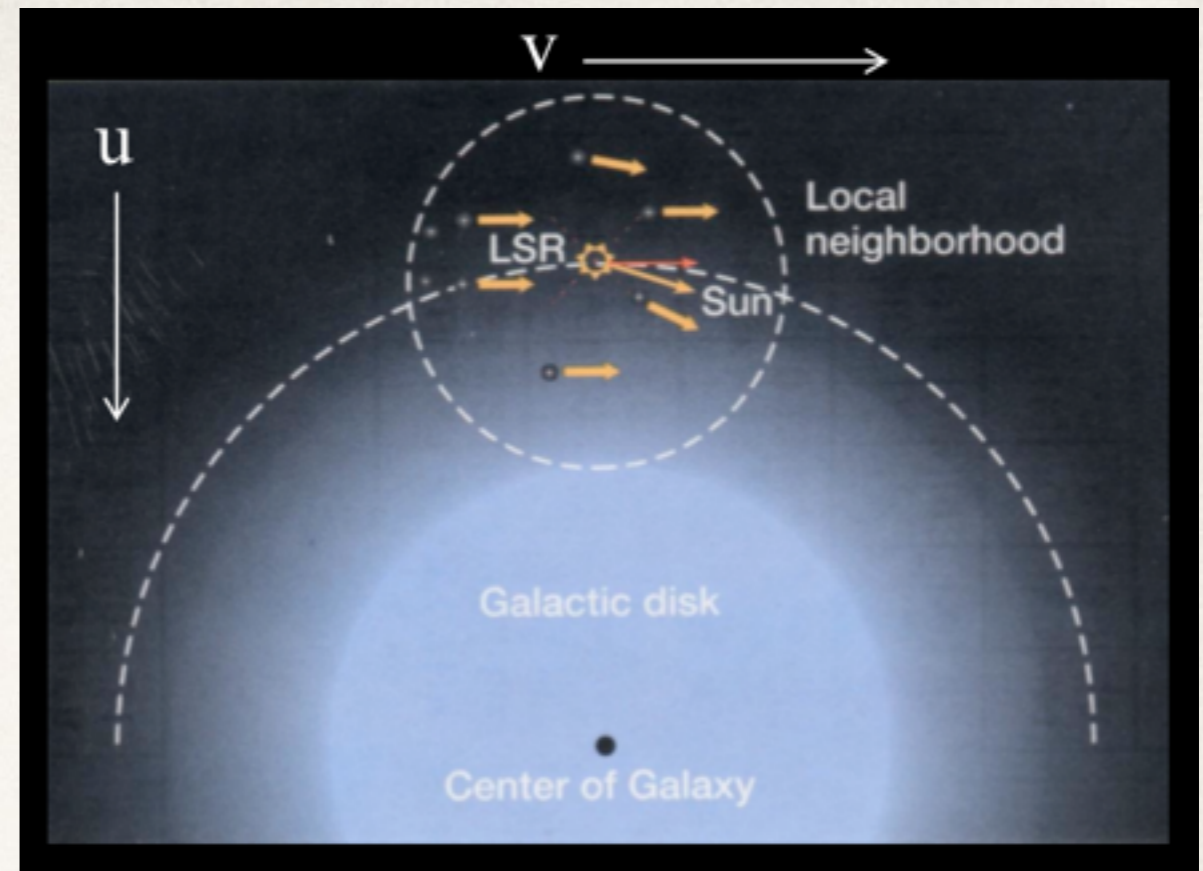
# Dispersão de velocidades

- ❖ Uma medida nos movimentos não-circulares de uma população

$$\sigma_i^2 \equiv \left\langle V_i^2 - \langle V_i \rangle^2 \right\rangle$$

- ❖ Na vizinhança solar (Dehnen & Binney 1998)

$$\sigma_u = 38 \pm 2 \quad \sigma_v = 27 \pm 2 \quad \sigma_w = 17 \pm 2$$



Populações com alta dispersão de velocidades são chamadas “dinamicamente quentes”

Populações com baixas dispersões de velocidades são “frias”



# Notação de abundância química

---

- ❖ Em espectroscopia estelar, a notação mais usada para a metalicidade é

$$[\text{Fe}/\text{H}] = \log_{10} \left( \frac{N_{\text{Fe}}}{N_{\text{H}}} \right) - \log_{10} \left( \frac{N_{\text{Fe}\odot}}{N_{\text{H}\odot}} \right)$$

- ❖ i.e., o logaritmo da razão entre as abundâncias do Fe e do H (densidade numérica: número de átomos por unidade de volume), comparado ao valor solar.
- ❖ Para o Sol,  $[\text{Fe}/\text{H}] = 0$  (por definição)
- ❖ Estrelas com mais metais do que o Sol tem  $[\text{Fe}/\text{H}] > 0$ , e estrelas com menos metais do que o Sol tem  $[\text{Fe}/\text{H}] < 0$



# Notação de abundância química

---

- ❖ Para os outros elementos, por exemplo os elementos  $\alpha$  (O, Ne, Mg, Si, S, Ar, Ca, Ti):

$$[\alpha/\text{Fe}] = \log_{10} \left( \frac{N_{\alpha}}{N_{\text{Fe}}} \right) - \log_{10} \left( \frac{N_{\alpha\odot}}{N_{\text{Fe}\odot}} \right)$$

- ❖ Em outros contextos (ex, modelos de evolução estelar), metalicidade é dada em frações de massa

- ❖ X: massa de Hidrogênio

Y: massa de Hélio

- ❖ Z: massa de Metais

$$X + Y + Z = 1$$



[Fe/H]

---

<ftp://ftp.noao.edu/fts/visatl/>



# [Fe/H]

---

- ❖ O Ferro é o “metal” mais abundante em uma estrela?

<ftp://ftp.noao.edu/fts/visatl/>



# [Fe/H]

- ❖ O Ferro é o “metal” mais abundante em uma estrela?
- ❖ Não, Oxigênio é.

Most abundant nuclides in the Solar System<sup>[8]</sup>

Nuclide	A	Mass fraction in parts per million	Atom fraction in parts per million
Hydrogen-1	1	705,700	909,964
Helium-4	4	275,200	88,714
Oxygen-16	16	5,920	477
Carbon-12	12	3,032	326
Nitrogen-14	14	1,105	102



# [Fe/H]

- ❖ O Ferro é o “metal” mais abundante em uma estrela?
- ❖ Não, Oxigênio é.

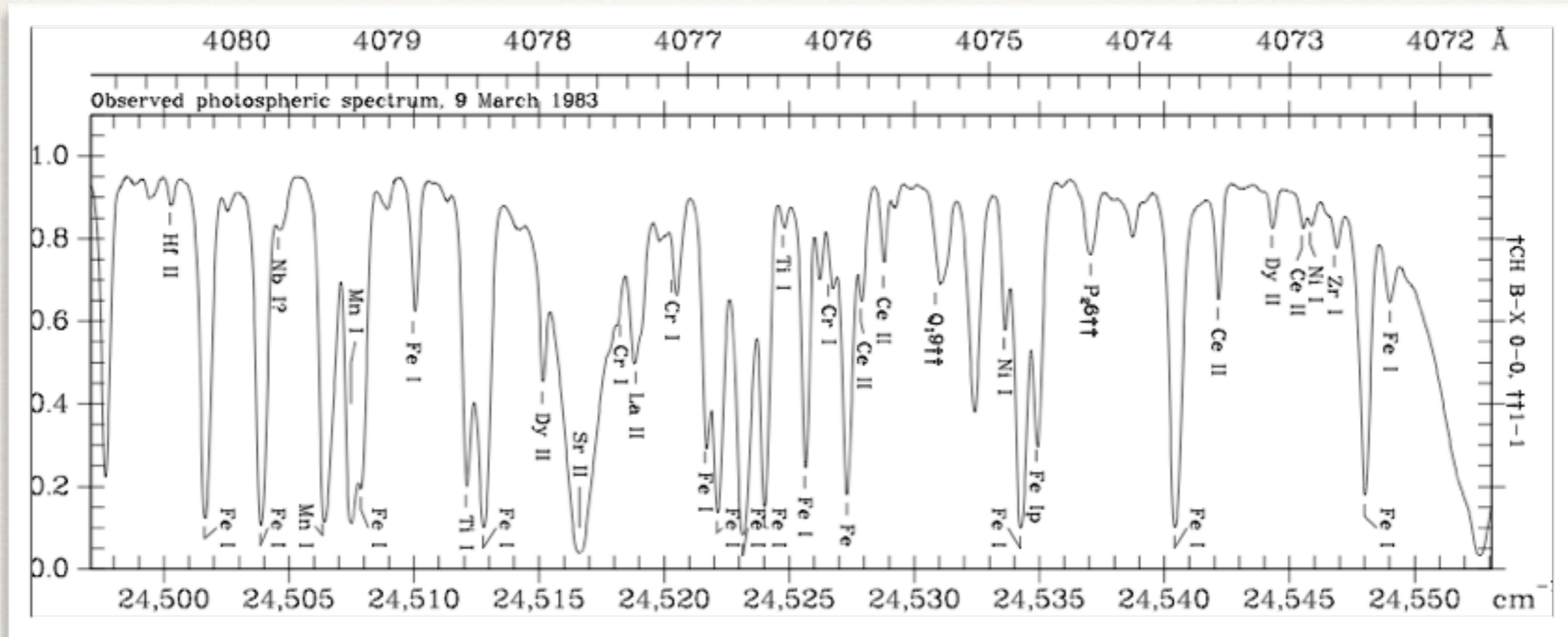
Most abundant nuclides in the Solar System<sup>[8]</sup>

Nuclide	A	Mass fraction in parts per million	Atom fraction in parts per million
Hydrogen-1	1	705,700	909,964
Helium-4	4	275,200	88,714
Oxygen-16	16	5,920	477
Carbon-12	12	3,032	326
Nitrogen-14	14	1,105	102

Então porque o usamos como padrão de medida de metalicidade em espectros de estrelas?



# [Fe/H]



Porque ele é o mais facilmente medido :)

<ftp://ftp.noao.edu/fts/visatl/>



# Evolução Química

---



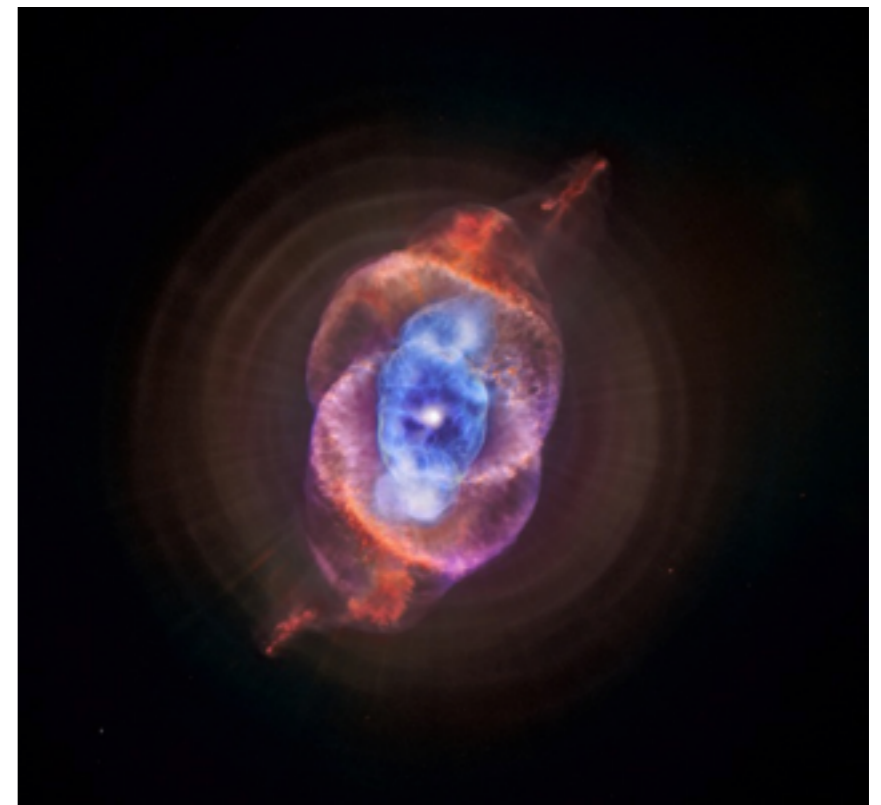
Nuvens moleculares dão origem a estrelas, que enriquecem quimicamente outras nuvens, que geram novas estrelas...



estrelas se formam



e morrem

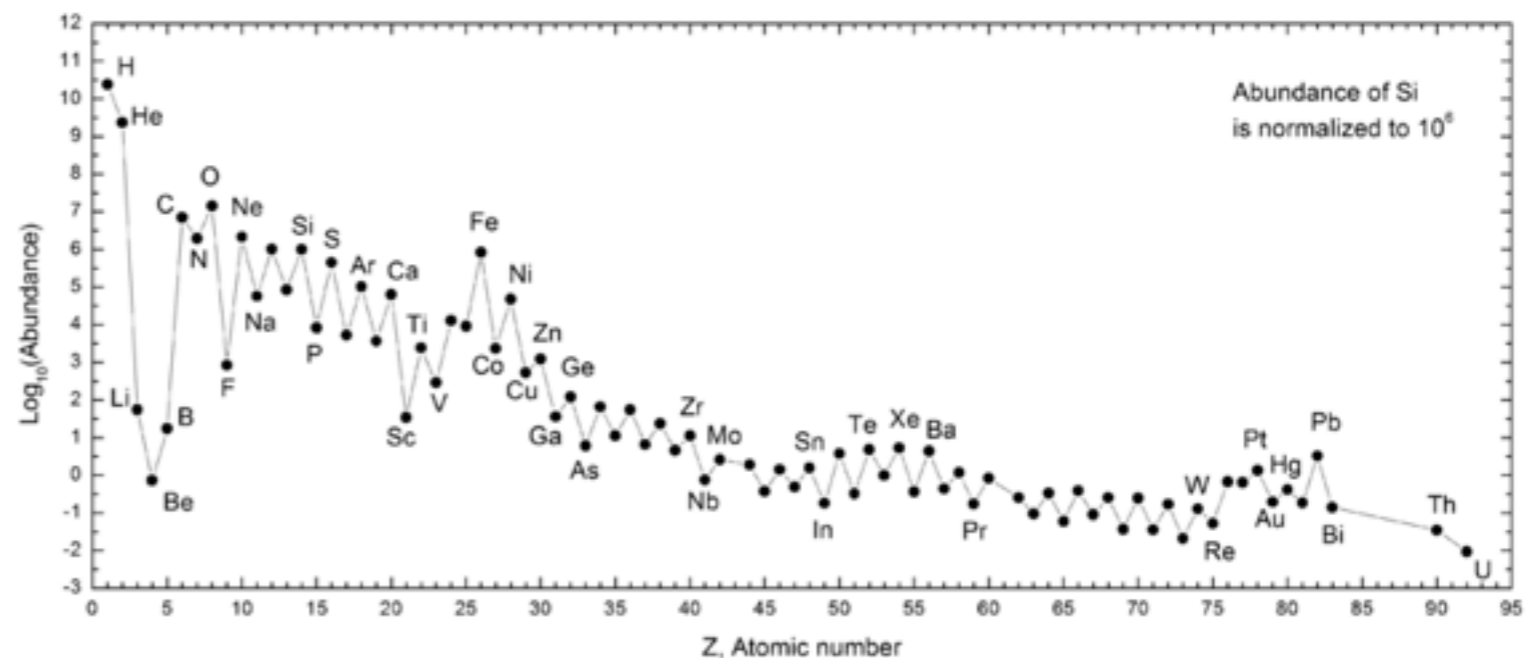
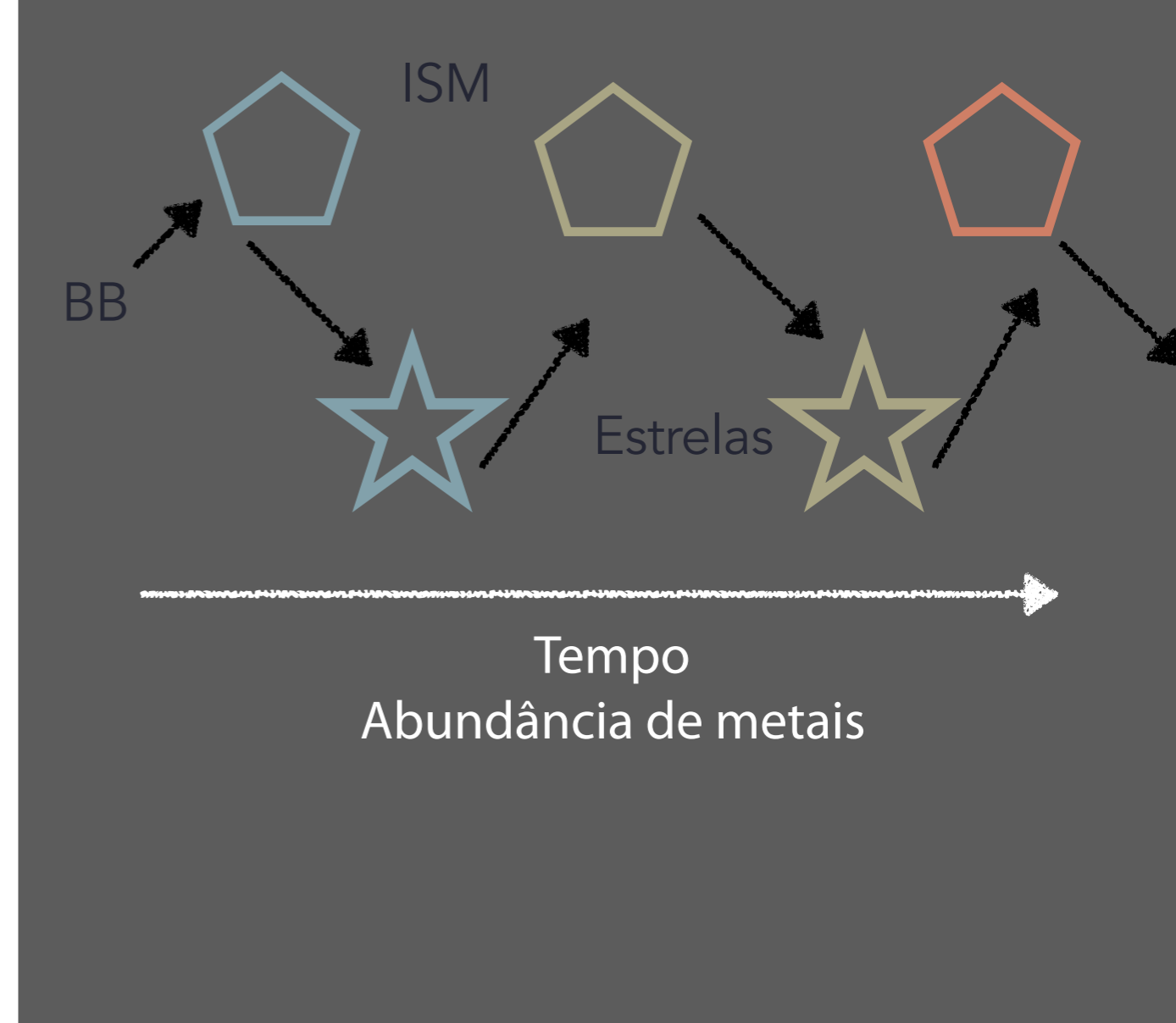


enriquecendo novas nuvens



# Evolução química

- Nucleossíntese:
  - primordial: produziu H (~75%), He (~25%) e traços de metais leves (Li)
  - estelar (e explosiva): todos os elementos mais pesados são formados por reações nucleares que ocorrem em estrelas
  - cosmogênica: espalação por raios cósmicos produz Litio, Berílio e Boro
- quando as estrelas perdem massa (ventos estelares, explosões em supernova), liberam no meio interestelar parte do material processado no seu interior, enriquecendo o meio.

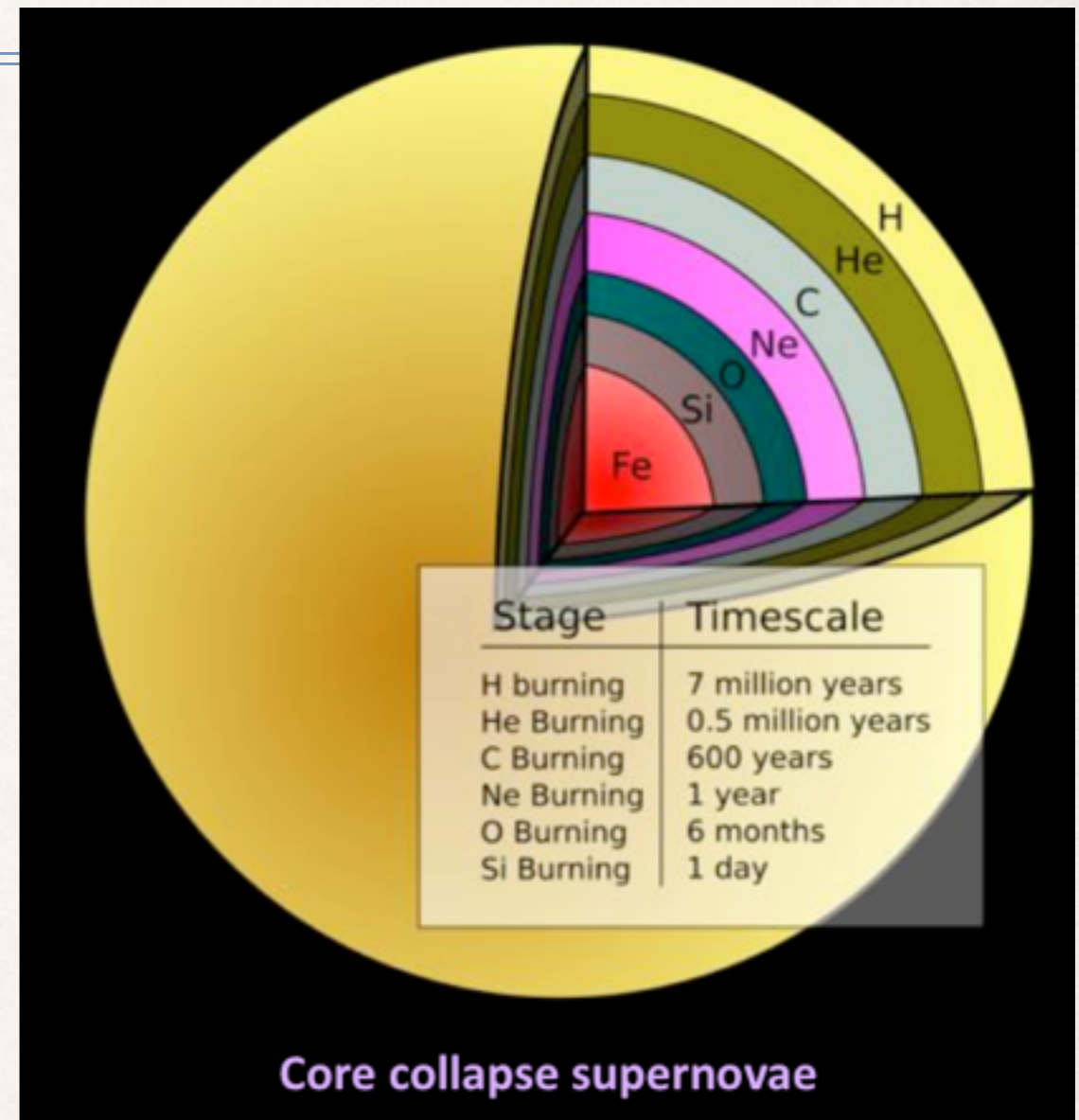


Abundâncias químicas no Sistema Solar



# Enriquecimento químico

- ❖ Ao final de sua evolução, a estrela retorna ao meio interestelar parte do material que foi processado
- ❖ Novas estrelas se formam a partir desse material enriquecido. As novas estrelas (mais jovens) são mais ricas em metais do que a população anterior.
- ❖ Esse retorno é feito principalmente por ventos galácticos e supernovas

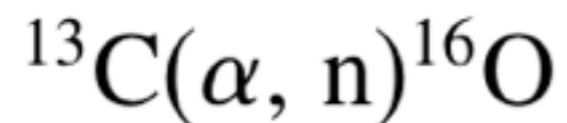
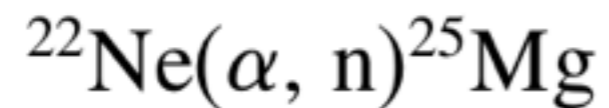




# Formação de elementos s

---

- Elementos mais pesados do que o Fe, formados através da captura lenta de nêutrons (*lenta* comparada com a escala de tempo do decaimento beta).
- Sr, Y, Zr, Ba, La, Ce, Pr e Nd
- Durante algumas fases das pulsações TP-AGB, entre camadas de queima ocorrem condições particulares de temperatura e densidade ocorrem (thermonuclear runaway).
- Nessas fases, podem ocorrer reações nucleares que promovem um fluxo de nêutrons, como:





# Formação de elementos r

- Supernovas de colapso (Tipo Ib, Ic and II) de núcleo são consideradas os sítios prováveis dos elementos-r (elementos radioativos e os elementos pesados ricos em nêutrons), que precisam de altos fluxos de neutrons pra serem produzidos

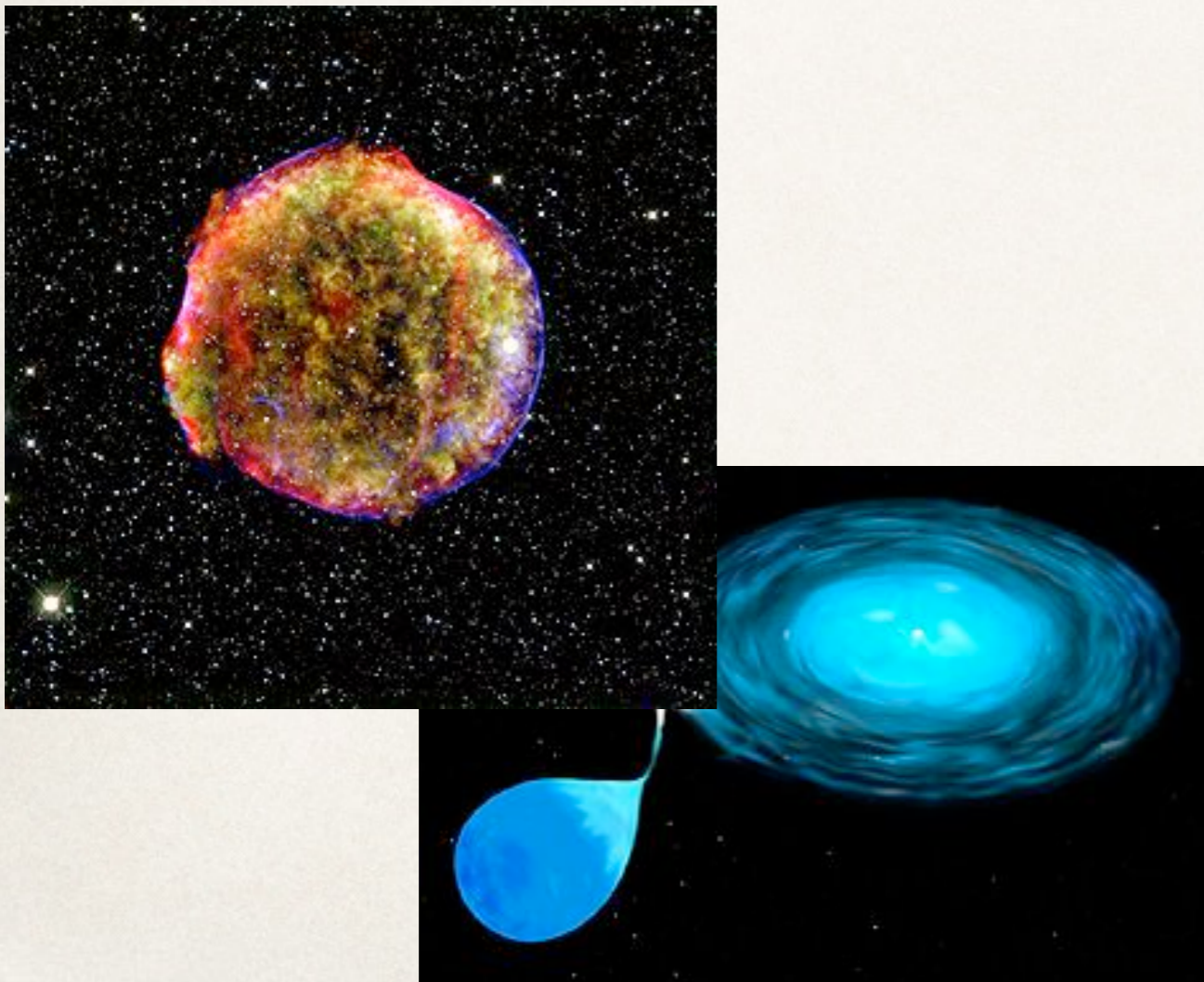
H																		He					
Li	Be																	B	C	N	O	F	Ne
Na	Mg																	Al	Si	P	S	Cl	Ar
K	Ca	Sc	Ti	V	Cr	Mn	Fe	Co	Ni	Cu	Zn	Ga	Ge	As	Se	Br	Kr						
Rb	Sr	Y	Zr	Nb	Mo	Tc	Ru	Rh	Pd	Ag	Cd	In	Sn	Sb	Te	I	Xe						
Cs	Ba		Hf	Ta	W	Re	Os	Ir	Pt	Au	Hg	Tl	Pb	Bi	Po	At	Rn						
Fr	Ra		La	Ce	Pr	Nd	Pm	Sm	Eu	Gd	Tb	Dy	Ho	Er	Tm	Yb	Lu						
			Ac	Th	Pa	U	Np	Pu	Am	Cm	Bk	Cf	Es	Fm	Md	No	Lr						



## SN II, Ib e Ic

### Core-collapse Supernovas

“Morte” de estrelas de alta massa. Jogam no meio interestelar elementos do pico do Ferro (V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni) e grandes quantidades de elementos  $\alpha$  (Ne, Mg, O, Si, S, Ar, Ca, Ti)



## SN Ia

Anãs-brancas em sistemas binários que acretam matéria da estrela companheira. Explodem quando a massa ultrapassa o limite de Chandrasekar: jogam no meio interestelar quase que apenas elementos do pico do Ferro



$$Z = 0$$

pop. primordial se forma e começa a evoluir

SN II explodem e contaminam o meio com elementos  $\alpha$  e pico do Fe

SN Ia surgem e contaminam o meio com elementos do pico do Fe

... ->

$$[\alpha/\text{Fe}] > 0$$

pop. se forma de um meio enriquecido por SN II

... ->

$$[\alpha/\text{Fe}] = 0$$

pop. se forma de um meio enriquecido por SN Ia

... ->

tempo

$$[\alpha/\text{Fe}] < 0$$

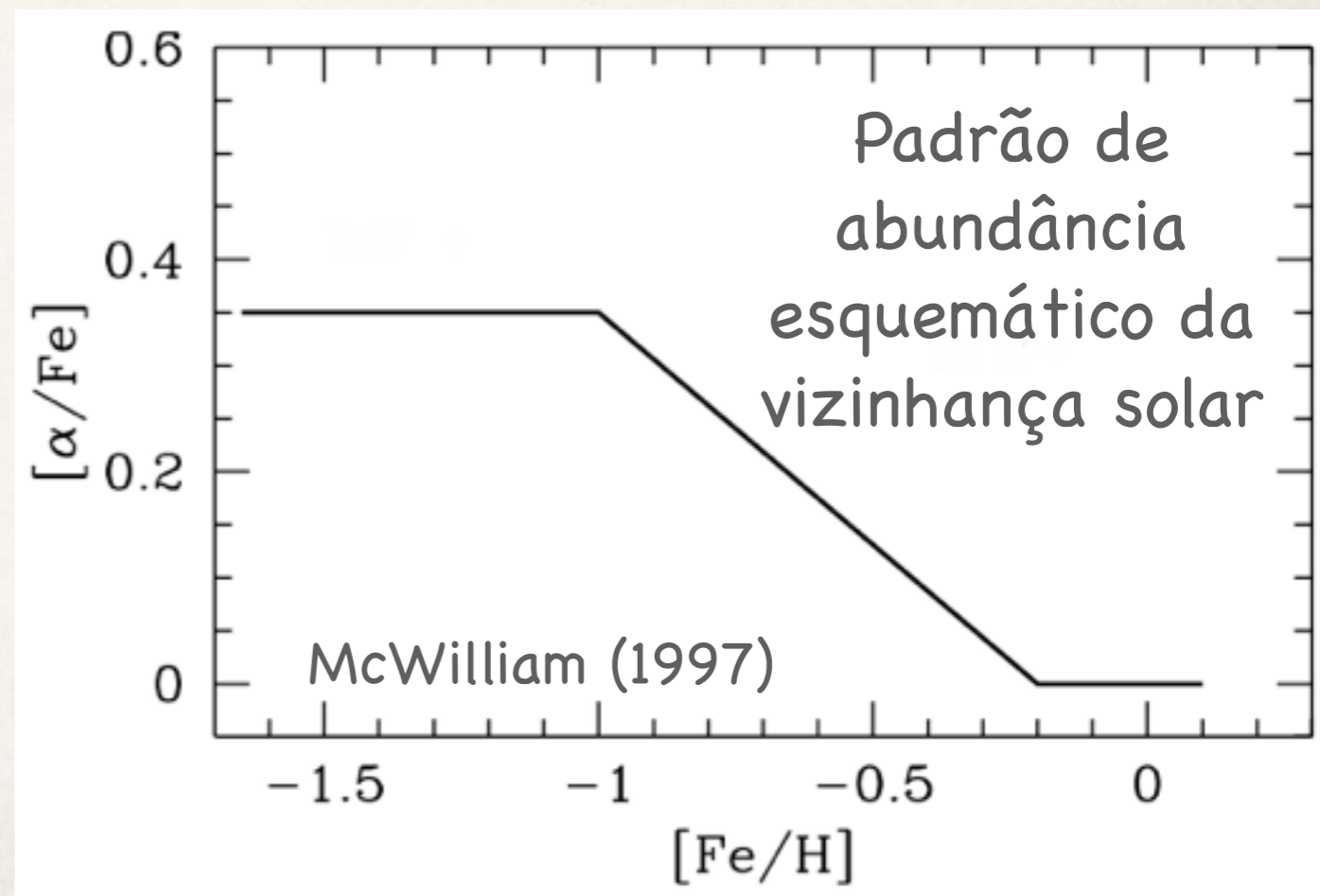




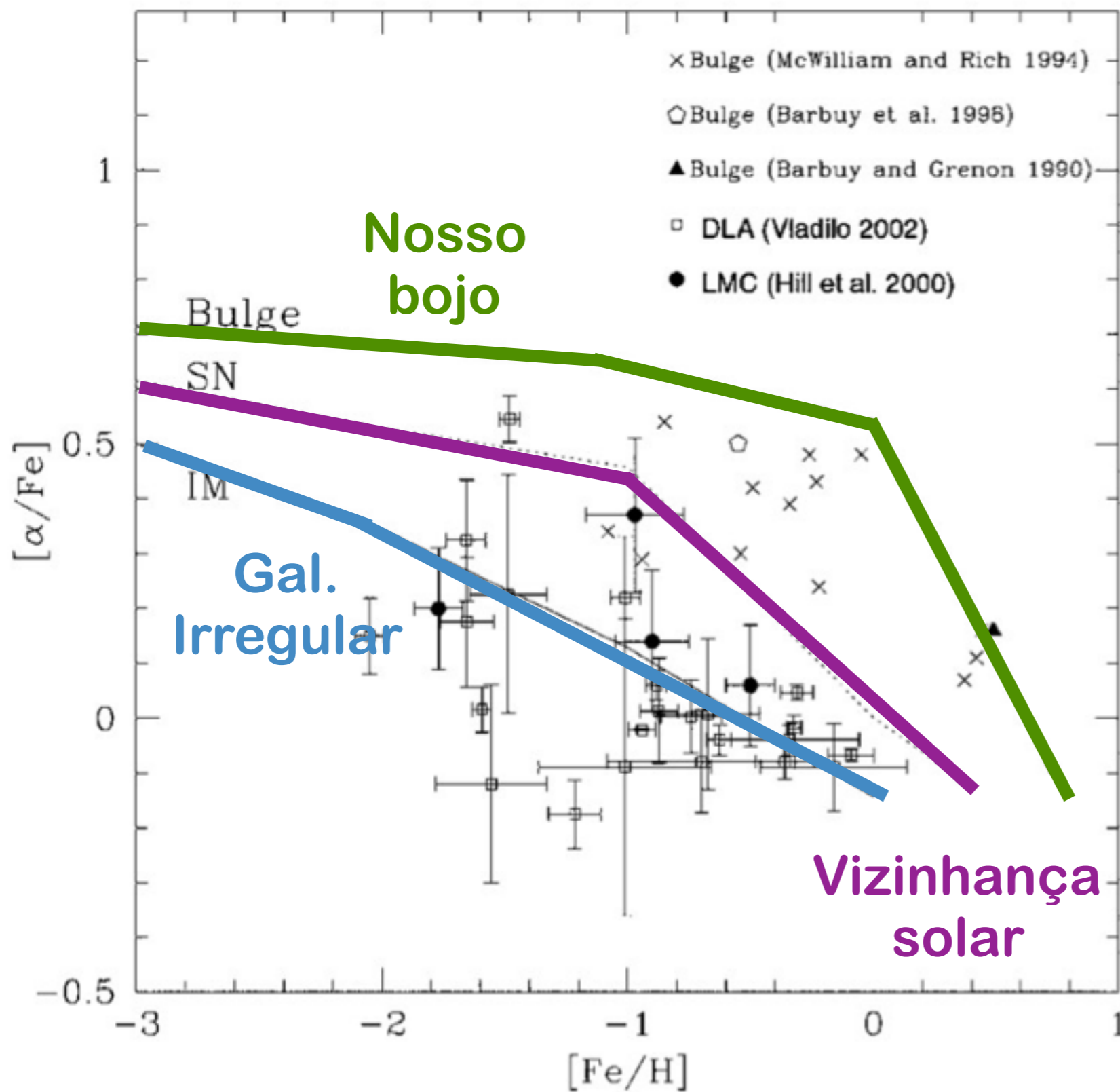
# Razões de abundâncias como relógios cósmicos

---

- ❖ estrelas com altos valores de  $[\alpha/\text{Fe}]$  foram formadas cedo na história da galáxia, quando a contribuição de SN II ao meio interestelar ainda era a mais importante
- ❖ populações estelares com altos valores de  $[\alpha/\text{Fe}]$  são sistemas onde a maior parte das estrelas formaram-se “cedo”:  $[\alpha/\text{Fe}]$  é uma medida de quão longa foi a formação estelar.







As razões  $[\alpha/\text{Fe}]$  para três histórias de formação estelar diferentes e mesma IMF e nucleossíntese  
 Crédito:  
 Matteucci '03.



# $[\text{Fe}/\text{H}]$ , $[\alpha/\text{Fe}]$ e formação estelar

---

- ❖ A nova geração de estrelas:
  - ❖ se nasce pouco após a primeira, vai conter mais elementos  $\alpha$  em relação ao ferro
  - ❖ se nasce mais tarde (depois que SN Ia jogaram mais ferro no meio interestelar), terá uma abundância de  $\alpha$  em relação ao ferro mais baixa
- ❖ Populações com baixo  $[\text{Fe}/\text{H}]$  se formaram quando a galáxia era jovem
- ❖ Populações com alto  $[\alpha/\text{Fe}]$  se formaram em escalas de tempo curta (antes das SN Ia)