



O HALO DA GALÁXIA

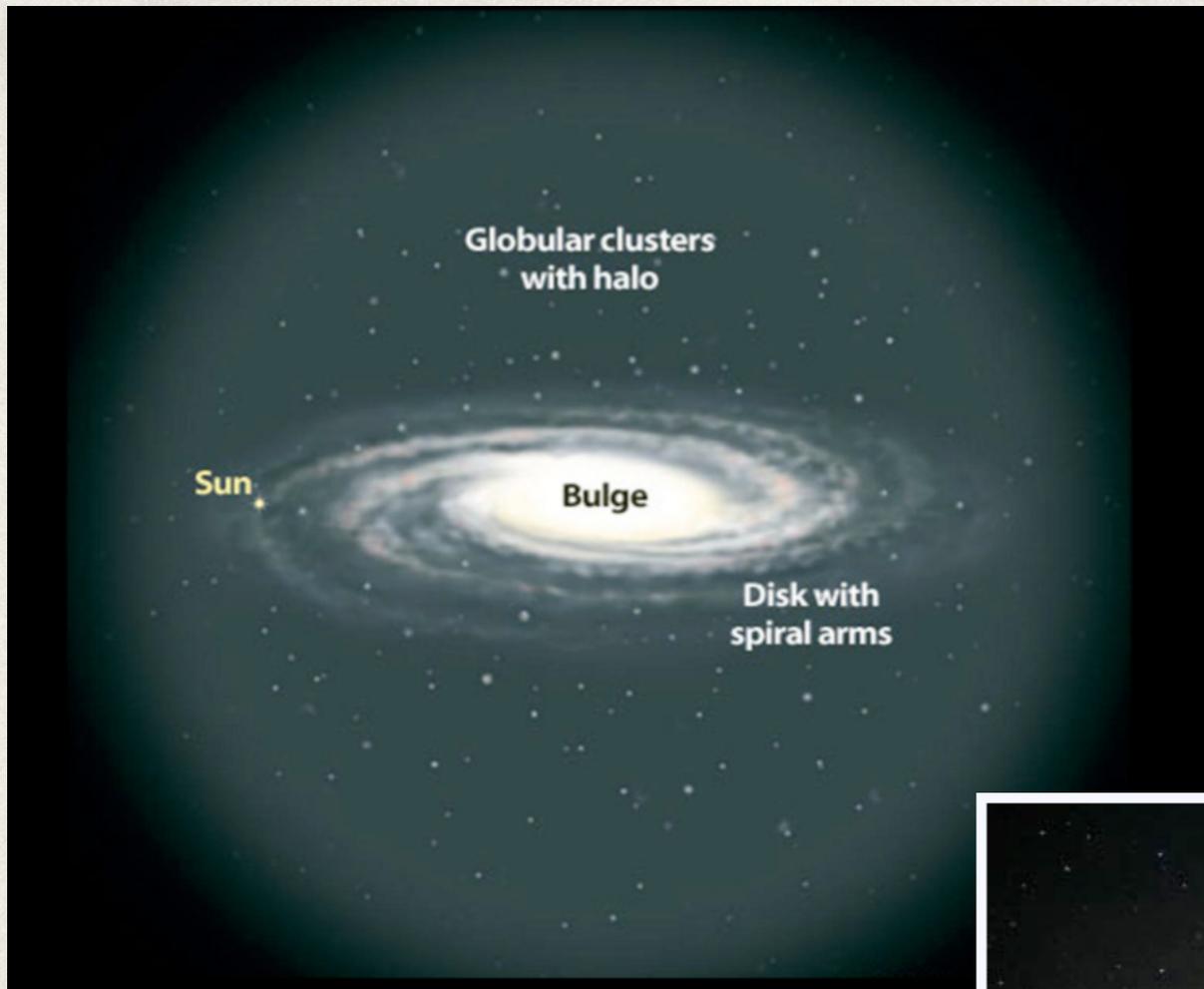
Profa. Paula R. T. Coelho

AGA0299 - Astrofísica Galáctica e Extra-galáctica

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)

Contagem de estrelas: observações vs. modelos

- ❖ Uma estratégia muito útil no mapeamento do halo é estimar as funções de luminosidade e densidade de estrelas nos discos, bojo e halo, e usar **técnicas de Monte Carlo** para calcular quantas estrelas de cada tipo espectral vemos em uma dada posição no céu.
- ❖ **Lab 2 - TRILEGAL**
- ❖ Pode-se iterativamente ajustar as funções de luminosidade para melhor coincidir com o que é observado

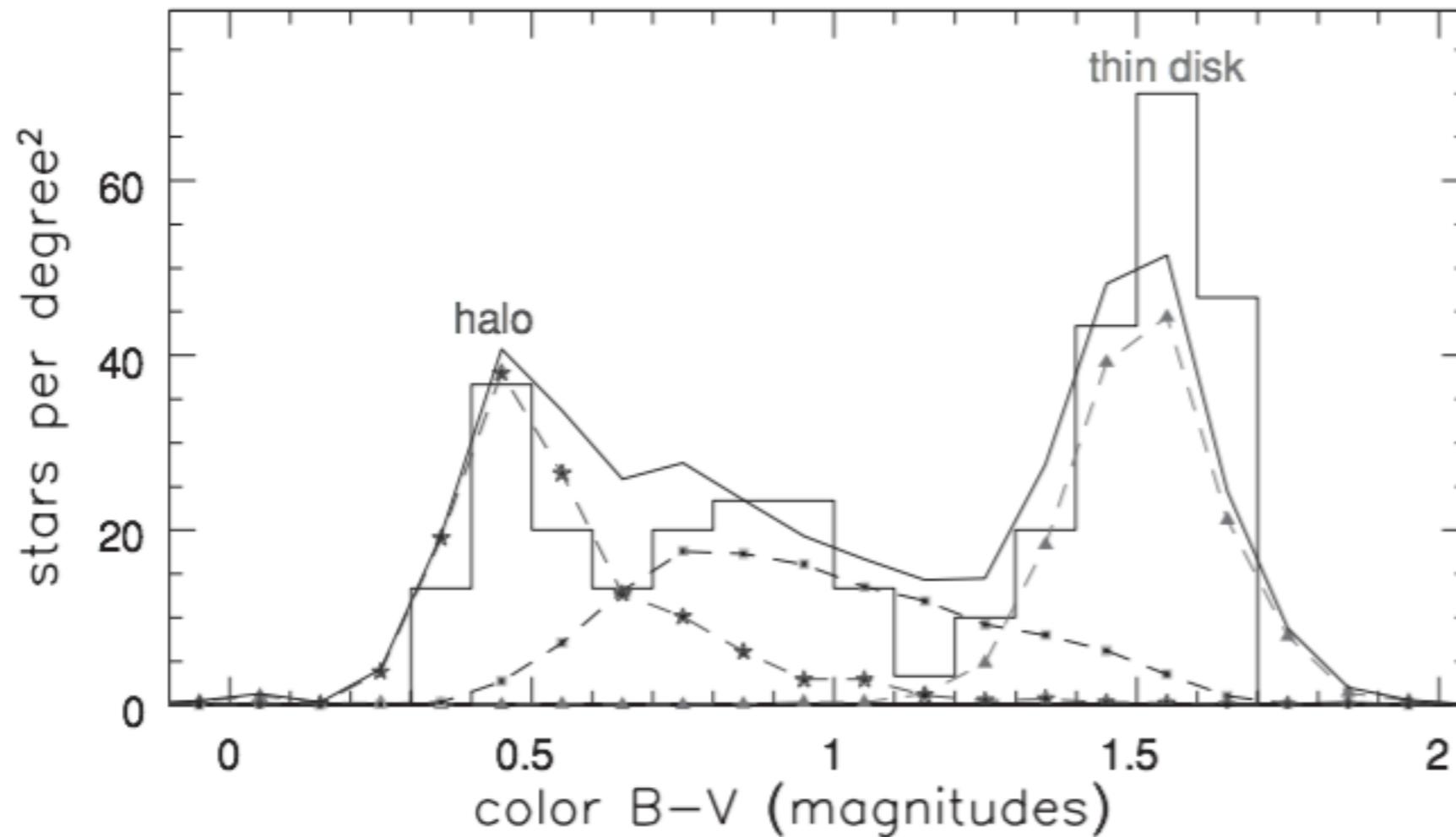
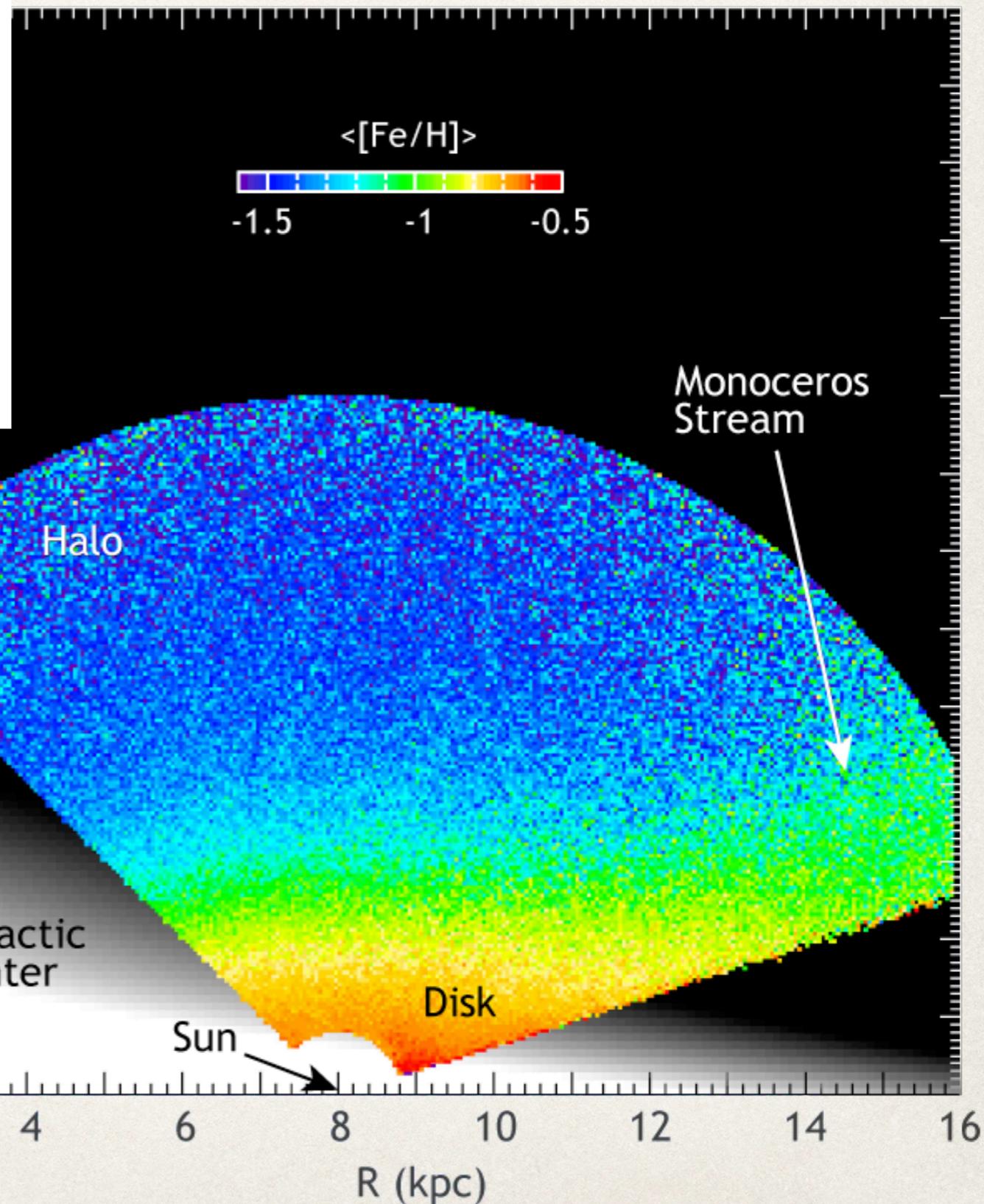
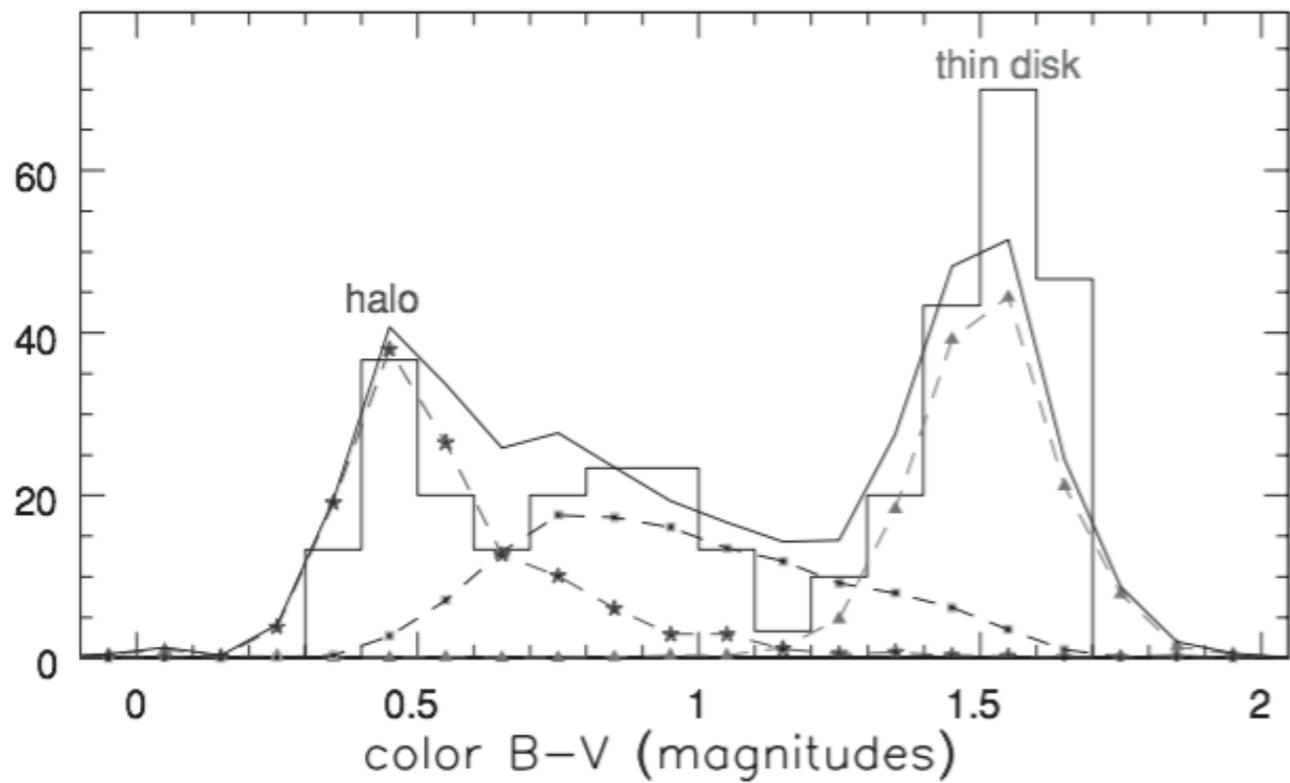


Fig. 2.16. Numbers of stars at each $B - V$ color with apparent V magnitude $19 < m_V < 20$, per square degree near the north Galactic pole. The solid line shows the prediction of a model: thin-disk stars (triangles) are red, halo stars (stars) are blue, and thick-disk stars (squares) have intermediate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

Contagem de estrelas: observações vs. modelos



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

Aglomerados globulares da Galáxia

- ❖ Maior parte das estrelas reside em AGs, sistemas estelares que contém de 10^4 a 10^6 estrelas. Maiores valores de dispersão de velocidade σ do que os aglomerados abertos.
- ❖ Há cerca 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 pc, 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 $t > \sim 10$ Gyr (mas pode ser diferente em outras galáxias!! LMC, SMC, M31...)

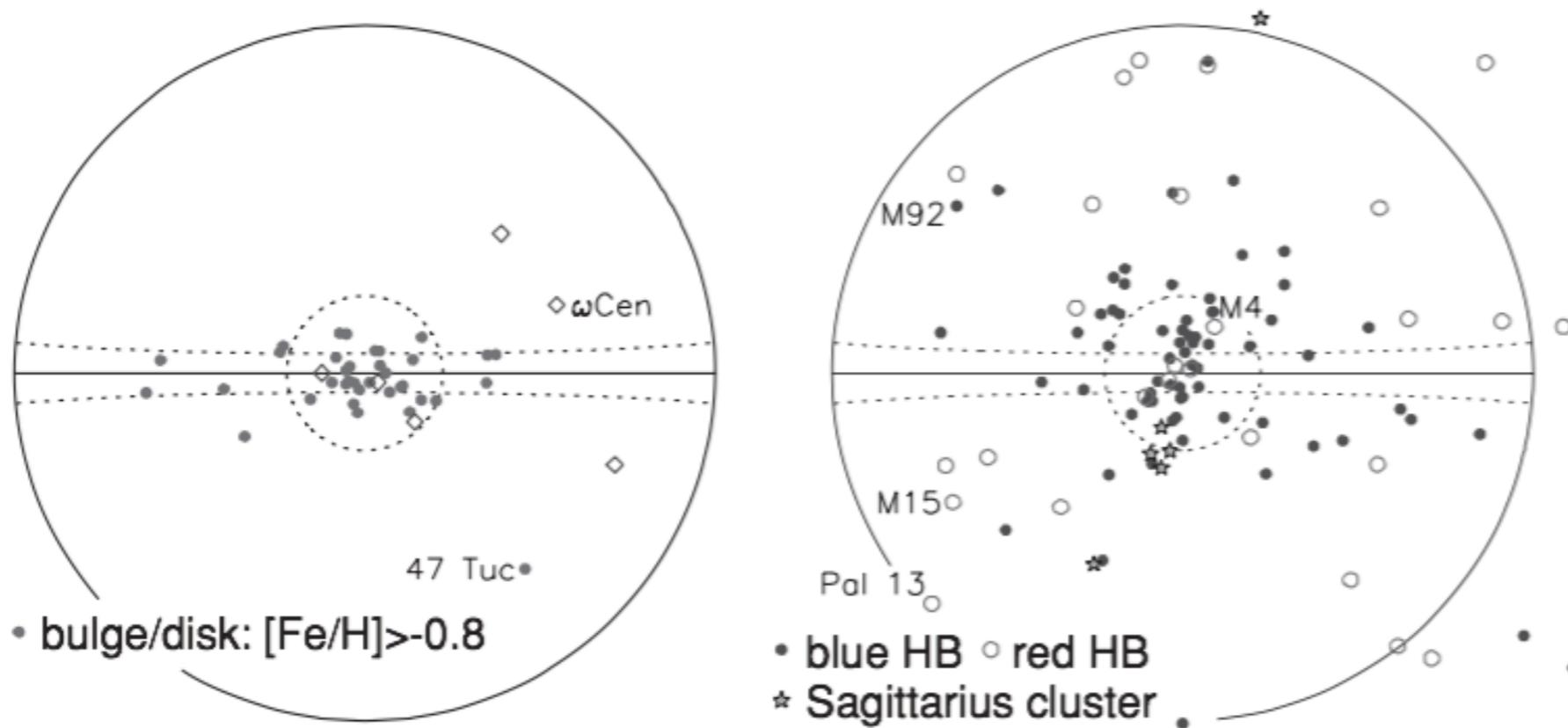


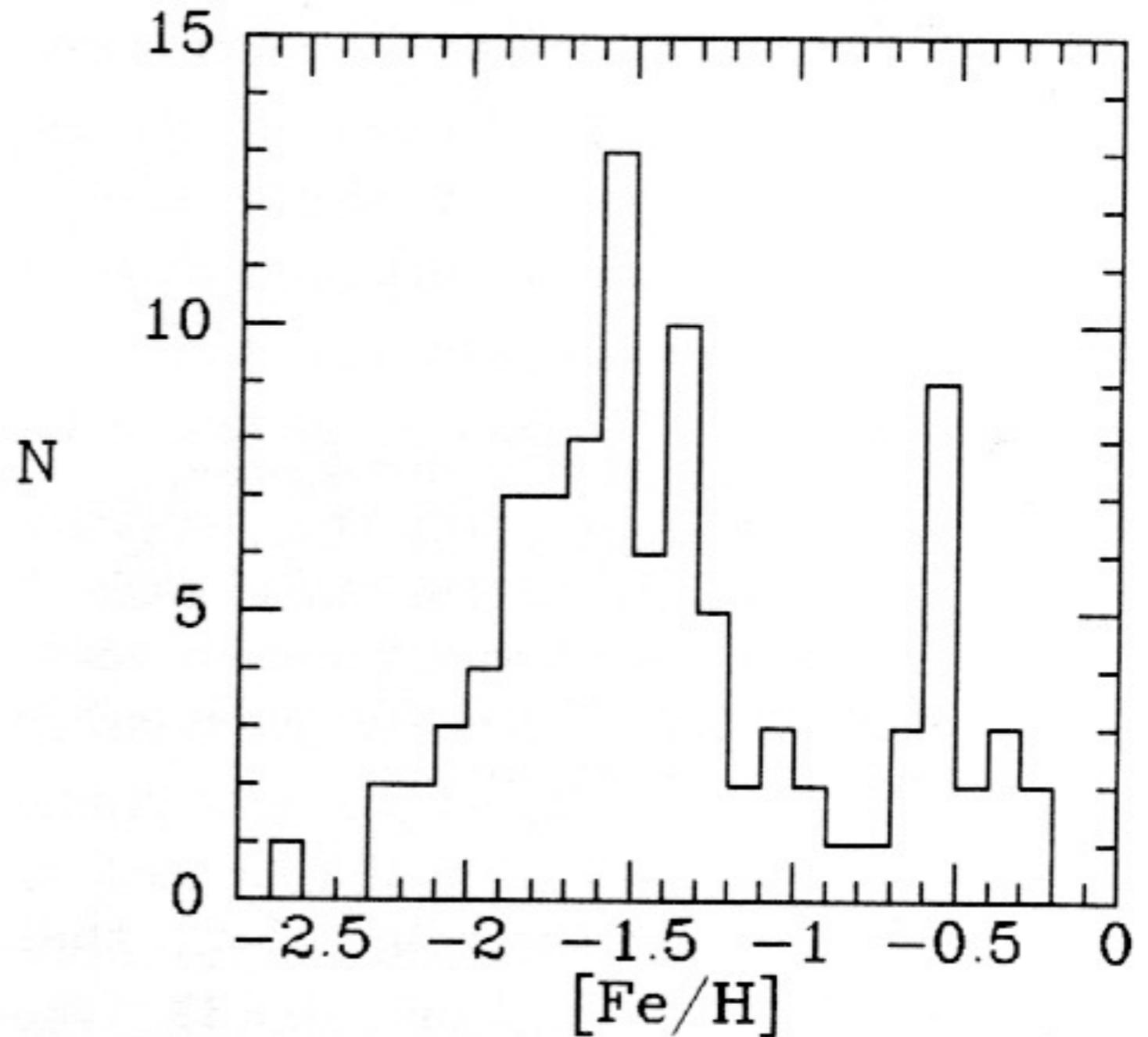
Fig. 2.15. Left, positions on the sky of the Milky Way's metal-rich 'disk' globular clusters (filled dots), and unusual objects, perhaps remnants of disrupted dwarf galaxies (open diamonds). Right, metal-poor clusters with $[Fe/H] < -0.8$. Those of the Sagittarius dwarf (stars) fall in a great circle 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

As órbitas dos AGs pobres em metais não tem uma rotação ordenada em torno do centro galáctico, mas os AGs ricos tem.

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)

Distâncias a aglomerados globulares

- ❖ Desde que os dados de Gaia DR2 foram publicados, podemos medir distâncias a AGs por paralaxe até ~ 4 kpc de distância.
- ❖ ~~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 $L \approx 50L_{\odot}$.
- ❖ 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?

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

<i>Cluster</i>		d (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.

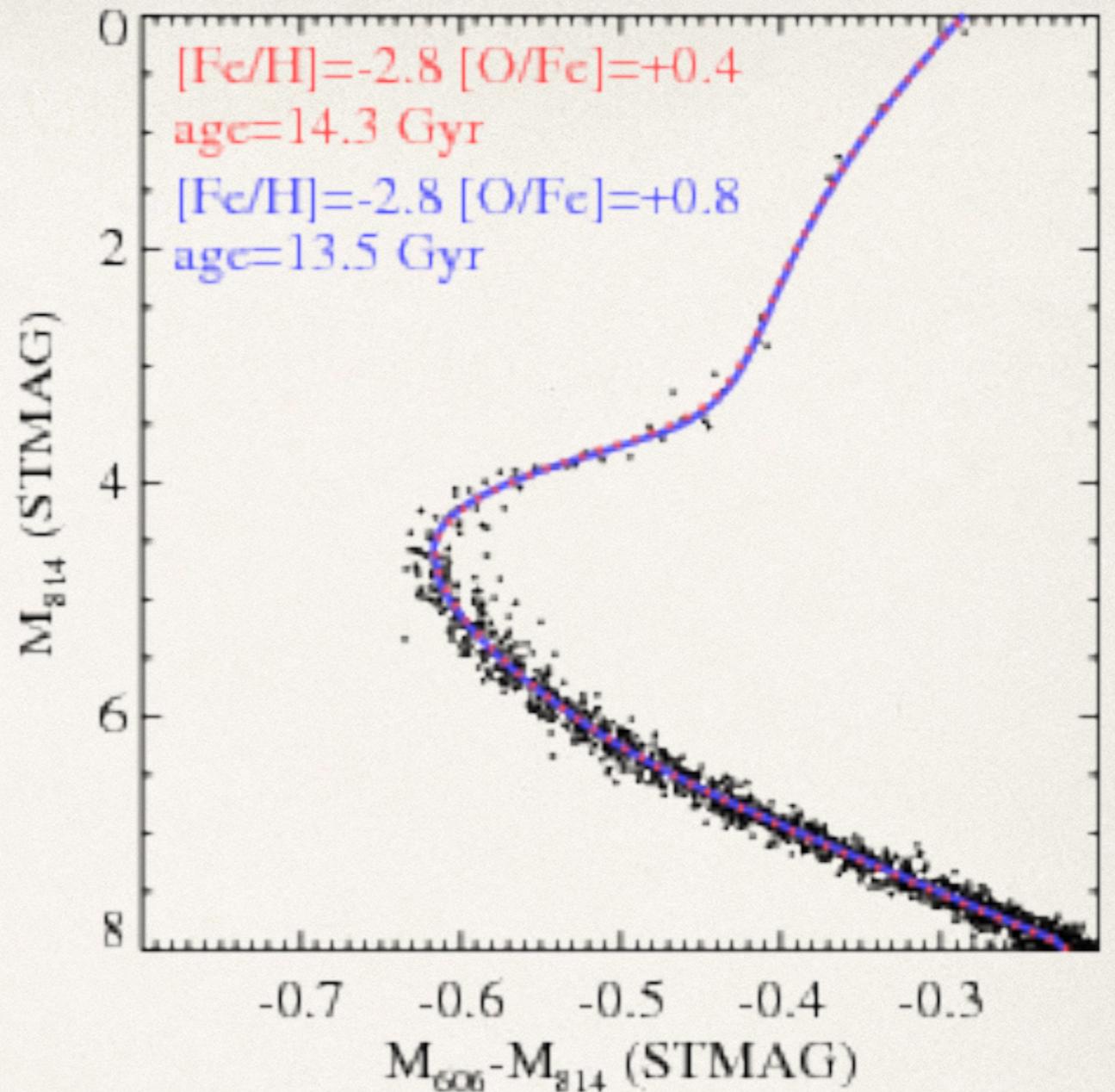
Aglomerados Globulares

Revisando:

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

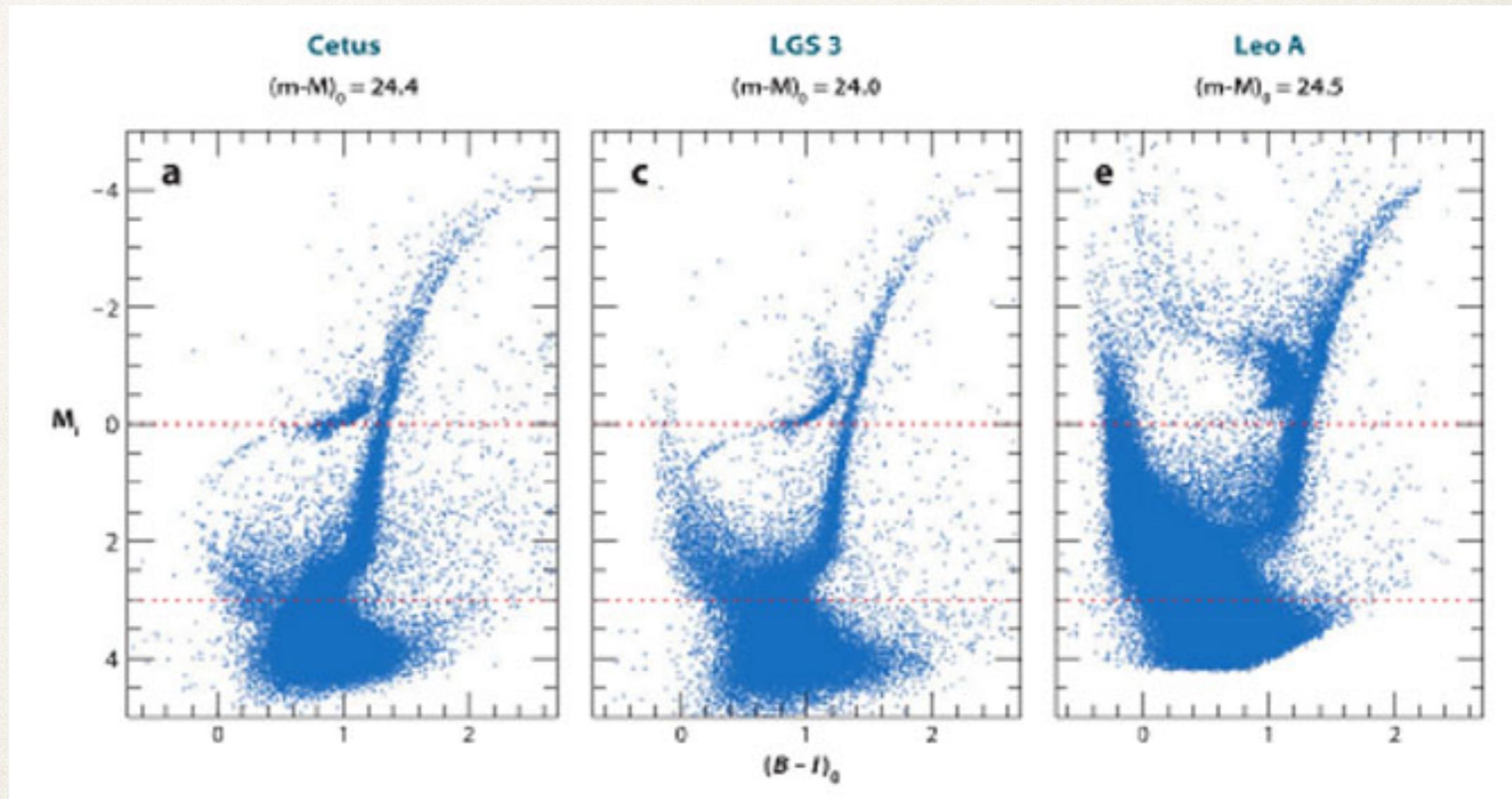


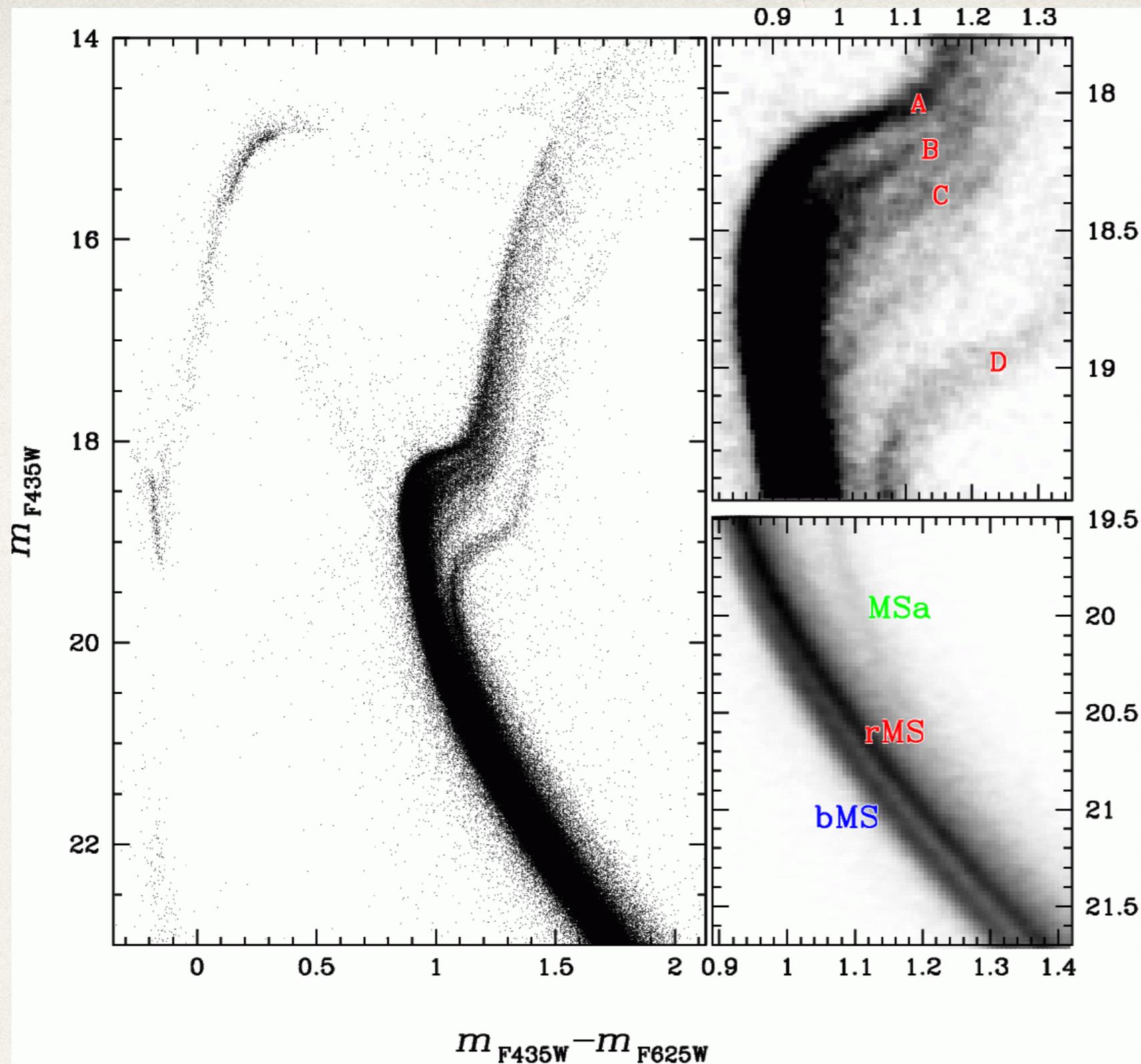
A hypothetical CMD for a simple stellar population (black points), with photometric errors of 0.01~mag in each band. At a fixed metallicity ($[Fe/H] \sim -2.8$), the CMD can be fit by a younger isochrone (13.5~Gyr; blue curve) with enhanced oxygen abundance ($[O/Fe] \sim +0.8$) or by an older isochrone (14.3~Gyr; dotted red curve) with the standard oxygen abundance ($[O/Fe] \sim +0.4$) 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).





Aglomerado
globular ou
core de uma
galáxia anã?

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.

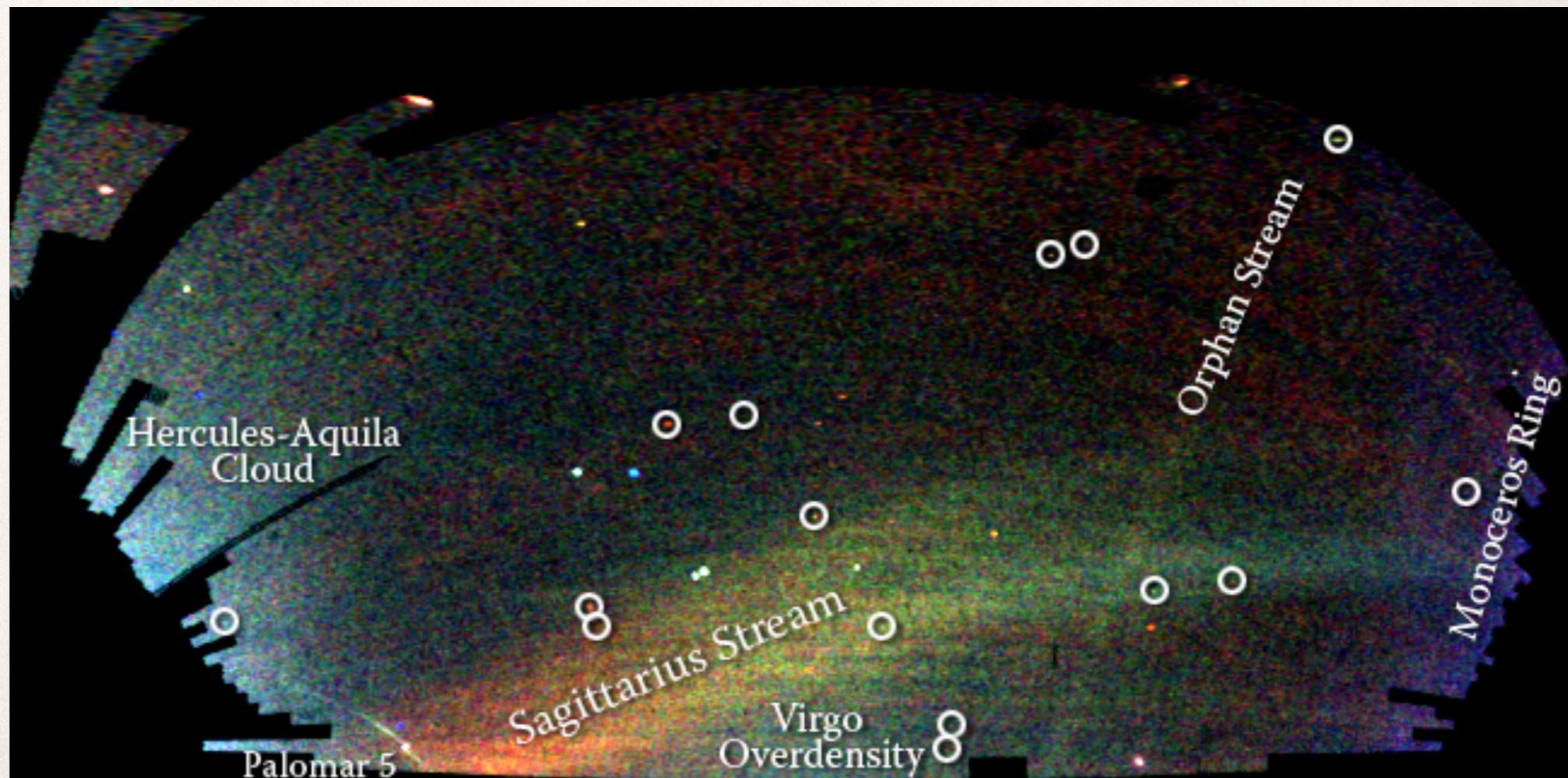
"This phenomenon is observed in **nearly all of the ancient GCs**, although, to date, it has not been found in any massive cluster younger than 2 Gyr. Many scenarios have been suggested to explain this phenomenon, with most invoking multiple epochs of star formation within the cluster; however, all have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

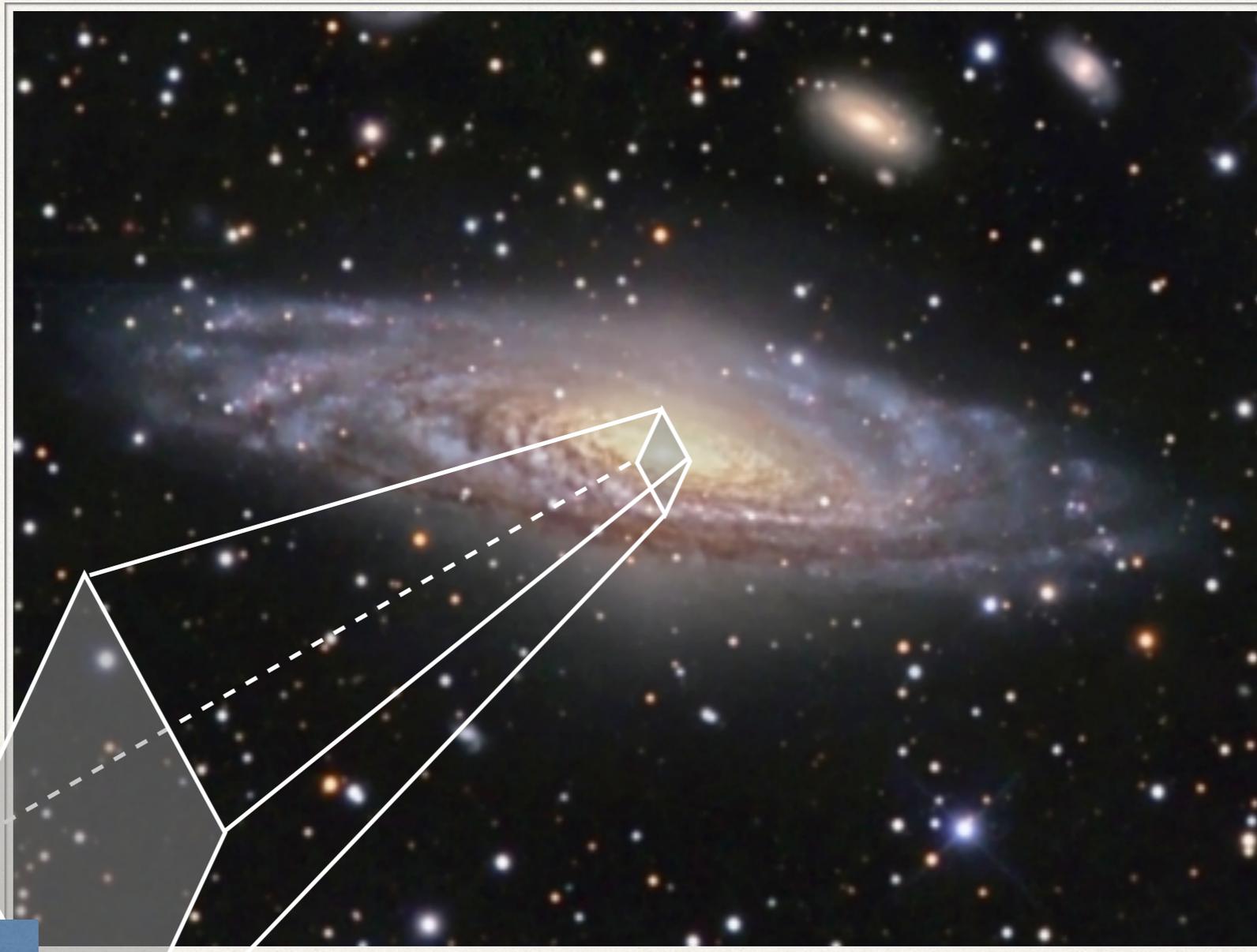
Os dois halos

- ❖ Halo externo, pobre em metais ($[Fe/H]$ 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 ($[Fe/H] = -1.0$ 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)

AS PARTES CENTRAIS DA GALÁXIA

Profa. Paula R. T. Coelho

AGA0299 - Astrofísica Galáctica e Extra-galáctica

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” (ou X-shape) é possivelmente uma barra, de 3 – 4 kpc de extensão; o lado em $l > 0$ parece maior por estar mais próximo de nós.

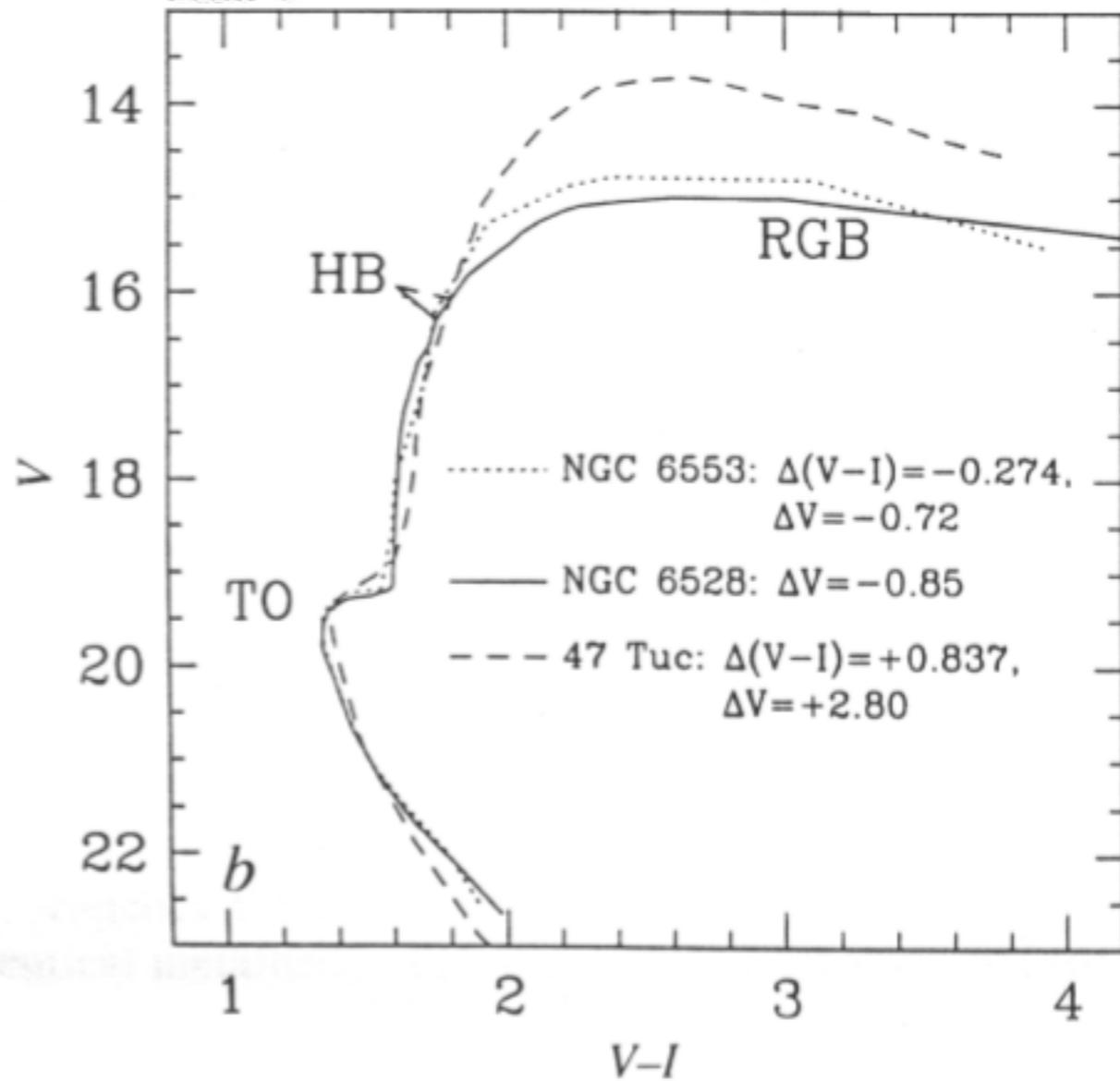
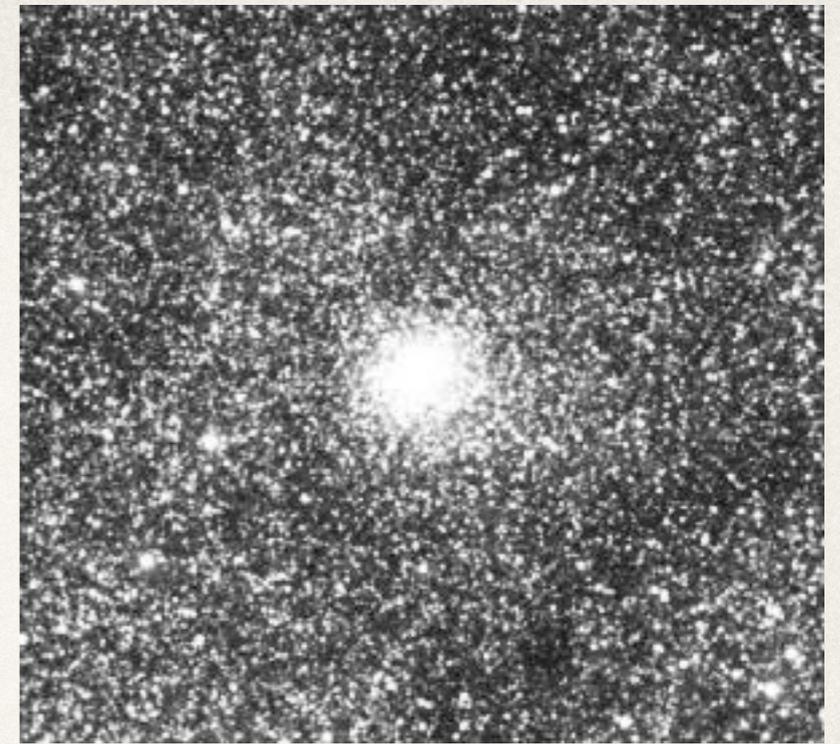
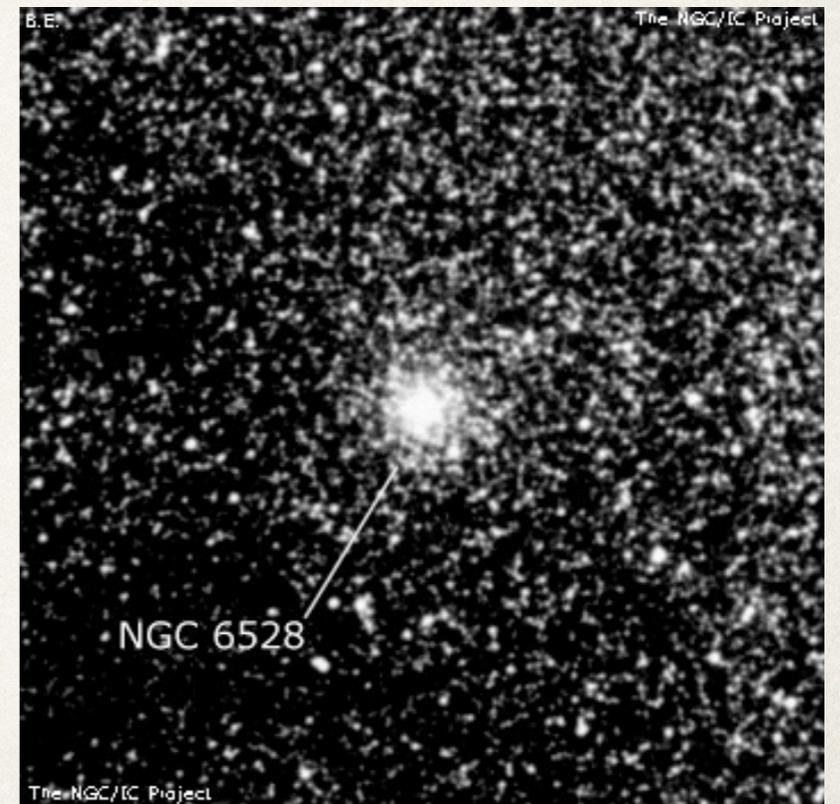


Figura 4: O *locus* médio dos dois aglomerados comparados ao *locus* médio do aglomerado 47 Tuc. O *locus* do NGC 6528 foi deslocado $\Delta V = -0.85$ para coincidir com o do NGC 6553, de modo a obter-se ao mesmo tempo o menor avermelhamento e distância (NGC 6528 e NGC 6553 respectivamente). O módulo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

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



NGC 6553



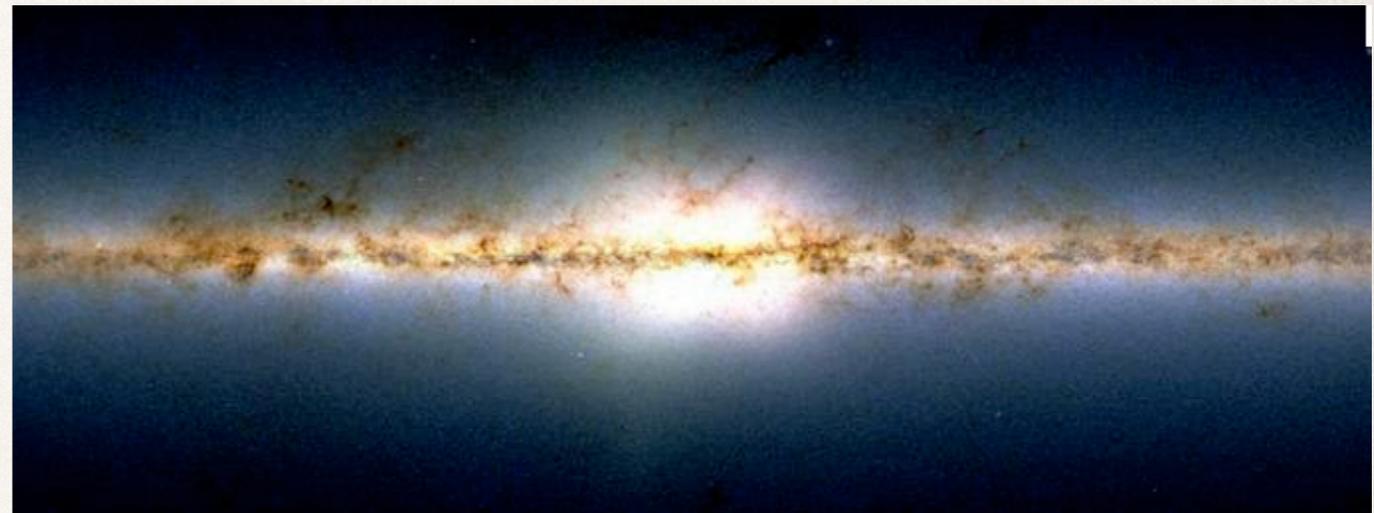
NGC 6528

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

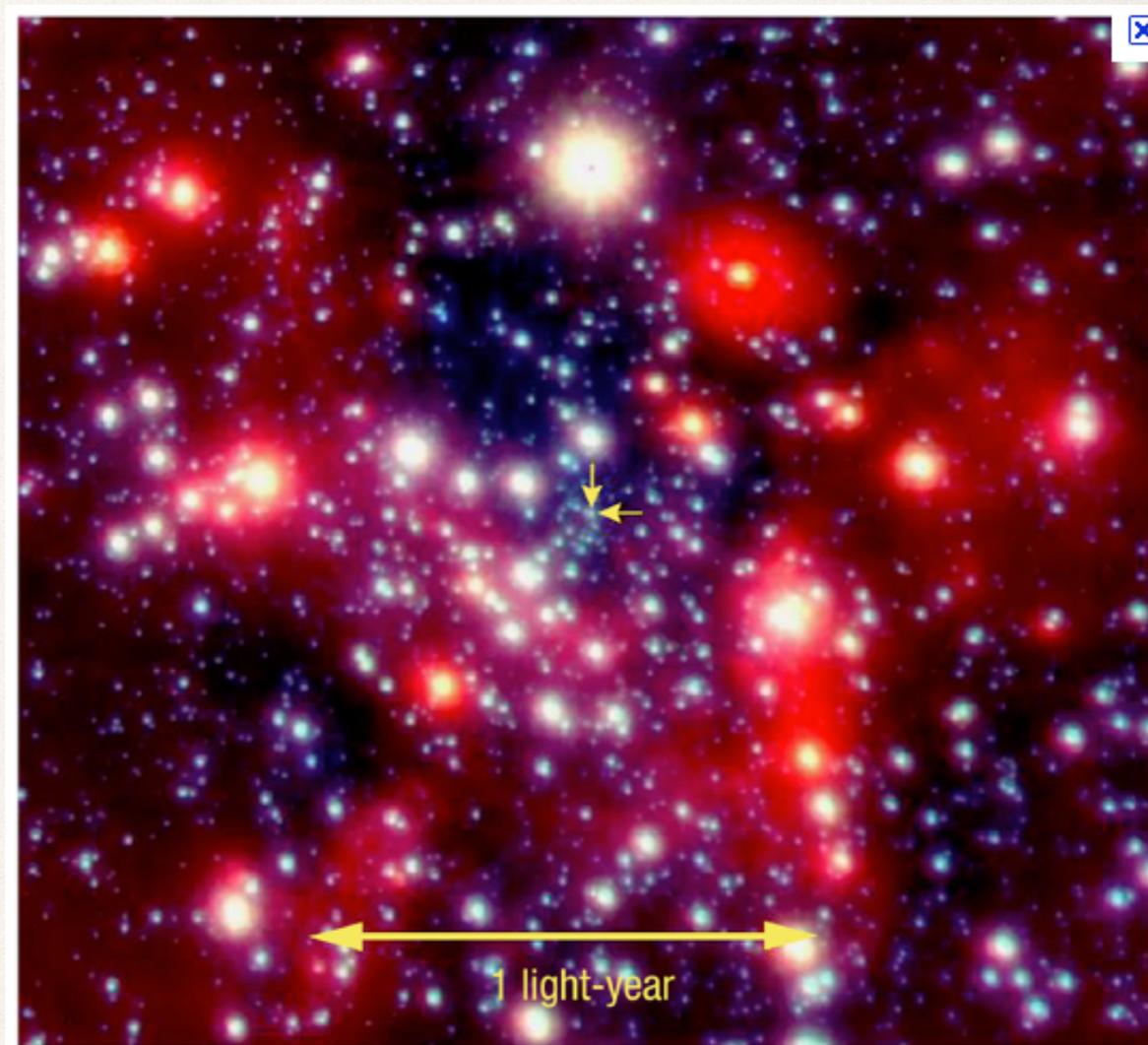
- ❖ Historicamente acreditava-se que havia apenas um bojo (bojo clássico) e mais recentemente descobriu-se que há uma barra também (pseudo-bojo?)
- ❖ Na classificação de Hubble, provavelmente habitamos uma galáxia Sbc galaxy, que não é tão fortemente barrada para ser classificada como SBbc or SBc; alguns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

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

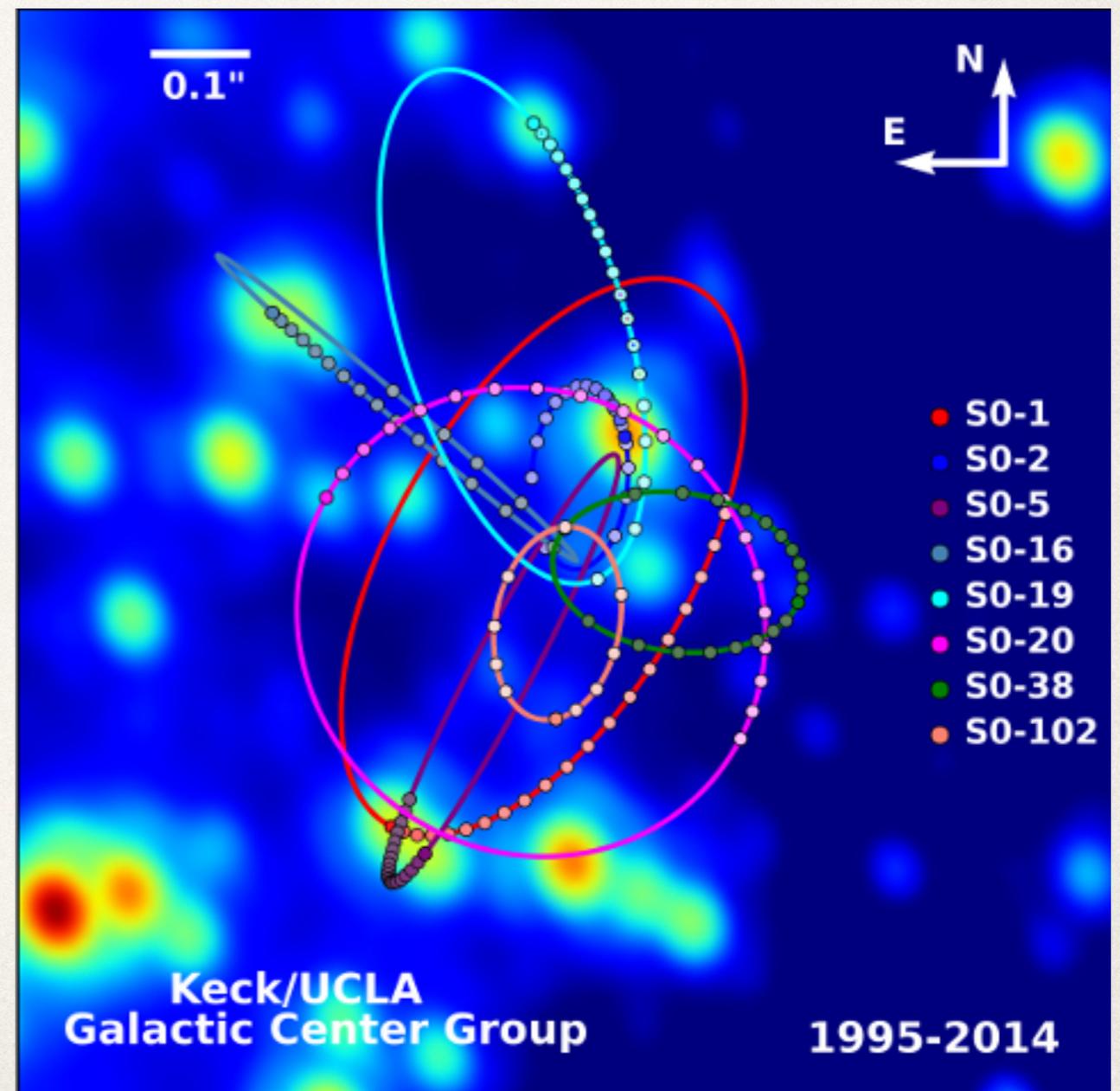
<http://www.astro.ucla.edu/~ghezgroup/gc/blackhole.html>

<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



Em resumo, as componentes da Galáxia...

- ❖ Discos: fino e espesso
- ❖ Halo estelar: interno e externo, e duas famílias de aglomerados globulares
- ❖ O paradigma hoje para AGs: multi-populações
- ❖ Partes centrais: bojo clássico, barra / pseudo-bojo, um buraco negro super-massivo (e possivelmente uma AGN fraca)

Populações Estelares da Galáxia

	Halos	Discos	Bojo(s)/Barra
Idade	Velha	Jovem (disco fino) à velha (disco espesso)	Velha (bojo clássico) e intermediária (barra)
[Fe/H]	Bimodal de baixa metalicidade. Pouca evidência de gradientes.	Intermediário a alta. Há gradiente (metalicidade 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)	Baixo a alto.

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 ?

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					~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 $v_{y,\odot} = 5.2 \text{ km s}^{-1}$.

Uma breve história da formação do bojo através de suas abundâncias químicas

Profa. Paula R. T. Coelho

AGA0299 - Astrofísica Galáctica e Extra-galáctica

Discussões sobre a natureza química do bojo

Zoccali et al. (2009)

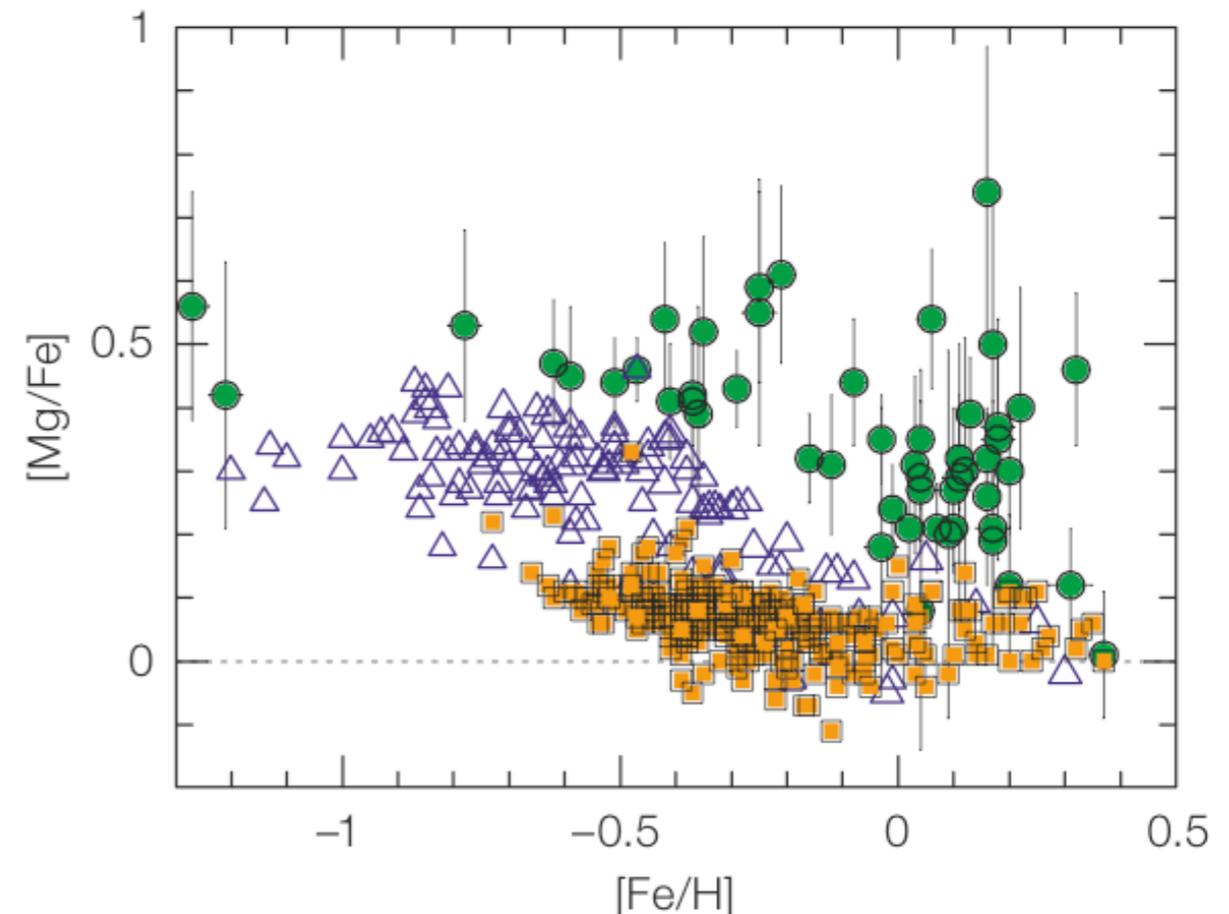
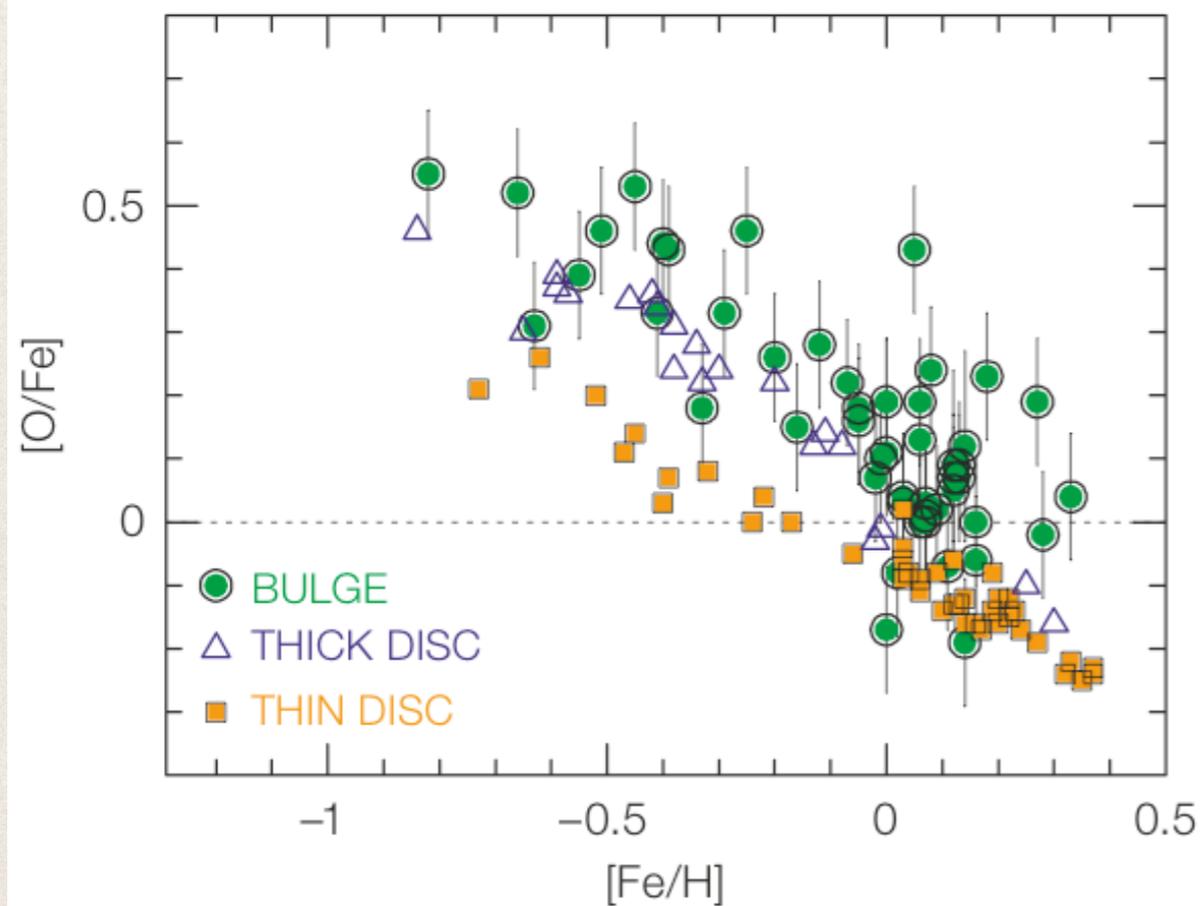
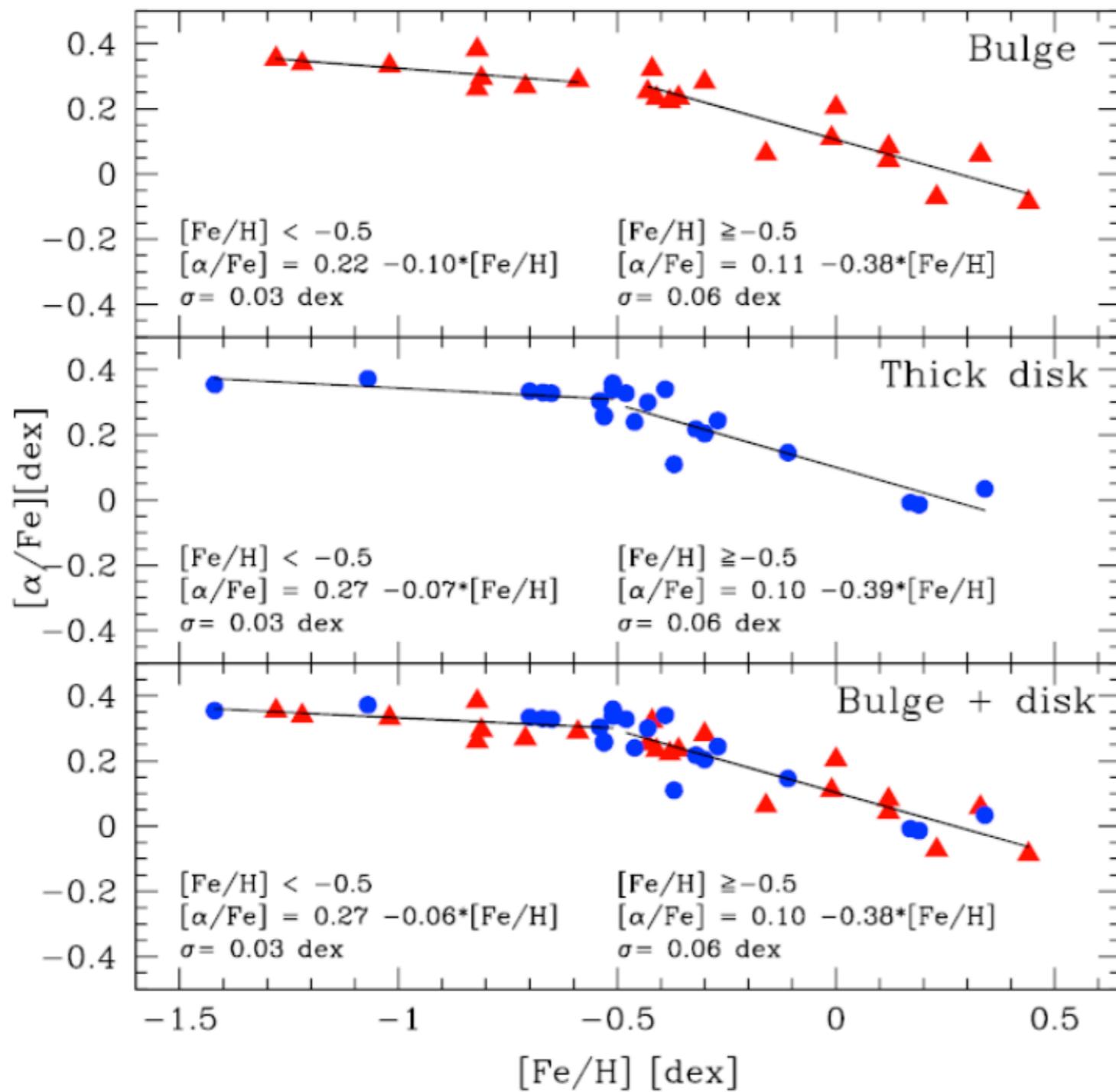


Figure 5. Oxygen to iron (left) and magnesium to iron (right) ratios for Bulge stars, as determined in the present analysis, compared with the same quantities available in the literature for thin and thick disc stars. It is evident that both $[O/Fe]$ and $[Mg/Fe]$ are higher in the Bulge than in the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

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

Mas...



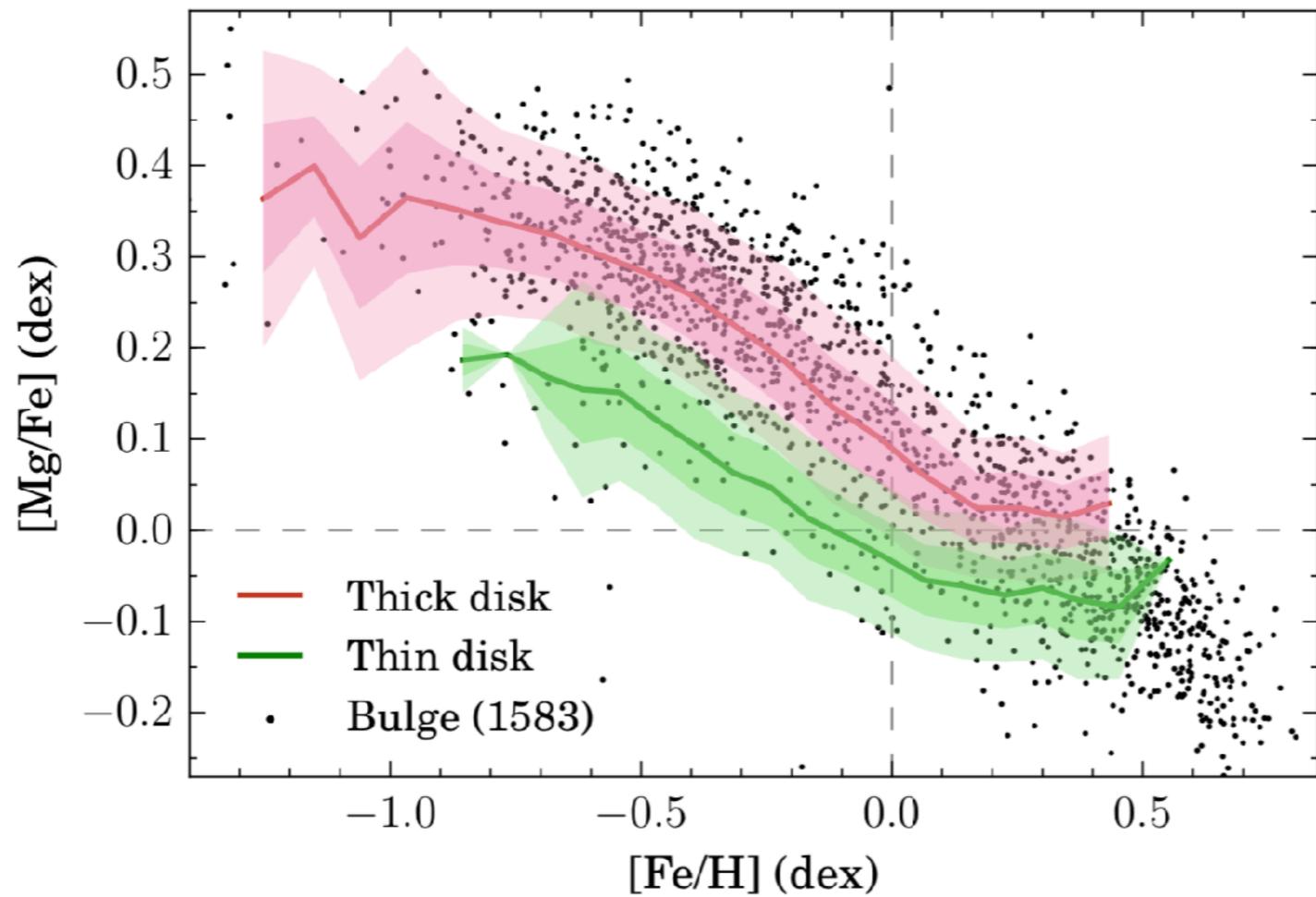
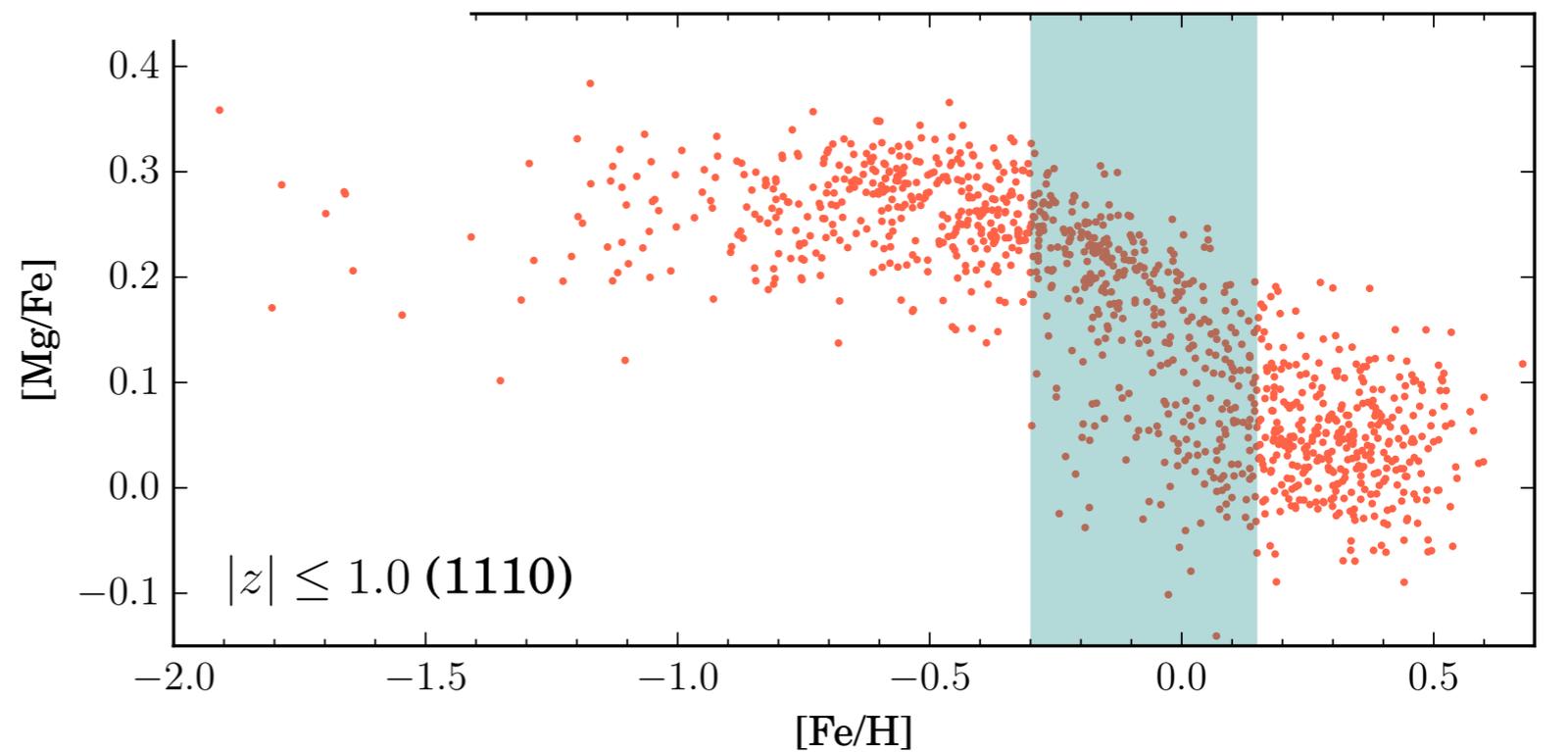
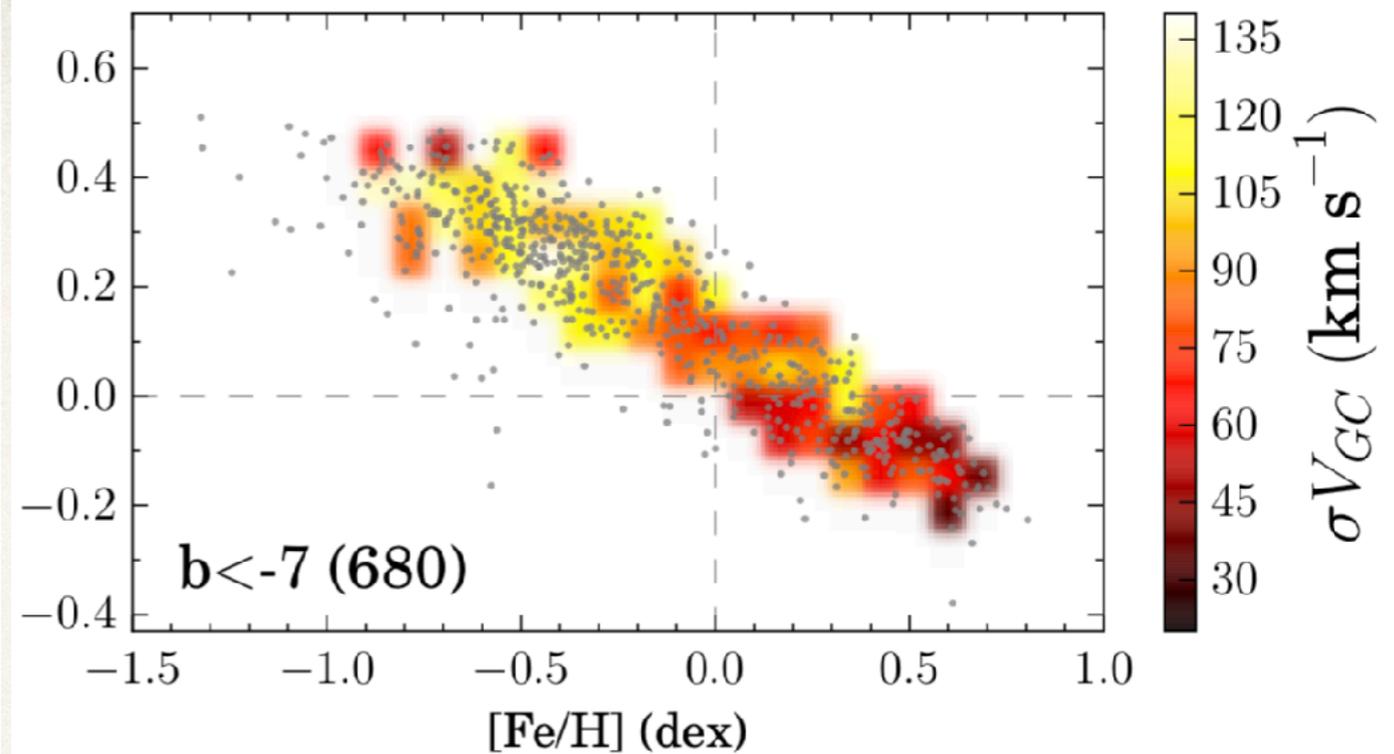
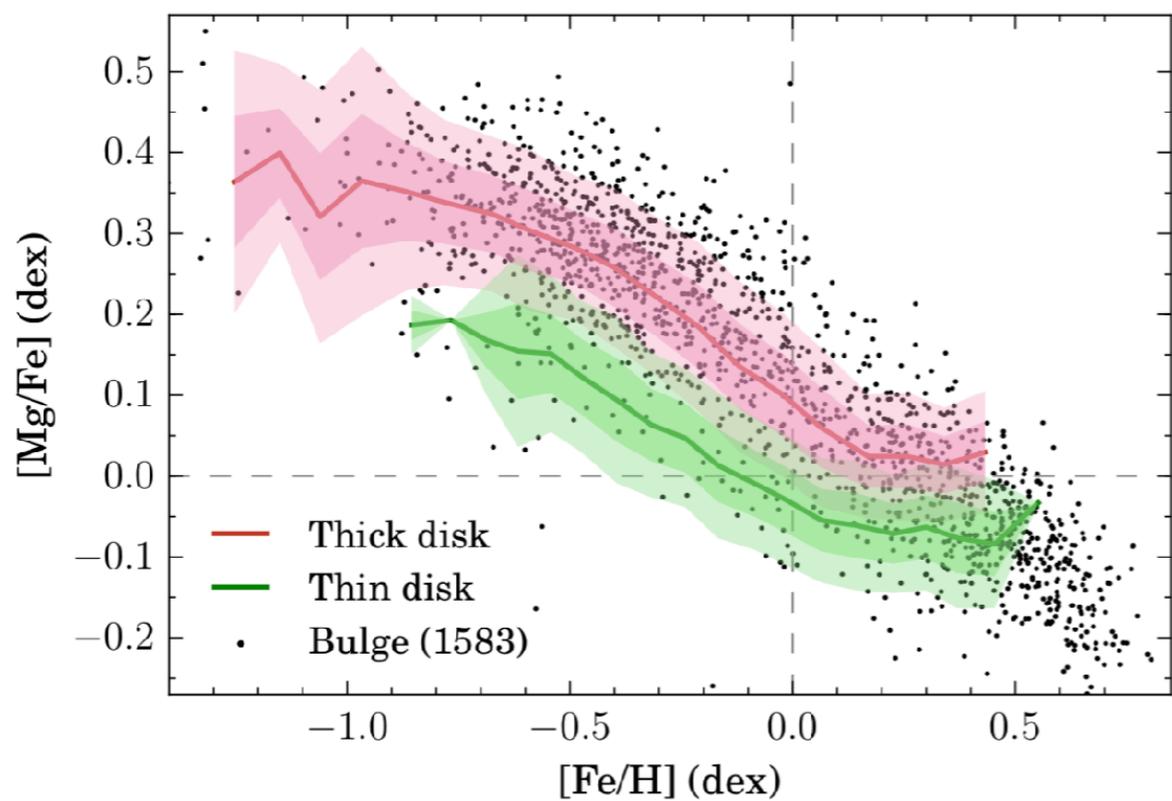


Fig. 16. Bulge sample (black dots), mean trend (solid lines), and 1σ and 2σ dispersion bands (shaded areas) for the thin (green) and thick (red) disk profiles in the $[\text{Mg}/\text{Fe}]$ vs. $[\text{Fe}/\text{H}]$ plane.

Zocalli (priv. comm)
 Zazowski et al. (2017)





Rojas-Arriagada et al. (2018):

- the metal-rich stars exhibit bar-like kinematics
- metal-poor bulge stars have a more isotropic hot kinematics and do not participate in the X-shape bulge
- $[Fe/H]_{\text{knee}} = -0.37 \pm 0.09$, 0.06 dex higher than that of the thick disk. Although this difference is inside the error bars, it suggests a higher star formation rate (SFR) for the bulge than for the thick disk
- a chemical evolution model that suitably fits the whole bulge sequence by assuming a fast (< 1 Gyr) intense burst of stellar formation that takes place at early epochs.