

As populações da Galáxia

Slow moving stars vs High velocity stars

Imagine que o Sol corresponde a uma das estrelas representadas pelos pontos azuis.

Como nós veríamos, a partir da perspectiva heliocêntrica, o movimento das outras estrelas azuis?

E das vermelhas?

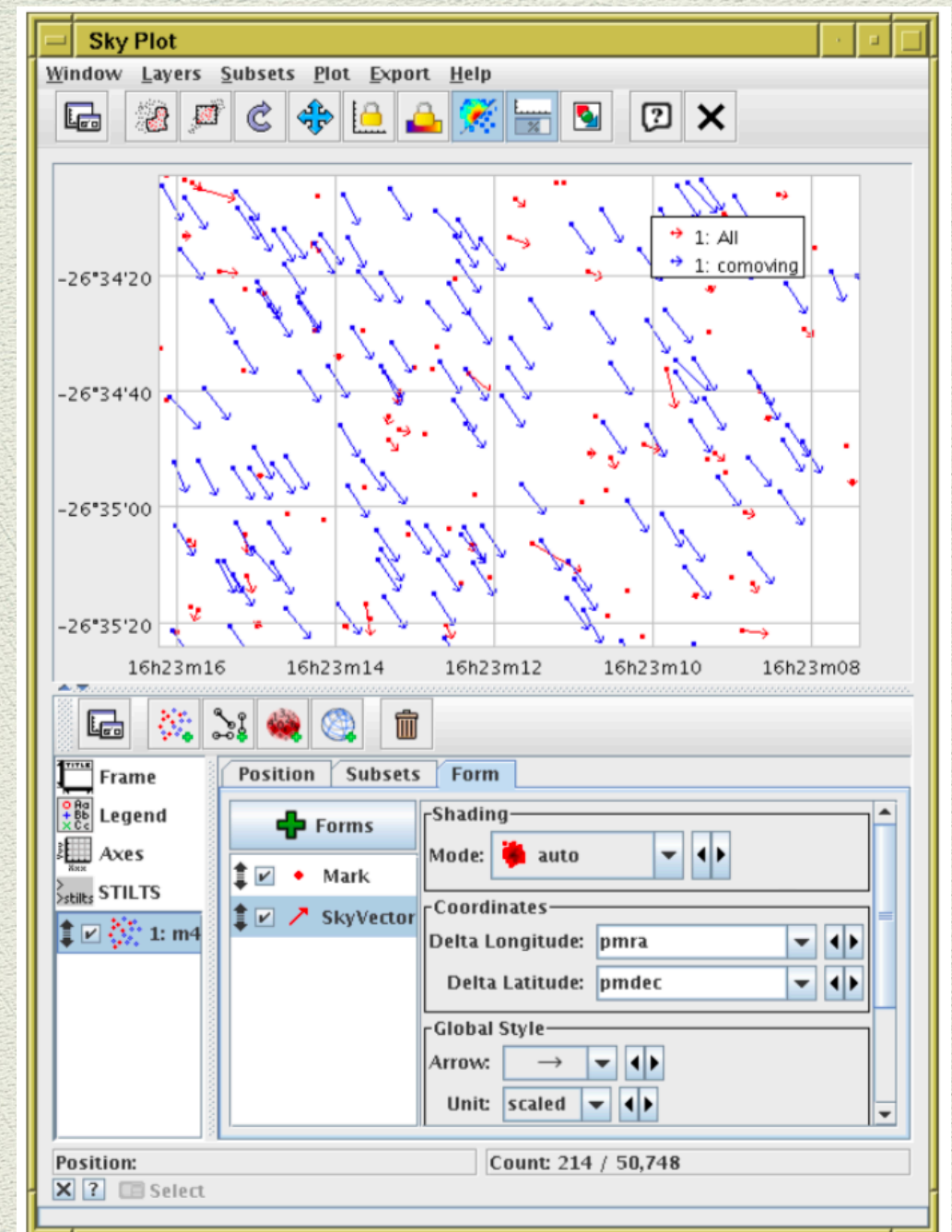


Figura do Lab 1

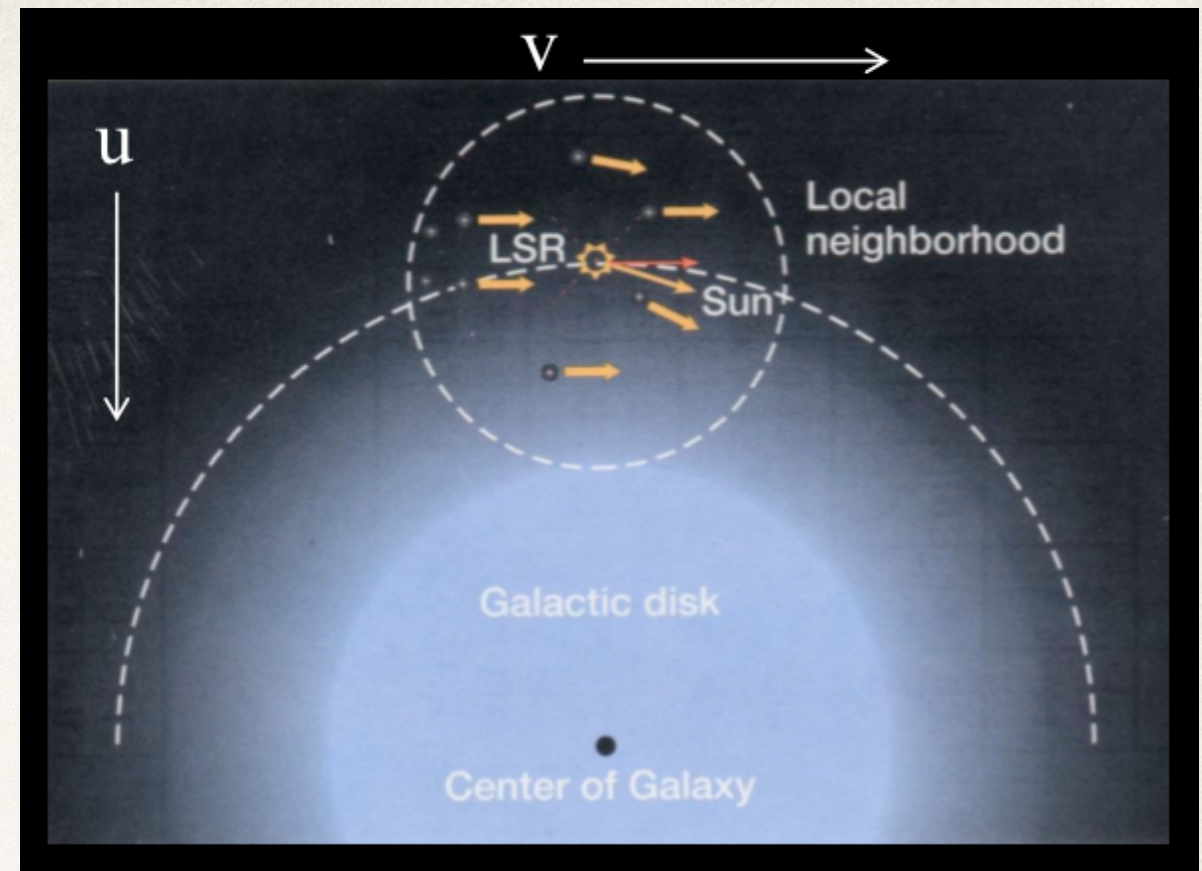
Dispersão de velocidades

- ❖ 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”

Populações Estelares

- ❖ Conceito introduzido por Baade (1944). Walter Baade é um contemporâneo de Edwin Hubble e trabalhou com ele nas observações de M31
- ❖ “I believe that Baade’s diagram of the two stellar populations is the second most important astronomical diagram of this century. It opened up the whole fields of stellar evolution and galactic evolution, as Hubble’s velocity-distance diagram opened up the study of the whole universe.” Donald E. Osterbrock, 1995IAUS..164...21O.
- ❖ Populações estelares tornou-se um tema unificador que relaciona evolução estelar e evolução galáctica

THE RESOLUTION OF MESSIER 32, NGC 205, AND THE CENTRAL REGION OF THE ANDROMEDA NEBULA*

W. BAADE

Mount Wilson Observatory

Received April 27, 1944

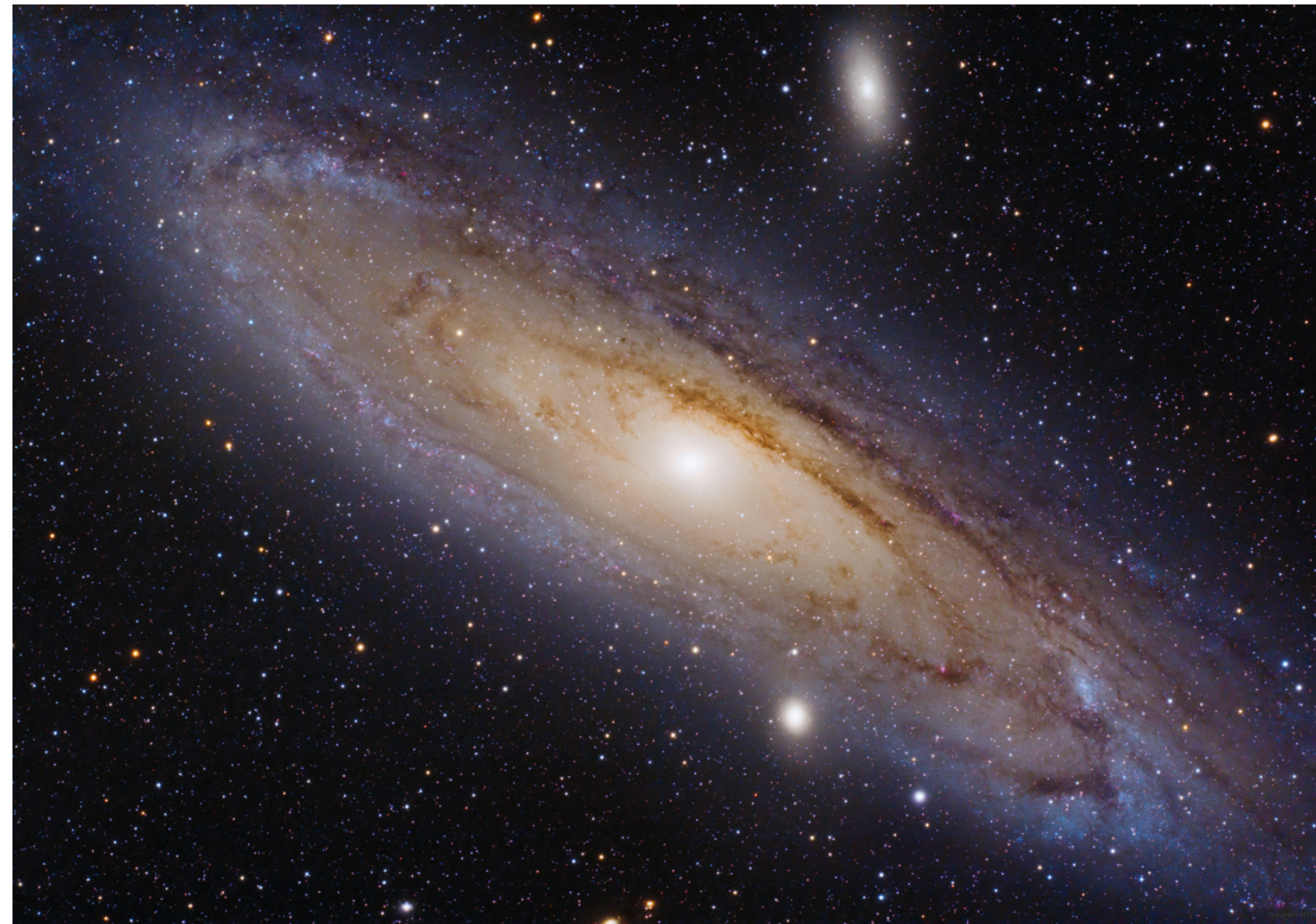
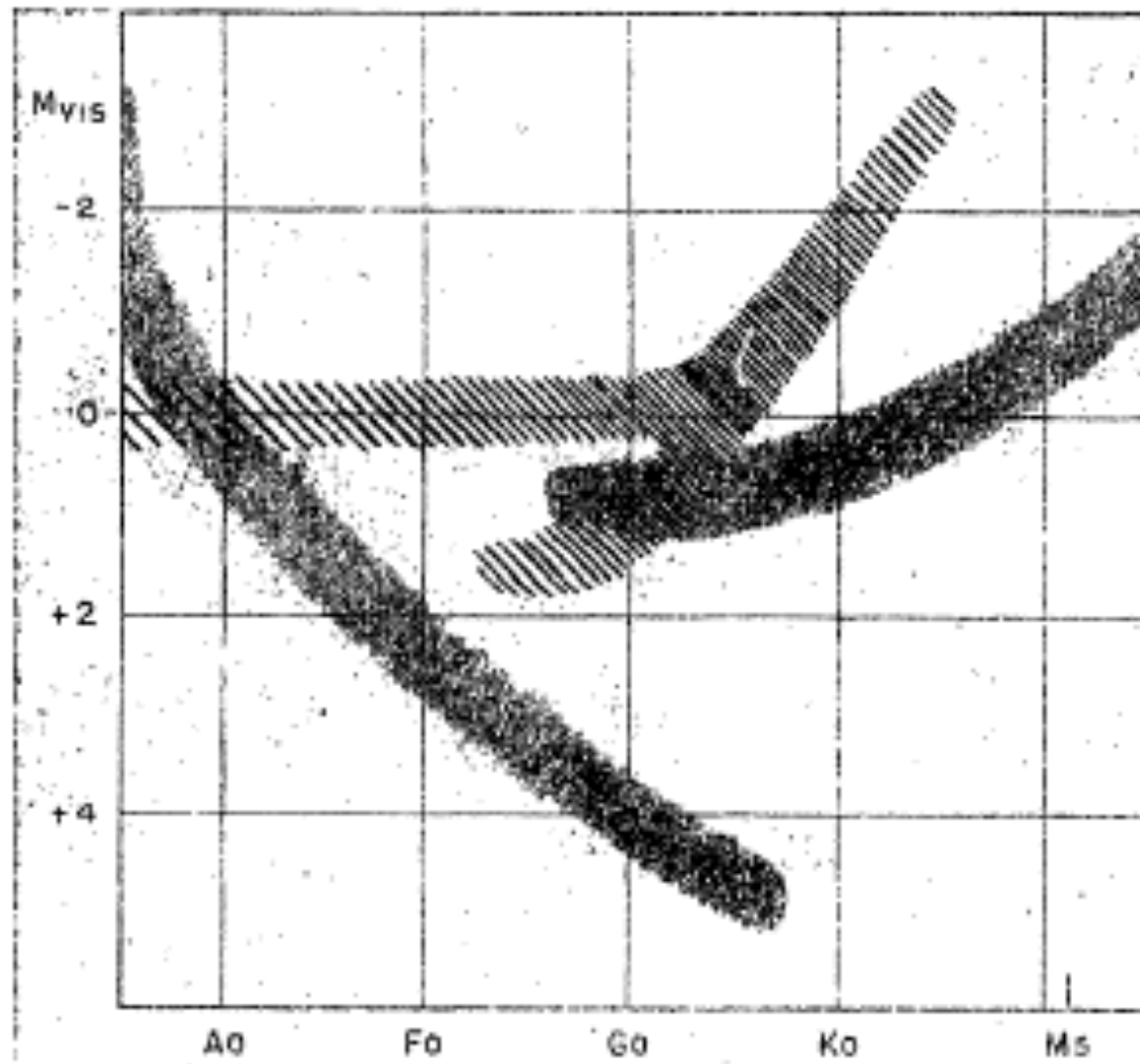


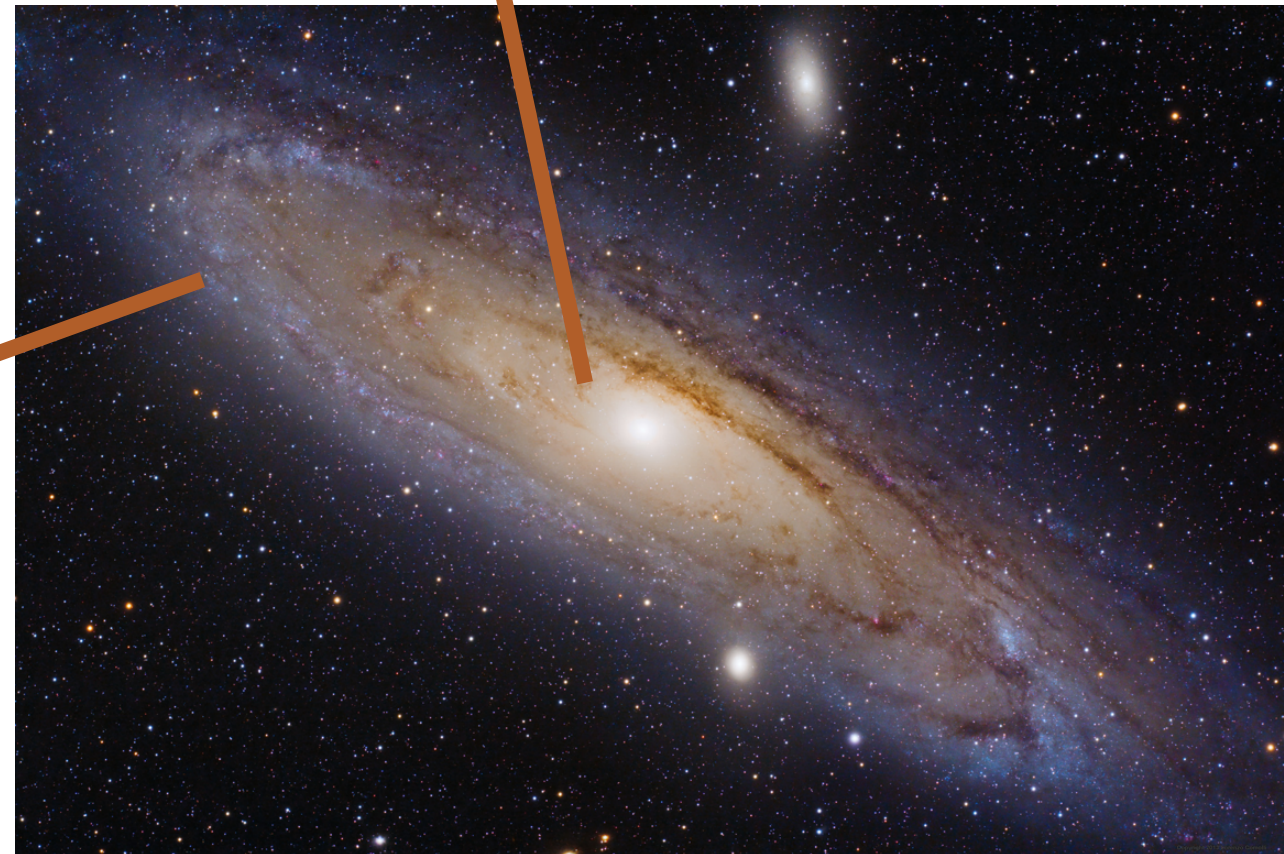
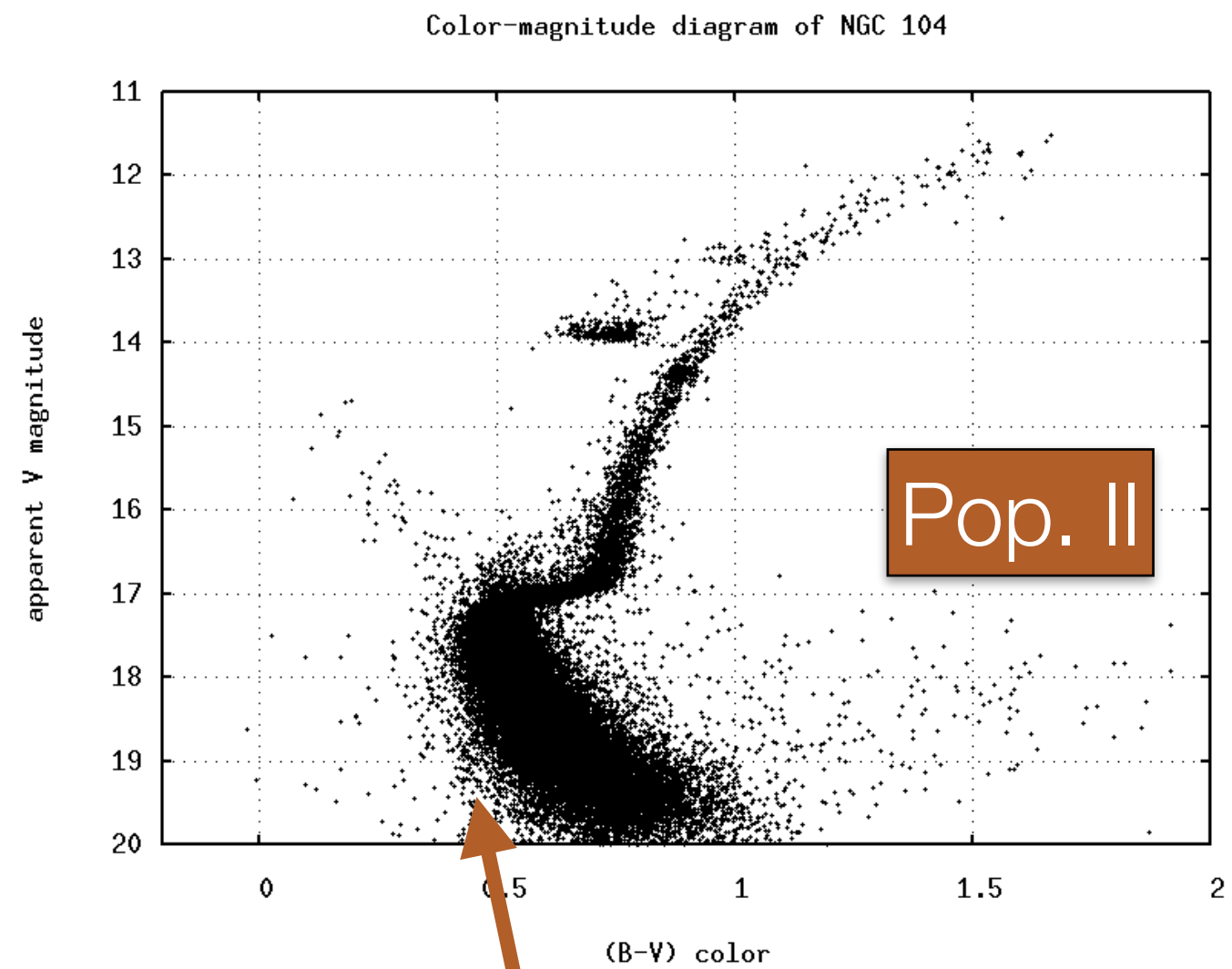
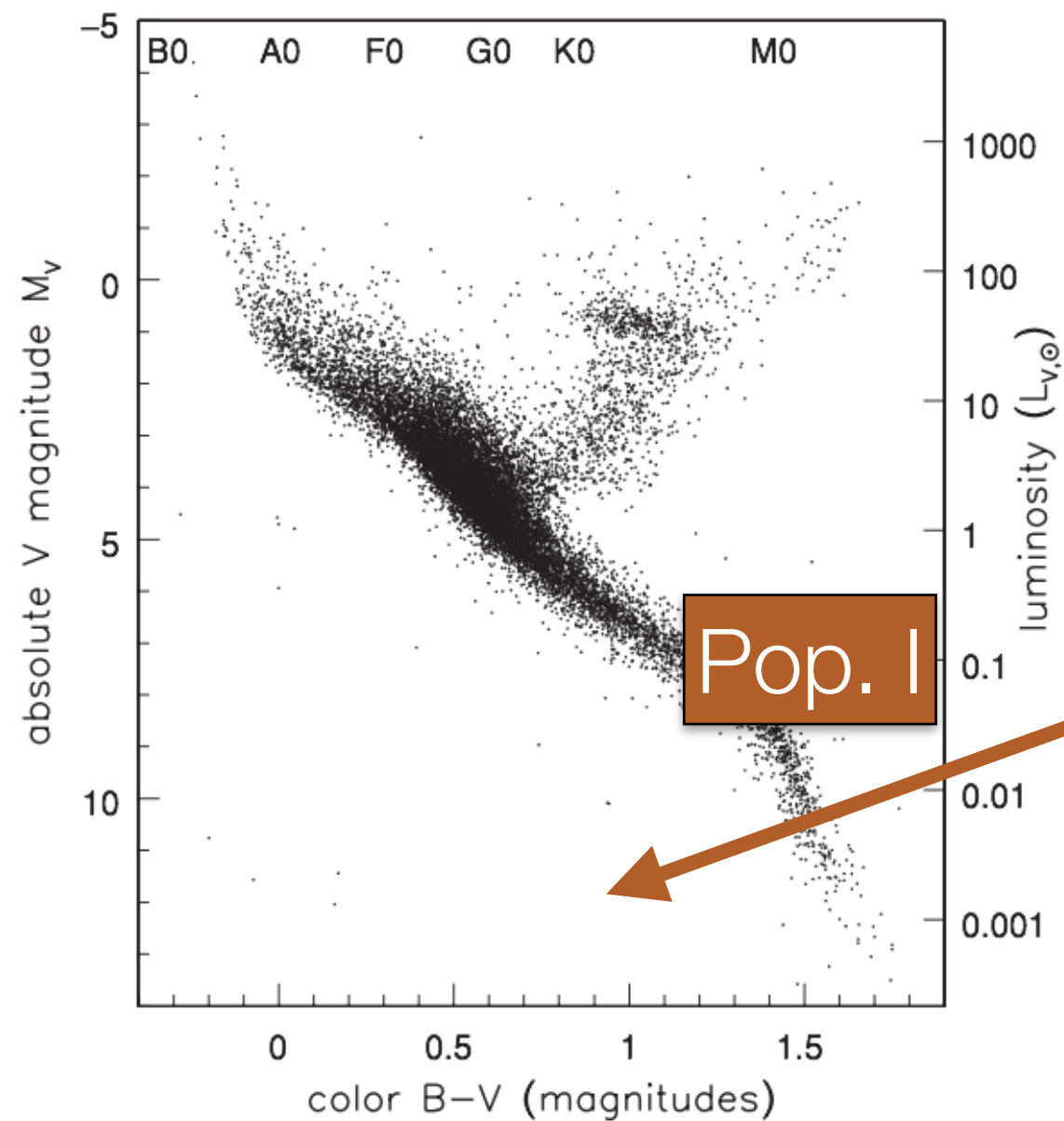
FIG. 1.—Shaded areas: ordinary H-R diagram (type I). Hatched area: H-R diagram of stars in globular clusters (type II).

Populações Estelares

The Hertzsprung-Russell diagram of the stars in the early-type nebulae is shown to be closely related to, if not identical with, that of the globular clusters. This leads to the further conclusion that the stellar populations of the galaxies fall into two distinct groups, one represented by the well-known H-R diagram of the stars in our solar neighborhood (the slow-moving stars), the other by that of the globular clusters. Characteristic of the first group (type I) are highly luminous O- and B-type stars and open clusters; of the second (type II), short-period Cepheids and globular clusters. Early-type nebulae (E-Sa) seem to have populations of the pure type II. Both types seem to coexist in the intermediate and late-type nebulae.

- ❖ Pop. I (estrelas que populavam o disco de galáxias espirais, caracterizadas pelo diagrama cor-magnitude de aglomerados abertos e estrelas jovens)
- ❖ Pop. II (estrelas que populavam o halo de galáxias espirais e as galáxias elípticas, caracterizadas pelo diagrama cor-magnitude de aglomerados globulares)

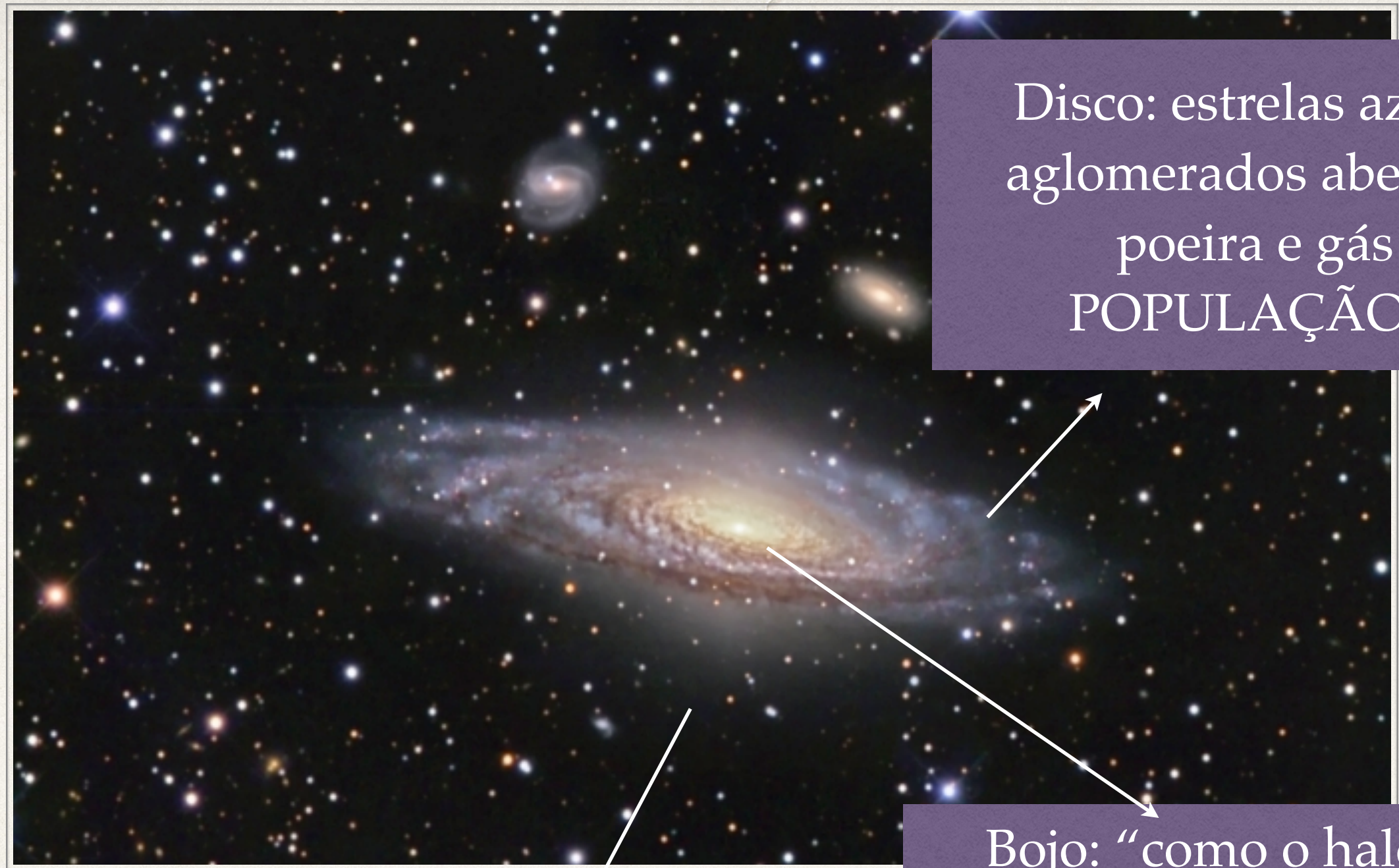
Populações estelares



Populações Estelares

- ❖ Conceito hoje expandiu além do original
- ❖ Pretende distinguir os diversos componentes de uma galáxia e relacionar esses componentes com estrelas de diferentes idades, composições químicas, propriedades cinemáticas e posições.
- ❖ Principal objetivo hoje do estudo de Pop. Estelares: compreensão da formação e evolução das galáxias.

NGC 7331



Disco: estrelas azuis,
aglomerados abertos,
poeira e gás
POPULAÇÃO I

Bojo: “como o halo”???
veremos...

Halo: estrelas vermelhas,
aglomerados globulares
POPULAÇÃO II

Disco da
Galáxia



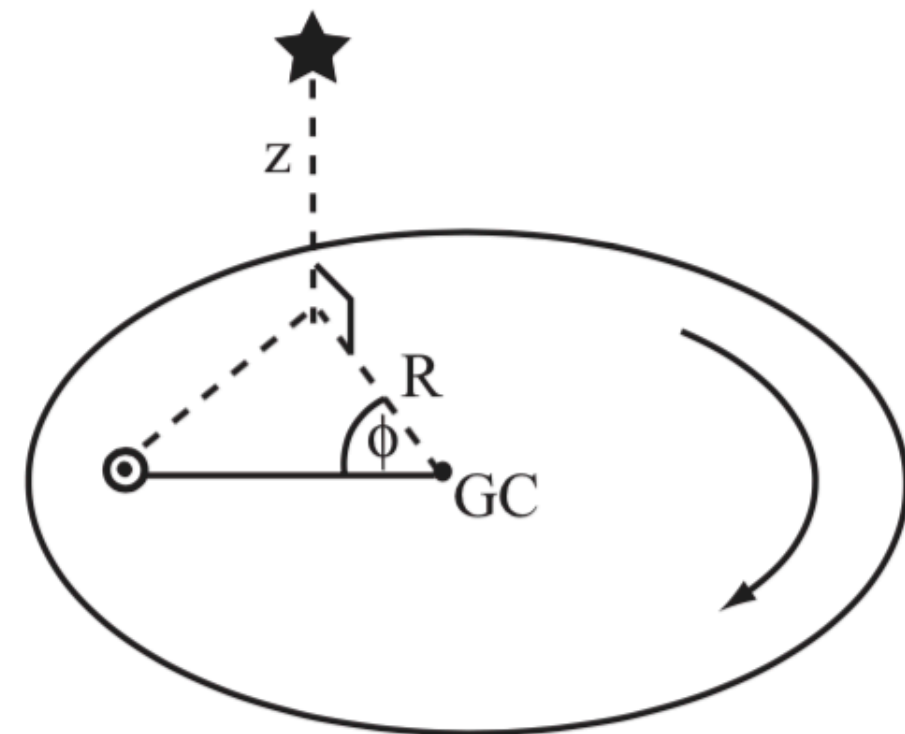
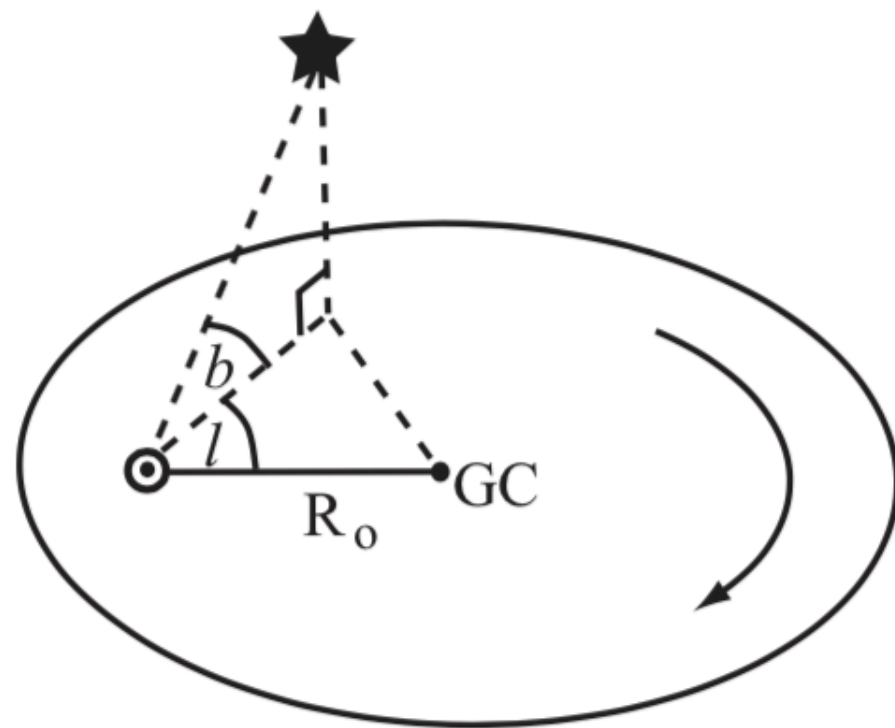


Fig. 1.10. Left, Sun-centred Galactic longitude l and latitude b ; right, cylindrical polar coordinates R , ϕ , z with the origin at the Galactic center.

Disco

$$n(R) \propto e^{-R/h_R}$$

- ❖ Disco estelar se estende por cerca de ~ 15 kpc. A densidade de estrelas n no disco cai de forma exponencial por um *scale length* $h_R \sim 2.5 - 4.5$ kpc.
- ❖ Além de um raio $R_{\max} \approx 15$ kpc, a densidade cai rapidamente a zero (semelhante ao observado em outras galáxias).

A estrutura do disco

- ❖ Usando coordenadas polares centradas no centro da Galáxia, a densidade de estrelas de tipo espectral S é normalmente descrita como uma exponencial dupla:

$$n(R, z, S) = n(0, 0, S)\exp[-R/h_R(S)]\exp[-|z|/h_z(S)], \quad (2.8)$$

- ❖ h_R é a escala de comprimento do disco
- ❖ h_z é a escala de altura do disco

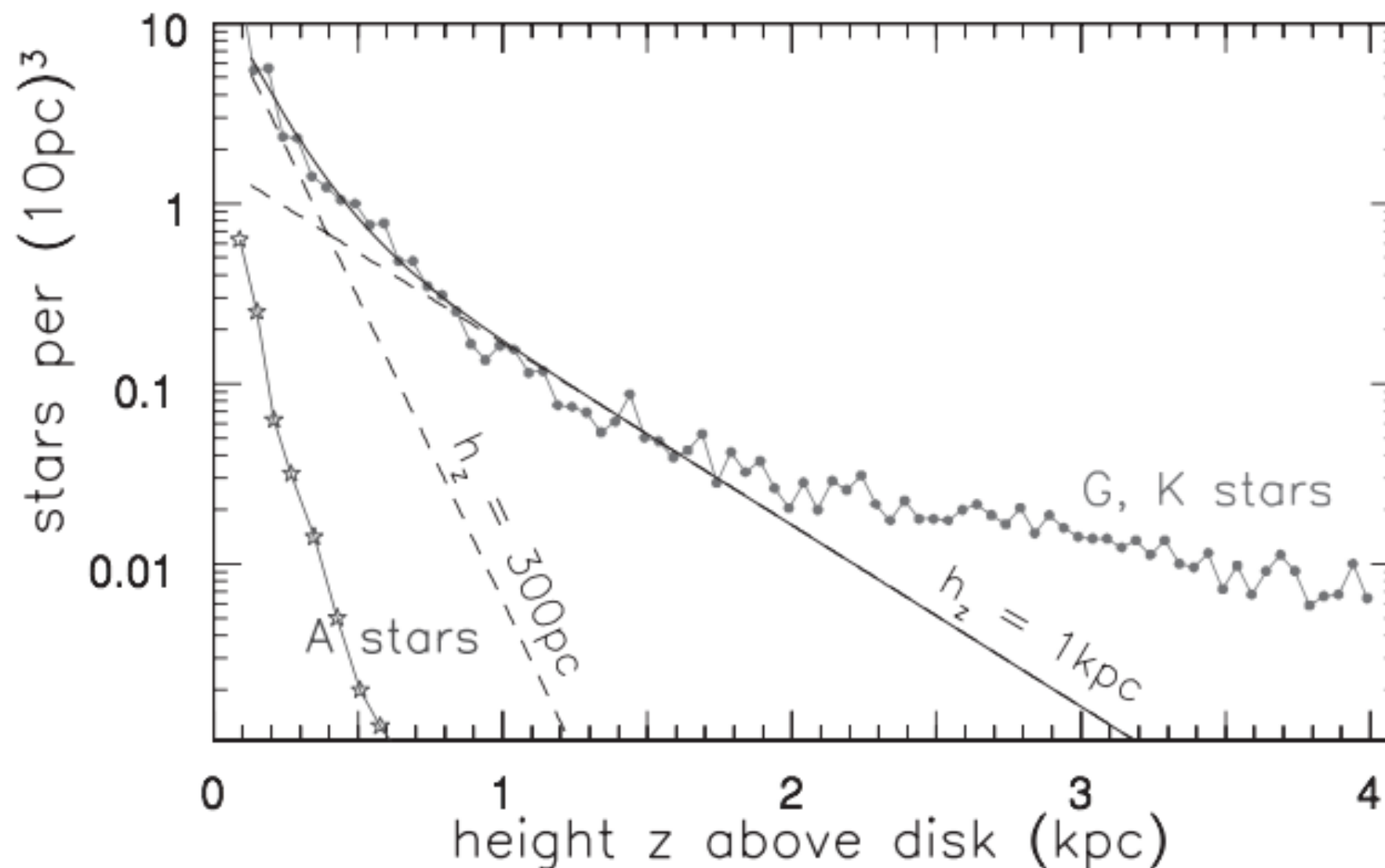


Fig. 2.8. Looking toward the south Galactic pole, filled circles show the density of stars with $5 < M_V < 6$; these are late G and early K dwarfs. Sloping dashed lines show $n(z) \propto \exp(-z/300 \text{ pc})$ (thin disk) and $n(z) \propto \exp(-z/1 \text{ kpc})$ (thick disk); the solid curve is their sum. At $z \gtrsim 2 \text{ kpc}$, most stars belong to the metal-poor halo. A dwarfs (star symbols) lie in a very thin layer – N. Reid and J. Knude.

Densidades estelares calculadas por fotometria

Determinadas para 12500 estrelas a partir da cor V-I, $m_V < 19$, na direção do Polo Galáctico Sul. Foram usadas anãs de tipos espectrais G tardios e “early” K.

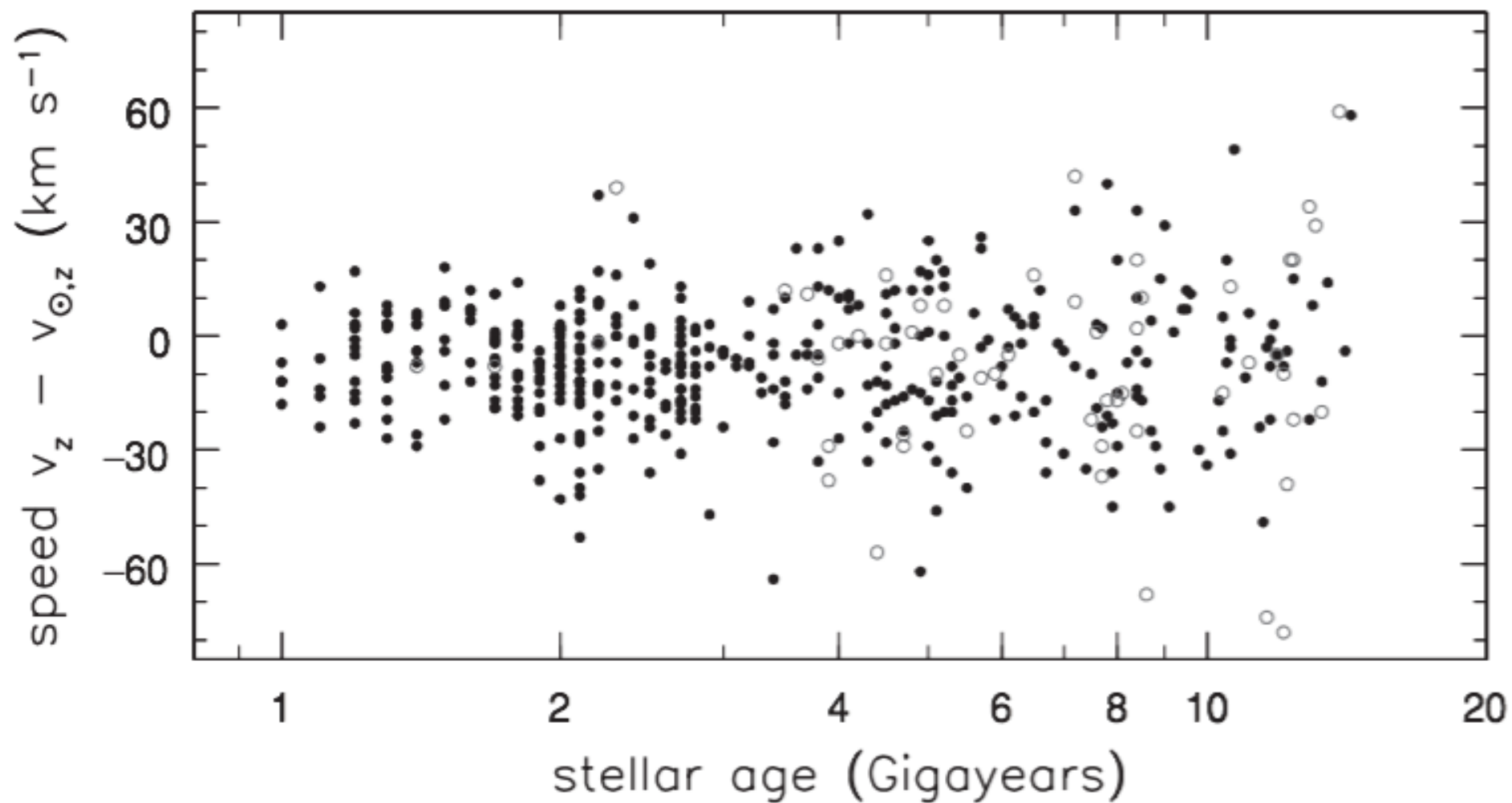


Fig. 2.9. For nearby main-sequence F and G stars, velocity $v_z - v_{z,\odot}$ is perpendicular to the Galactic plane, measured relative to the Sun. Open circles show stars with less than a quarter of the Sun's iron abundance. Older stars tend to move faster; the average velocity is negative, showing that the Sun moves 'upward' at 7 km s^{-1} – B. Nordström *et al.* 2004 *AAp* **418**, 98.

Velocidade vertical vs. idade

Table 2.1 Scale heights and velocities of gas and stars in the disk and halo

<i>Galactic component</i>	h_z or <i>shape</i>	$\sigma_x = \sigma_R$ (km s ⁻¹)	$\sigma_y = \sigma_\phi$ (km s ⁻¹)	σ_z (km s ⁻¹)	$\langle v_y \rangle$ (km s ⁻¹)	<i>Fraction of local stars</i>
HI gas near the Sun	130 pc		≈ 5	≈ 7	Tiny	
Local CO, H ₂ gas	65 pc		4		Tiny	
Thin disk: $Z > Z_\odot/4$	(Figure 2.9)					90%
$\tau < 3$ Gyr	≈ 280 pc	27	17	13	-10	
$3 < \tau < 6$ Gyr	≈ 300 pc	32	23	19	-12	
$6 < \tau < 10$ Gyr	≈ 350 pc	42	24	21	-19	
$\tau > 10$ Gyr		45	28	23	-30	
Thick disk	0.75–1 kpc					5%–15%
$\tau > 7$ Gyr, $Z < Z_\odot/4$	(Figure 2.9)	68	40	32	-32	
$0.2 \lesssim Z/Z_\odot \lesssim 0.6$		63	39	39	-51	
Halo stars near Sun	$b/a \approx 0.5$ –0.8					$\sim 0.1\%$
$Z \lesssim Z_\odot/50$		140	105	95	-190	
Halo at $R \sim 25$ kpc	Round	100	100	100	-215	

Discos

- ❖ As estrelas do disco espesso representam 10% do total próximo do Sol em $z \approx 0$, e o número de estrelas de disco espesso por parsec quadrado é apenas 30% daquele das estrelas no disco fino.
- ❖ Disco fino ainda forma estrelas (O, B, A). Metalicidades entre $[\text{Fe}/\text{H}] = -0.5$ e 0.0 , $[\alpha/\text{Fe}] \sim 0$.
- ❖ Disco espesso tem ao menos 3 Gyr. Como as estrelas jovens estão ausentes, o M/L do disco espesso é maior. $[\text{Fe}/\text{H}] \sim -0.8$ (Ivezic et al. 2008) e $[\alpha/\text{Fe}] \sim 0.3$. É dinamicamente mais quente que o disco fino.

O aquecimento do disco

- ❖ As estrelas se formam próximo ao plano galáctico (onde está concentrado meio interestelar) e suas velocidades randômicas aumentam com seu tempo de vida, espessando o disco. O mecanismo de “aquecimento” ainda não é totalmente conhecido, pode ser pequenos satélites que atravessam o plano galáctico.
- ❖ Nosso disco espesso pode ser o remanescente de um disco fino antigo. Depois do aquecimento o gás volta a cair no plano galáctico, formando as estrelas que observamos hoje.
- ❖ Ou, os discos podem ter tido origens distintas, como proposto por Cristina Chiappini (texto para discussão)

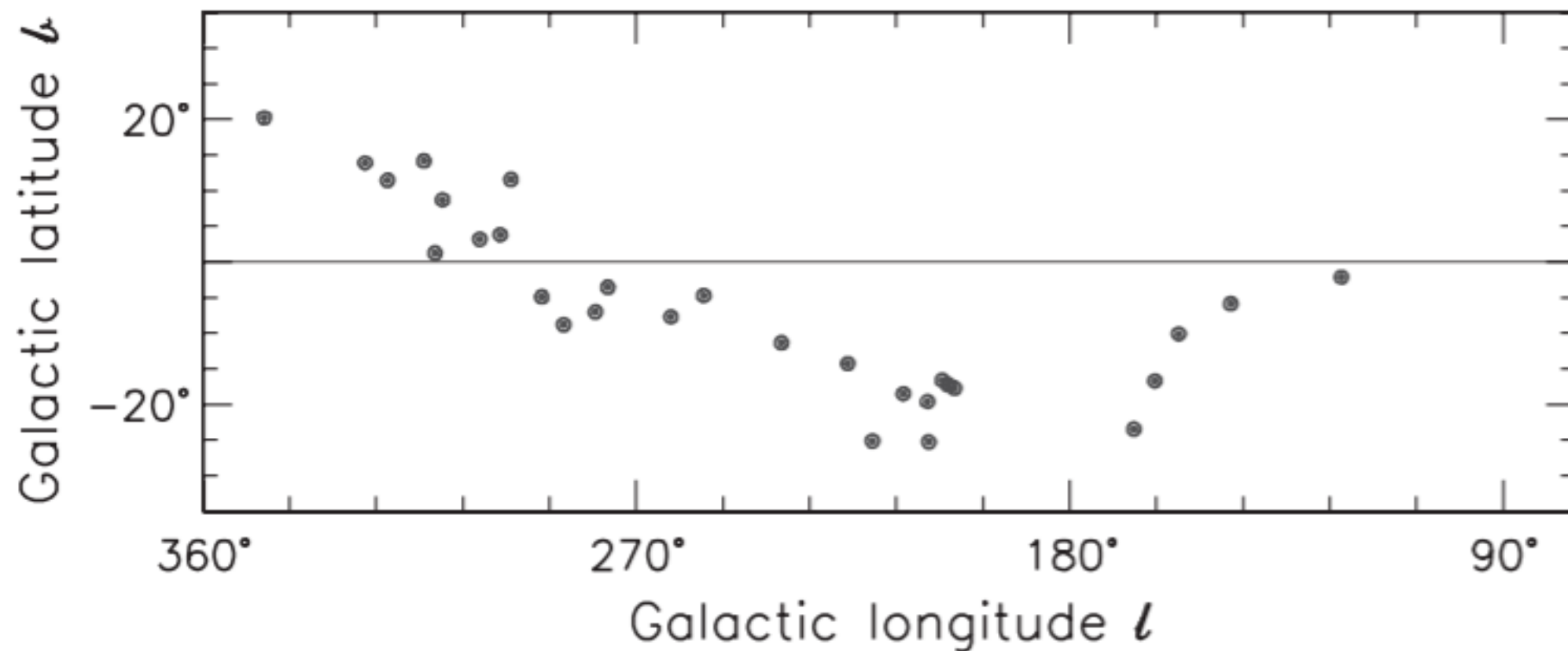


Fig. 2.10. Short-lived bright stars with $M_V < 3$, at distances $100 \text{ pc} < d < 500 \text{ pc}$ from the Sun, taken from the Hipparcos catalogue. Most of these B and A stars lie in a plane tilted by about 20° to the midplane of the disk.

Cinturão de Gould

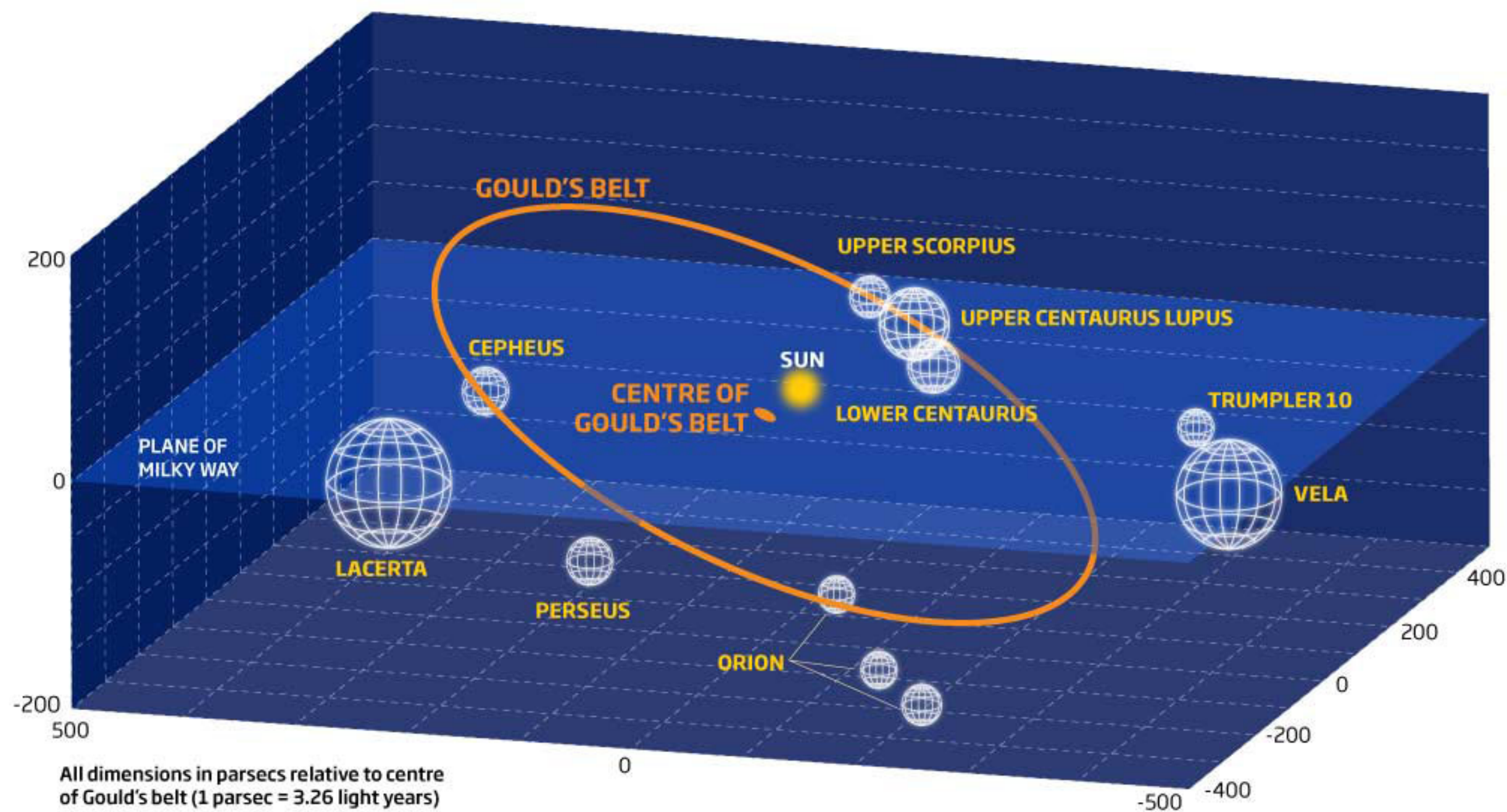
Sol se localiza em um anel ou disco de estrelas jovens ($< 30 \text{ Myr}$), inclinado em 20° com relação ao plano galáctico.

Gould's belt

Our solar system happens to be close to the centre of a rotating ring of bright stars that is tilted with respect to the Milky Way's plane. It is home to some of the brightest stars in the night sky

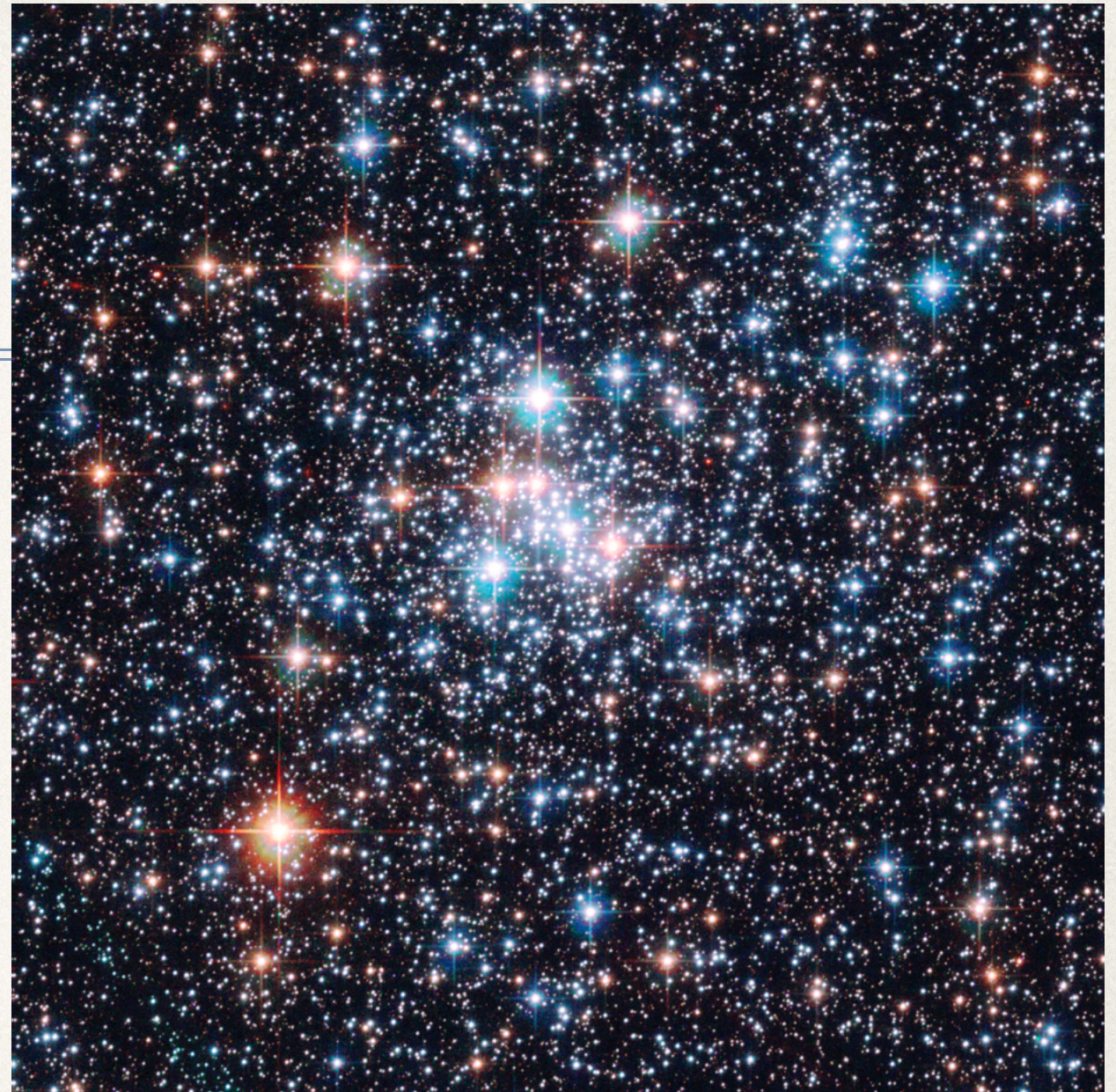


Loose clusters of young massive stars



Aglomerados abertos

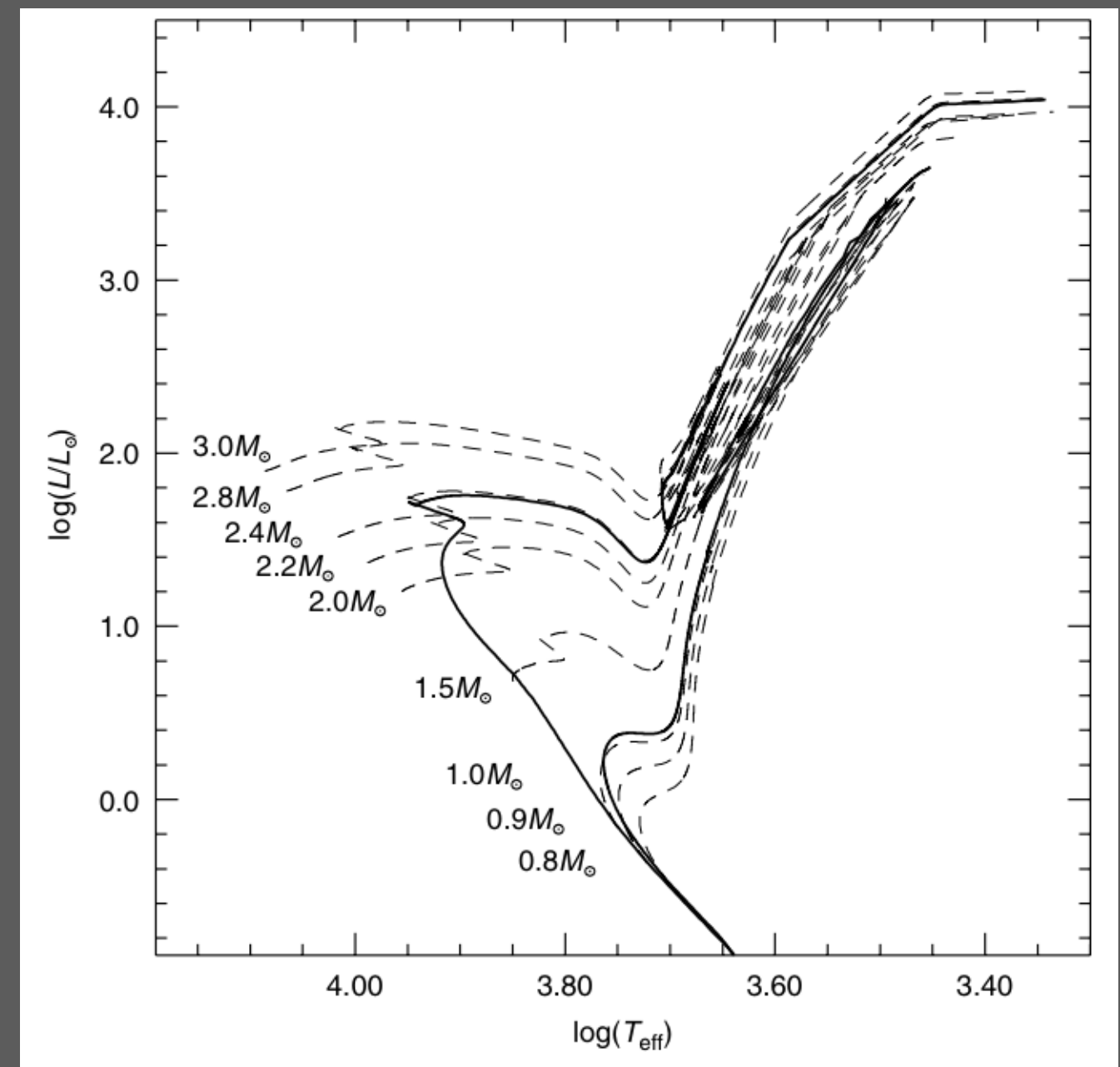
- ❖ Várias centenas de estrelas
- ❖ densidades centrais de até 100 Lsun pc^{-3}
- ❖ core radius (quando o brilho superficial cai pela metade do valor central) de tipicamente poucos parsecs
- ❖ pouco ligados gravitacionalmente



- ❖ apenas 5% dos ~1200 aglomerados conhecidos são mais velhos do que 1 Gyr

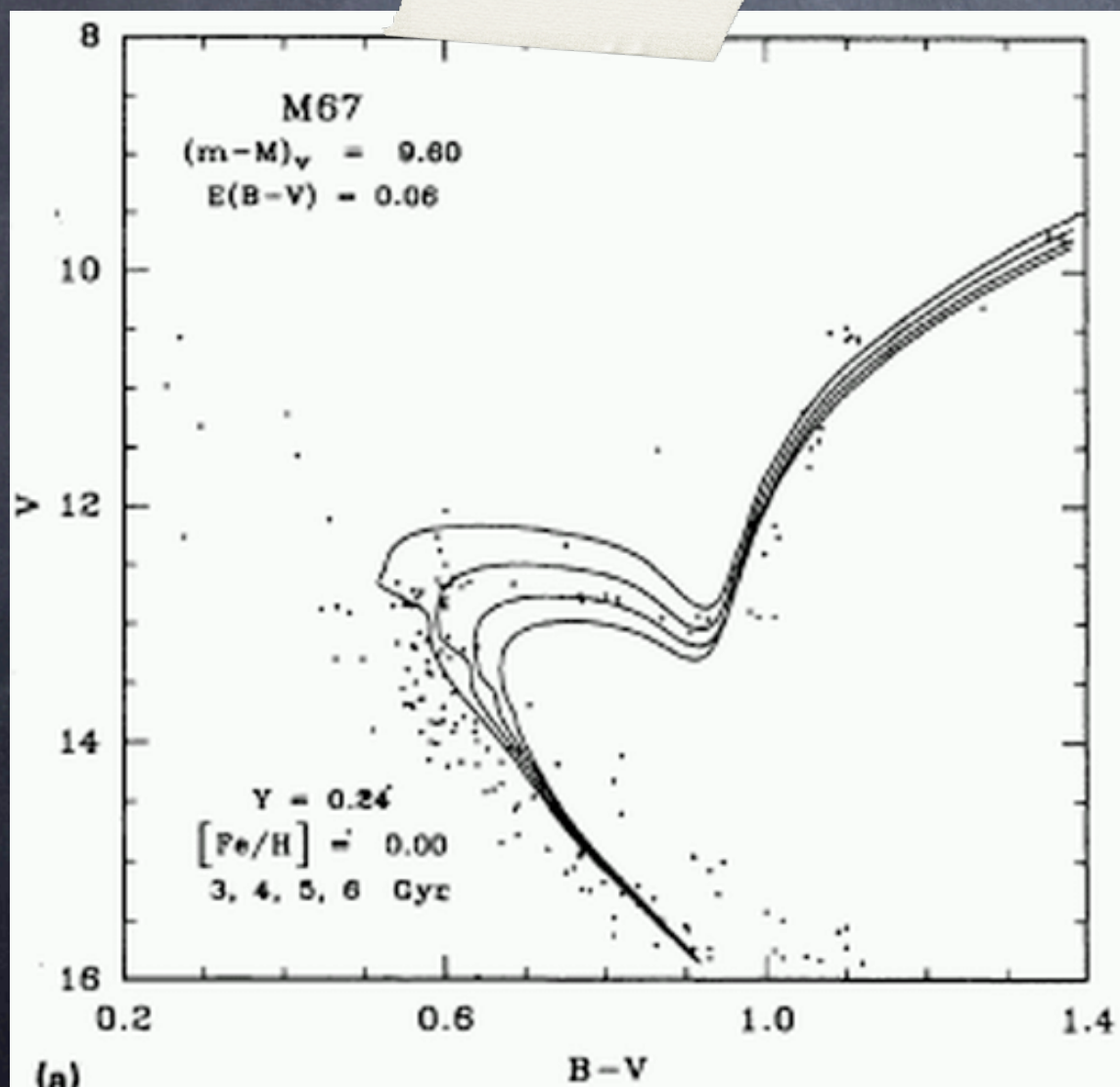
Iso (“mesma”) crona (“idade”)

- 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.

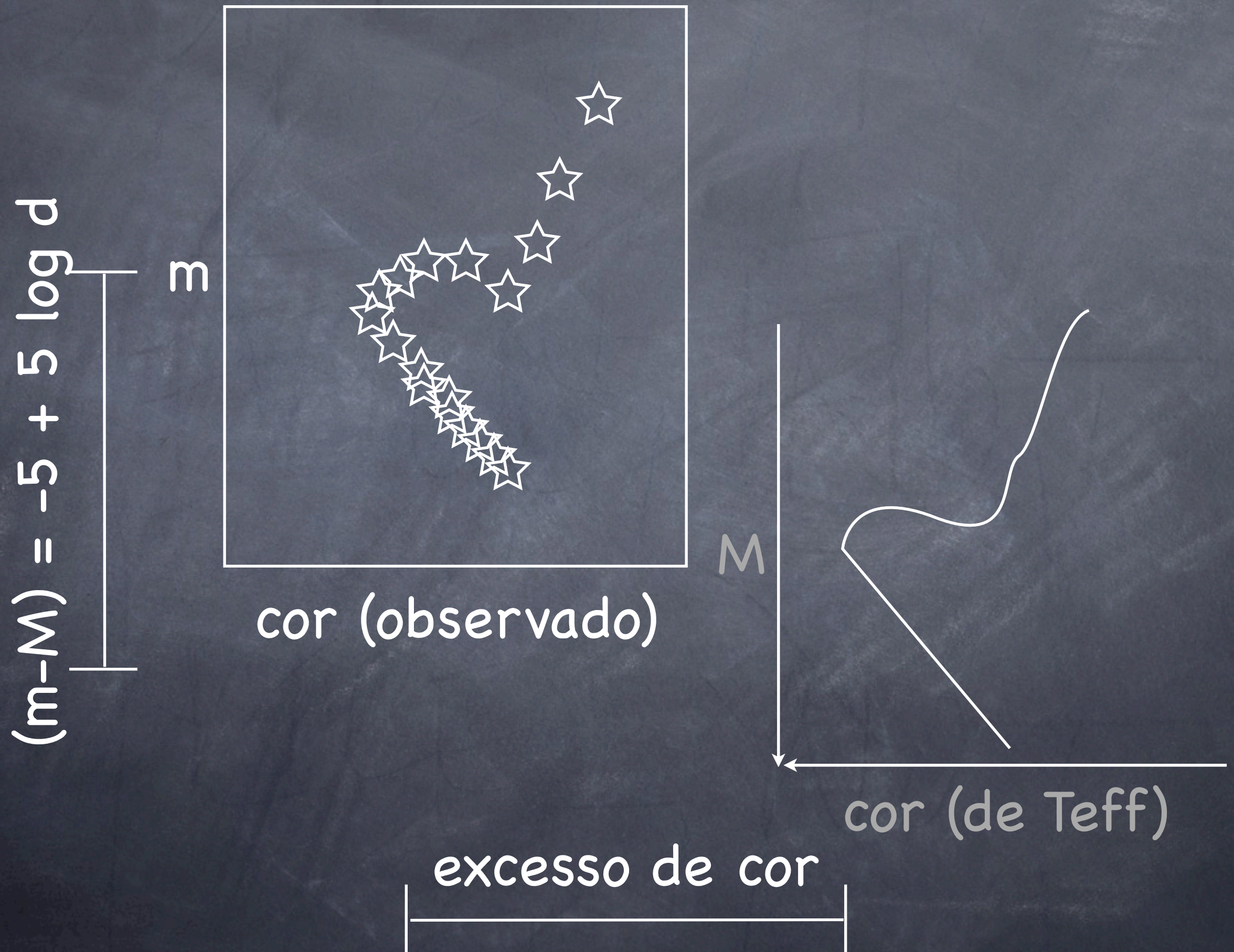


Salaris & Cassisi 2005

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



Ajuste de isócronas



Plêiades



A presença de gás e poeira indica que poucas SN explodiram ainda.

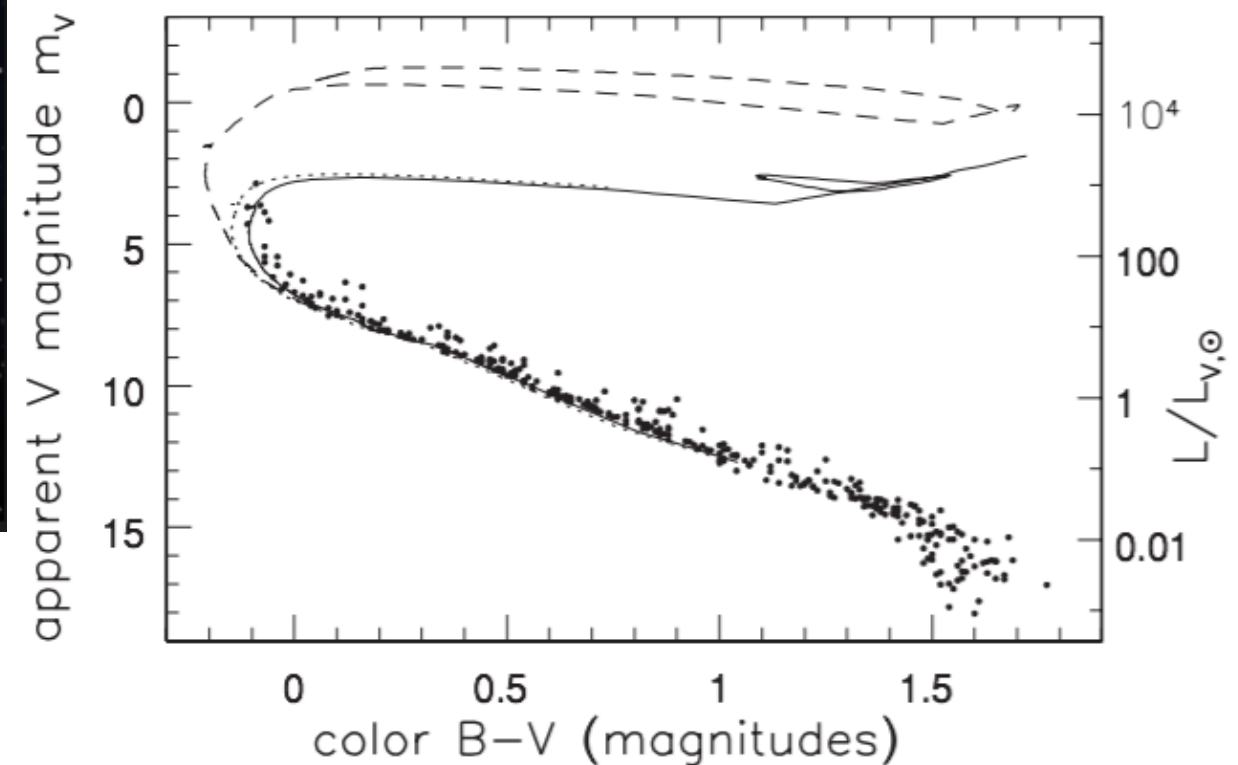


Fig. 2.12. Measured apparent magnitude m_V and color $B - V$ for stars in the Pleiades cluster; points show observed stars, and the solid line is an isochrone for stars 100 Myr old. The dotted line shows the same isochrone without correction for dust reddening; the dashed line is an isochrone for age 16 Myr – J.-C. Mermilliod.

Table 2.2 Some open clusters in the Milky Way

<i>Cluster</i>	<i>d</i> (pc)	[Fe/H]	<i>M_V</i> (mag)	<i>L_V</i> (10 ³ <i>L</i> _⊙)	<i>Color</i> (<i>B</i> − <i>V</i>)	<i>r_c</i> (pc)	<i>σ_r</i> (km s ^{−1})	<i>Age</i>	<i>Mass</i> (<i>M</i> _⊙)	<i>M/L</i> (<i>M</i> _⊙ / <i>L</i> _⊙)
NGC 3603	6500	—	—	20 000	−0.3	0.5	—	<5 Myr	7000	0.001
Pleiades (M45)	132	0.0	−4.3	4.5	−0.05	3	0.5	0.125 Gyr	800	0.2
NGC 6705 (M11)	1900	0.14	−6.0	22	0.18	1	—	0.25 Gyr	—	—
Hyades	46	0.14	−2.7	1.0	0.40	3	0.3	0.625 Gyr	460	0.4
NGC 7789	2000	−0.26	−5.7	17	0.98	5	0.8	1.5 Gyr	—	—
NGC 2682 (M67)	860	−0.05	−3.3	1.8	0.78	1	0.8	4 Gyr	2000	1
NGC 6791	4000	0.3	−3.5	2.1	1.02	3	—	8–10 Gyr	—	—

Note: *d* is distance from the Sun; [Fe/H] = log₁₀(*Z*/*Z*_⊙); *M_V* and *B* − *V* are corrected for the obscuring effect of dust; *r_c* is the core radius measured for stars of roughly the Sun's luminosity; *σ_r* is the dispersion in the radial velocity *V_r* of stars in the cluster's central region. Masses are found from the stellar luminosity function, using infrared observations to find faint or obscured stars.

Aglomerados abertos

Há uma dispersão considerável de abundâncias. Gradientes mais migração radial.

Aglomerados Abertos

- ❖ Fora do cinturão de Gould, a maioria dos aglomerados abertos conhecidos de idade < 300 Myr encontram-se dentro de 50 pc do plano galáctico.
- ❖ Aglomerados mais antigos têm escala de altura maior, $h_z \approx 375$ pc.
- ❖ Mais velhos do que um gigayear são encontrados principalmente na galáxia exterior, além da órbita do sol, onde as forças gravitacionais são mais fracas. Eles também são relativamente bem povoados e compactos.
- ❖ Aglomerados mais jovens são espalhados mais uniformemente. A atração gravitacional de aglomerados abertos não os liga muito fortemente, e eles tendem a ser dissolvidos à medida que passam pelos braços espirais do disco.
- ❖ Aglomerados velhos que vemos hoje são provavelmente sobreviventes robustos de uma população originalmente muito maior.

NGC3603

- ❖ Muito jovem e massivo, com diversas estrelas O3, cada com $L \sim 30000L_{\odot}$.
- ❖ Próximo ao centro galáctico.
- ❖ Versão menor dos super-star-clusters que se formam em galáxias starburst.



Abundâncias químicas

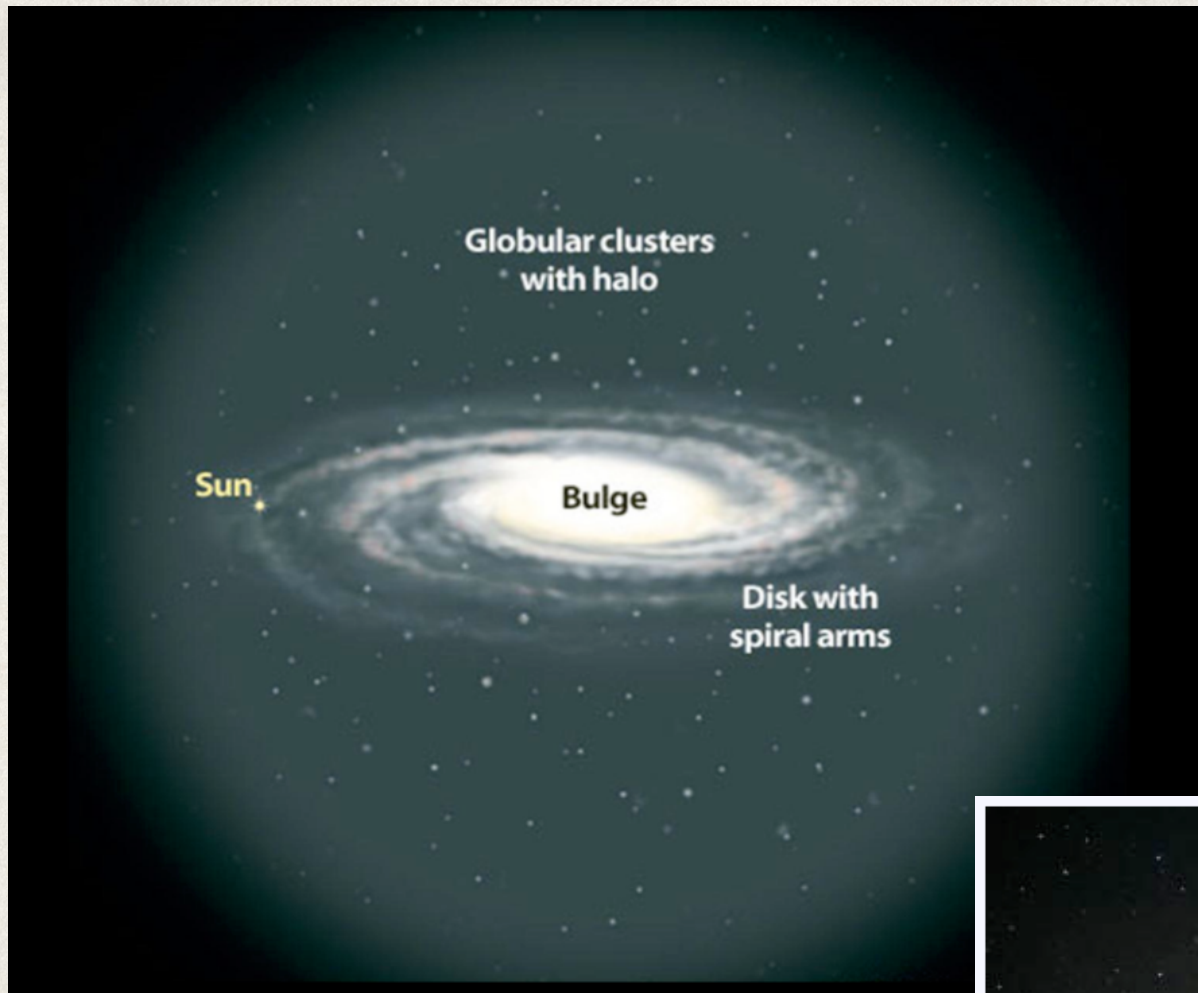
- ❖ Aglomerados mais jovens são mais ricos ou mais pobres em metais do que aglomerados velhos?
- ❖ O antigo cluster NGC 6791 é tão rico em metal quanto o Sol !
- ❖ Como?
 - ❖ Há uma dispersão considerável na composição química de aglomerados abertos em todas as idades. O enriquecimento químico de metais na Galáxia deve ter prosseguido de modo desigual: algumas regiões até recentemente eram relativamente pobres nesses elementos. Os aglomerados abertos mais distantes do centro galáctico são mais susceptíveis de serem pobres em metais; A Via Láctea externa parece enriquecer-se mais lentamente do que as partes internas.



Halo

Os diferentes “halos”

- ❖ Esferóide galáctico (halo de estrelas)
- ❖ Corona galáctica (gás quente)
- ❖ Halo de matéria escura



Estrutura extensa aproximadamente elíptica, dinamicamente quente, com pouca ou nenhuma rotação contém apenas 1% da massa estelar da Galáxia

É onde estão as estrelas mais velhas da Galáxia

Mantém um registro da história de mergers



The Sombrero Galaxy from HST
Credit: [Hubble Heritage Team](#) ([AURA](#)/[STScI](#)/[NASA](#))

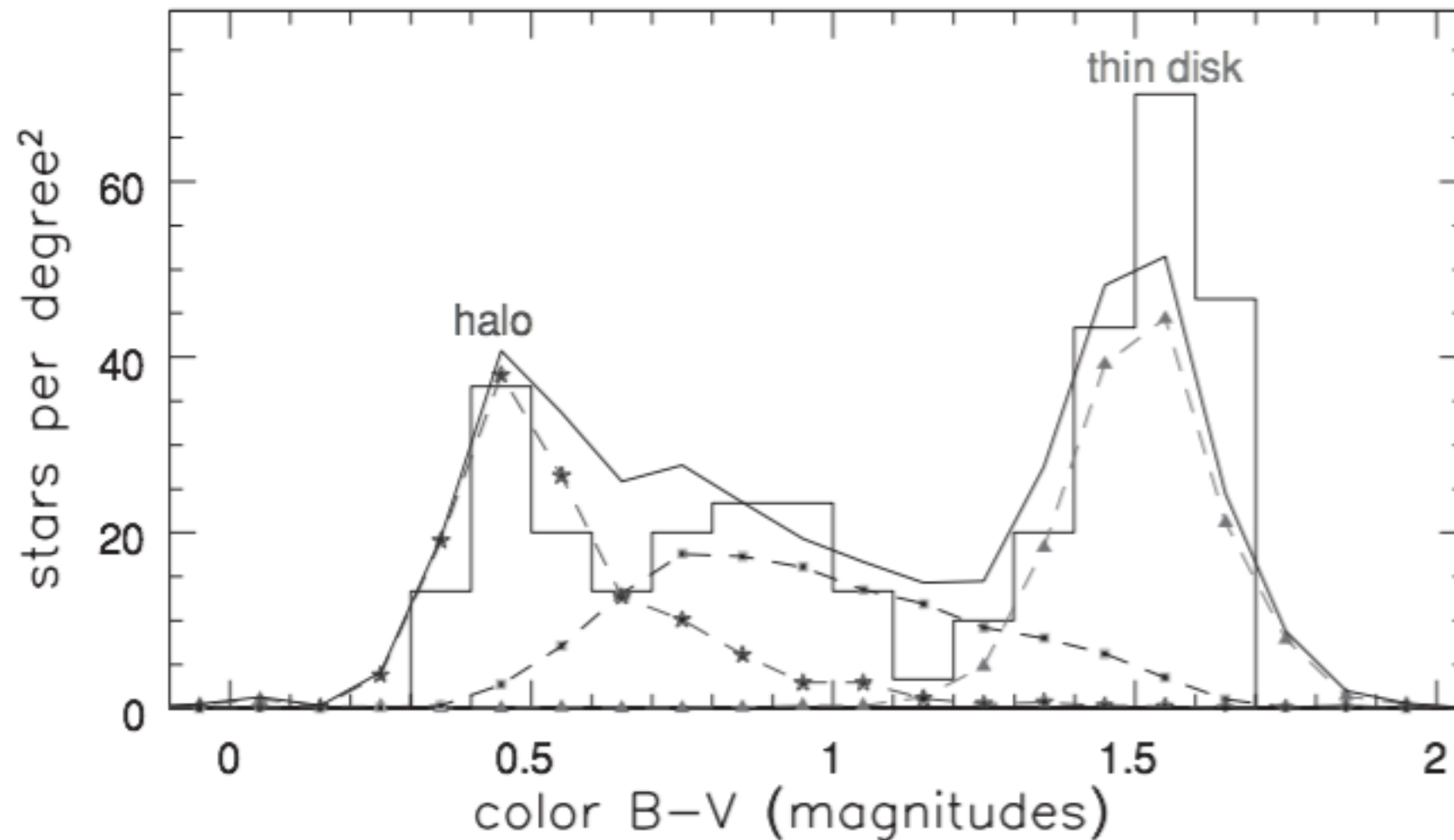
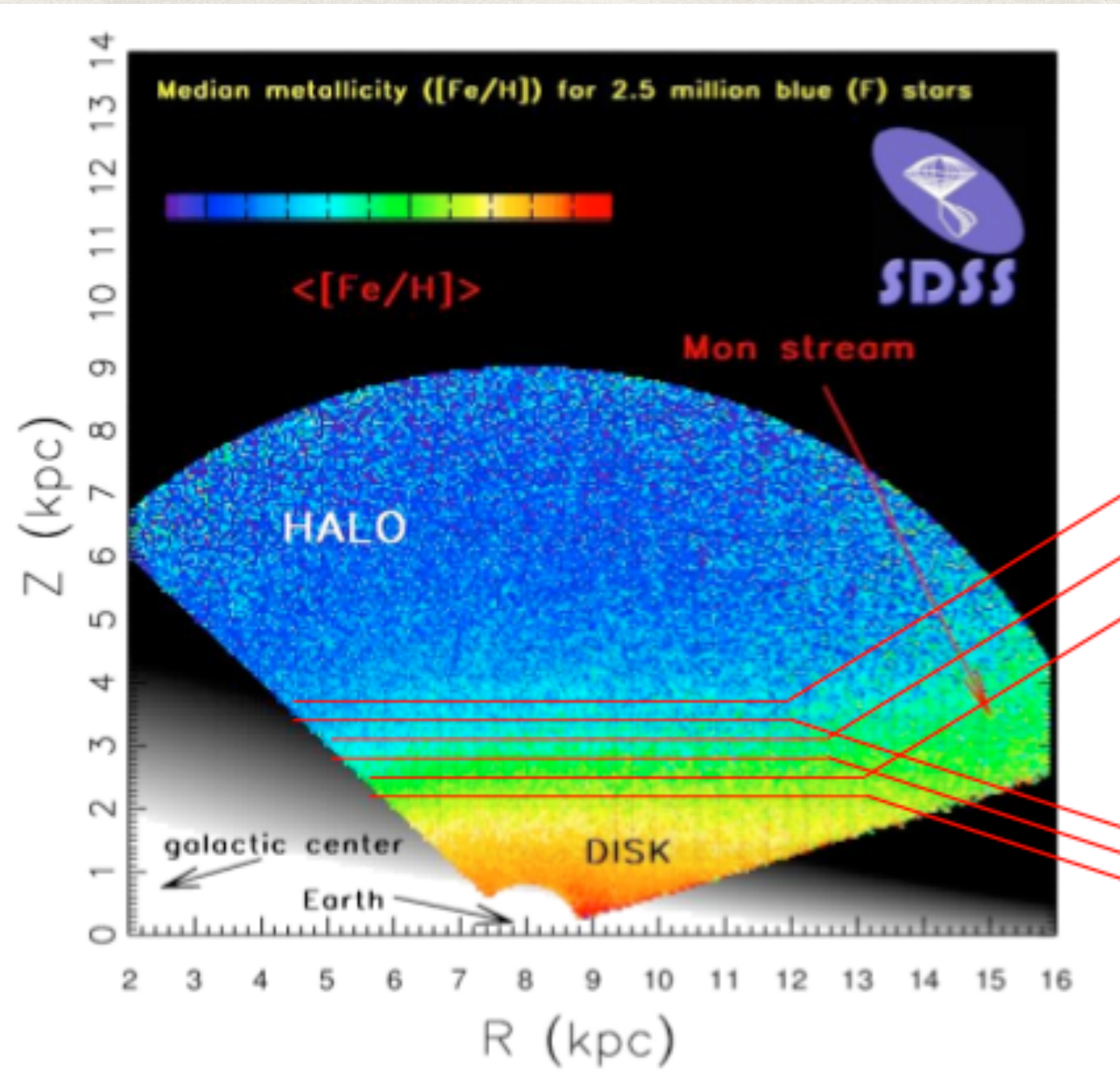


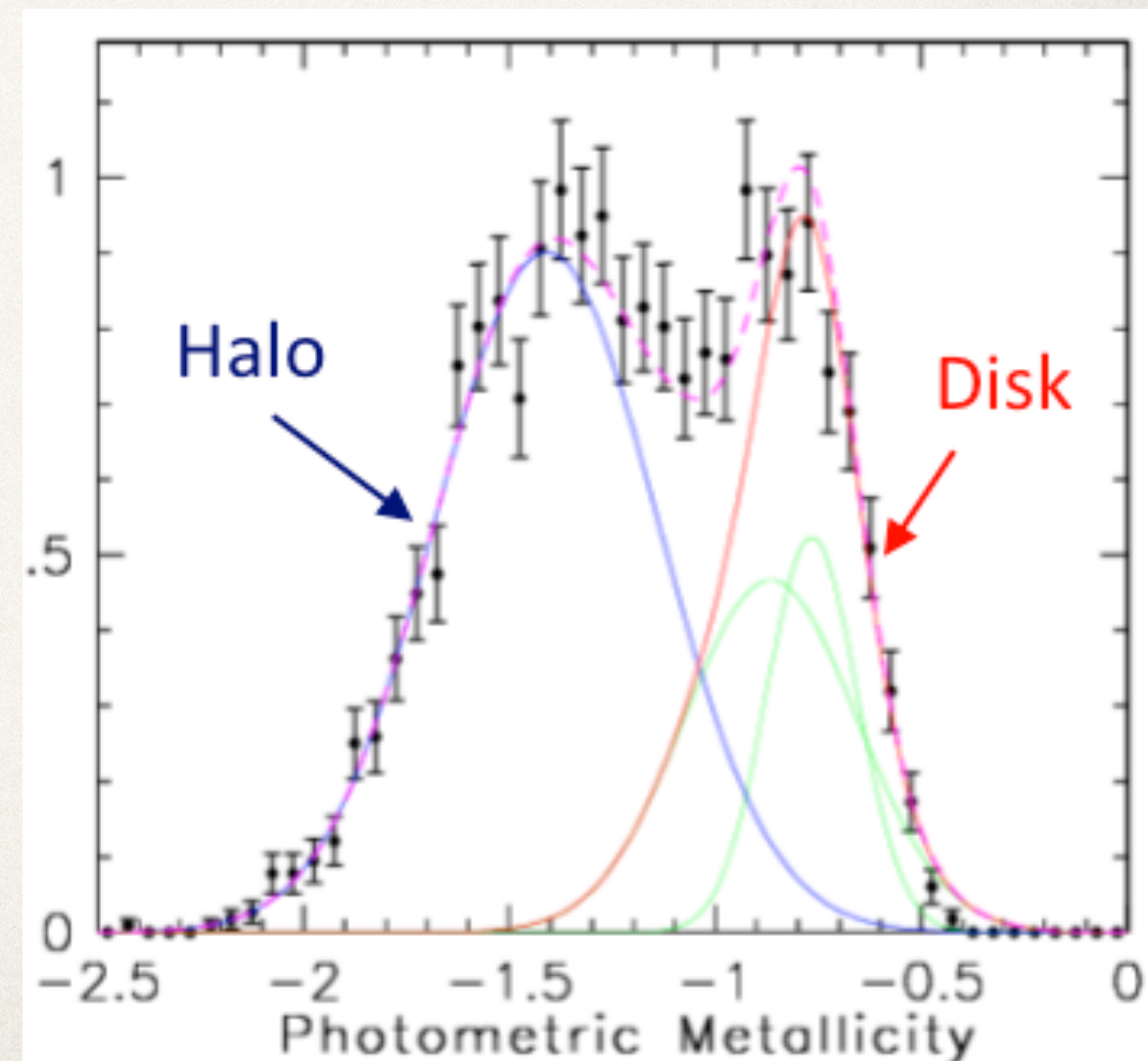
Fig. 2.16. Numbers of stars at each $B - V$ color with apparent V magnitude $19 < m_V < 20$, per square degree near the north Galactic pole. The solid line shows the prediction of a model: thin-disk stars (triangles) are red, halo stars (stars) are blue, and thick-disk stars (squares) have intermediate colors – N. Reid.

Contagem de estrelas: observações vs. modelos



Há um gradiente vertical de metalicidade no disco

Distribuição de metalicidades: a separação entre disco e halo é clara



Aglomerados globulares

- ❖ Maior parte das estrelas reside em AGs, sistemas estelares que contém de 10^4 a 10^6 estrelas. Maiores valores de σ do que os aglomerados abertos.
- ❖ Há ceca de 150 AGs na Galáxia. A densidade cai aproximadamente com r^{-3} .
- ❖ A densidade estelar é aproximadamente constante dentro do core radius $r_c \approx 5\text{pc}$. Em algum raio r_t geralmente além de 30 kpc, a densidade de estrelas cai rapidamente a zero = tidal radius ou truncation radius (estrelas além desse raio são perdidas por conta das interações gravitacionais).
- ❖ Todos os AGs da galáxias são velhos $t > \sim 10\text{ Gyr}$ (mas pode ser diferente em outras galáxias!! LMC, SMC, M31...)

Table 2.3 Some globular clusters in the Milky Way, and one belonging to the Fornax dwarf spheroidal galaxy

<i>Cluster</i>		<i>d</i> (kpc)	[Fe/H]	M_V (mag)	L_V ($10^3 L_\odot$)	r_c (pc)	r_t (pc)	σ_r (km s ⁻¹)
NGC 5139	ω Cen	5.2	-1.6 ^a	-10.2	1100	4	70	20
NGC 104	47 Tuc	4.5	-0.71	-9.5	500	0.5	50	11
NGC 7078	M15	10.8	-2.15	-9.3	440	<0.01 ^b	85	12
NGC 6341	M92	8.5	-2.15	-8.3	180	0.5	35	5
NGC 7099	M30	9.1	-2.13	-7.6	95	<0.1 ^b	45	5
NGC 6121	M4	1.73	-1.2	-7.2	60	0.5	25	4
	Pal 13	24.3	-1.9	-3.8	3	0.5	> 50	0.6–0.9
NGC 1049	Fornax 3	140	-2.0	-7.8	100	1.6	> 50	9

Note: d is distance from the Sun; $[\text{Fe}/\text{H}] = \log_{10}(Z/Z_\odot)$; r_c is the core radius, r_t is the tidal or truncation radius; and σ_r is the dispersion in the radial velocity V_r of stars in the central region.

^a 20%–30% of the stars of ω Centauri's core are more metal-rich.

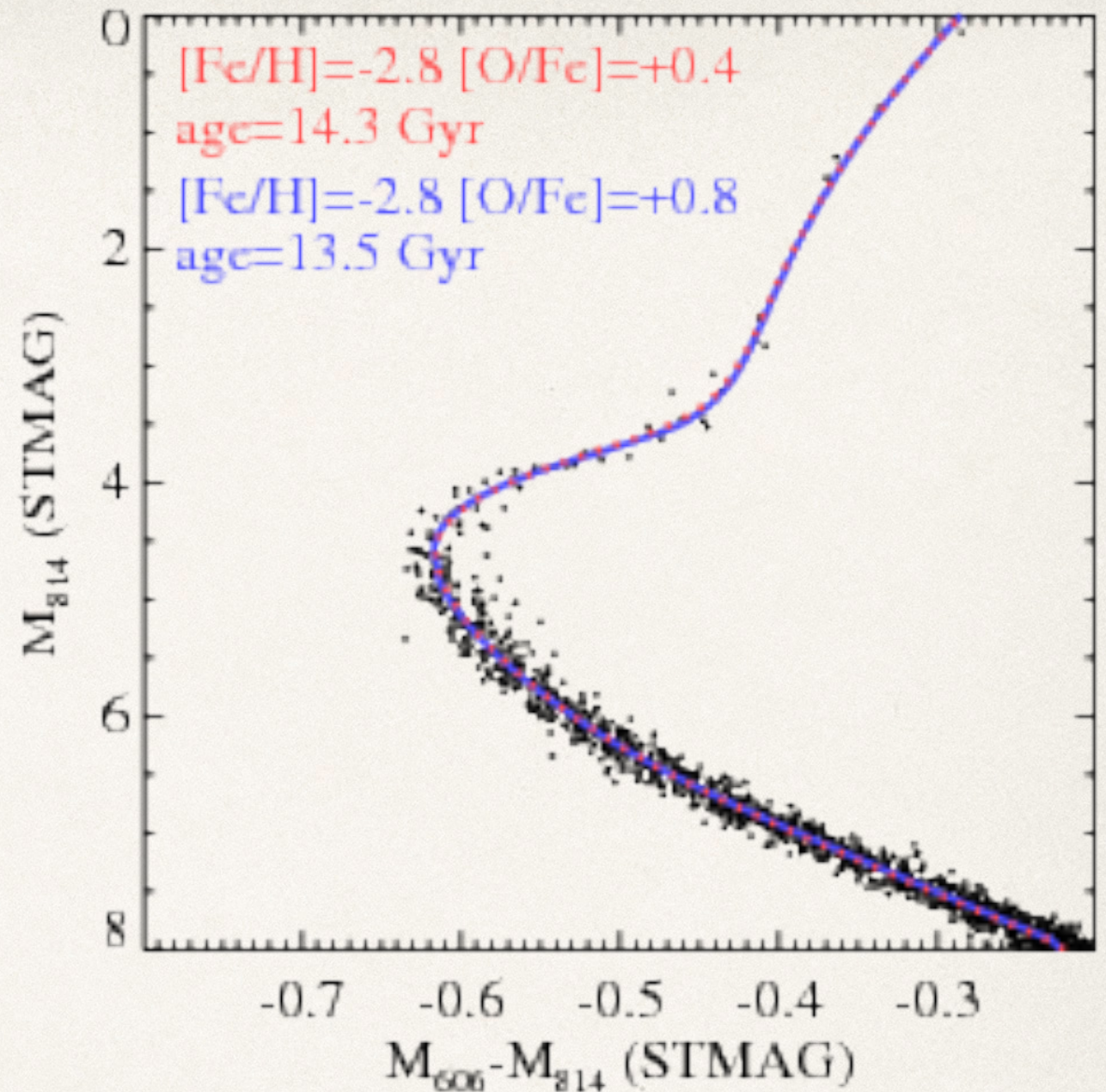
^b A collapsed core: see Section 3.2.

Aglomerados Globulares

Populações simples e compostas

SSP

- ❖ Simple (ou Single) Stellar Population
- ❖ Conjunto de estrelas que nasceram no mesmo instante t a partir de uma nuvem molecular quimicamente homogênea
- ❖ Todas as estrelas tem a mesma idade e a mesma composição química

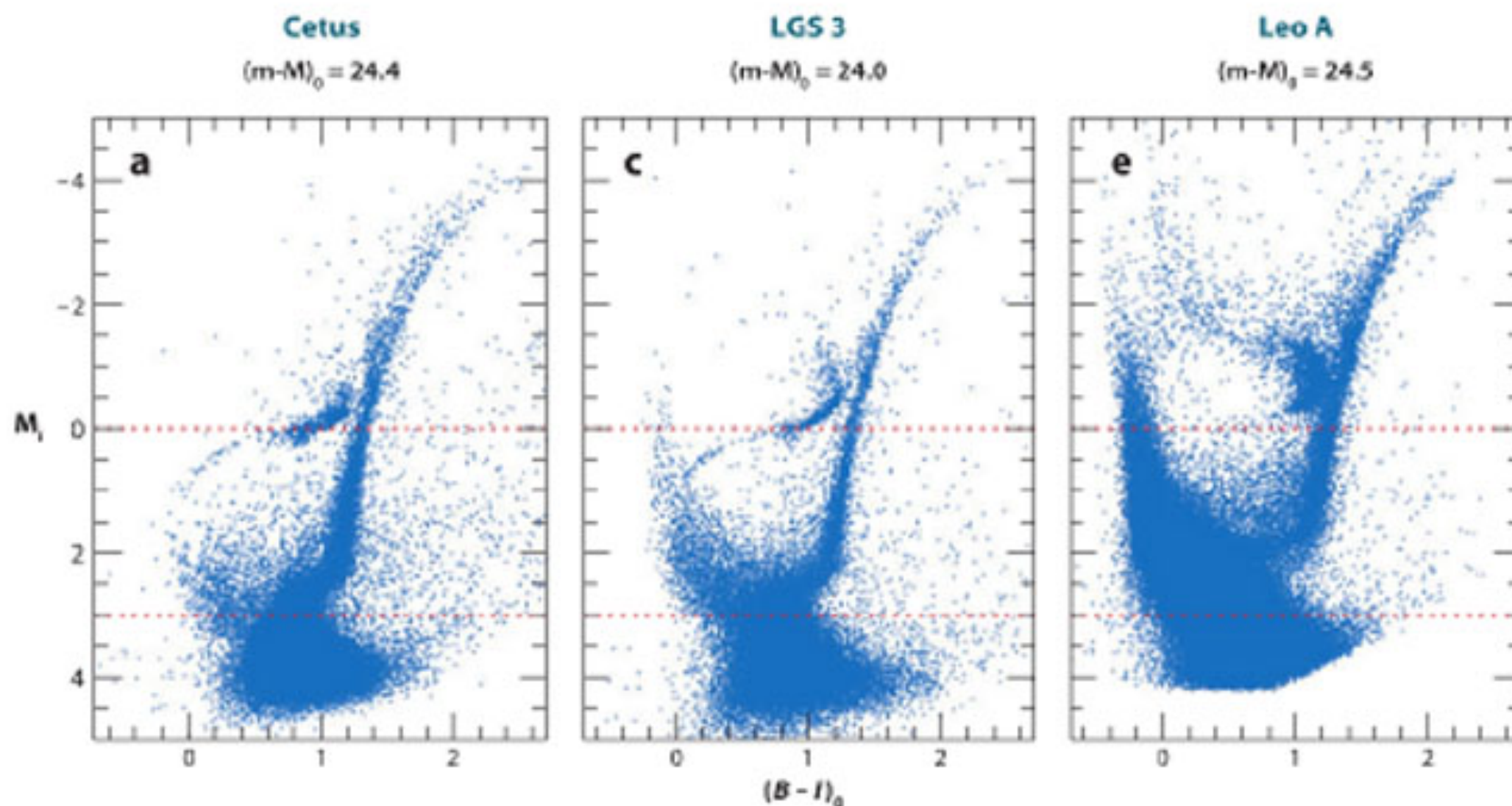


A hypothetical CMD for a simple stellar population (black points), with photometric errors of 0.01~mag in each band. At a fixed metallicity ($[\text{Fe}/\text{H}] \sim -2.8$), the CMD can be fit by a younger isochrone (13.5~Gyr; blue curve) with enhanced oxygen abundance ($[\text{O}/\text{Fe}] \sim +0.8$) or by an older isochrone (14.3~Gyr; dotted red curve) with the standard oxygen abundance ($[\text{O}/\text{Fe}] \sim +0.4$) typically assumed for all α -elements in the fitting of old stellar populations. Credit: Brown et al. *Astrophys.J.* 796 (2014) 91

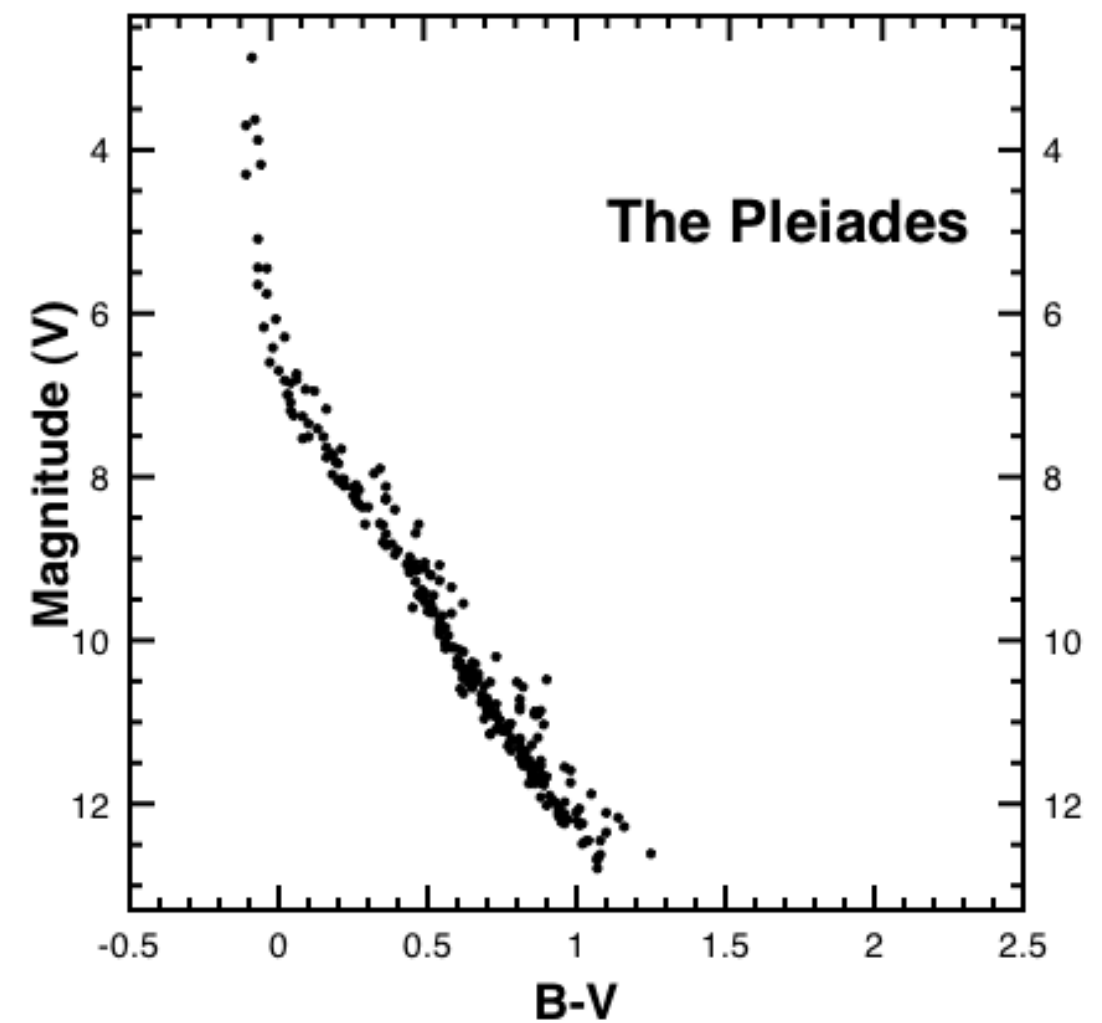
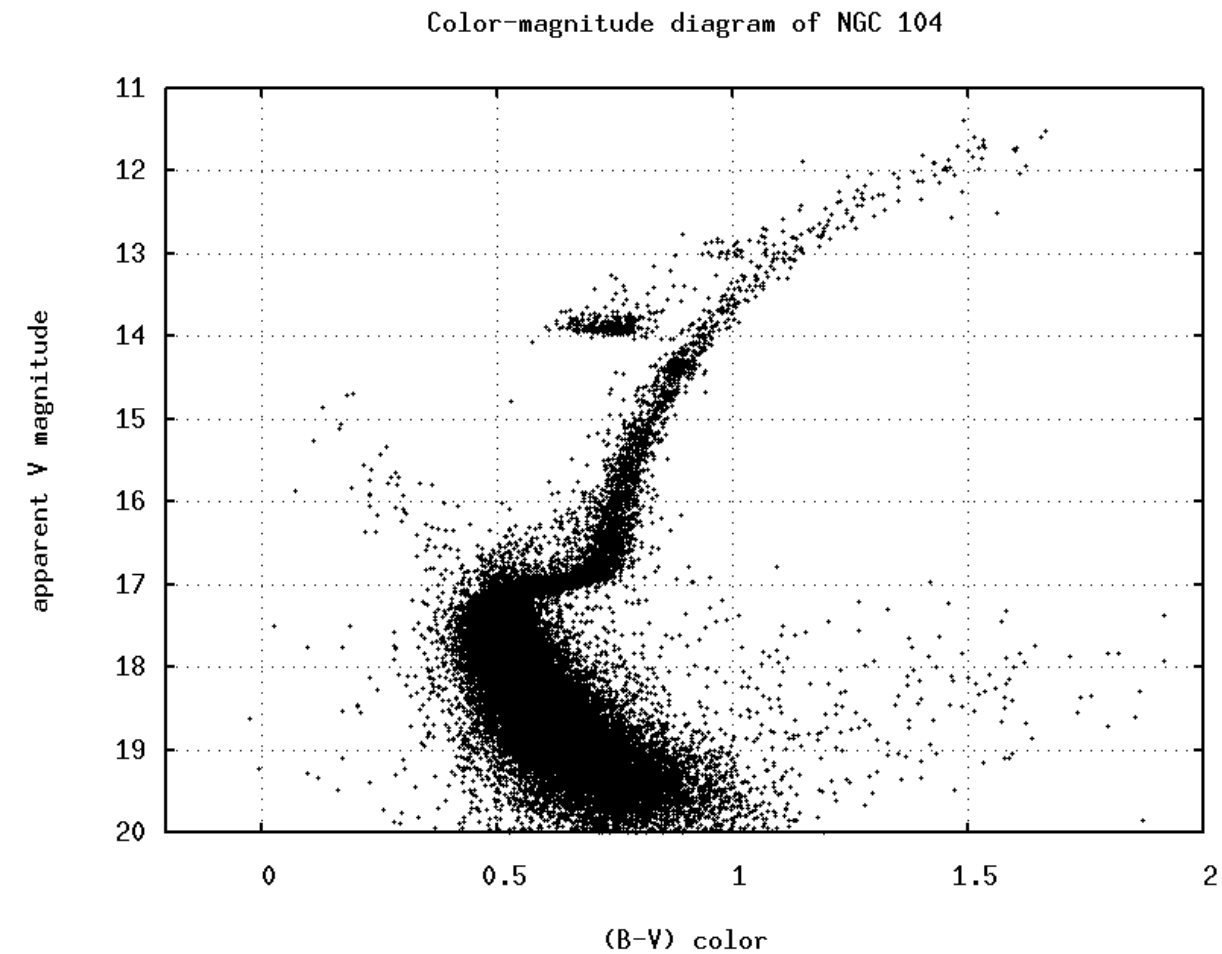
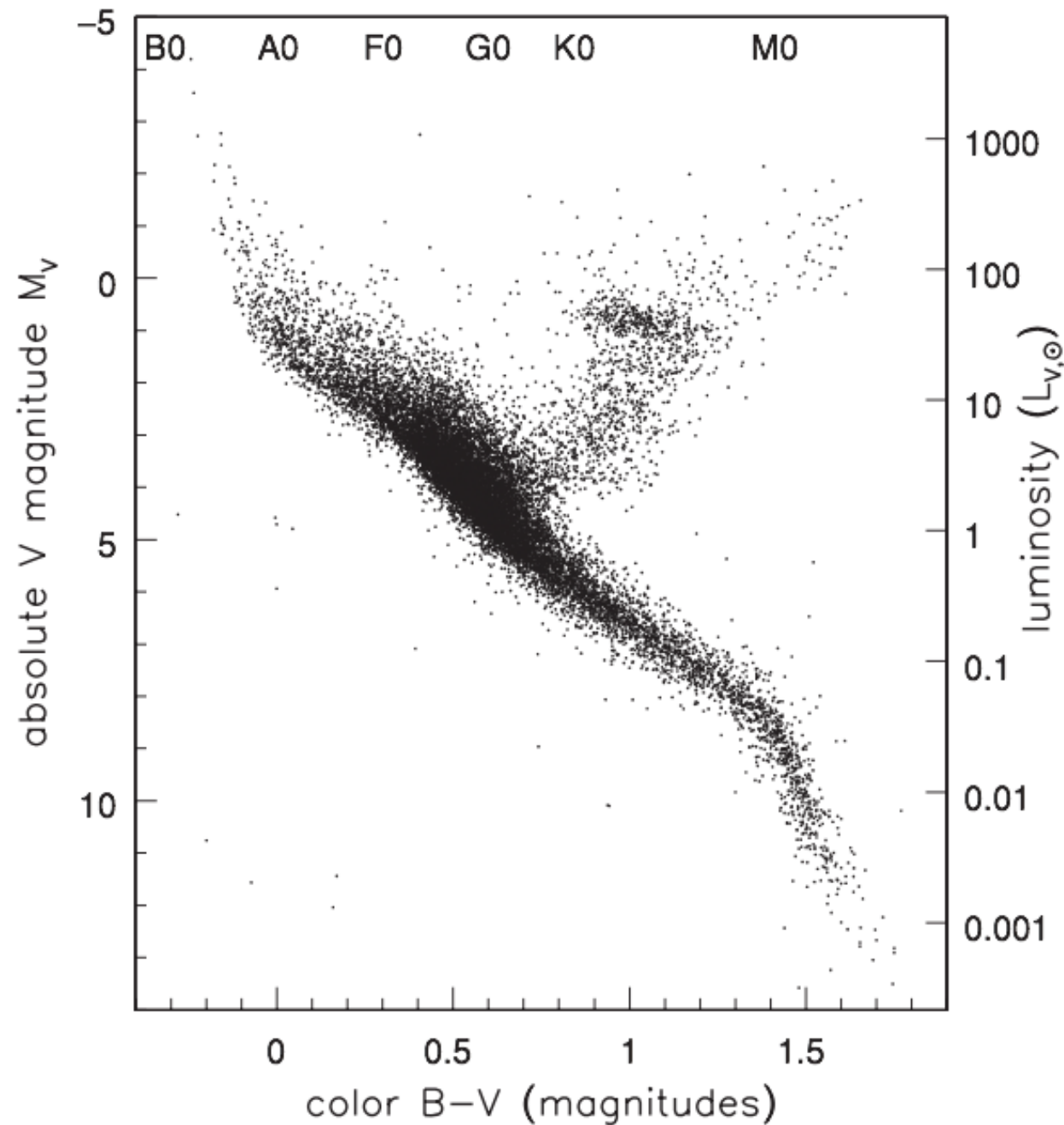
CSP

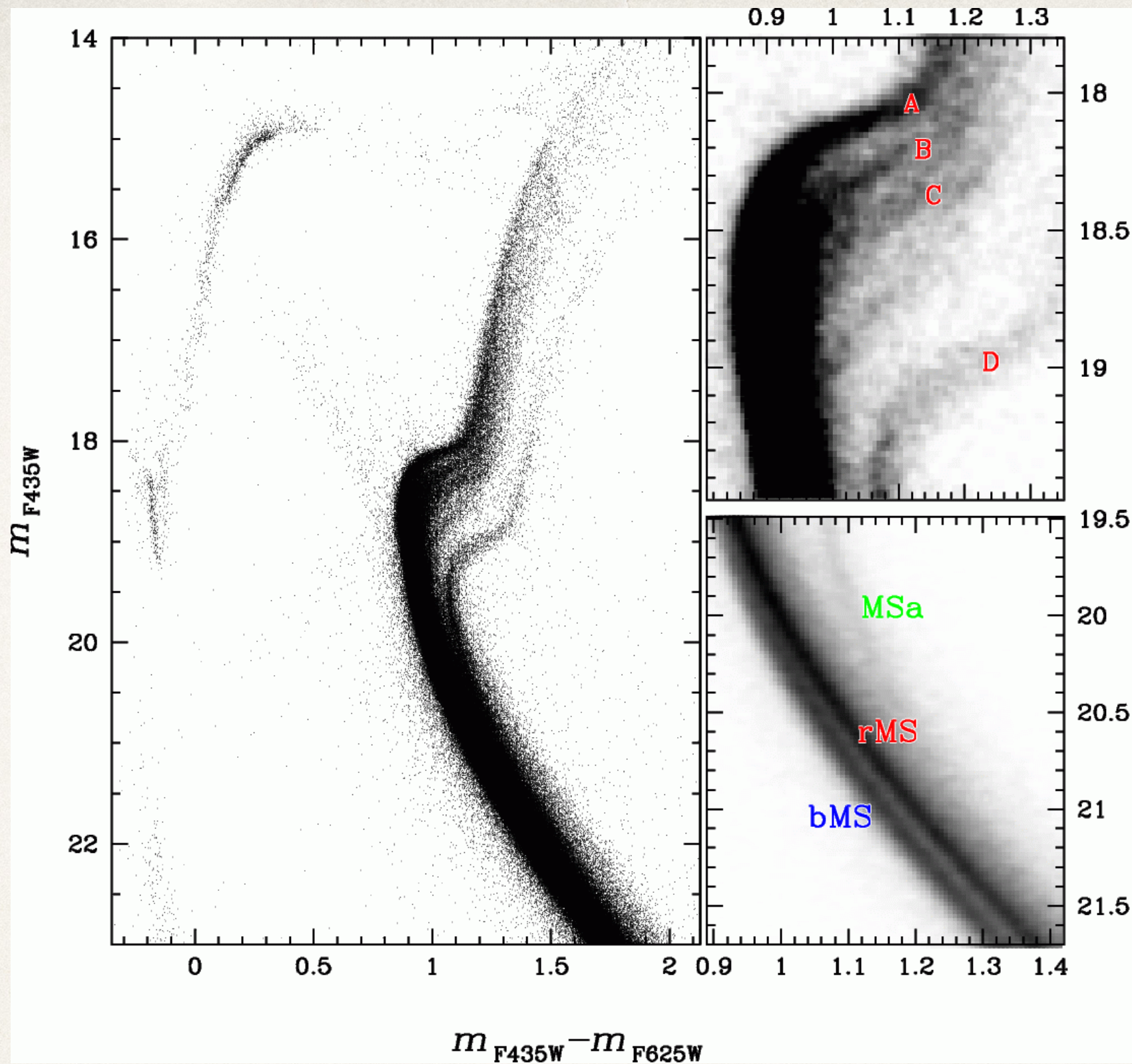
- ❖ Composite Stellar Population
- ❖ Idades e / ou abundâncias químicas não são as mesmas para todas as estrelas

HST/ACS color-magnitude diagrams SFHs for three Local Group dwarf galaxies: [Cetus](#), a distant dwarf spheroidal galaxy, [LGS 3](#), a transition-type dwarf galaxy and [Leo A](#), a dwarf irregular. These results come from the LCID project ([Gallart & the LCID team 2007](#), [Cole et al. 2007](#)). From [Tolstoy et al. \(2009\)](#).



Comente sobre as semelhanças ou diferenças entre os CMDs





CMD de Ω Cen

Observações HST, <http://inspirehep.net/record/859185/plots>

Annual Review of Astronomy and Astrophysics
**Multiple Stellar Populations
in Globular Clusters**

Nate Bastian¹ and Carmela Lardo^{1,2}

¹Astrophysics Research Institute, Liverpool John Moores University, Liverpool, L3 5RF, United Kingdom; email: N.J.Bastian@ljmu.ac.uk

²Laboratoire d'Astrophysique, École Polytechnique Fédérale de Lausanne (EPFL), Observatoire de Sauverny, 1290 Versoix, Switzerland; email: carmela.lardo@epfl.ch

Annu. Rev. Astron. Astrophys. 2018. 56:83–136

First published as a Review in Advance on
May 23, 2018

The *Annual Review of Astronomy and Astrophysics* is
online at astro.annualreviews.org

<https://doi.org/10.1146/annurev-astro-081817-051839>

Copyright © 2018 by Annual Reviews.
All rights reserved

**ANNUAL
REVIEWS CONNECT**

www.annualreviews.org

- Download figures
- Navigate cited references
- Keyword search
- Explore related articles
- Share via email or social media

Keywords

stellar abundances, color-magnitude diagram

Abstract

Globular clusters (GCs) exhibit star-to-star variations in specific elements (e.g., He, C, N, O, Na, Al) that bear the hallmark of high-temperature H-burning. These abundance variations can be observed spectroscopically and also photometrically, with the appropriate choice of filters, due to the changing of spectral features within the band pass. This phenomenon is observed in nearly all of the ancient GCs, although, to date, it has not been found in any massive cluster younger than 2 Gyr. Many scenarios have been suggested to explain this phenomenon, with most invoking multiple epochs of star formation within the cluster; however, all have failed to reproduce various key observations, in particular when a global view of the GC population is taken. We review the state of current observations and outline the successes and failures of each of the main proposed models. The traditional idea of using the stellar ejecta from a first generation of stars to form a second generation of stars, while conceptually straightforward, has failed to reproduce an increasing number of observational constraints. We conclude that the puzzle of multiple populations remains unsolved, hence alternative theories are needed.

"This phenomenon is observed in **nearly all of the ancient GCs**, although, to date, it has not been found in any massive cluster younger than 2 Gyr. Many scenarios have been suggested to explain this phenomenon, with most invoking multiple epochs of star formation within the cluster; however, all have failed to reproduce various key observations, in particular when a global view of the GC population is taken. "

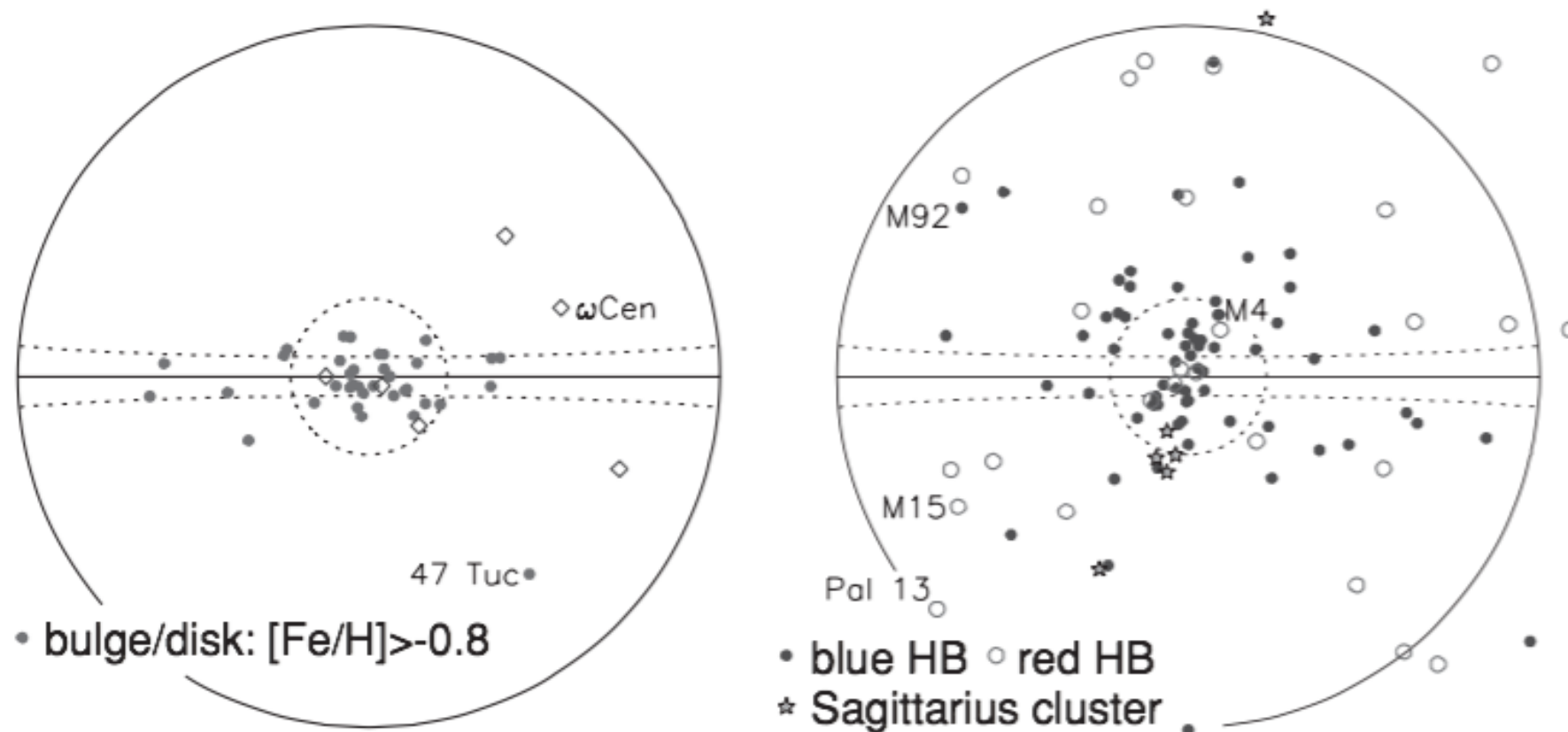
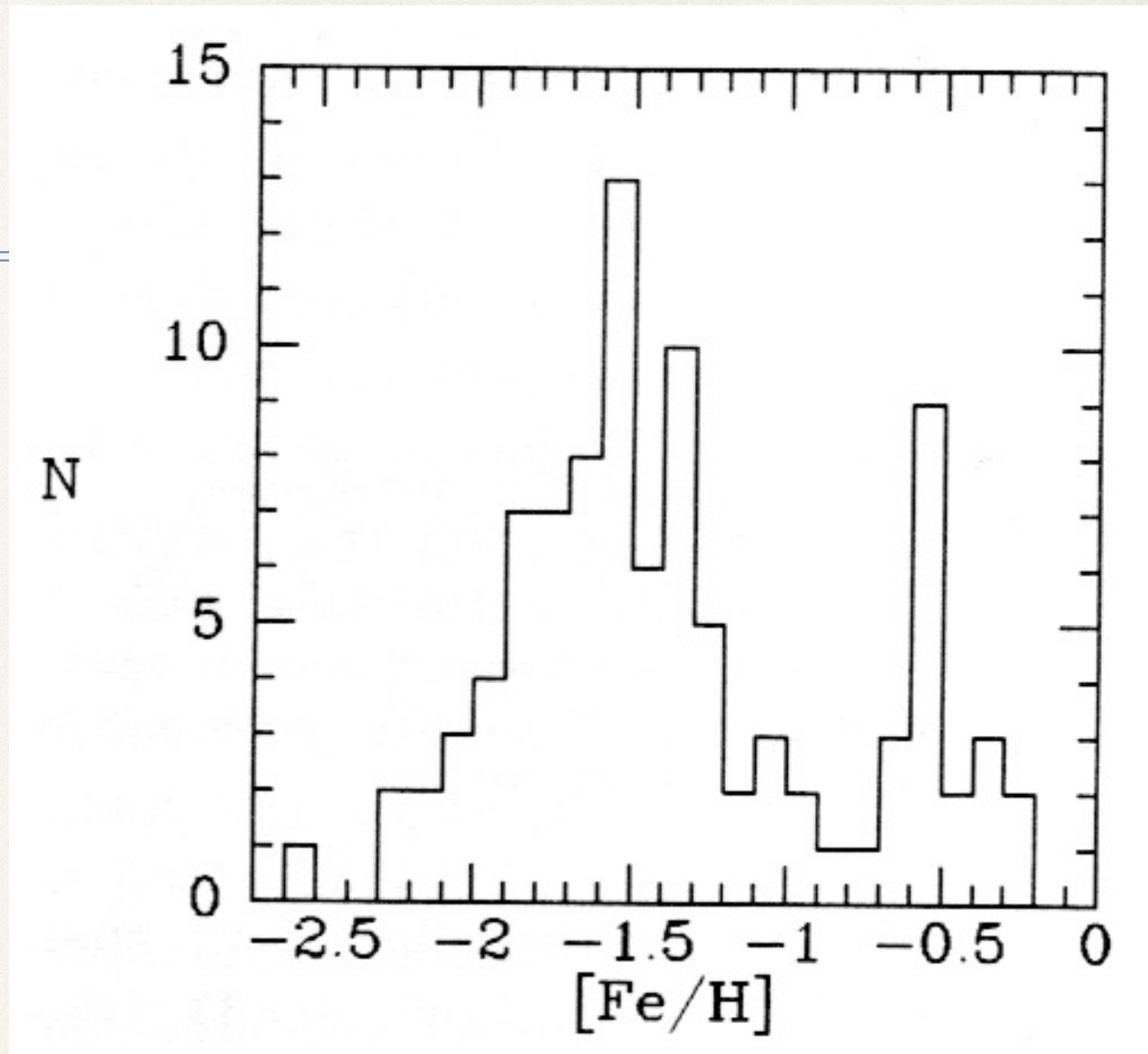


Fig. 2.15. Left, positions on the sky of the Milky Way's metal-rich 'disk' globular clusters (filled dots), and unusual objects, perhaps remnants of disrupted dwarf galaxies (open diamonds). Right, metal-poor clusters with $[Fe/H] < -0.8$. Those of the Sagittarius dwarf (stars) fall in a great circle on the sky. Clusters with a blue horizontal branch (filled dots) are more concentrated to the center than are those with a red horizontal branch (open circles). Circles mark 20° and 90° from the direction to the Galactic center; the solid line is the Galactic equator. Between the dashed lines at $b = \pm 5^\circ$, clusters may easily hide in the dusty disk – D. Mackey.

Distribuição espacial de aglomerados globulares

Metallicidade dos AGs da Galáxia

- ❖ Há duas “famílias” de aglomerados globulares:
- ❖ a pobre em metais é associada à cinemática do halo (alta dispersão de vels., distribuição ~ esférica), cerca de 80% dos aglomerados
- ❖ e a rica em metais é associada ao disco espesso e bojo, distribuição achatada



Binney & Merrifield, dados de
Armandroff (1989)

Aglomerados globulares

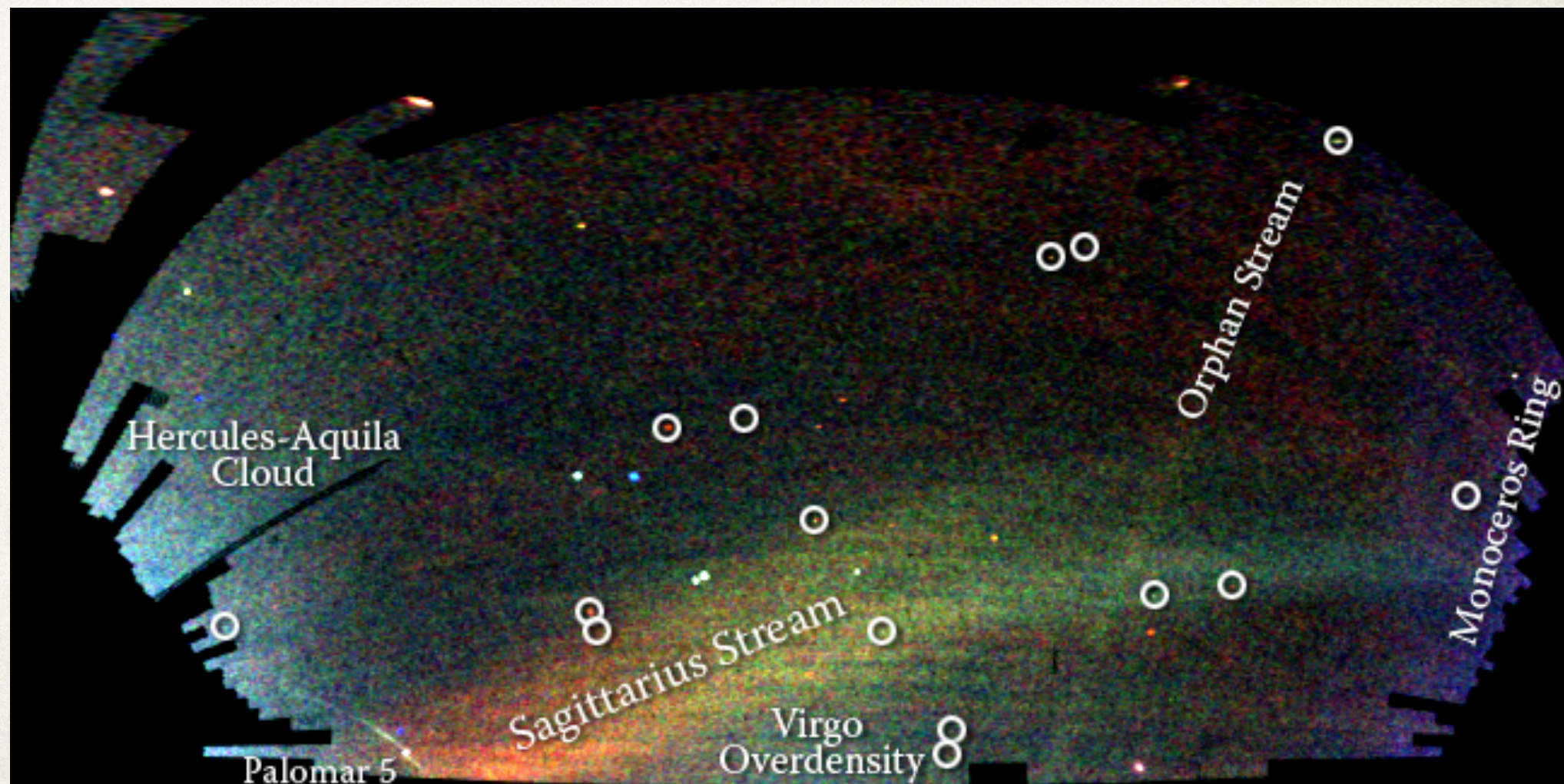
- ❖ ~~Não há AGs próximos o suficiente para distância por paralaxe trigonométrica.~~ Distâncias (em sua maior parte) são obtidas por ajuste de isócronas e RR Lyrae -> o brilho varia regularmente em períodos de 0.2 – 1 dias, o que as torna fáceis de serem encontradas, tem todas aproximadamente a mesma luminosidade $L \approx 50L_{\odot}$. **Gaia DR2 é capaz de medir por paralaxe AGs de até $\sim 4\text{kpc}$ de distância :).**
- ❖ Aglomerados pobres em metais e estrelas foram encontradas tão longe quanto 100 kpc do centro galáctico
- ❖ Porque a Galáxia não forma mais AGs, enquanto continua formando aglomerados abertos?

Os dois halos

- ❖ Halo externo, pobre em metais ($[\text{Fe}/\text{H}]$ até -2.5), não tem rotação organizada em torno do centro da Galáxia. Órbitas estelares tem alta excentricidade.
- ❖ Halo interno (e.g. Kalirai 12, Nature), mais rico em metais do que o Halo externo ($[\text{Fe}/\text{H}] = -1.0$ a -0.5), com rotação semelhante ao disco. “Achatado” em comparação com o halo externo.
- ❖ O halo pobre em metais também contém ‘moving groups’: estrelas que seguem uma órbita em comum, provavelmente remanescente de satélites capturados.

Estruturas no halo

- ❖ Um “stream” de gigantes M e C foram removidas da galáxia anã satélite Sagittarius assim como um conjunto de AGs pobres em metais. O mesmo acontecerá com as Nuvens de Magalhães em 3 - 5 Gyr.





Partes centrais
(bojo, barra,
núcleo)

Bojo e barra



- ❖ Estrutura ~ 3 kpc de raio. Contém uma barra e um buraco negro central supermassivo.
- ❖ Melhor modo de mapear o bojo é no infravermelho $\lambda \sim 5 - 7 \mu\text{m}$: menos sensível à extinção mas ainda não dominado pela emissão de poeira.
- ❖ 20% da luz total da Galáxia.
- ❖ Estrutura “pear-shaped” é provavelmente a barra, de $3 - 4$ kpc; o lado em $l > 0$ parece maior por estar mais próximo de nós.

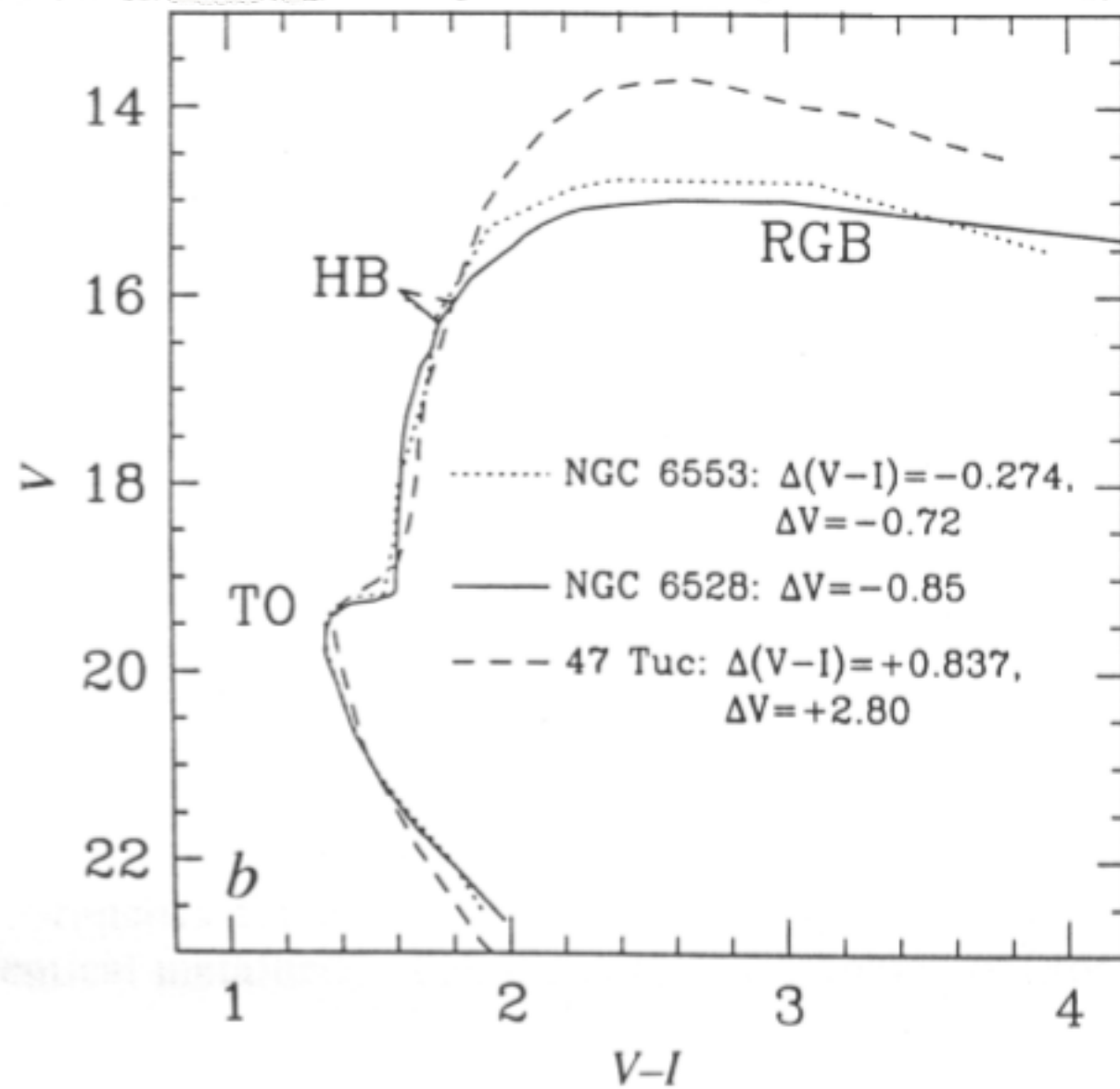
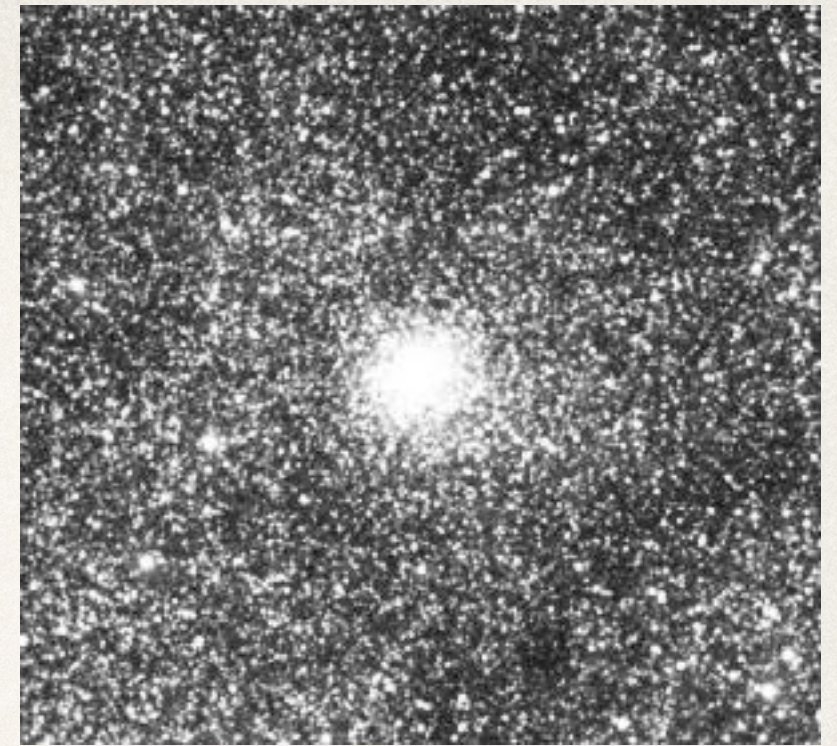
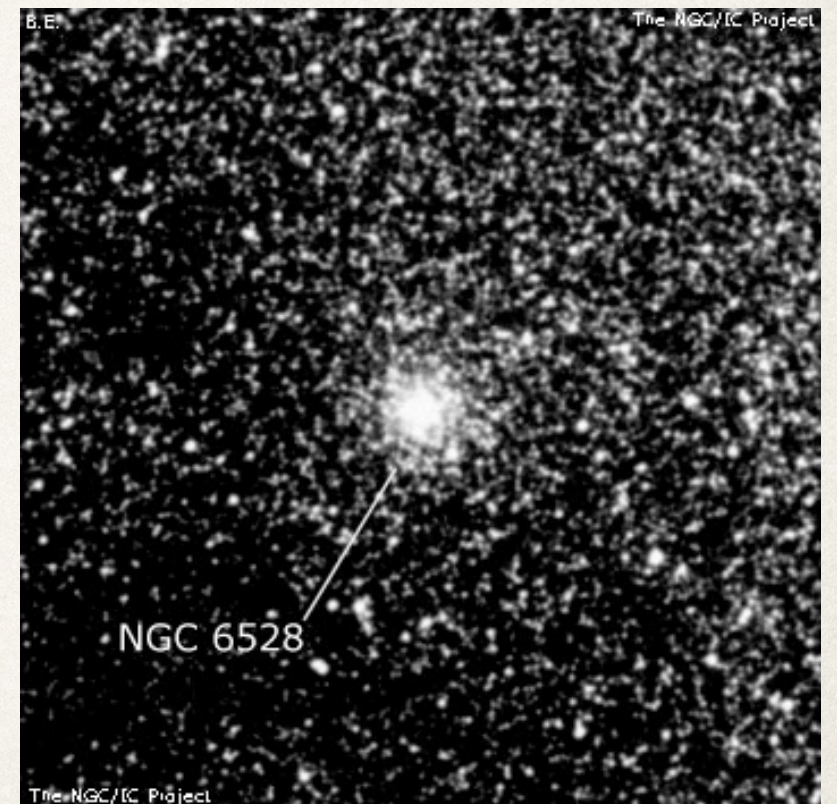


Figura 4: O *locus* médio dos dois aglomerados comparados ao *locus* médio do aglomerado 47 Tuc. O *locus* do NGC 6528 foi deslocado $\Delta V = -0.85$ para coincidir com o do NGC 6553, de modo a obter-se ao mesmo tempo o menor avermelhamento e distância (NGC 6528 e NGC 6553 respectivamente). O módulo de distância do NGC 6553 é quase 1mag menor do que o de NGC 6528. Diagrama retirado de Ortolani *et al.* (1995).



NGC 6553



NGC 6528

idades do bojo são $\pm$ as
mesmas da do halo, mas
metalicidades são diferentes

Bojo

- ❖ A densidade de estrelas do halo cresce em direção ao centro galáctico e podemos nos perguntar se o bojo é apenas a parte mais interna do halo. Não é.
- ❖ O bojo é mais achatado do que o halo interno e tem rotação no mesmo sentido que o disco (mais lento) e com maiores dispersões de velocidade ($\sim 110 \text{ km/s}$).

A estrutura bojo/disco

- ❖ Historicamente acreditava-se que havia apenas um bojo (bojo clássico) e mais recentemente descobriu-se que há uma barra também.
- ❖ Na classificação de Hubble, provavelmente habitamos uma galáxia Sbc galaxy, que não é tão fortemente barrada para ser classificada como SBbc or SBc; alguns classificam em uma categoria intermediária entre barrada e não barrada.



Em que medida eles são a mesma estrutura ou duas sobrepostas é um questão ainda em debate.

Zoccali et al. 2009

Há gradientes de metalicidade claros no disco e no bojo (incerto para o halo)

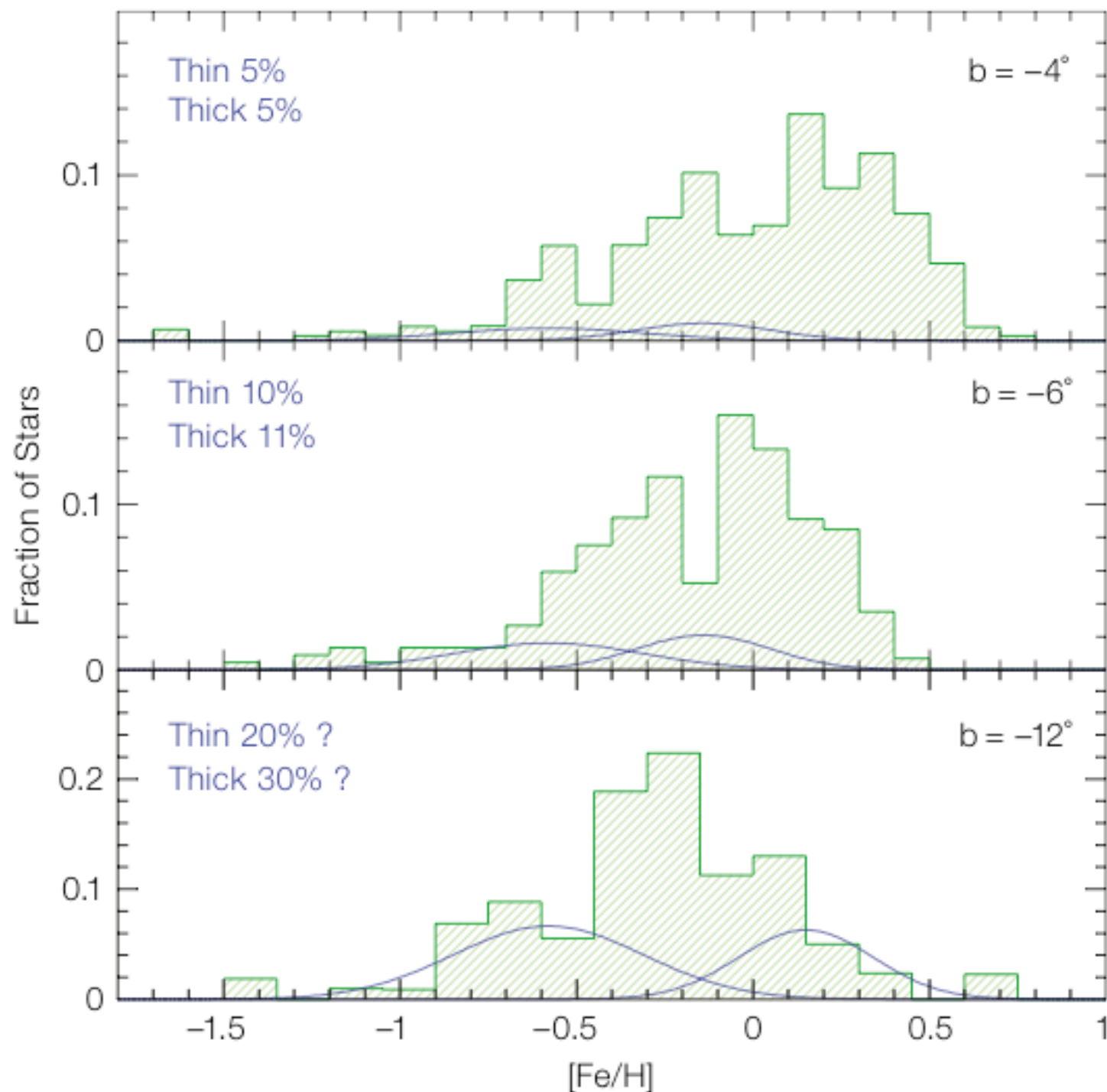


Figure 4. Iron Distribution Function (IDF) in the three fields along the Bulge minor axis. The innermost field (upper), at Galactic latitude $b = -4^\circ$ (Baade's Window) contains 409 target stars, with mean metallicity $\langle [Fe/H] \rangle = +0.03$. The intermediate field (middle) at $b = -6^\circ$ includes 213 target stars, with $\langle [Fe/H] \rangle = -0.17$. The outermost field (lower) at latitude $b = -12^\circ$, includes 104 target stars, with $\langle [Fe/H] \rangle = -0.28$. The blue Gaussians qualitatively show the percentage of target stars estimated to belong to the Galactic thin and thick disc, and their approximate IDF, assuming it is similar to the thin/thick disc IDF in the Solar Neighbourhood.

Gradientes de metalicidade do Bojo

Discussões sobre a natureza química do bojo

Zoccali et al. (2009)

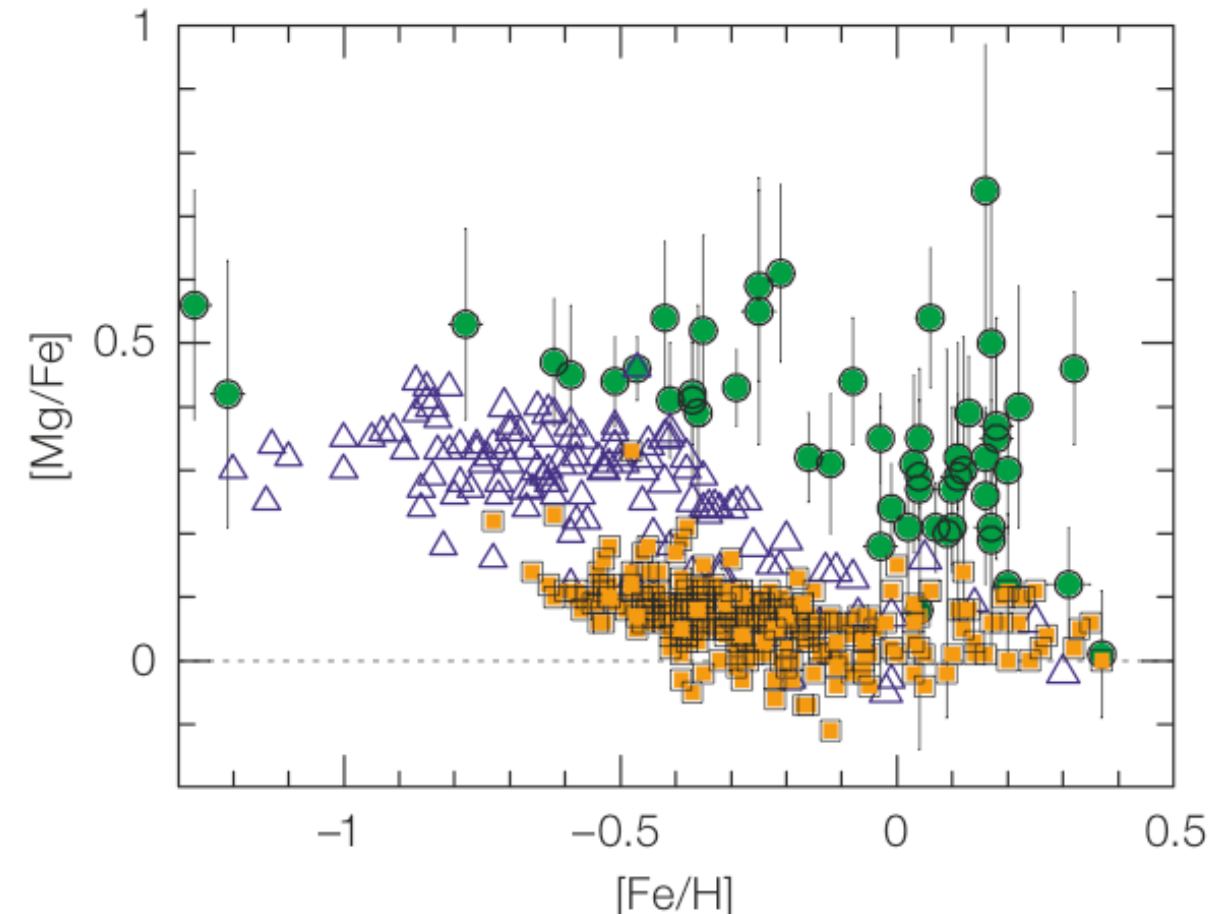
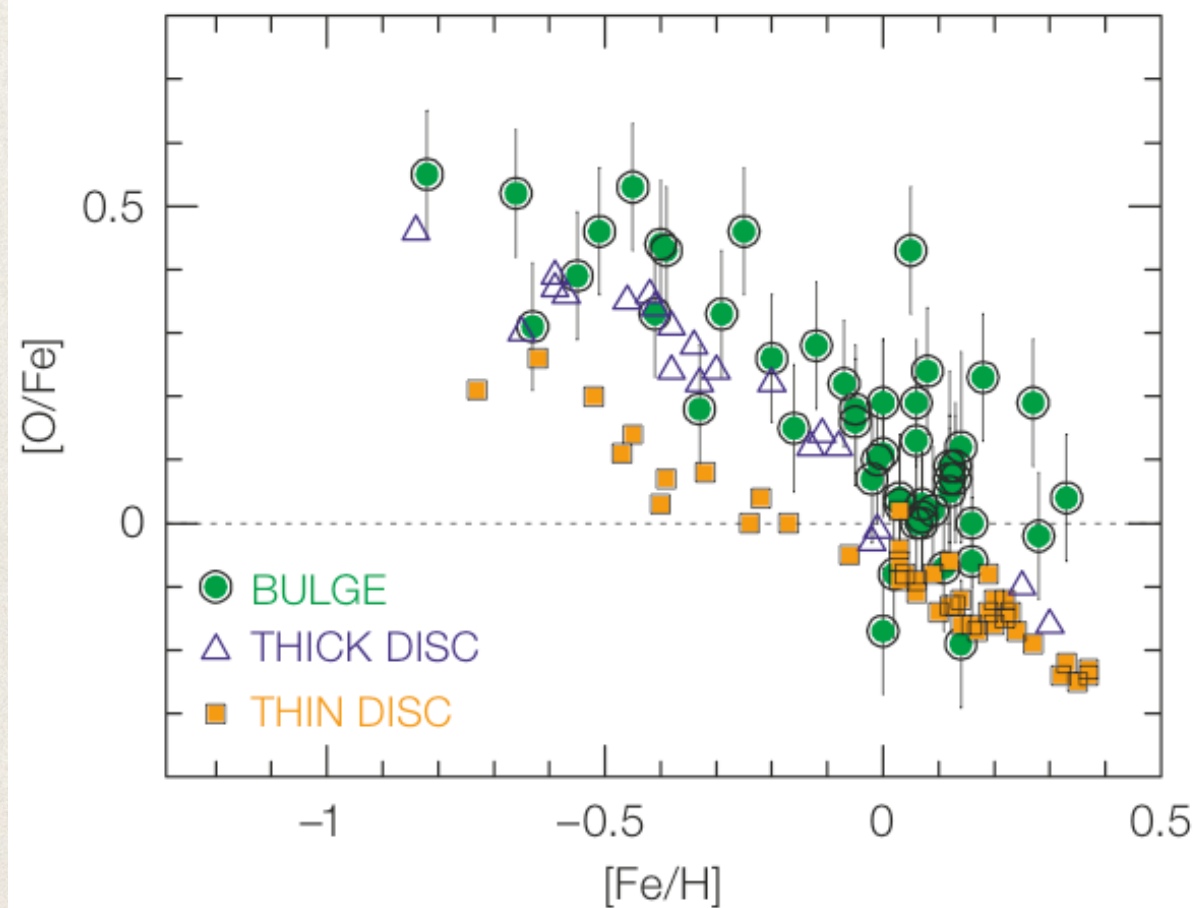
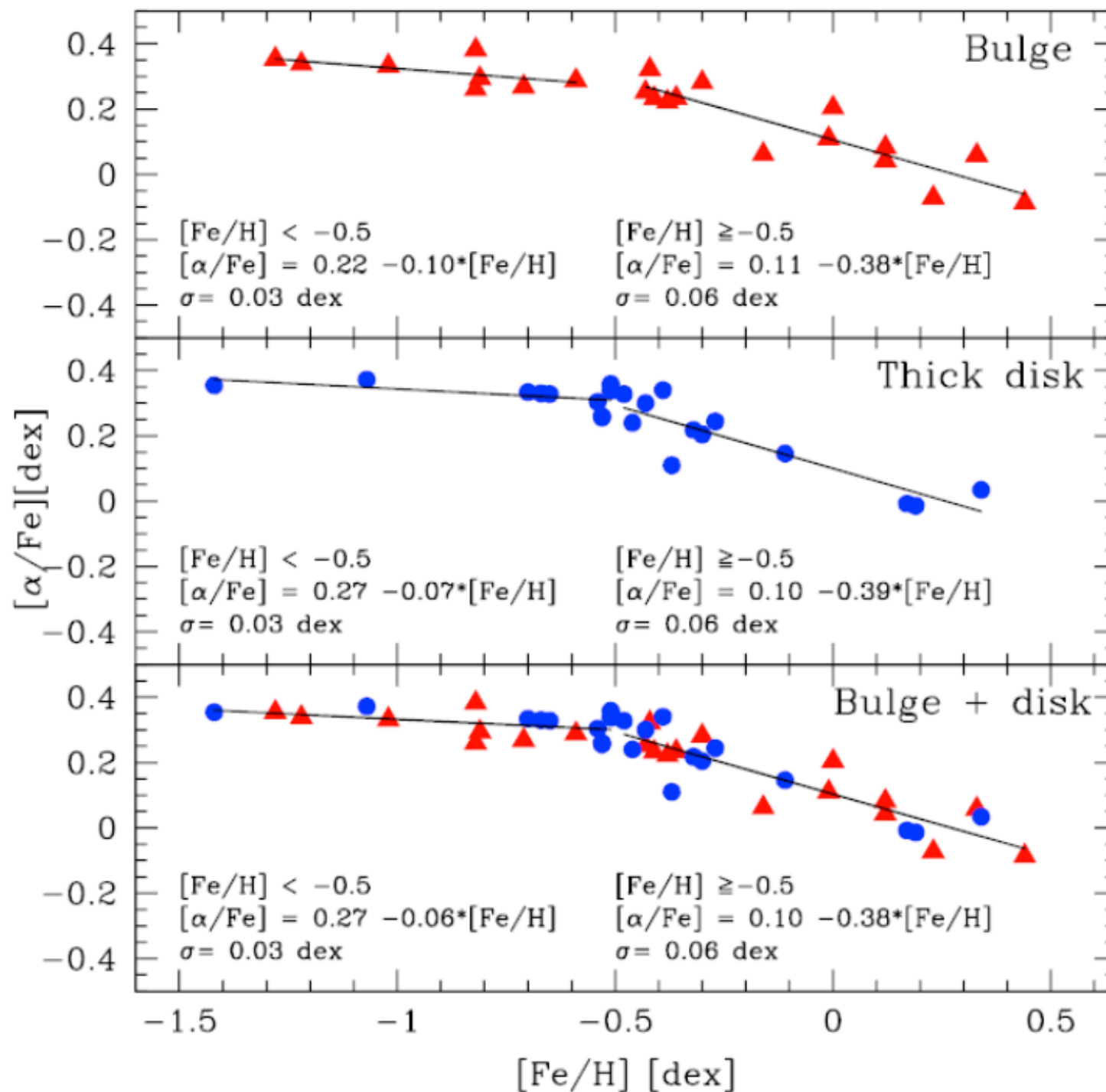


Figure 5. Oxygen to iron (left) and magnesium to iron (right) ratios for Bulge stars, as determined in the present analysis, compared with the same quantities available in the literature for thin and thick disc stars. It is evident that both $[O/Fe]$ and $[Mg/Fe]$ are higher in the Bulge than in the thin and thick disc.

o Halo (não representado na figura), apresenta valores altos de $[\alpha/Fe]$

Mas...



Alves-Brito et al. (2010)

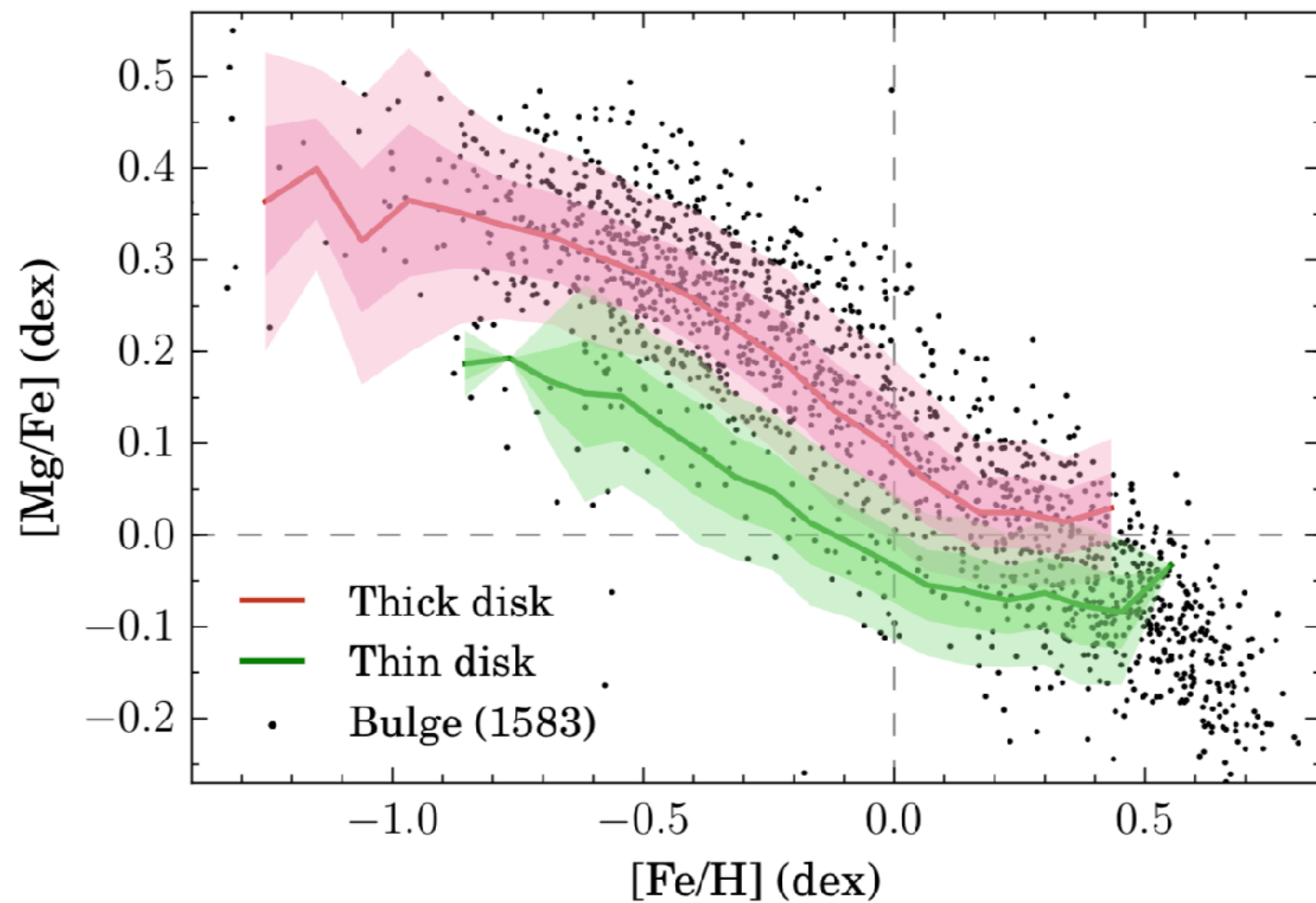
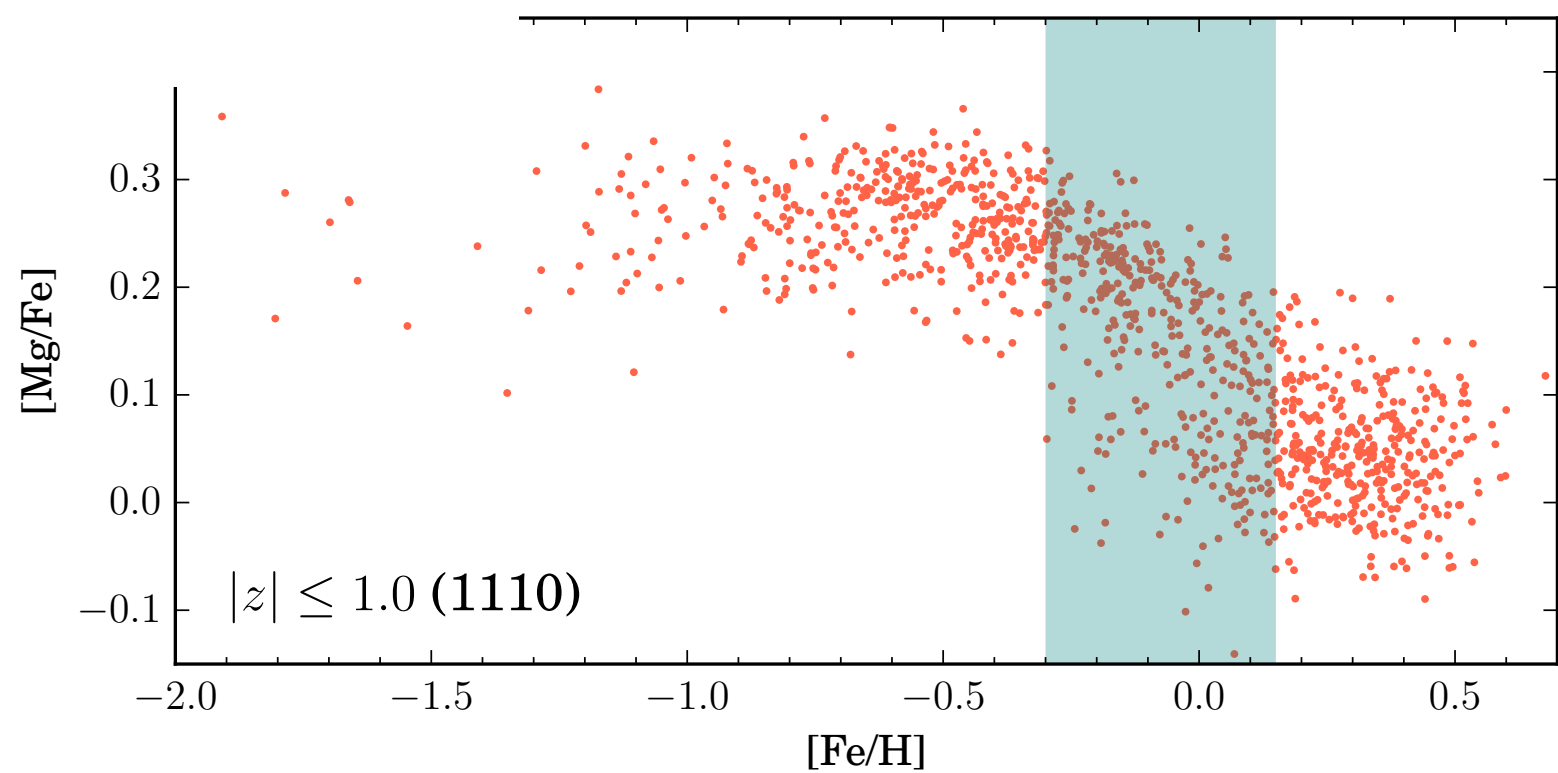
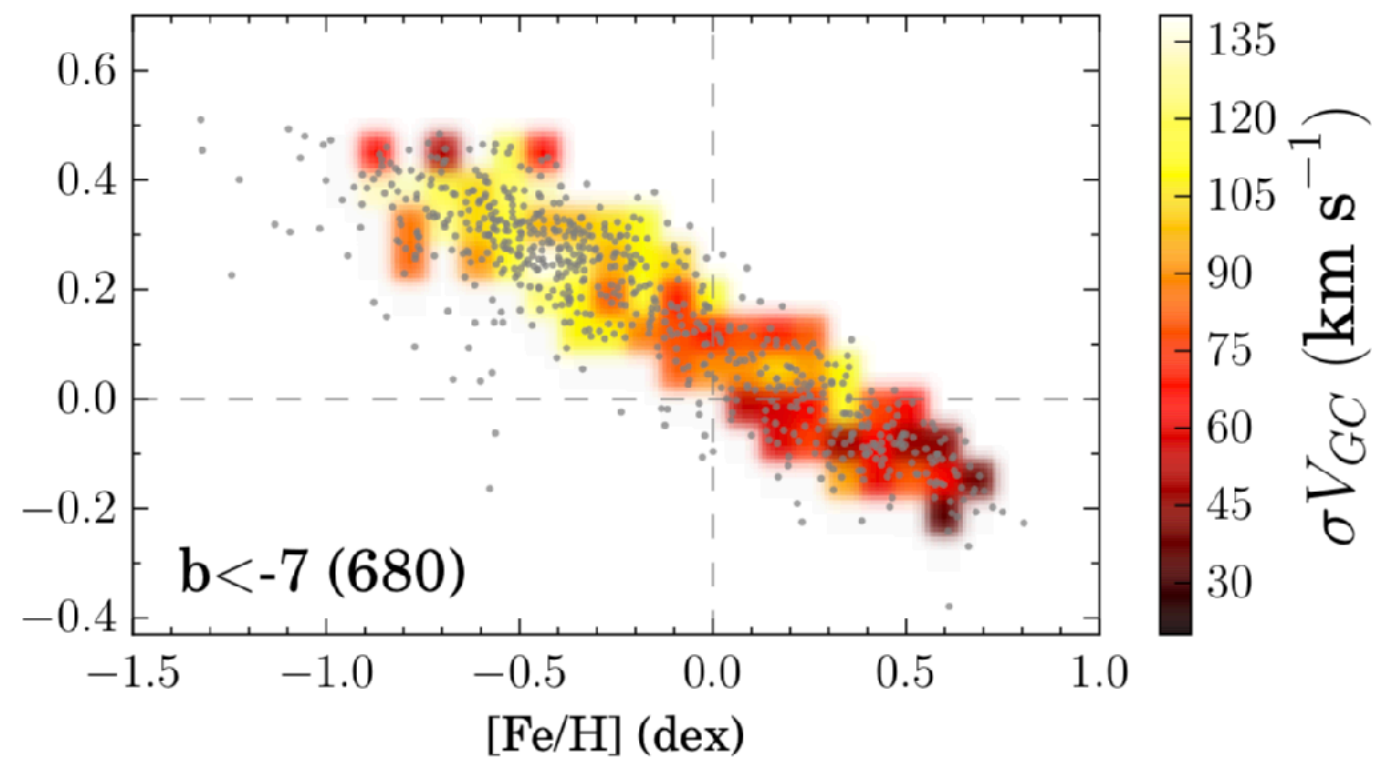
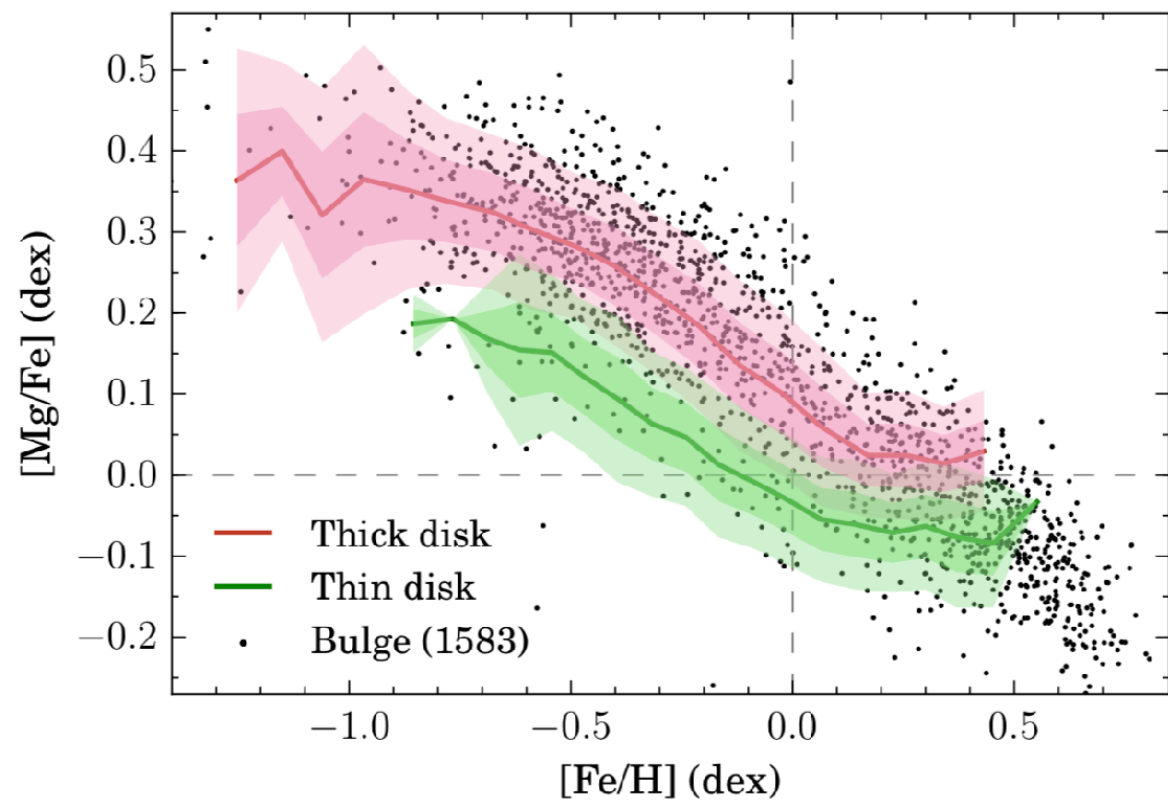


Fig. 16. Bulge sample (black dots), mean trend (solid lines), and 1σ and 2σ dispersion bands (shaded areas) for the thin (green) and thick (red) disk profiles in the $[Mg/Fe]$ vs. $[Fe/H]$ plane.





Implicações

- ❖ Halo se formou em escala de tempo curta
- ❖ Disco se formou em escala de tempo mais longa
- ❖ A metalicidade e abundância de elementos α do disco espesso indica que ele se formou rápido (em 1 — 2 Gyr) e cedo (cerca de 8 — 10 Gyr atrás).
- ❖ O disco fino parece estar formando estrelas continuamente ao longo da história da Galáxia
- ❖ Bojo / Barra: parte central do disco espesso ? Multi-populações ? Burst intenso ?

Populações Estelares da Galáxia

	Halos	Discos	Bojo/Barra
Idade	Velha	Jovem (disco fino) à velha (disco espesso)	Velha (bojo clássico) e intermediária (barra)
[Fe/H]	Baixa. Não há indicação clara de gradientes.	Intermediário a alta. Há gradiente (metallicidade cai com raio galáctico).	Intermediário a alta. Há evidências de gradiente.
Cinemática	Baixa rotação, alta dispersão de velocidades.	Alta rotação, baixa dispersão de velocidades.	Baixa rotação, disp. de velocidades intermediária.
[α /Fe]	Alto	Baixo (disco fino), intermediário (disco espesso)	Alto e/ou intermediário.

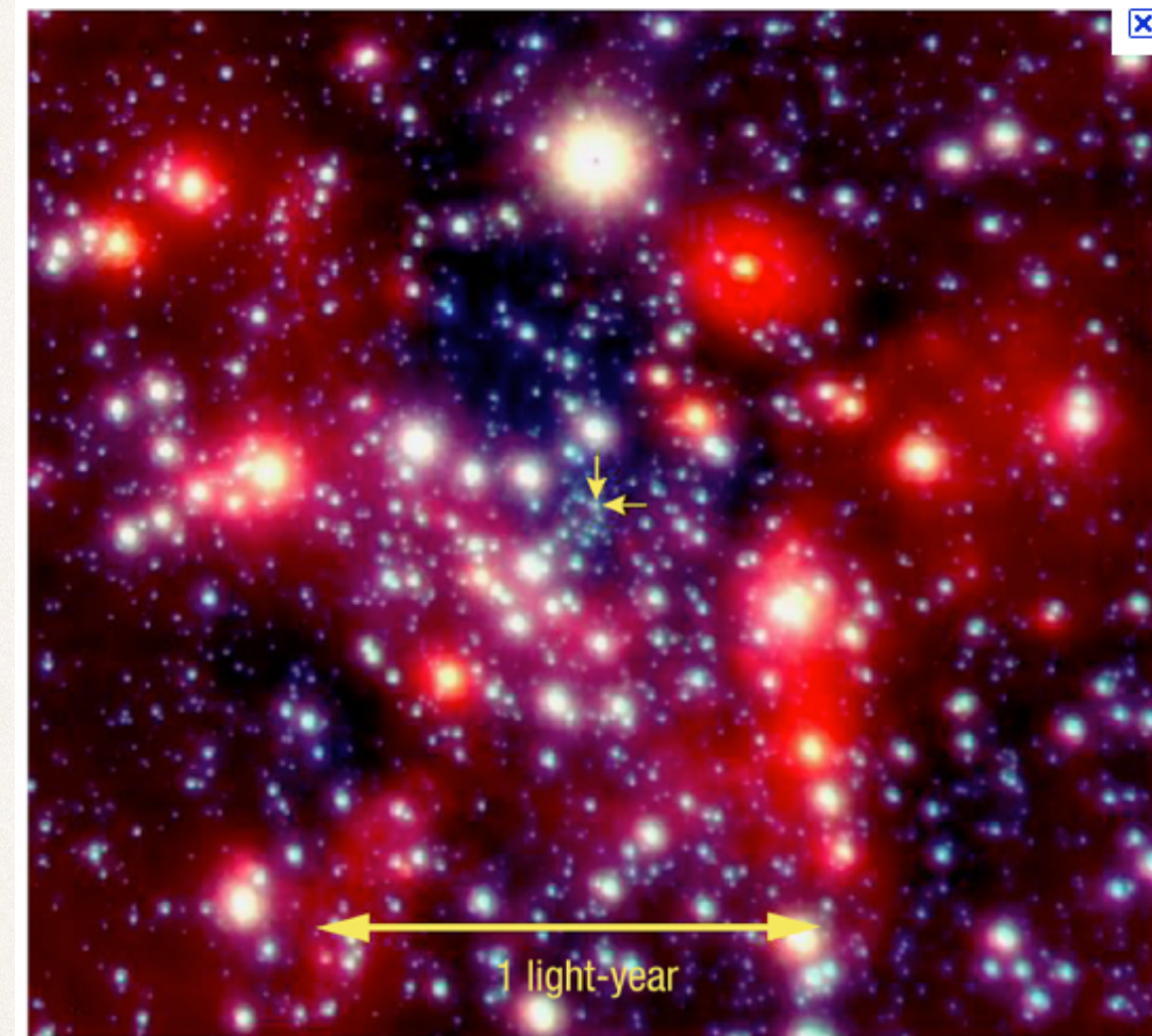
Table 2.1 Scale heights and velocities of gas and stars in the disk and halo

<i>Galactic component</i>	h_z or <i>shape</i>	$\sigma_x = \sigma_R$ (km s ⁻¹)	$\sigma_y = \sigma_\phi$ (km s ⁻¹)	σ_z (km s ⁻¹)	$\langle v_y \rangle$ (km s ⁻¹)	<i>Fraction of local stars</i>
HI gas near the Sun	130 pc		≈ 5	≈ 7	Tiny	
Local CO, H ₂ gas	65 pc		4		Tiny	
Thin disk: $Z > Z_\odot/4$	(Figure 2.9)					90%
$\tau < 3$ Gyr	≈ 280 pc	27	17	13	-10	
$3 < \tau < 6$ Gyr	≈ 300 pc	32	23	19	-12	
$6 < \tau < 10$ Gyr	≈ 350 pc	42	24	21	-19	
$\tau > 10$ Gyr		45	28	23	-30	
Thick disk	0.75–1 kpc					5%–15%
$\tau > 7$ Gyr, $Z < Z_\odot/4$	(Figure 2.9)	68	40	32	-32	
$0.2 \lesssim Z/Z_\odot \lesssim 0.6$		63	39	39	-51	
Halo stars near Sun	$b/a \approx 0.5$ –0.8					$\sim 0.1\%$
$Z \lesssim Z_\odot/50$		140	105	95	-190	
Halo at $R \sim 25$ kpc	Round	100	100	100	-215	

Note: gas velocities are measured looking up out of the disk (σ_z of HI), or at the tangent point (σ_ϕ for HI and CO); velocities for thin-disk stars refer to Figure 2.9. For thick disk and halo, abundance Z , shape, and velocities refer to particular samples of stars. Velocity $\langle v_y \rangle$ is in the direction of Galactic rotation, relative to the *local standard of rest*, a circular orbit at the Sun's radius R_0 , assuming $v_{y,\odot} = 5.2$ km s⁻¹.

Centro galáctico

- ❖ $3 \times 10^7 M_{\odot}$ de estrelas dentro de um raio de $10''$ ou 0.2 pc .
- ❖ O centro da Galáxia contém um torus de nuvens moleculares, com raio de 2 pc e $10^6 M_{\odot}$.
- ❖ Um nuvem molecular gigante, Sagittarius B2, é observada a cerca de 150 pc . A $30\text{--}50 \text{ pc}$ do centro, os aglomerados Quintuplet e Arches clusters são mais luminosos do que $10^6 L_{\odot}$.



The Centre of the Milky Way
(VLT YEPUN + NACO)

ESO PR Photo 23a/02 (9 October 2002)

© European Southern Observatory



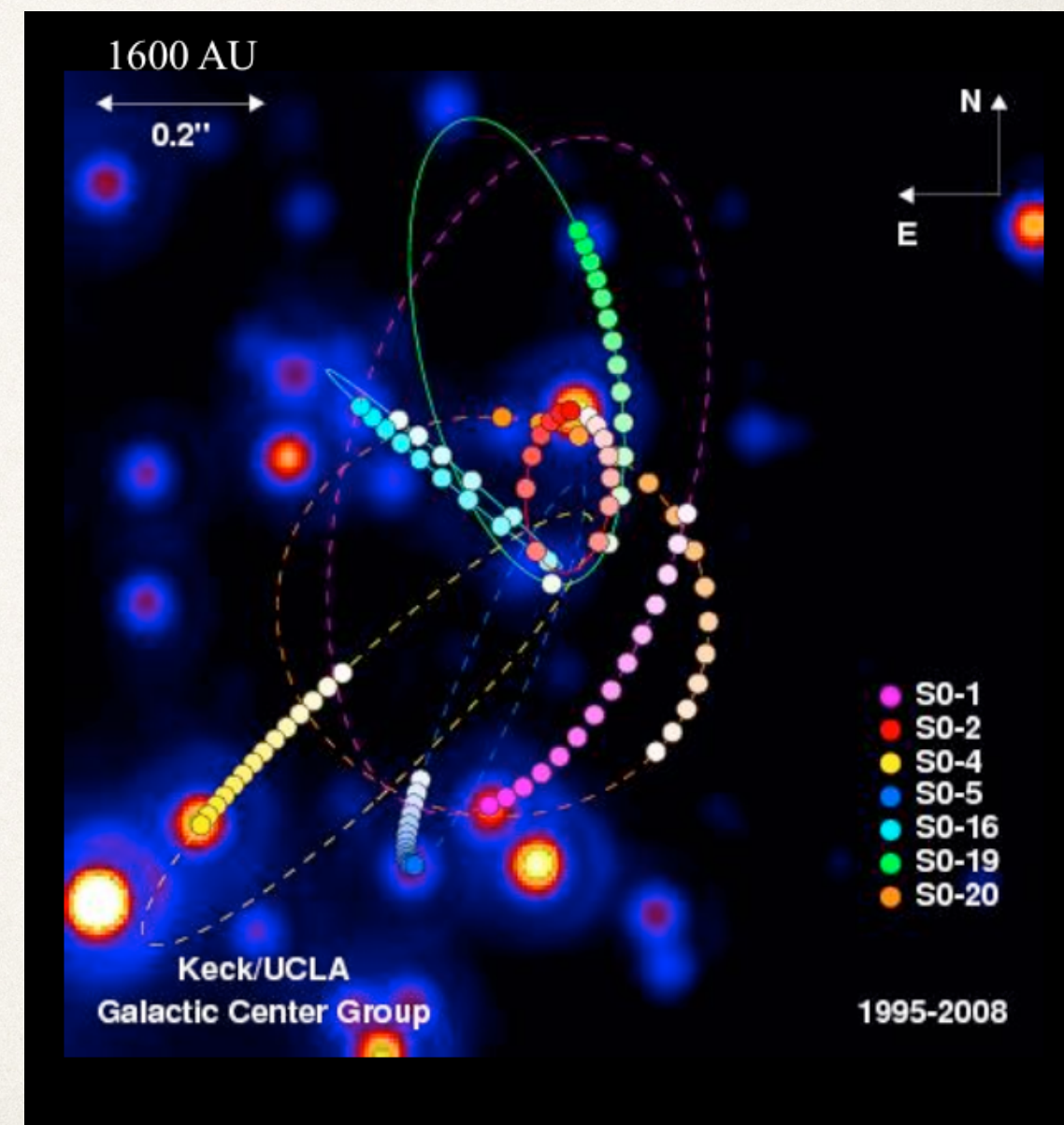
Observando o centro da Galáxia

<https://www.youtube.com/watch?v=JPIEW0fNCDQ>

- ❖ As estrelas mais internas estão a menos de 0.05 pc da fonte de rádio central, Sagittarius A*
- ❖ Buraco negro super-massivo foi estudado observando o movimento das estrelas em torno do centro por mais de uma década (Gues et al. 2008):

$$M = (4.1 \pm 0.6) \times 10^6 M_{Sun}$$

- ❖ Versão pequena das fontes de raio X e rádio observadas em AGNs



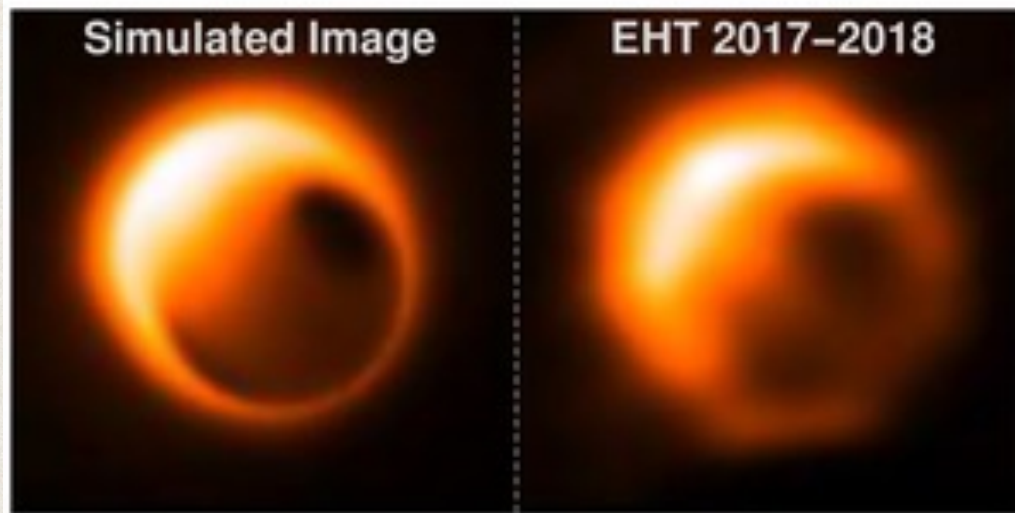
Observando o centro da galáxia

<https://eventhorizontelescope.org>

Media Advisory: First Results from the Event Horizon Telescope to be Presented on April 10th

April 1, 2019

On April 10th 2019, the Event Horizon Telescope (EHT) Collaboration will present its first results in multiple simultaneous press conferences around the world, and many satellite events organized by its stakeholder and affiliated institutions. Press conferences will be held simultaneously in Brussels (in English), Lyngby (in Danish), Santiago (in Spanish), Shanghai (in Mandarin), Tokyo (in Japanese), Taipei (in Mandarin), and Washington D.C. (in English), starting at 13:00 Universal Time.



Imaging a Black Hole. At left is a model image for Sgr A* using a semi-analytic accretion flow (Broderick et al. 2011). Light is gravitationally lensed by the black hole to form a distinctive “ring” encircling the black hole’s “shadow” (Falcke et al. 2000). The ring diameter is ~ 5 Schwarzschild radii. The image is bright on the approaching side of the accretion disk and faint on the receding side because of Doppler effects. At right, a sample image shows expected EHT performance in 2017-2018 (Fish, Johnson, et al. 2014).

Crédito:

<http://www.scintillatingastronomy.com/eht/>

