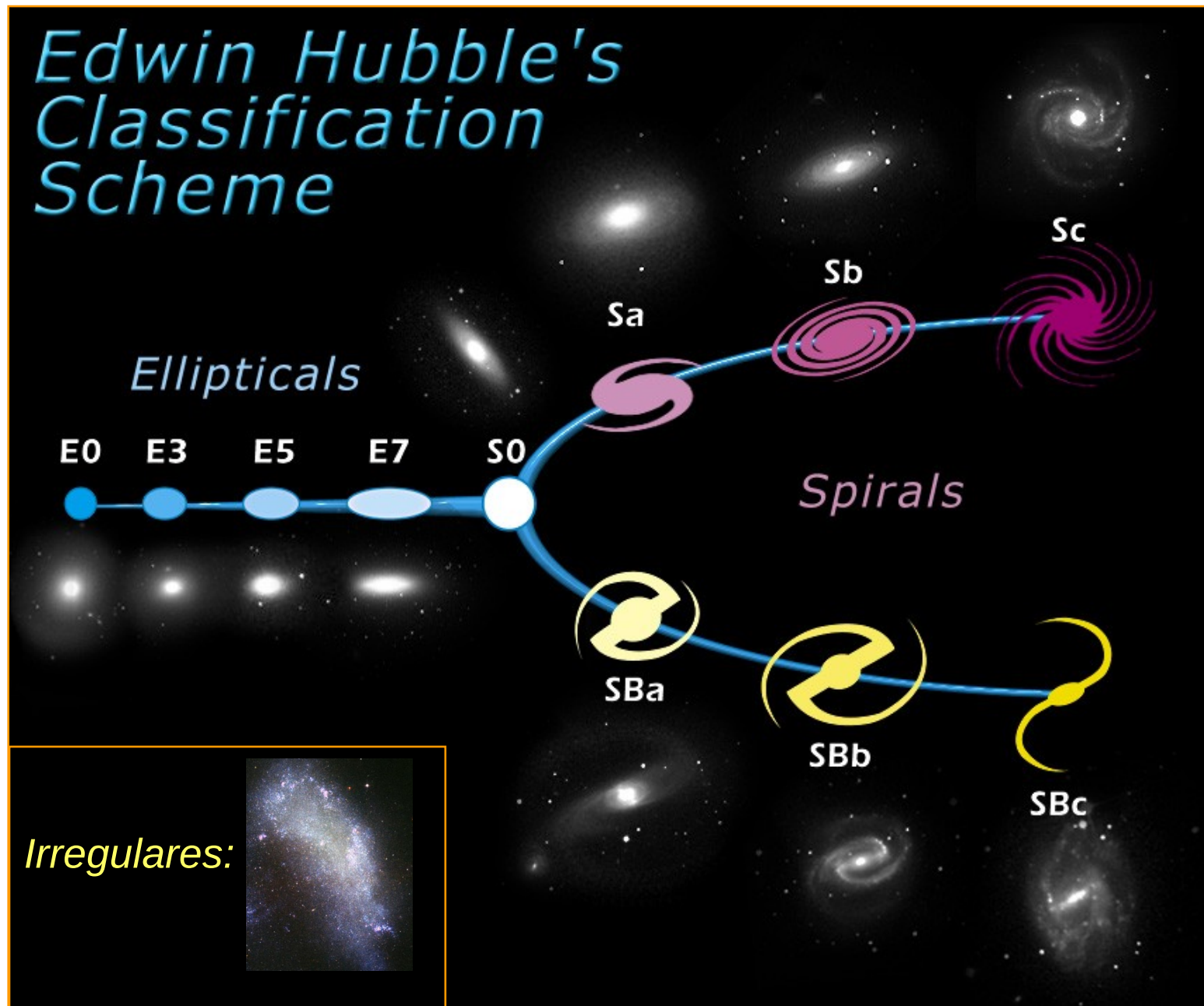


Sistemas Estelares Bol 5a. Nuestra galaxia: Estructura

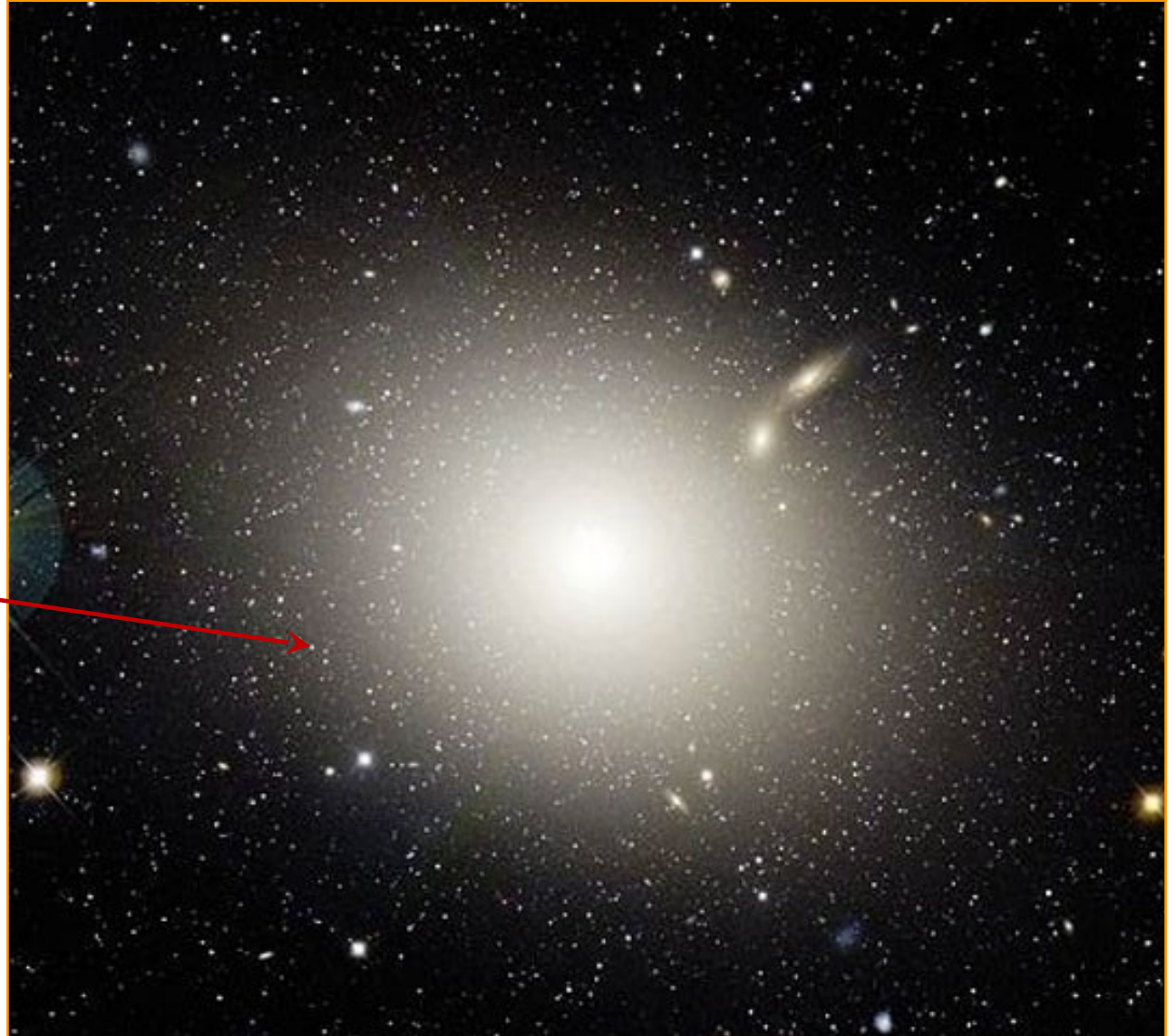


Edwin Hubble's Classification Scheme



Galaxia elíptica gigante M87

Cúmulo globular



Canada-France-Hawaii Telescope, J.-C. Cuillandre (CFHT), Coelum



Distintos tipos de galaxias espirales comparadas con una galaxia irregular (arriba centro)

¿Cuántas galaxias ve?



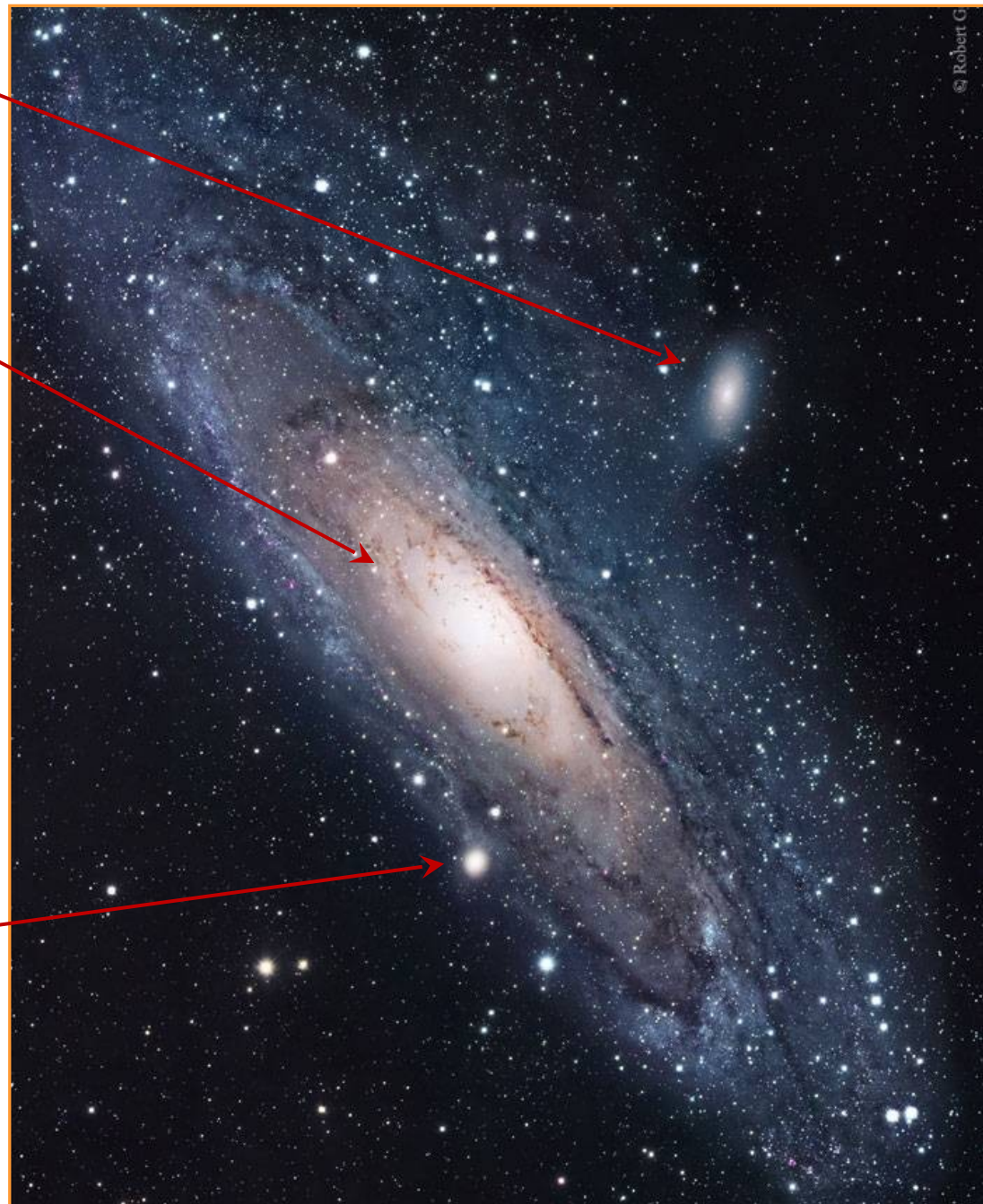
Credit & Copyright: Robert Gendler
(robgendlerastropics.com)

NGC205
(elíptica enana)

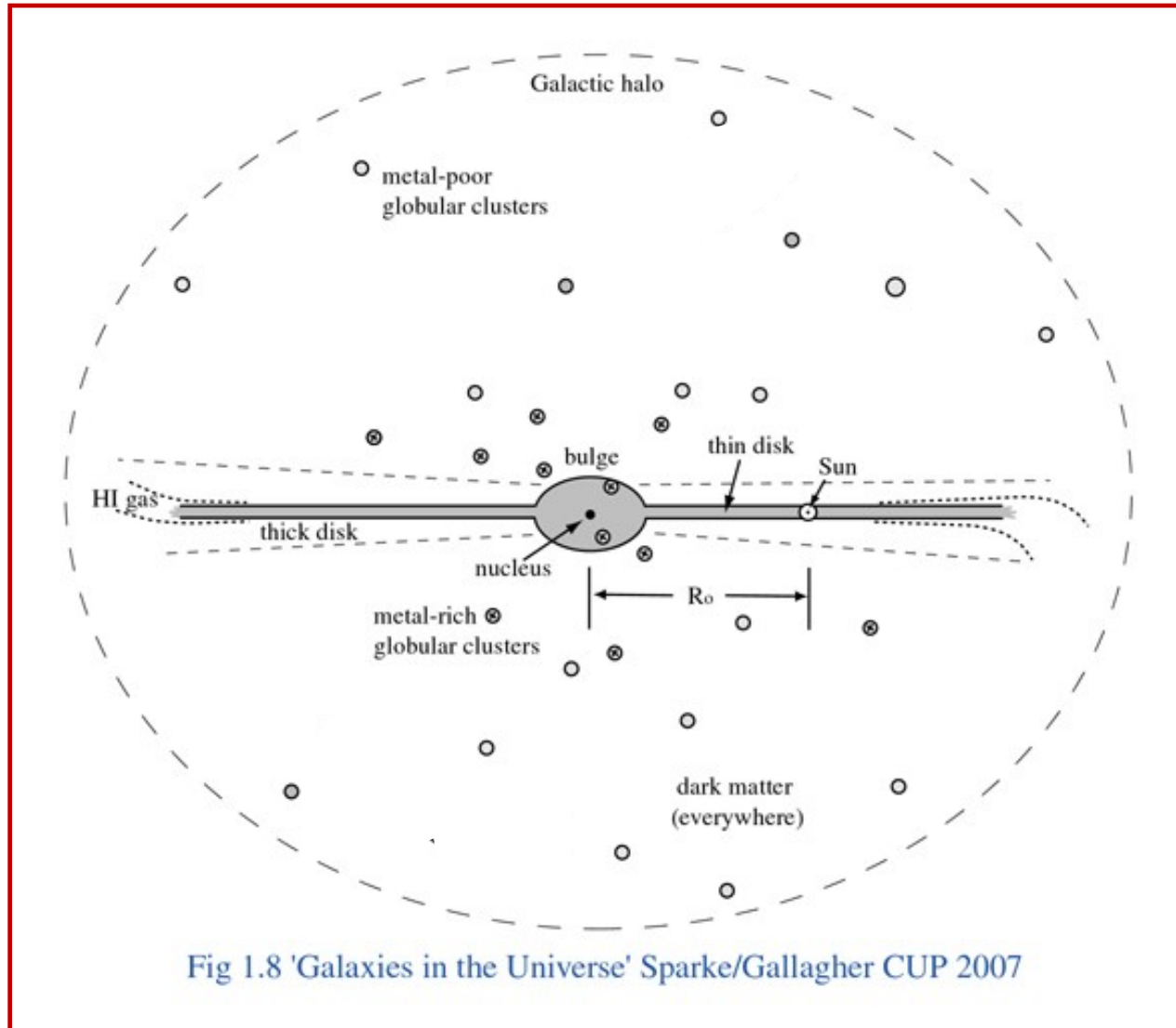
**Galaxia espiral
Andrómeda, M31**

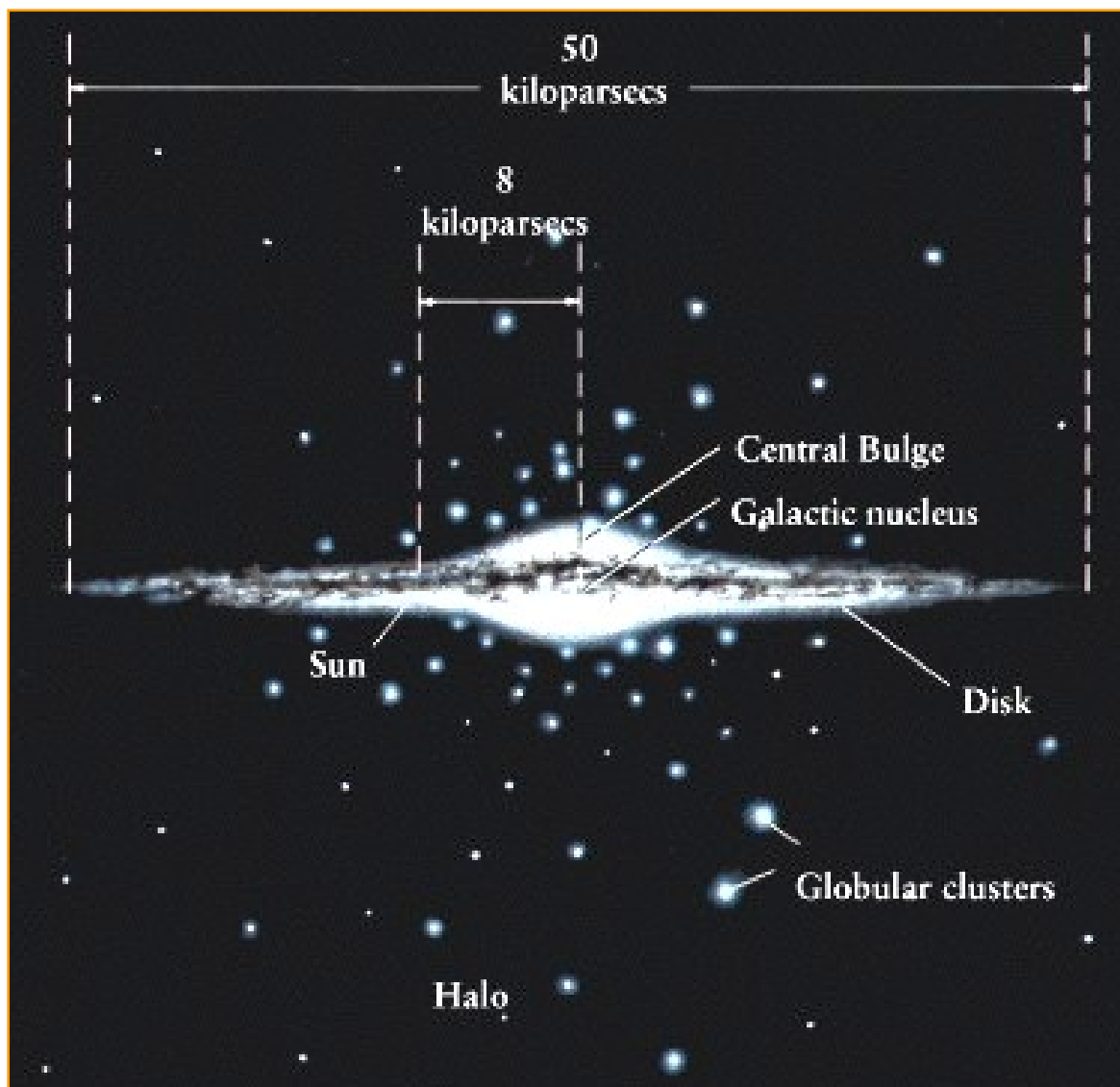
M32
(elíptica compacta cE)

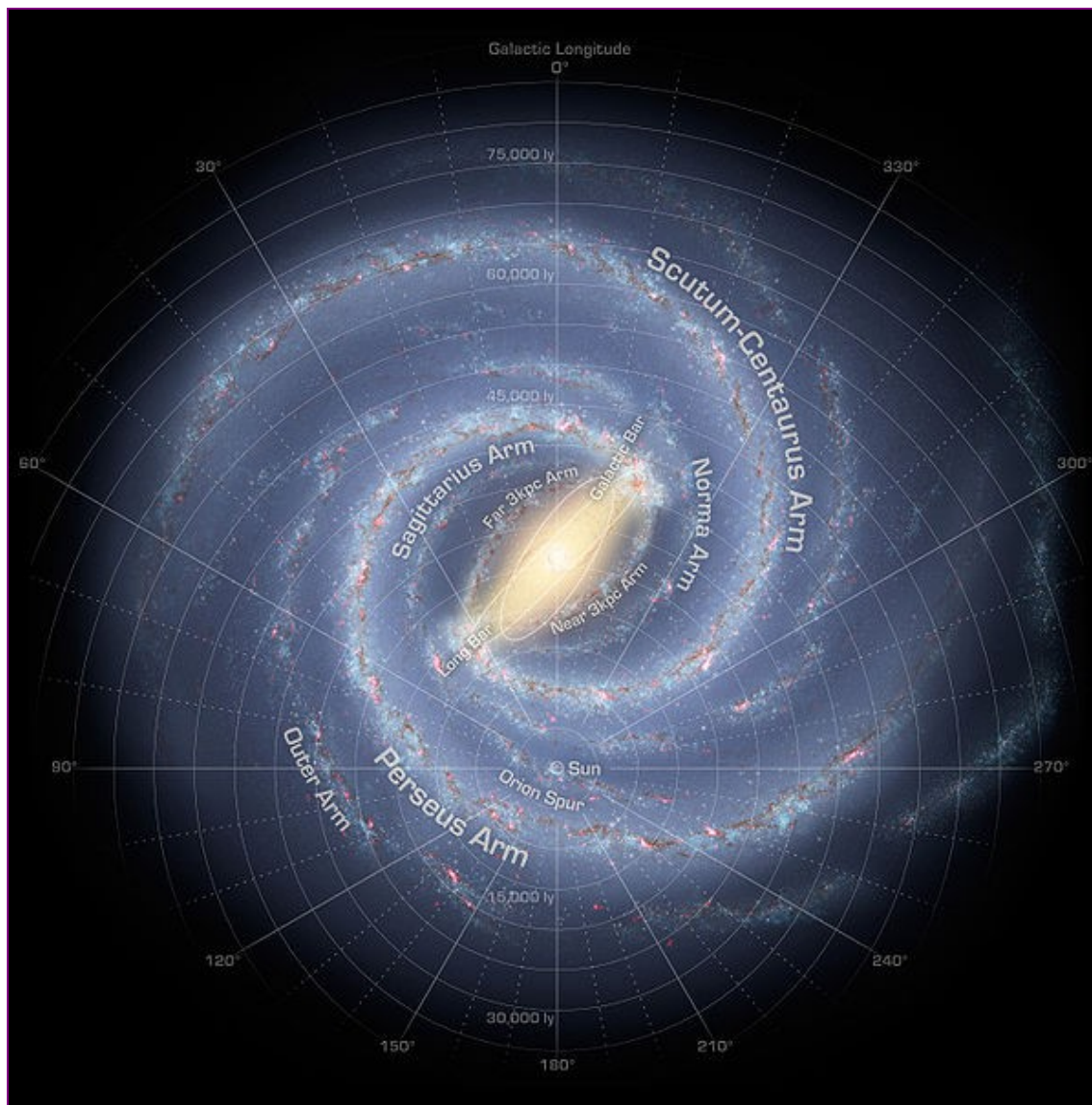
Credit & Copyright: Robert Gendler
(robgendlerastropics.com)



Esquema de la estructura de la Galaxia vista de perfil







Esquema de la estructura de la Galaxia vista de frente, en base a datos en IR del telescopio espacial Spitzer (NASA)

<http://www.spitzer.caltech.edu/>

Galaxia espiral barrada M83 (considerada similar a la Vía Láctea)

*: posición donde se ubicaría el Sol



Imagen ESO

La Vía Láctea

Se la clasifica como una galaxia espiral barrada (tipo SBbc)

Componente esferoidal:

- Núcleo
- Bulbo
- Halo

Componente de disco:

- Disco delgado
- Disco grueso

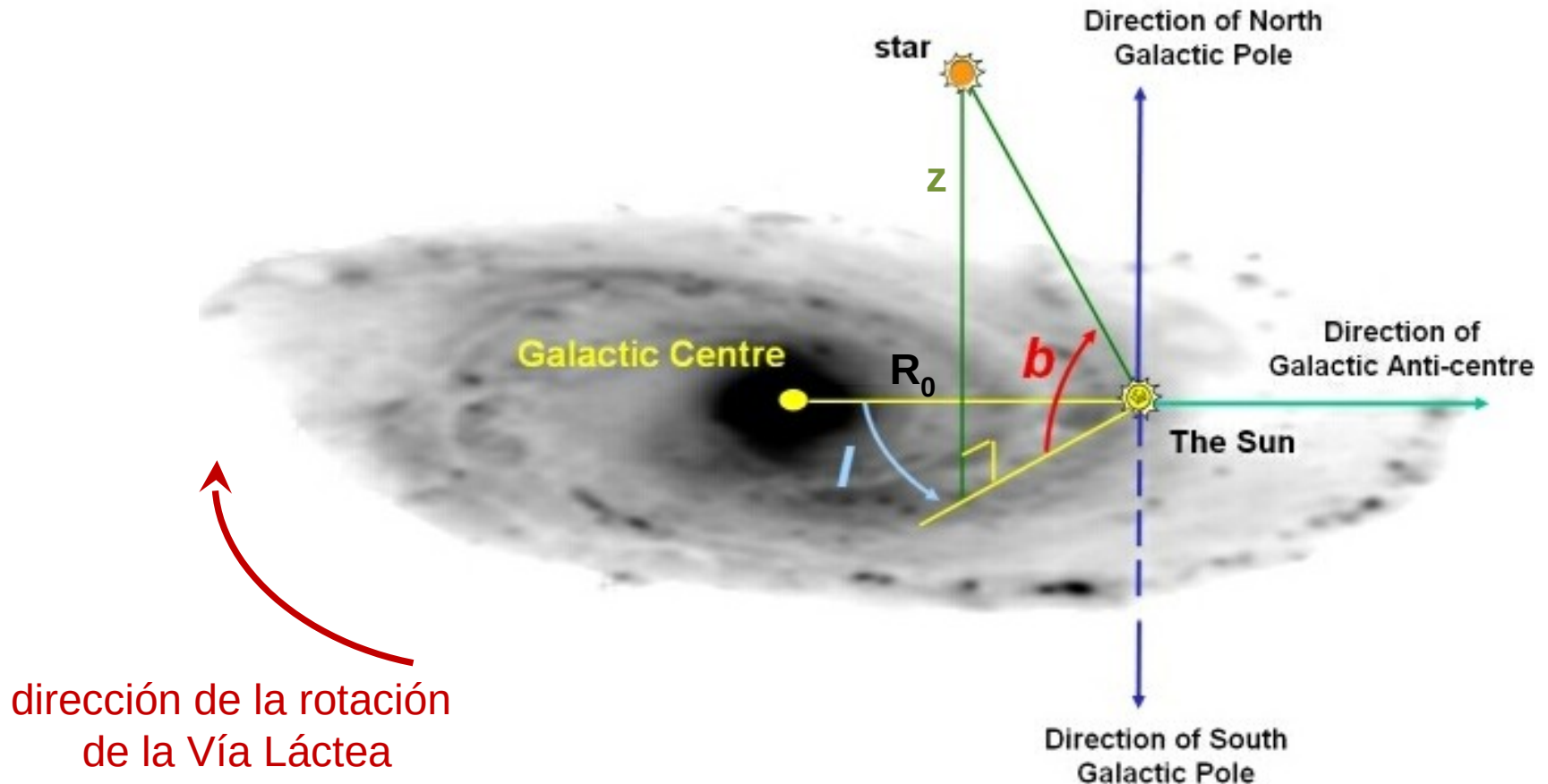
Barra (¿barra con bulbo embebido?)

Materia oscura (hipotético “halo oscuro”)

La Vía Láctea

Repaso: las *coordenadas galácticas* son l (longitud galáctica) y b (latitud galáctica), medidas en un sistema con origen en el Sol. También se utiliza z (distancia perpendicular al plano, positiva hacia el PNG y negativa hacia el PSG).

La distancia del Sol al Centro Galáctico, medida sobre el plano, es R_0 .

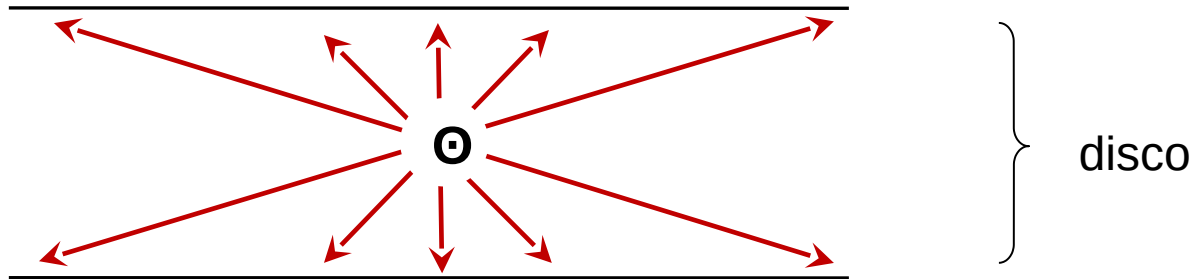


La Vía Láctea

¿Cómo llegamos a determinar esta estructura?

❖ Problemas para estudiar la estructura de la Galaxia:

- estamos dentro de la Galaxia, en particular *dentro del disco*. En magnitudes aparentes vemos estrellas cercanas (aparentemente brillantes) en todas direcciones y estrellas lejanas (aparentemente débiles) solo en las direcciones contenidas dentro del disco, lo que daría una idea errónea de la estructura si no tenemos en cuenta las distintas magnitudes absolutas.



- se suma el efecto del *polvo interestelar*, cuyo efecto en filtros de distintas λ podemos comparar en la tabla de la próxima diapositiva.

The standard interstellar extinction law

Band X	$\frac{E(X - V)}{E(B - V)}$	$\frac{A_X}{A_V}$
U	1.64	1.531
B	1.00	1.324
V	0.00	1.000
R	-0.78	0.748
I	-1.60	0.482
1.25 μ J	-2.22	0.282
H	-2.55	0.175
2.2 μ K	-2.74	0.112
3.5 μ L	-2.91	0.058
4.9 μ M	-3.02	0.023
N	-2.93	0.052

Una forma de mitigar el efecto del polvo ($A_V \sim 30$ mag hacia el centro Galáctico!) es observar en el IR. En particular, las estrellas comunes radian una fracción importante en el IR cercano (sólo se pierden las estrellas azules más calientes) pero muy poco en el IR medio o lejano.

El polvo interestelar, en cambio, emite más fuertemente en el IR medio y lejano, por lo que la forma de “ver” mejor las estrellas respecto al fondo será en **IR cercano**.

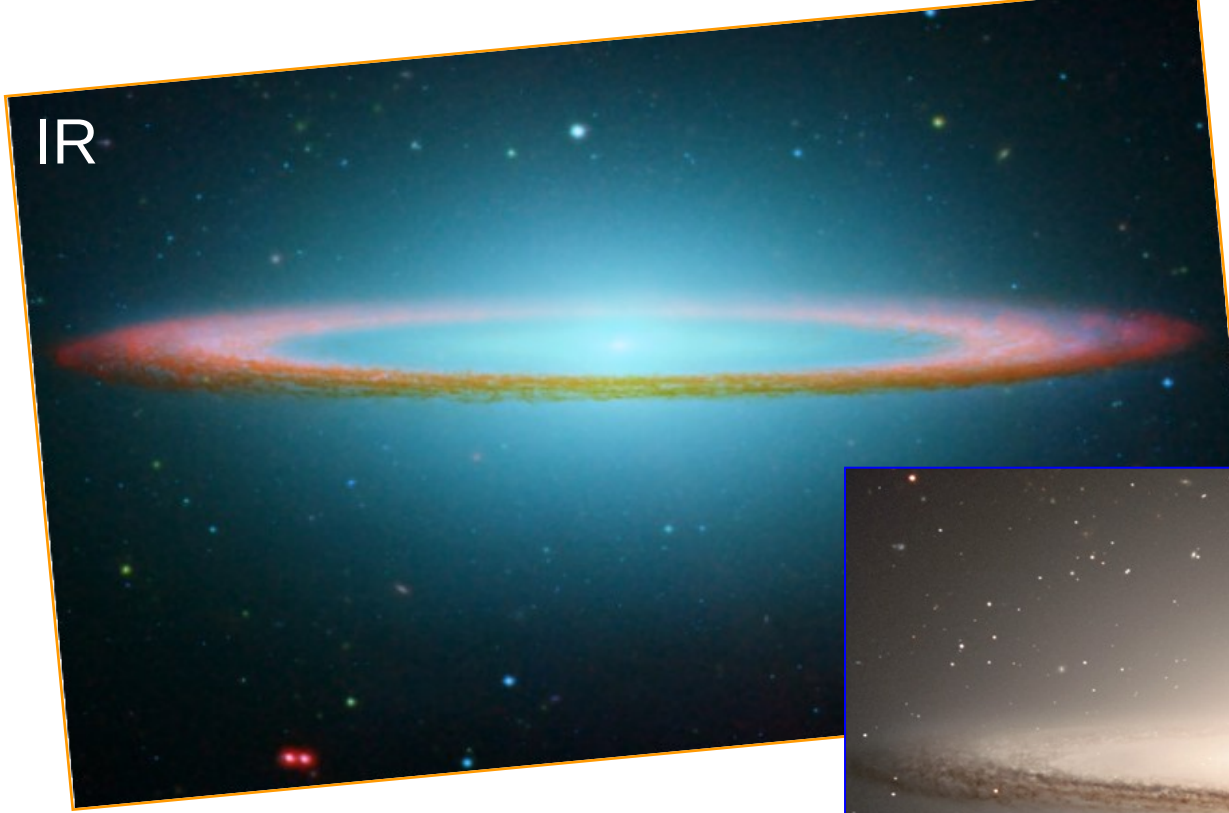
Una primera aproximación a la estructura global de la Galaxia se obtiene a partir de la **fotometría superficial en el IR**.

“Galactic Astronomy” Binney & Merrifield

Recordemos que:

- IR cercano (NIR): $\sim 2 - 4 \mu\text{m}$
- IR medio (MIR): $\sim 4 - 20 \mu\text{m}$
- IR lejano (FIR): $20 - (200/350) \mu\text{m}$
- sub-milimétrico: $\lambda > 350 \mu\text{m}$

IR



R. Kennicutt (Steward Obs.) et al.,
SSC, JPL, Caltech, NASA

Efecto del polvo: M104 (Sa)

Imágenes: Spitzer + HST
(arriba), y VLT (derecha)



The Sombrero Galaxy (VLT ANTU + FORS1)

ESO PR Photo 07a/00 (22 February 2000)

© European Southern Observatory



Bruce Hugo and Leslie Gaul,
Adam Block (KPNO Visitor Program),
NOAO, AURA, NSF



Galaxias espirales de canto

NGC 4565 (arriba) y

NGC 5746 (der., "*boxy bulge*")



Estructura global con fotometría superficial de la Vía Láctea

El satélite COBE (Cosmic Background Explorer) estaba destinado a estudios cosmológicos, pero entre distintas observaciones, realizó mapas del cielo midiendo el *flujo de las estrellas en el NIR* (bandas *J, K, L y M*) y la *emisión del polvo en el FIR* (100 y 240 μm).

En el trabajo de Freudenreich (1998, ApJ 492, 495), se realizaron modelos en base al **brillo superficial** en el NIR (bandas *J, K, L, M*). Los modelos ajustan una intensidad *I* para *c*/posición y *c*/banda $I_x(I, b)$ donde $x = J, K, L, M$. Estudia básicamente el *disco delgado y el bulbo* (que el autor identifica como “*barra*”).

A COBE MODEL OF THE GALACTIC BAR AND DISK

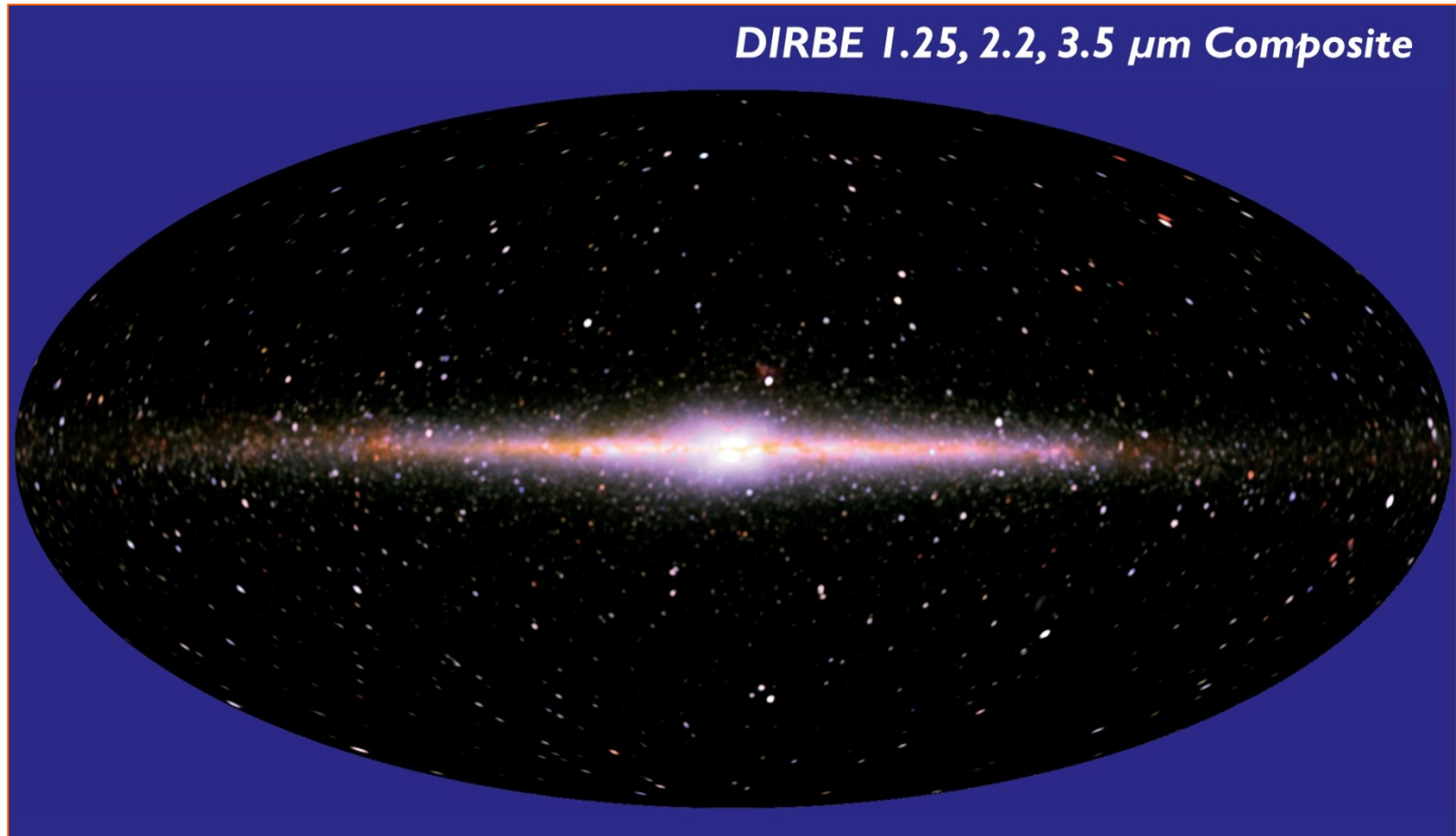
H. T. FREUDENREICH¹

Received 1997 May 20; accepted 1997 August 21

ABSTRACT

A model of the bar and old stellar disk of the Galaxy has been derived from the survey of the Diffuse Infrared Background Experiment (DIRBE) of the *Cosmic Background Explorer* at wavelengths of 1.25, 2.2, 3.5, and 4.9 μm . It agrees very well with the data, except in directions in which the near-infrared optical depth is high. Among the conclusions drawn from the model is that the Sun is located approximately 16.5 pc above the midpoint of the Galactic plane. The disk has an outer edge 4 kpc from the Sun and is warped like the H I layer. It has a central hole roughly the diameter of the inner edge of the 3 kpc molecular cloud ring, and within that hole lies a bright, strong, “early-type” bar, tilted approximately 14° from the Sun–Galactic center line. The model has 47 free parameters. The model is discussed in detail, and contour plots and images of the residuals are presented.

La Vía Láctea: imagen en IR cercano (del satélite COBE, NASA)



La Vía Láctea: imagen en IR cercano (del satélite COBE, NASA)



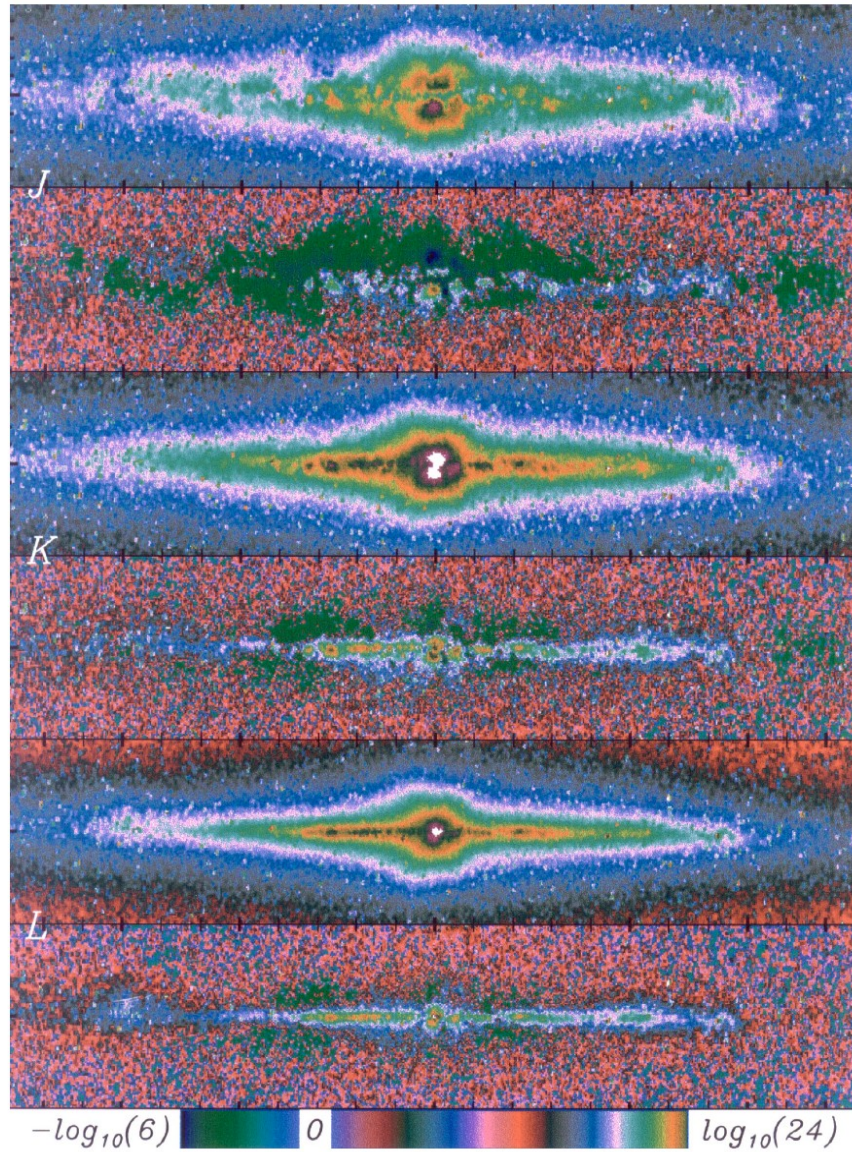


FIG. 9.—*J*-, *K*-, and *L*-band surface brightnesses [$\log (|I_v| + 0.001 \text{ MJy sr}^{-1})$] before and after the model S map was subtracted. The colors of this coded intensity image are modulated to create a contour-like effect to better show structure. Colors to the left of the break in the color bar (blue to dark green to blue) represent negative surface brightness. White pixels are saturated. The range is $l < 110^\circ$ and $b < 15^\circ$. Tick marks are at intervals of 10° (l) and 3° (b).

FREUDENREICH (see 492, 503)

Freudenreich 1998

Conteos estelares para determinar la estructura de la Vía Láctea

La distribución de brillo superficial en el IR da una primera idea global, pero se requieren otras opciones para estudiar las distintas componentes con mayor detalle.

Durante más de 200 años se han utilizado los *conteos estelares*, esto es analizar la distribución de estrellas según su magnitud aparente en cada región del cielo (l,b) .

Pionero en su uso: **W. Herschel**, en ~ 1780 hizo un recuento de estrellas en más de 600 cuadrados del cielo de $15'$ de lado, suponían que todas las estrellas tenían igual brillo intrínseco (igual mag absoluta M , las primeras paralajes son de ~ 1830), que la densidad numérica de estrellas era aprox. cte., y desconocían la absorción. Al contar igual nro. de estrellas en distintas direcciones del disco, suponían que el Sol estaba muy cerca del centro de la Galaxia.

Análisis de conteos estelares:

Sea $A(m,l,b)$: nro. de estrellas de magnitud aparente m , por unidad de intervalo de mag aparente, por unidad de ángulo sólido (por grado cuadrado), en las coordenadas (l,b) .

En la práctica:

- $A(m,l,b)$: corresponde a las estrellas entre $(m-1/2, \rightarrow m+1/2)$, y pasando a una distrib. continua:
- $A(m,l,b) dm$: si A es una función, corresponde a las estrellas con $(m, m+dm)$.

En lo que sigue siempre consideraremos estrellas en una dada región (l, b) :

$$dN(m) = A(m) dm$$

Nro. de estrellas por grado cuadrado con mag aparente entre $(m, m+dm)$

El objetivo es obtener densidades espaciales a partir de los conteos, para estudiar las componentes de la Galaxia. Por lo tanto, necesitamos llegar a una expresión que relacione los datos observados $A(m)$ con la densidad estelar, teniendo en cuenta que **las estrellas tienen distintos brillos intrínsecos (mag absolutas)** y que **existe absorción**.

Dentro de un dado volumen diferencial dV , ubicado a la distancia r , tendremos un nro. de estrellas con mag absoluta entre $(M$ y $M+dM)$ que está dado por:

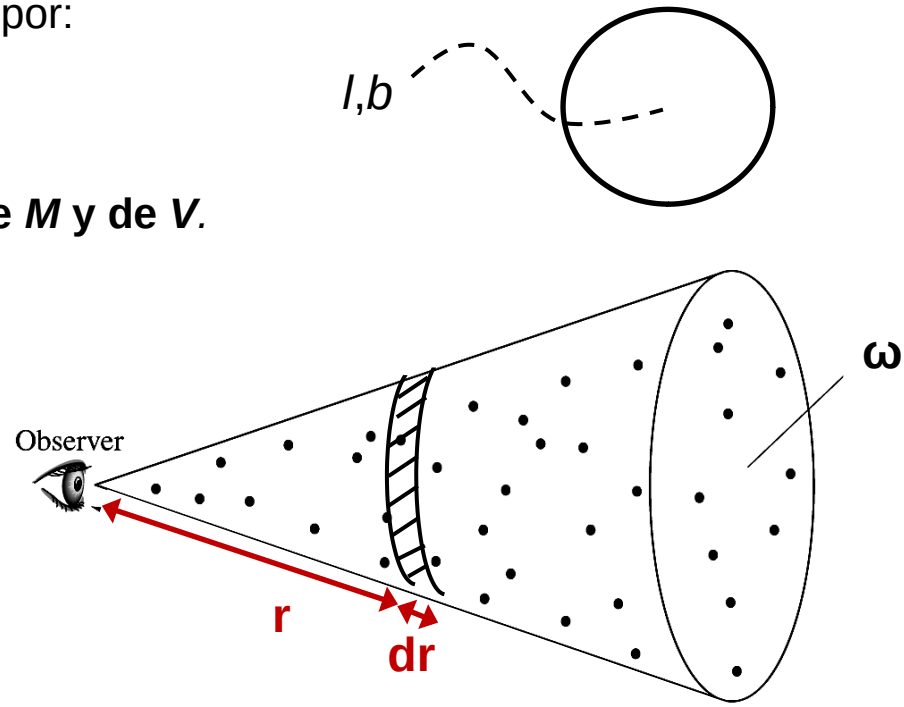
$$dN(M, V) = \phi(M, V) dM dV \quad (1)$$

donde $\phi(M, V)$ es el **nro. de estrellas por unidad de M y de V** .

Consideramos un ángulo sólido ω sobre el cielo centrado en coordenadas (l, b) , tenemos en cuenta las estrellas **hasta una dada mag aparente m , y fijamos una M** (m y M definen la distancia r).

El área a la distancia r es ωr^2 , y así el elemento de volumen dV queda definido por

$$dV = \omega r^2 dr$$



Nuestro interés es pasar la ecuación (1) a variables que podamos relacionar con observaciones, de modo que haremos dos cambios de variables a través de los respectivos Jacobianos. Primero para pasar $V \rightarrow r \implies$

$$\frac{\partial(M,V)}{\partial(M,r)} = \begin{vmatrix} \frac{\partial M}{\partial M} & \frac{\partial M}{\partial r} \\ \frac{\partial V}{\partial M} & \frac{\partial V}{\partial r} \end{vmatrix} = \omega r^2 \begin{cases} M = m + 5 - 5 \log r - a(r) \\ dV = \omega r^2 dr \end{cases}$$

donde $a(r)$ es la absorción, que depende de la distancia, y la mag m no está corregida por el efecto de la absorción.

$$dN(M,r) = \phi(M,r) dM \omega r^2 dr$$

Si multiplicamos y dividimos por la densidad numérica $v(r)$, o sea el nro. de estrellas por unidad de volumen, dentro del volumen V definido por la distancia r :

$$dN(M,r) = \underbrace{[\phi(M,r) / v(r)]}_{\phi(M)} dM \omega r^2 v(r) dr$$

$\phi(M)$: es la función de luminosidad, que mide la fracción relativa de estrellas = nro. de estrellas por unidad de M y por unidad de volumen / nro. de estrellas por unidad de volumen

Por ej:	M	$\phi(M,r)$	$\phi(M)$	Así en el dado volumen V , 10% de las estrellas tienen $M=0$, el 35% tienen $M=1$, etc .
	0	2	0.10	
	1	7	0.35	
	2	10	0.50	[Tener en cuenta que a veces se define ϕ directamente como el nro. de estrellas de una dada M y no la fracción]
	3	1	0.05	

$$v(r)=20$$

$$dN(M,r) = \phi(M) dM \omega r^2 v(r) dr$$

Y hacemos un segundo cambio de variables para pasar de $M \rightarrow m$ pues los datos de conteos $A(m)$ se hacen en m , no en M :

$$\frac{\partial(M,r)}{\partial(m,r)} = \begin{vmatrix} \frac{\partial M}{\partial m} & \frac{\partial M}{\partial r} \\ \frac{\partial r}{\partial m} & \frac{\partial r}{\partial r} \end{vmatrix} = 1 \quad M = m + 5 - 5 \log r - a(r)$$

$$dN(m,r) = \phi(M) dm \omega r^2 v(r) dr$$

Ahora integramos a lo largo de la visual hasta infinito, para considerar todo el ángulo sólido:

$$dN(m) = \int_{r=0}^{\infty} dN(m,r) = \omega dm \int_{r=0}^{\infty} \phi(M) v(r) r^2 dr$$

↓

$$A(m) dm$$

$$A(m) = \omega \int_{r=0}^{\infty} \phi(M) v(r) r^2 dr$$

para una zona dada por (l,b) y siendo

$$M = m + 5 - 5 \log r - a(r)$$

Ecuación fundamental de la estadística estelar

o Ecuación fundamental de recuentos estelares

Notar que en esta última ecuación aparecen los **datos observados $A(m)$** , nos interesa obtener **la densidad $v(r)$** , y valen las condiciones que se deben tener en cuenta: **la absorción** y que **las estrellas tienen distintas M** . Originalmente se usaba la función de luminosidad en los alrededores del Sol $\phi_{\odot}(M)$ (la veremos a continuación) pues no se conocían *a priori* las $\phi(M)$ de otras poblaciones o componentes, y en ese caso se obtenía la densidad referida a la de los alrededores del Sol [$v(r)/v_{\odot}(r)$].

Con esta última forma de la ecuación de estadística estelar se planteó el siguiente problema: al discriminar los conteos observados solo por magnitud aparente m , la densidad resulta determinada en forma *muy pobre* pues podemos estar mezclando objetos de muy distinto tipo a pesar de tener igual m . Se propuso entonces como solución, que los conteos fueran realizados **por magnitud aparente y por color**, lo que permite discriminar tipo espectral y clase de luminosidad (TE y CL), lo que en conjunto identificaremos como “**S**”. Así la forma más utilizada de esta ecuación es:

$$A(m, S) = \omega \int_0^{\infty} \phi(M, S) v(r, S) r^2 dr$$

para una zona dada (l, b) y siendo
 $M = m + 5 - 5 \log r - a(r)$

Hacemos una breve digresión sobre la función de luminosidad en los alrededores del Sol ...

Función de luminosidad de estrellas en los alrededores del Sol

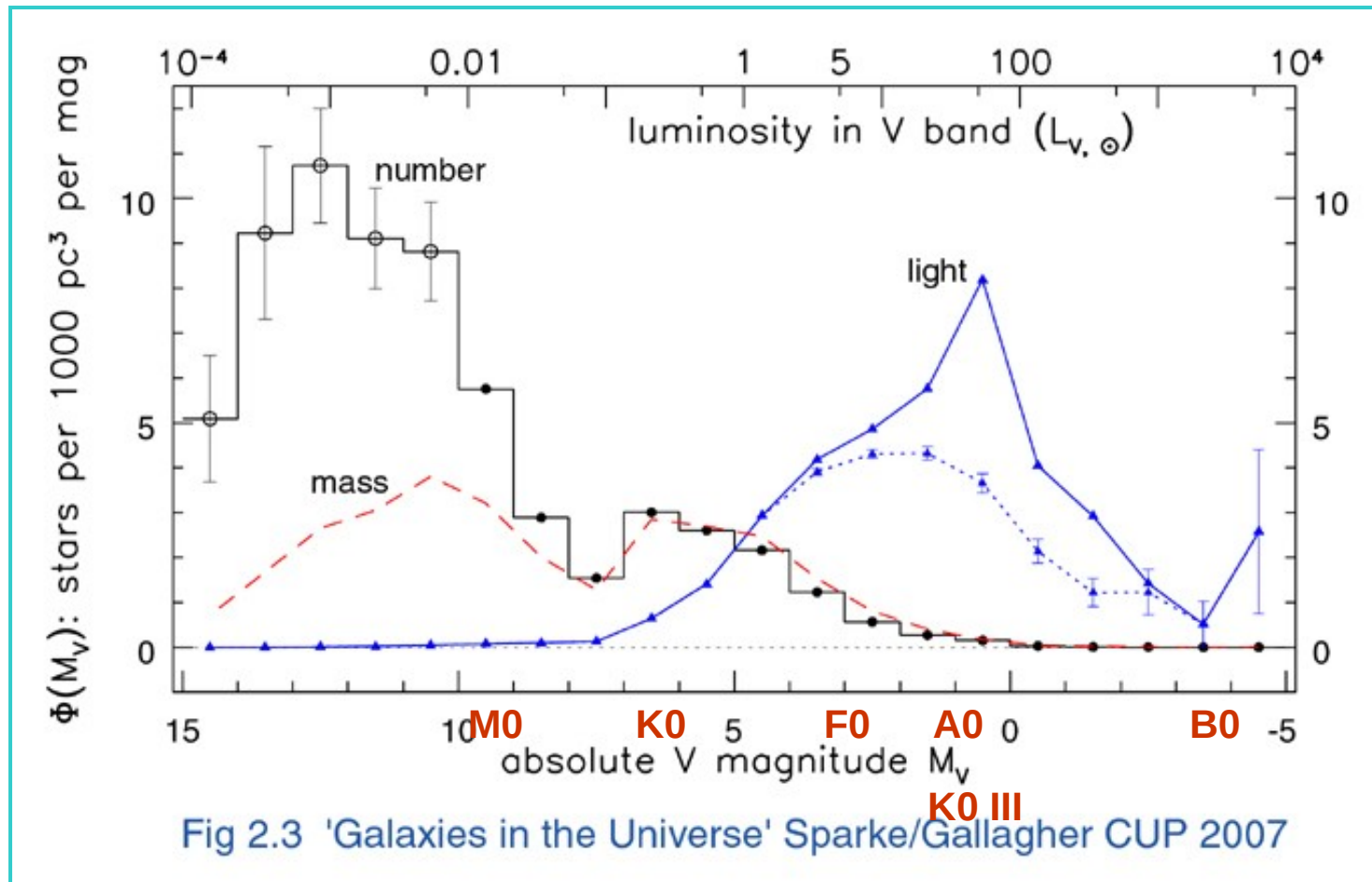


Fig. 2.3. The histogram shows the luminosity function $\Phi(M_V)$ for nearby stars: solid dots from stars of Figure 2.2, open circles from Reid *et al.* 2002 *AJ* 124, 2721. Lines with triangles show $L_V \Phi(M_V)$, light from stars in each magnitude bin; the dotted curve is for main-sequence stars alone, the solid curve for the total. The dashed curve gives $\mathcal{M} \Phi_{MS}(M_V)$, 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.

Función de luminosidad de estrellas en los alrededores del Sol (cont.)

The solid dots in Figure 2.3 show an approximate luminosity function, in one-magnitude bins, calculated by using the formula

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

It is quite difficult to determine the faint end of the luminosity function, since dim stars are hard to find. The bright end of $\Phi(M_V)$ also presents problems; because luminous stars are rare, we will not find enough of them unless we survey a volume larger than our 100 pc sphere. But stars are not spread out uniformly in space. For example, their density falls as we go further out of the Milky Way's disk in the direction of the Galactic poles. So, if we look far afield for luminous stars, the average density in our search region is lower than it is near the Sun's position. Finally, many stars are in binary systems so close that they are mistaken for a brighter single star. Despite these uncertainties, it is clear that dim stars are overwhelmingly more numerous than bright ones.

Función de luminosidad de estrellas en los alrededores del Sol (cont.)

Figure 2.3 also shows how much of the V -band light is emitted by stars of each luminosity: stars in the range from M_V to $M_V + \Delta M_V$ contribute an amount $L_V \Phi(M_V) \Delta M_V$ of the total. Almost all the light comes from the brighter stars, mainly A and F main-sequence stars and K giants. Rare luminous stars such as main-sequence O and B stars, and bright supergiants, contribute more light than all the stars dimmer than the Sun; so the total luminosity of a galaxy depends strongly on whether it has recently been active in making these massive short-lived stars. If we had measured our luminosity function at ultraviolet wavelengths rather than in the V band at 5500 \AA , almost all the light would be from O and B stars. The near-infrared light, at a few microns, comes mainly from the luminous red stars.

In Figure 2.3, the dashed curve shows the *mass* in main-sequence stars with absolute magnitude between M_V and $M_V + \Delta M_V$. The red giants make a tiny contribution, since they are even less massive than main-sequence stars of the same luminosity. Almost all the mass is in K and M dwarfs, stars so faint that we cannot see them in galaxies beyond the Milky Way and its satellites. The stars that emit most of the light account for hardly any of the mass.

Continuamos ahora con los **conteos estelares**. El uso de la ecuación de estadística estelar:

$$A(m, S) = \omega \int_0^{\infty} \phi(M, S) v(r, S) r^2 dr$$

dados (l, b) y

$$M = m + 5 - 5 \log r - a(r)$$

fue abandonado por un largo período, debido a los siguientes problemas:

- para obtener la densidad había que *resolver una ecuación integral*
- se requería *conocer la absorción*, lo que siempre era difícil
- *no existían datos bien calibrados* en base a las observaciones de la época.

El panorama cambió con los trabajos de [Bahcall & Soneira \(1980,1984\)](#) que propusieron:

- en vez de resolver la ecuación integral, se proponen modelos para la función de luminosidad y la densidad de cada componente, cuyos parámetros se ajustan buscando la mejor coincidencia con los datos observados. Así con los modelos se obtienen valores “teóricos” de nro. de estrellas por bin de m y color, y se comparan con los $A(m, \text{color})$ observados (por ej. $A(V, B-V)$).
- para la absorción, en vez de estimarla, para el óptico se estudian zonas donde la extinción es muy baja (por ej. hacia los polos Galácticos o altas latitudes, o las llamadas “ventanas” cercanas al centro Galáctico, por ej. la ventana de Baade en : $l=1^\circ, b=-3^\circ.9$). Posteriormente (y hasta hoy en día), se comenzó a observar en el IR .
- se mejoraron las calibraciones con el uso de los CCD, y se agilizó la tarea con búsquedas automáticas.

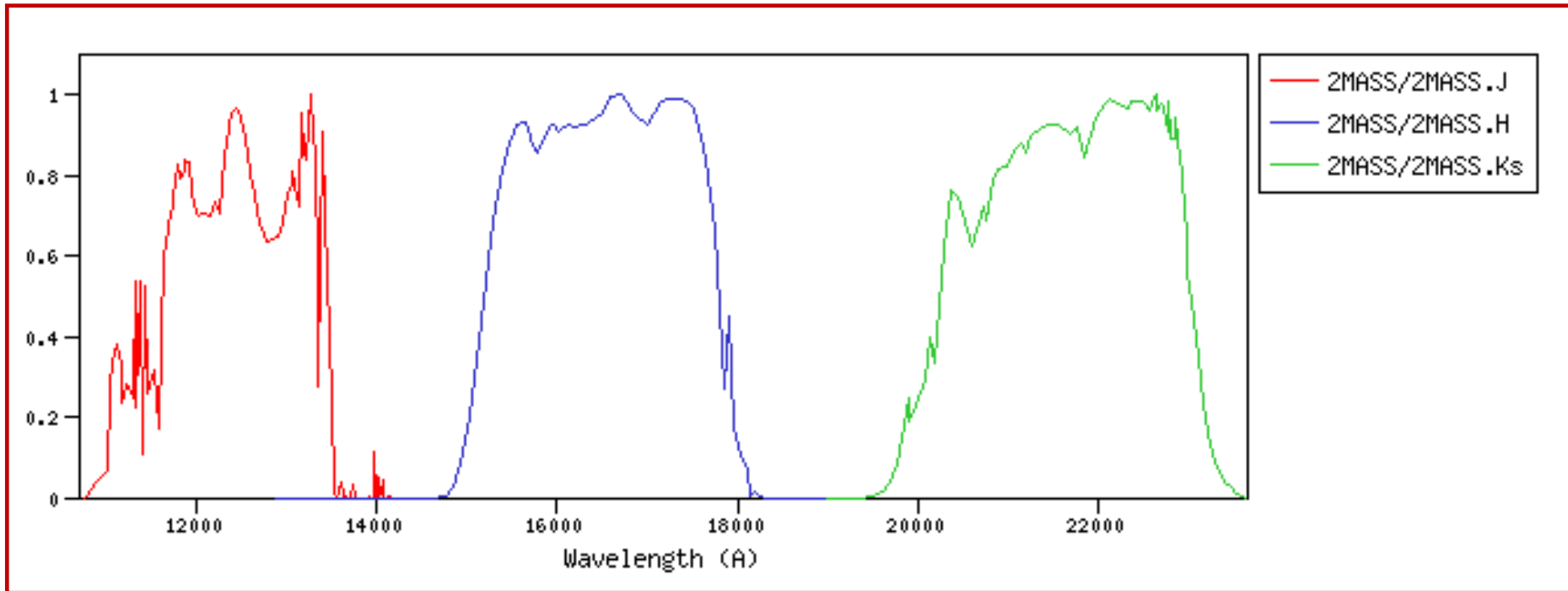
Por ejemplo: suponiendo que la Galaxia está formada por un disco de Población I y un esferoide o halo de Población II, es necesario predecir, para cada uno, una distribución en magnitud aparente y color. Así el modelo calcula A_D y A_H y los conteos teóricos totales serán $A_T = A_D + A_H$ y ellos se comparan con los conteos observados en las zonas correspondientes.

	Densidad	Función de lum.	Colores
Halo	ley de de Vaucouleurs ($R^{1/4}$)	~cúmulos glob.	~cúmulos glob.
Disco	ley exponencial ($\propto e^{-\alpha R}$)	estrellas brillantes	estrellas en los alred. del Sol y cúm. abiertos

Vale la pena repasar el trabajo de **Chang et al. (2011)**, que realizan conteos en la banda Ks del 2MASS para determinar los parámetros de ajuste para la estructura global de la Galaxia, considerando la componente estelar “suave”, con latitud Galáctica $|b| > 30^\circ$.

Se consideran tres componentes: una doble exponencial (en R y en z) para el **disco delgado** y otra para el **disco grueso**, y una ley de potencia para el **halo** (oblongo).

Filtros del 2MASS (Two Micron All Sky Survey) : J, H y Ks



“We adopt a three-component model for the smooth stellar distribution of the Milky Way. It comprises a thin disk, a thick disk, and an oblate halo (Bahcall & Soneira 1980; Gilmore & Reid 1983). The total stellar density $n(R, Z)$ at a location (R, Z) is the sum of the thin disk D_1 , the thick disk D_2 , and the halo H : $n(R, Z) = n_0 [D_1(R, Z) + D_2(R, Z) + H(R, Z)]$, where R is the galactocentric distance on the Galactic plane, Z is the distance from the Galactic mid-plane, and n_0 is the local stellar density of the thin disk at the solar neighborhood.

The stellar distribution of the thin disk D_1 and the thick disk D_2 decreases exponentially along R and Z (the so-called double exponential disk):

$$D_i(R, Z) = f_i \exp \left[- \frac{(R - R_\odot)}{H_{ri}} - \frac{(|Z| - |Z_\odot|)}{H_{zi}} \right],$$

where (R_\odot, Z_\odot) is the location of the Sun, H_{ri} is the scale length, H_{zi} is the scale height, and f_i is the density ratio to the thin disk at the solar neighborhood. The subscript $i = 1$ stands for the thin disk (thus $f_1 = 1$) and $i = 2$ for thick disk. We adopted $R = 8$ kpc in our model (Reid 1993).

The halo is a power-law decay oblate spheroid flattened in the Z -direction:

$$H(R, Z) = f_h \left[\frac{R^2 + (Z/\kappa)^2}{R_\odot^2 + (Z_\odot/\kappa)^2} \right]^{-p/2}$$

where κ is the axis ratio, p is the power index, and f_h is the local halo-to-thin disk density ratio.”

The Best-fit Milky Way Model

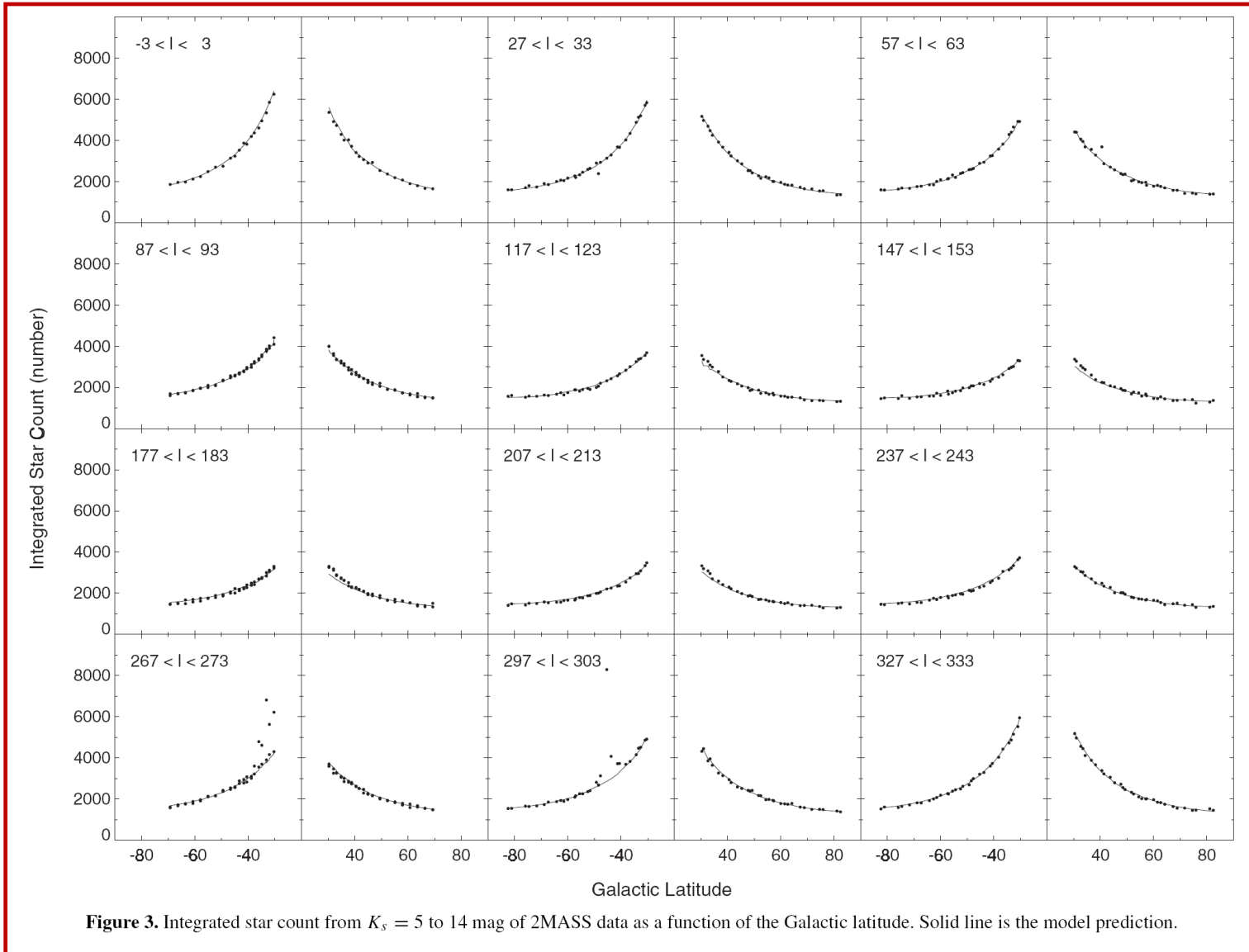
Parameters	Value	Uncertainty
Thin disk		
H_{r1}	3.7 kpc	1.0 kpc
H_{z1}	360 pc	10 pc
n_0	0.030 stars pc ⁻³	0.002 stars pc ⁻³
Z_{\odot}	25 pc	5 pc
Thick disk		
H_{r2}	5.0 kpc	1.0 kpc
H_{z2}	1020 pc	30 pc
f_2	7%	1%
Spheroid		
κ	0.55	0.15
p	2.6	0.6
f_h	0.20%	0.10%

en un elipsoide oblongo:
semiejes ($a=b$) > c

$$\kappa = c / a = 0.55$$

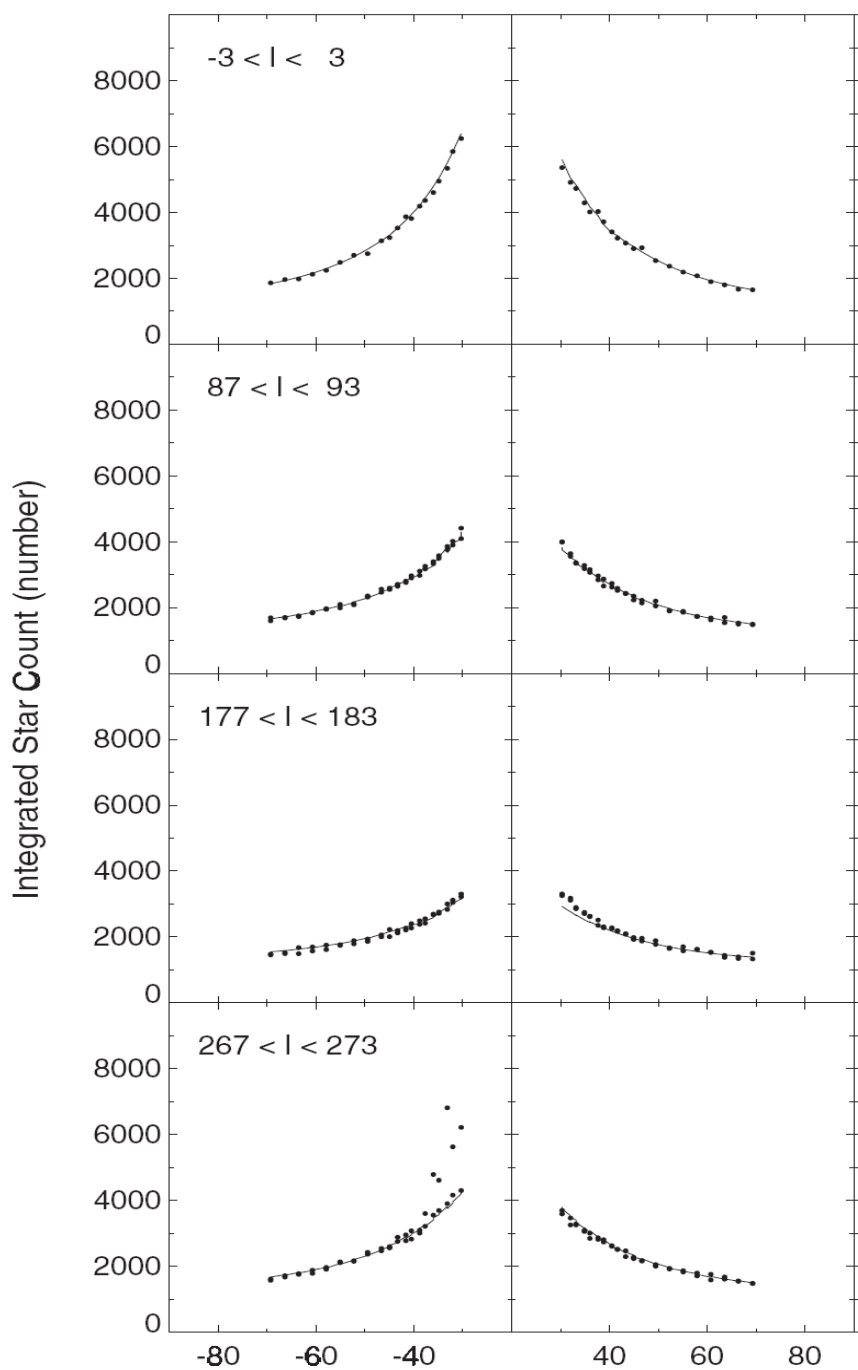
Chang et al. 2011

Disco delgado, disco grueso y halo (conteos en función de la b)



Chang et al. 2011, ApJ 740, 34 / banda K_s : 2.2μ

Disco delgado, disco grueso y halo (detalle de conteos en función de la b)



LMC: $l \sim 280^\circ$, $b \sim -33^\circ$

Chang et al. 2011

Disco delgado, disco grueso y halo (conteos en función de la l)

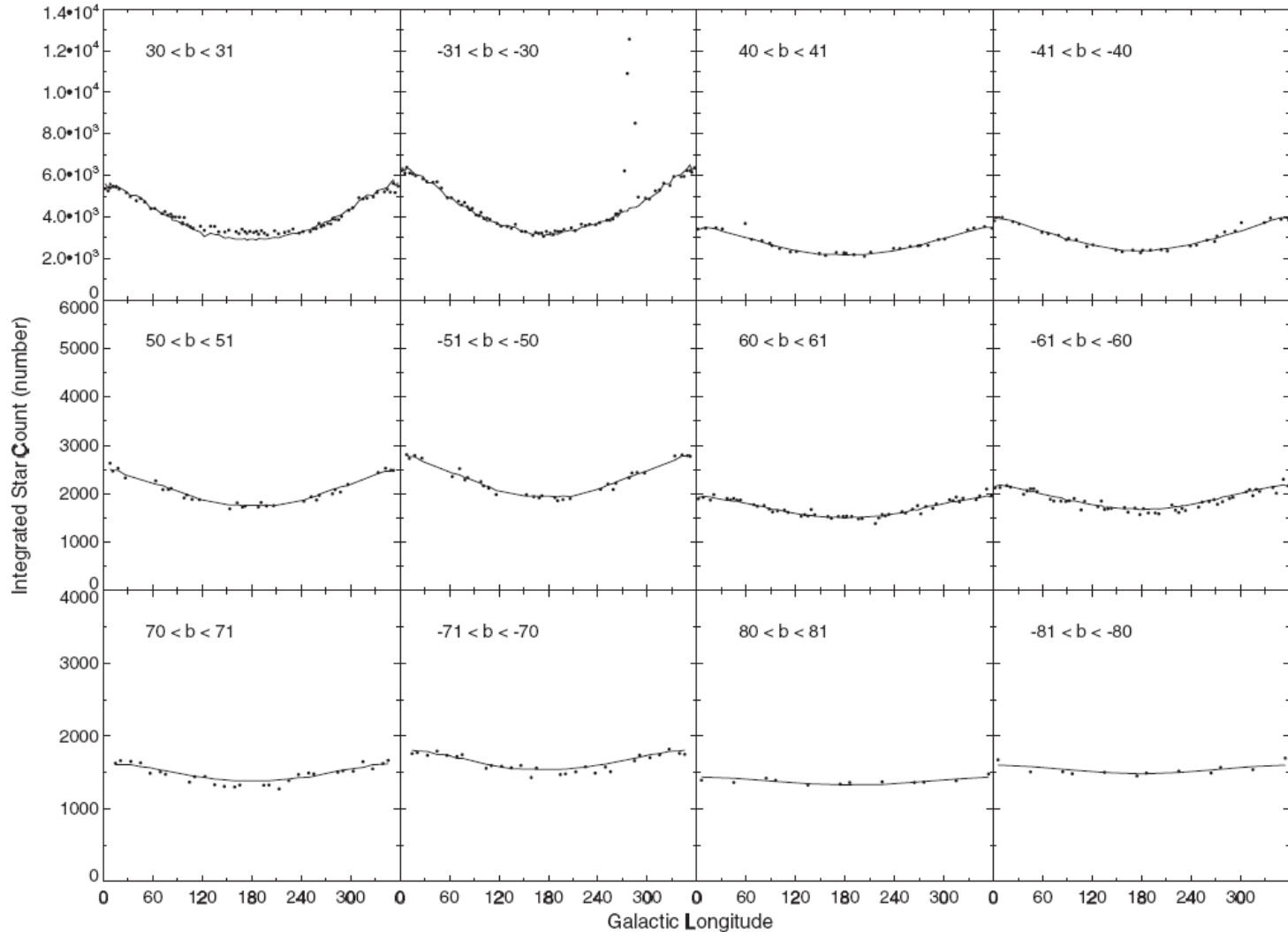


Figure 4. Integrated star count from $K_s = 5$ to 14 mag of 2MASS data as a function of the Galactic longitude. Solid line is the model prediction.

Chang et al. 2011

Tomografía de la Vía Láctea: distribución perpendicular al plano con conteos del SDSS

Jurić et al. 2008,
ApJ 673, 864

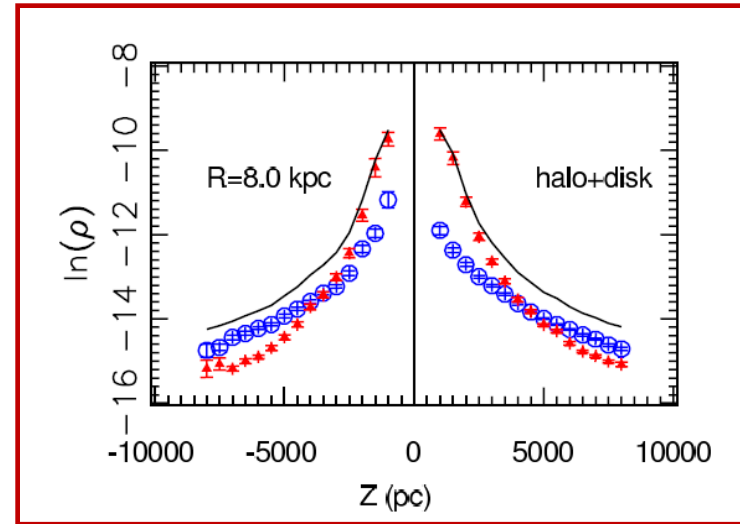
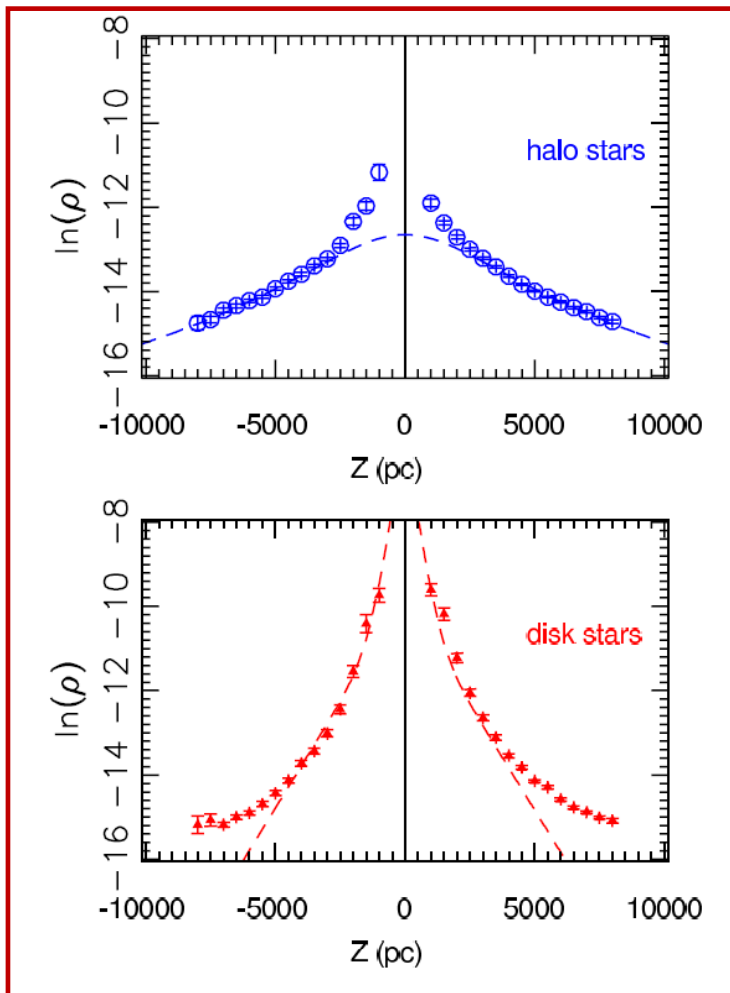


FIG. 33.— The vertical (Z) distribution of SDSS stellar counts for $R = 8$ kpc, and $0.10 < r - i < 0.15$ color bin. Stars are separated by their $u - g$ color, which is a proxy for metallicity, into a sample representative of the halo stars (low metallicity, $0.60 < u - g < 0.95$, circles) and a sample representative of the disk stars (high metallicity, $0.95 < u - g < 1.15$, triangles). The line in the top panel shows the sum of the counts for both subsamples. The counts for each subsample are shown separately in the middle and bottom panels, and compared to the best fit models, shown as lines. Note that the disk stars are more concentrated towards the Galactic plane. Due to a simple $u - g$ cut, both samples are expected to suffer from contamination: close to the Galactic plane ($|Z| < 2$ kpc) the halo sample is contaminated by the disk stars, while further away from the plane ($|Z| > 5$ kpc) the disk sample is contaminated by halo stars.

Disco delgado y disco grueso

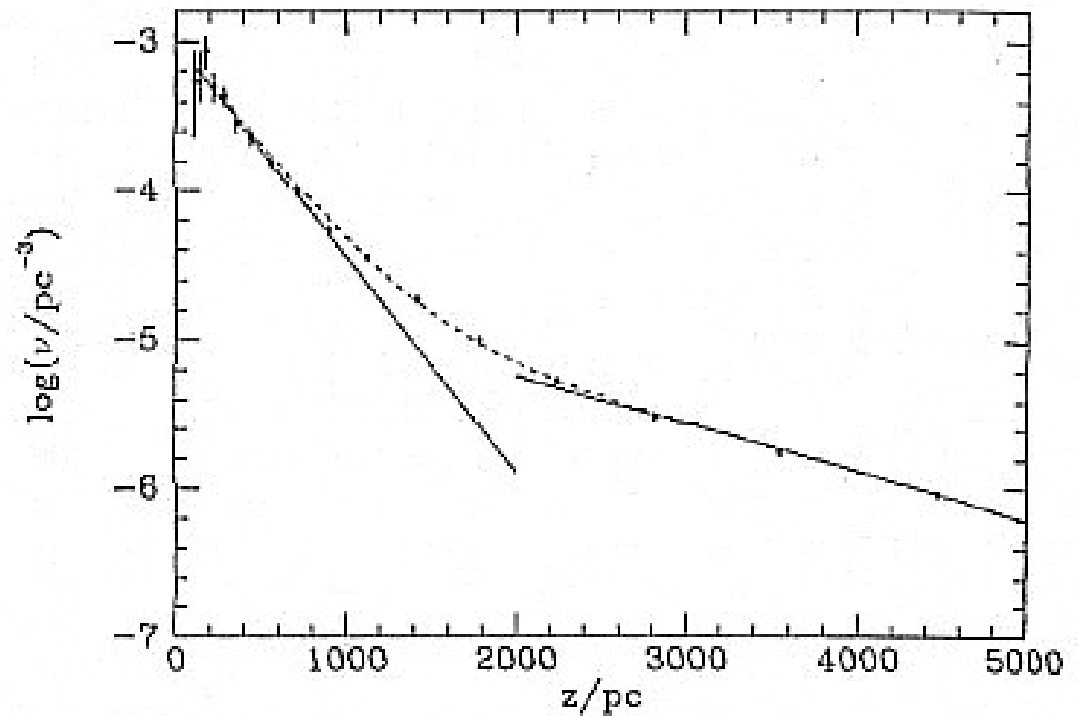


Figure 10.26 The space density as a function of distance z from the plane of MS stars with absolute magnitudes $4 \leq M_V \leq 5$. The full lines are exponentials with scale heights $z_0 = 300 \text{ pc}$ (at left) and $z_0 = 1350 \text{ pc}$ (at right). The dashed curve shows the sum of these two exponentials. [From data published in Gilmore & Reid (1983)]

Binney & Merrifield “Galactic Astronomy”

Disco delgado y disco grueso

10.4 Structure of the stellar disk

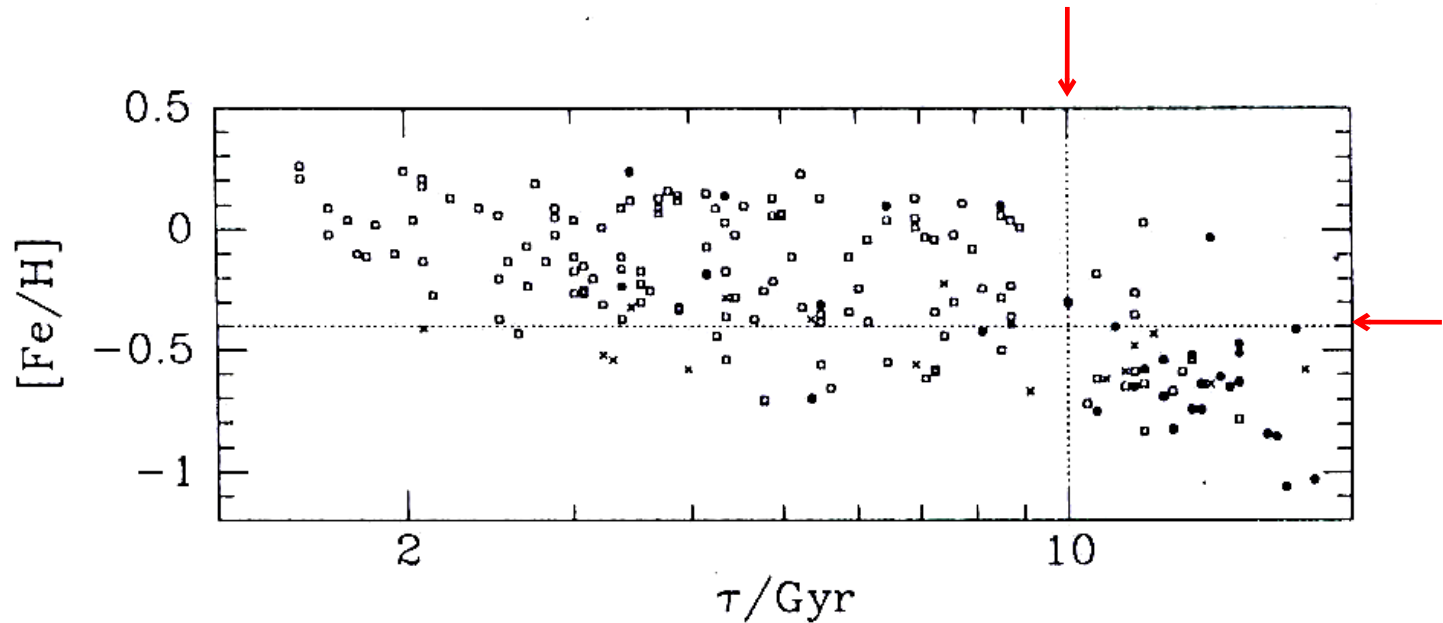
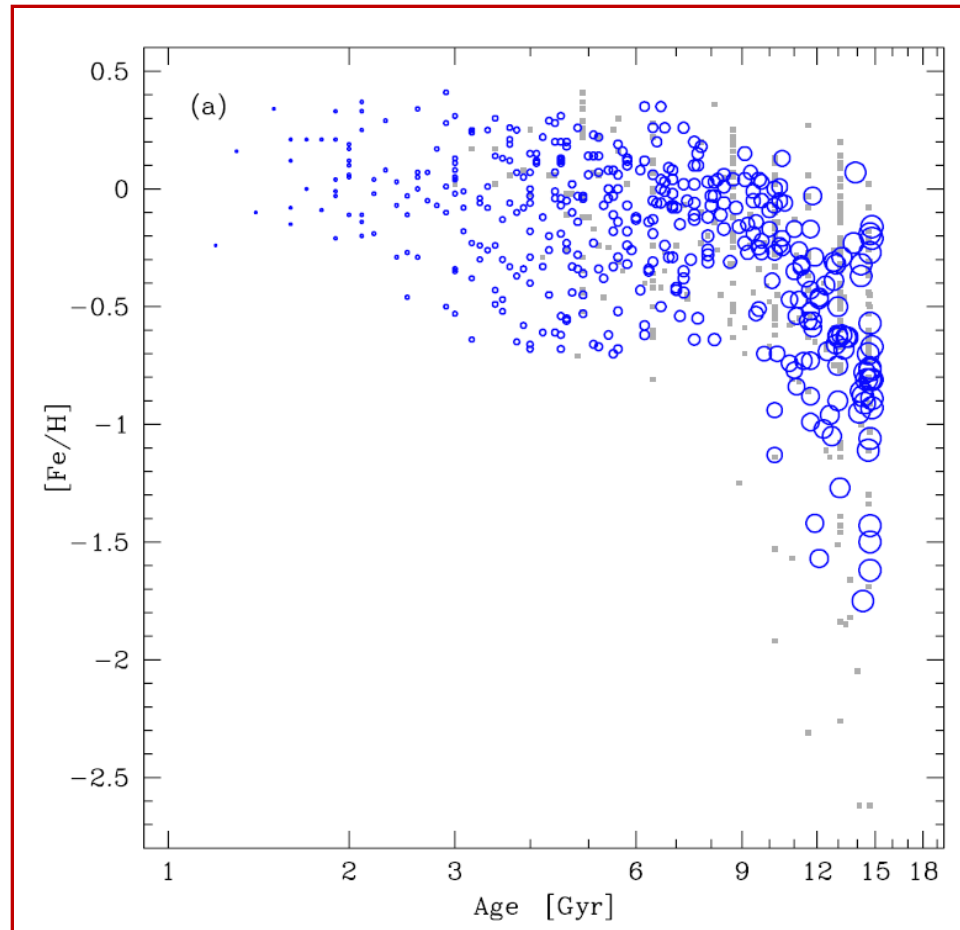


Figure 10.26 A potential division of stars between the thin and thick disks. Stars above and to the left of the dotted lines are assigned to the thin disk, while those below and to the right of the lines are assigned to the thick disk.

Disco delgado y disco grueso: relación edad-metalicidad

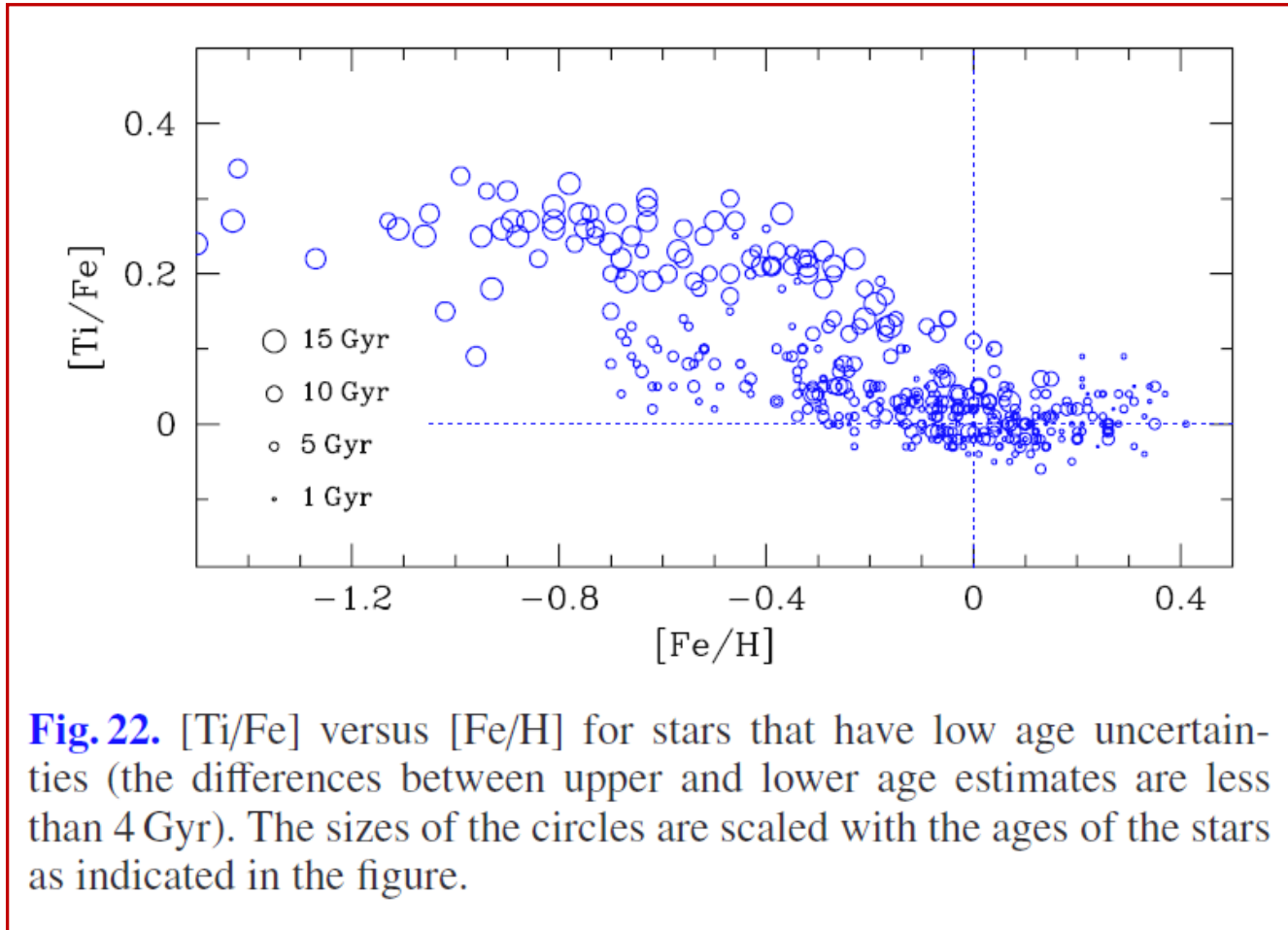


high-resolution spectroscopic
study of 714 F and G dwarf
and subgiant stars in the
Solar neighbourhood

Fig. 21. Age-metallicity relation for those stars that have an age difference between upper and lower estimate of less than 4 Gyr. The sizes of the circles have been scaled with the ages of the stars. Stars with larger age uncertainties are shown as small grey dots.

Bensby et al. 2014,
A&A 562, A71

Disco delgado y disco grueso



Bensby et al. 2014

Tomografía de la Vía Láctea: densidades numéricas estelares con datos SDSS

$(r - i) \rightarrow F9 \text{ a } M3 \text{ V}$

Distance: 100 pc to 20 kpc, $|b| > 25$.

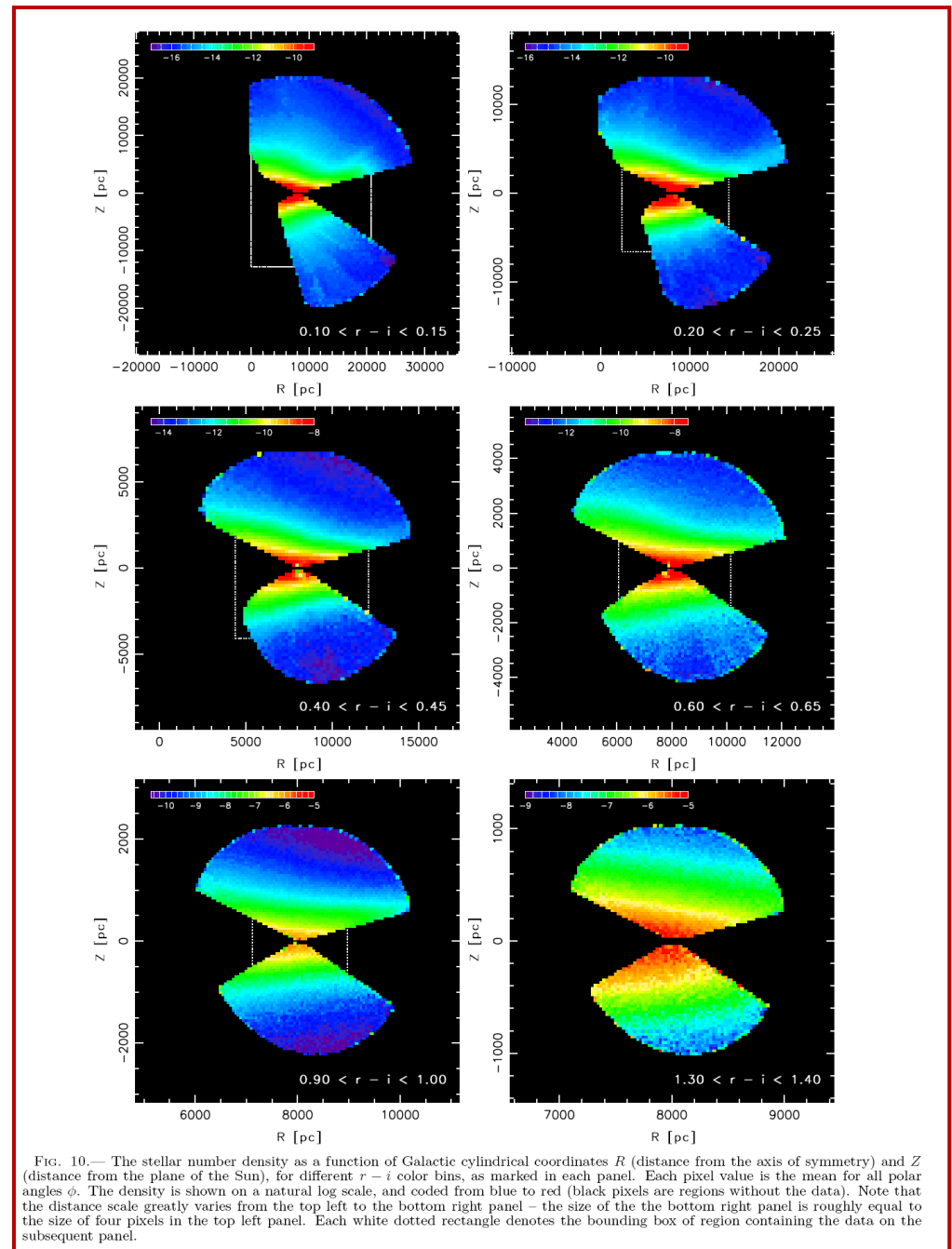
The data show strong evidence for a Galaxy consisting of an oblate halo, a disk component, and a number of localized over-densities. The number density distribution of stars as traced by M dwarfs in the Solar neighborhood ($D < 2$ kpc) is well fit by two exponential disks (the thin and thick disk) with scale heights and lengths:

$H_1 = 300$ pc and $L_1 = 2600$ pc,

$H_2 = 900$ pc and $L_2 = 3600$ pc

Halo: oblate models, best-fit $c/a = 0.64$

Jurić et al. 2008,
ApJ 673, 864



Tomografía de la Vía Láctea: metallicidades estelares (fotométricas) con datos del SDSS

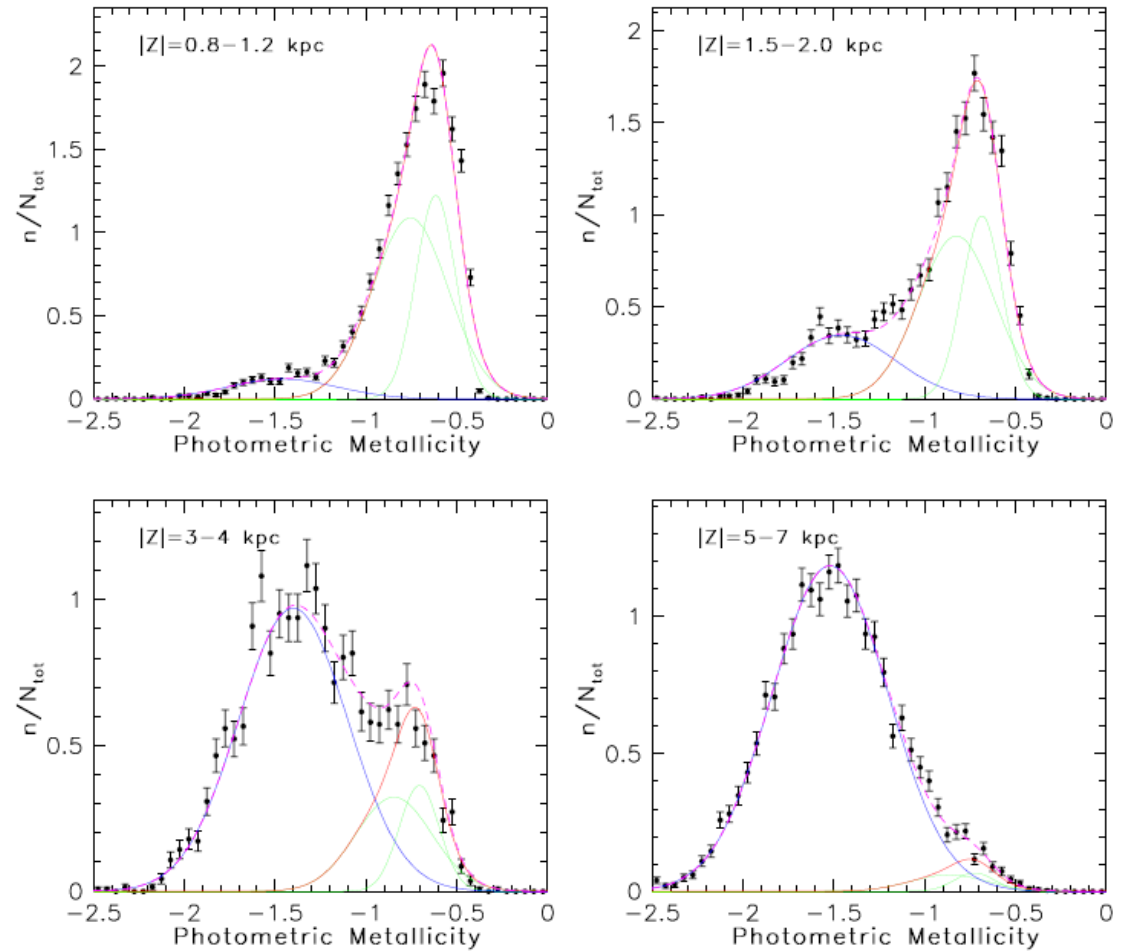
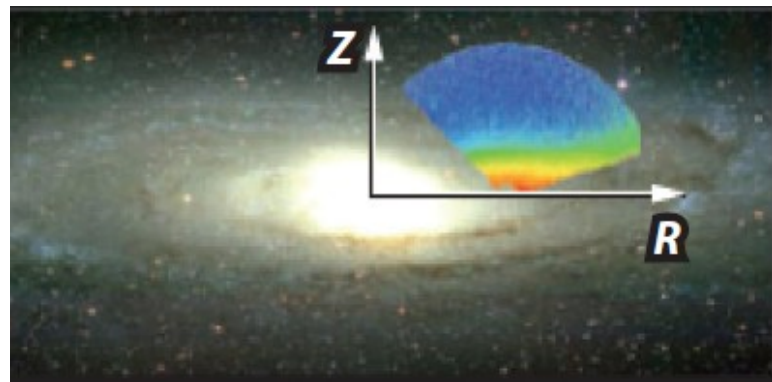


FIG. 7.— The symbols with error bars show the measured photometric metallicity distribution for stars with $0.2 < g - r < 0.4$, $7 \text{ kpc} < R < 9 \text{ kpc}$, and distance from the Galactic plane in the range 0.8–1.2 kpc (top left, $\sim 6,200$ stars), 1.5–2.0 kpc (top right, $\sim 3,800$ stars), 3.0–4.0 kpc (bottom left, $\sim 2,800$ stars) and 5.0–7.0 kpc (bottom right, $\sim 6,000$ stars). The histograms are essentially horizontal (parallel to x axis) slices at corresponding $|Z|$ intervals through the map shown in the top right panel of Figure 5. The dashed magenta lines show a best-fit two-component, halo plus disk, model. The blue lines show the halo contribution, modeled as a single Gaussian, and the red lines show the contribution of a non-Gaussian disk model, modeled as a sum of two Gaussians shown by the green lines. See § 3.3.1 and Table 3 for the best-fit parameters.

Ivezic et al. 2008, ApJ 684, 287



Tomografía de la Vía Láctea: metallicidades estelares (fotométricas) con datos del SDSS

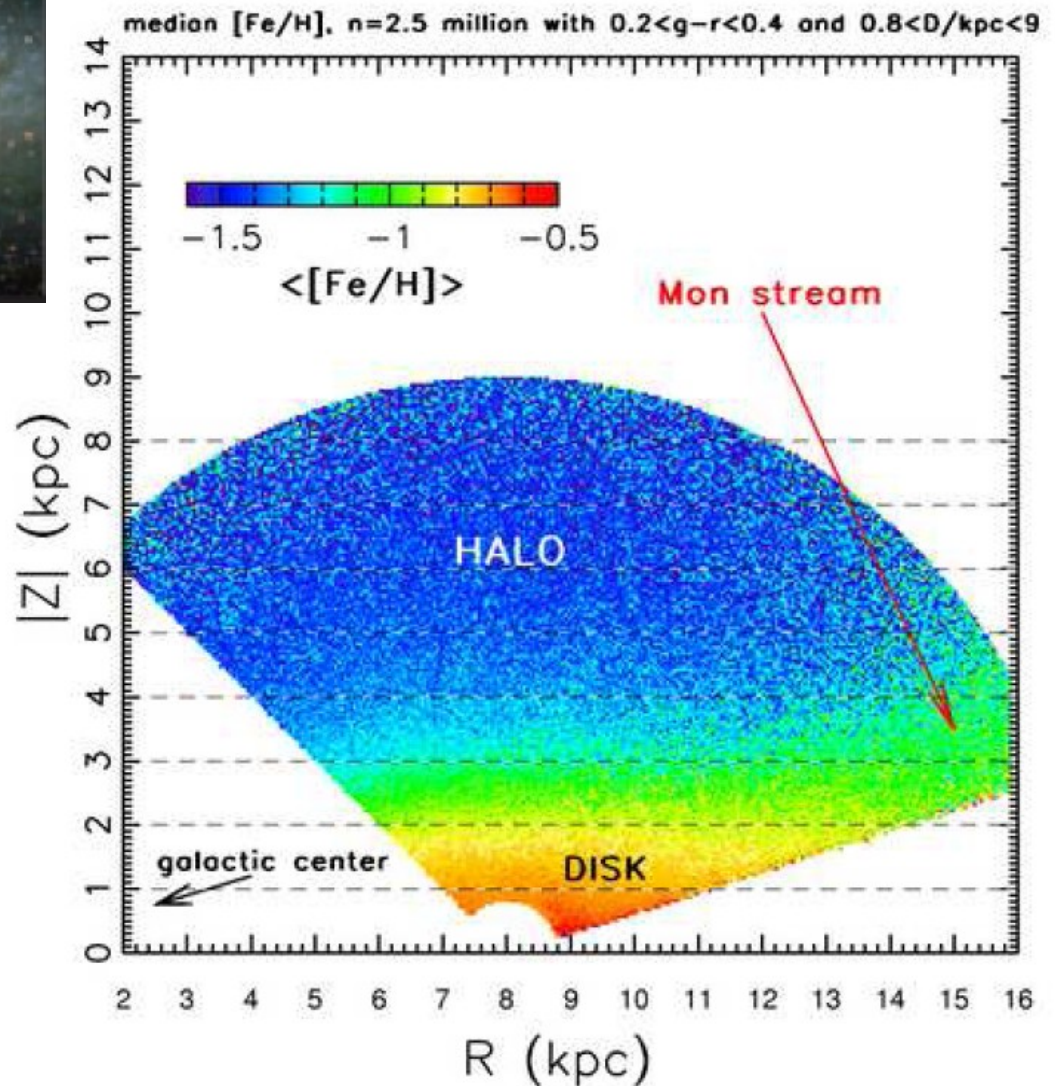


FIG. 8.— The dependence of the median photometric metallicity for ~ 2.5 million stars from SDSS Data Release 6 with $14.5 < r < 20$, $0.2 < g - r < 0.4$, and photometric distance in the 0.8–9 kpc range, in cylindrical Galactic coordinates R and $|Z|$ (compare to the top left panel of Figure 5). There are $\sim 40,000$ pixels ($50 \text{ pc} \times 50 \text{ pc}$) contained in this map, with a minimum of 5 stars per pixel and a median of 33 stars. Note that the gradient of the median metallicity is essentially parallel to the $|Z|$ axis, except in the Monoceros stream region, as marked.

Ivezić et al. 2008

Valores de escala para densidad estelar recomendados por Bland-Hawthorn & Gerhard (2016, ARAA 54, 529)

Disco delgado

R_t : 2.6 ± 0.5 kpc, thin disk exponential radial scalelength

z_t : 300 ± 50 pc, thin disk exponential vertical scalelength at R_0

Disco grueso

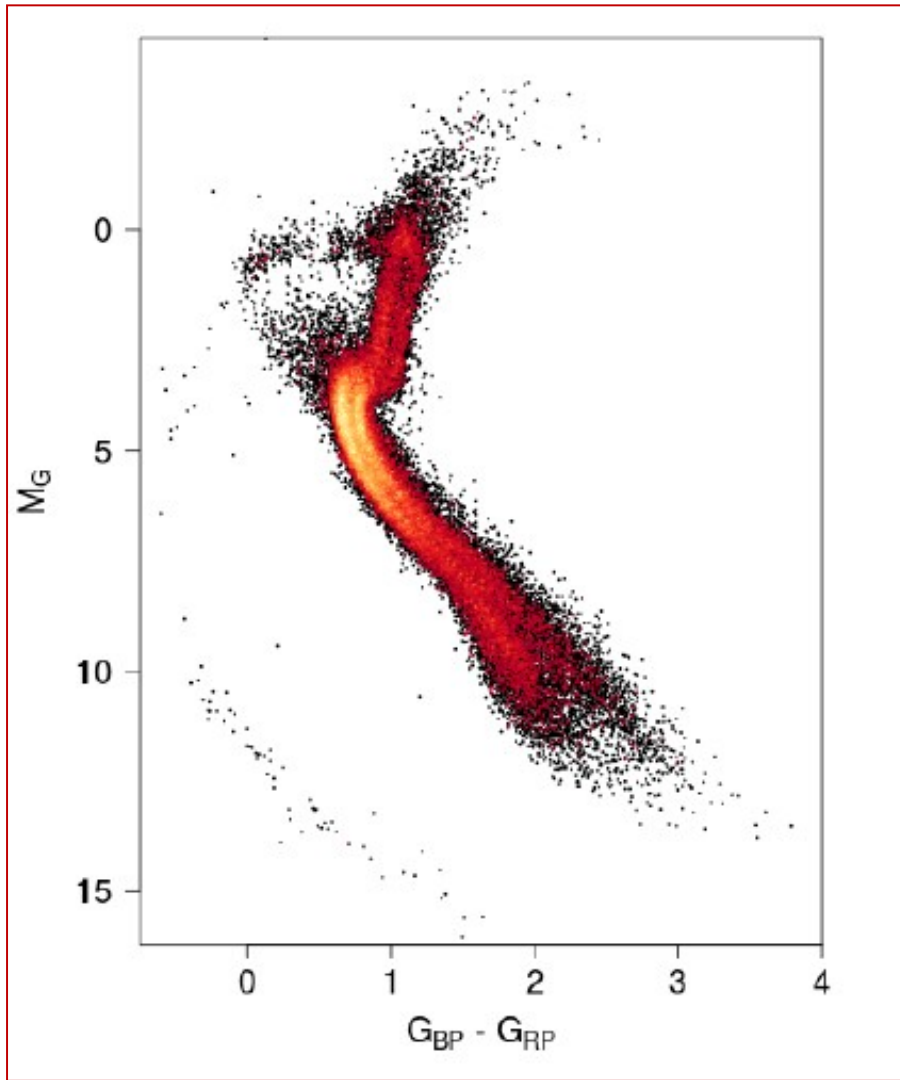
R_T : 2.0 ± 0.2 kpc, thick disk exponential radial scalelength

z_T : 900 ± 180 pc, thick disk exponential vertical scalelength at R_0

Posición del Sol

$z_0 = 25 \pm 5$ pc, distance of Sun from the Galactic Plane (Jurić et al. 2008)

Dos subcomponentes en el halo:



“Two different populations in a classical kinematic selection of *the halo* are unambiguously identified in the HRD”

Con veloc. tangencial: $V_T > 200$ km/s
(64727 stars)

GAIA Collab. 2018, A&A 616, A10

isochrones for $[M/H] = -1:3$, age= 13 Gyr

$[M/H] = -0:5$, age = 11 Gyr

Valores de escala para densidad estelar recomendados por Bland-Hawthorn & Gerhard (2016)

Halo --> evidence for a *dual halo* (oblate double power-law models)

- the *inner halo* is flattened and slowly rotating,

α_{in} : -2.5 ± 0.3 , inner density slope

q_{in} : 0.65 ± 0.05 , inner halo flattening (c/a)

- the *outer halo* is near-spherical and retrograde rotation,

α_{out} : -4.0 , outer density slope

q_{out} : 0.8 ± 0.1 , outer halo flattening (c/a)

r_s : 25 ± 10 kpc, break radius

Bland-Hawthorn & Gerhard, 2016

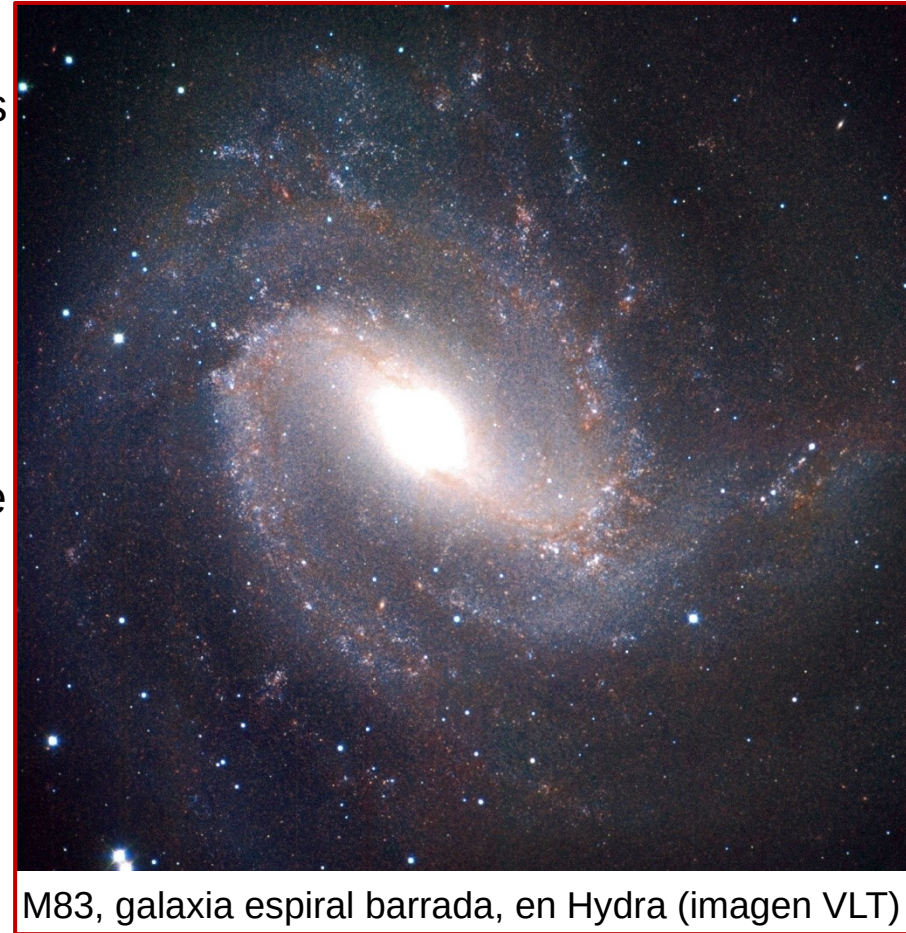
La estructura espiral

Sabemos que *nuestra galaxia es espiral*, tiene brazos espirales como parte de su disco. Para estudiarlos, en vez de utilizar conteos, tenemos la ventaja de que contienen objetos particulares que podemos seleccionar, además de la opción de estudiar otras galaxias del mismo tipo.

¿Qué es la **estructura espiral**? por lo que vemos en las imágenes ópticas parecería que hay materia solo en los *brazos* pero nada entre medio, en la zona *inter-brazos* ... pero eso es erróneo.

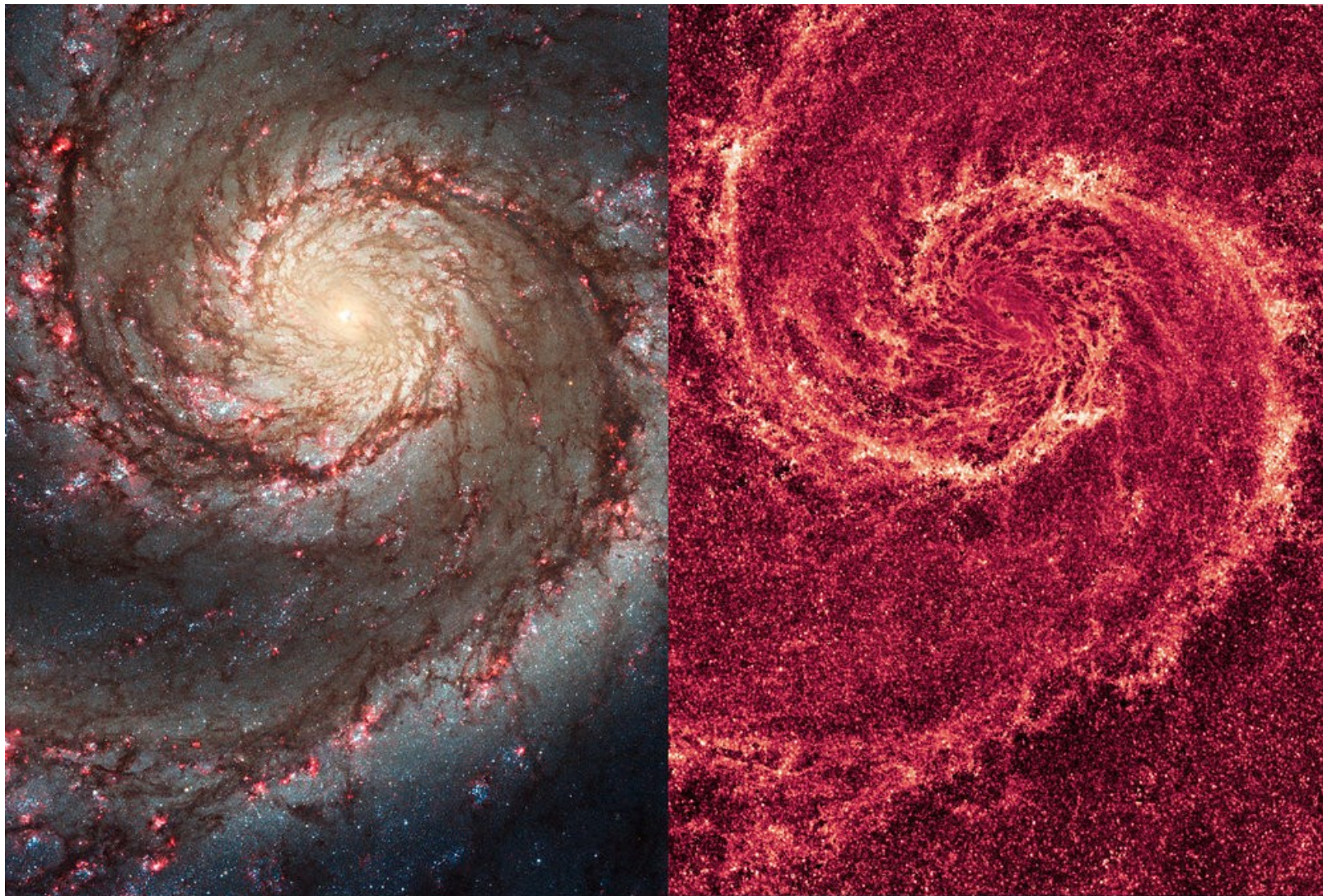
La distribución de materia en el disco es bastante homogénea, hay un 5% a 10% más de masa estelar en los brazos que en la zona inter-brazos. El gas sí está más concentrado, pero la masa de gas representa un porcentaje menor respecto a la masa total de la Galaxia.

Lo que realmente **se concentra en los brazos es la luz**, no la masa, pues los objetos ubicados en los brazos son más brillantes (en el óptico) que en zonas inter-brazos. Diríamos que es **“cuestión de calidad, no de cantidad”**.



M83, galaxia espiral barrada, en Hydra (imagen VLT)

Visible light (left) and infrared (right) HST images of M51 (Whirlpool Galaxy)



Condiciones que deben cumplir los “trazadores” de estructura espiral:

Los brazos son zonas de formación estelar (hay estrellas OB, reg. III, etc.), pero ¿por qué *no hay densidad mucho mayor en los brazos*? Porque las estrellas no se quedan en los brazos.

En término medio una estrella “cruza” el brazo espiral en 5×10^7 años.

Esto nos da un *orden de magnitud*: objetos jóvenes de $\sim 10^6$ años van a delinear la estructura espiral. Y objetos de 10^8 años o más, ya no serán útiles.

Así la primera condición para que sean trazadores espirales será:

- Jóvenes.

Pero no será útil cualquier objeto joven, por ej. las estrellas T Tauri son jóvenes, pero intrínsecamente débiles, y para estudiar la estructura espiral necesitamos cubrir la mayor extensión posible en el disco. Por tal motivo, otra condición necesaria será:

- Intrínsecamente brillantes.

Por otra parte, distancias con errores grandes van a “desdibujar” el brazo espiral, por lo que se requieren:

- Buenas calibraciones

Condiciones que deben cumplir los “trazadores” de estructura espiral (cont.):

en brillo y distancia, donde podemos tener en cuenta que grupos de estrellas, por ej., darán mejores distancias que estrellas individuales.

Finalmente, podemos considerar que si estudiamos muy pocos objetos no podremos “dibujar” los brazos en toda su extensión, por lo que deberían ser:

- (Abundantes)

pero esta última condición es la menos importante, pues siempre tendremos la posibilidad de *combinar distintos objetos*, si algunos de ellos no son abundantes.

Delineadores de estructura espiral:

- Cúmulos abiertos jóvenes (edades $< \sim 30 \times 10^6$ años) y asociaciones OB
- Estrellas OB y Be
- Regiones HII y nubes moleculares gigantes
- Cefeidas de largo período ($P > 12$ días, más luminosas)
- Estrellas supergigantes Ia y IaB
- Polvo (en FIR)
- Gas (HI, CO)
- etc.

Estructura espiral de M51 a partir de cúmulos estelares

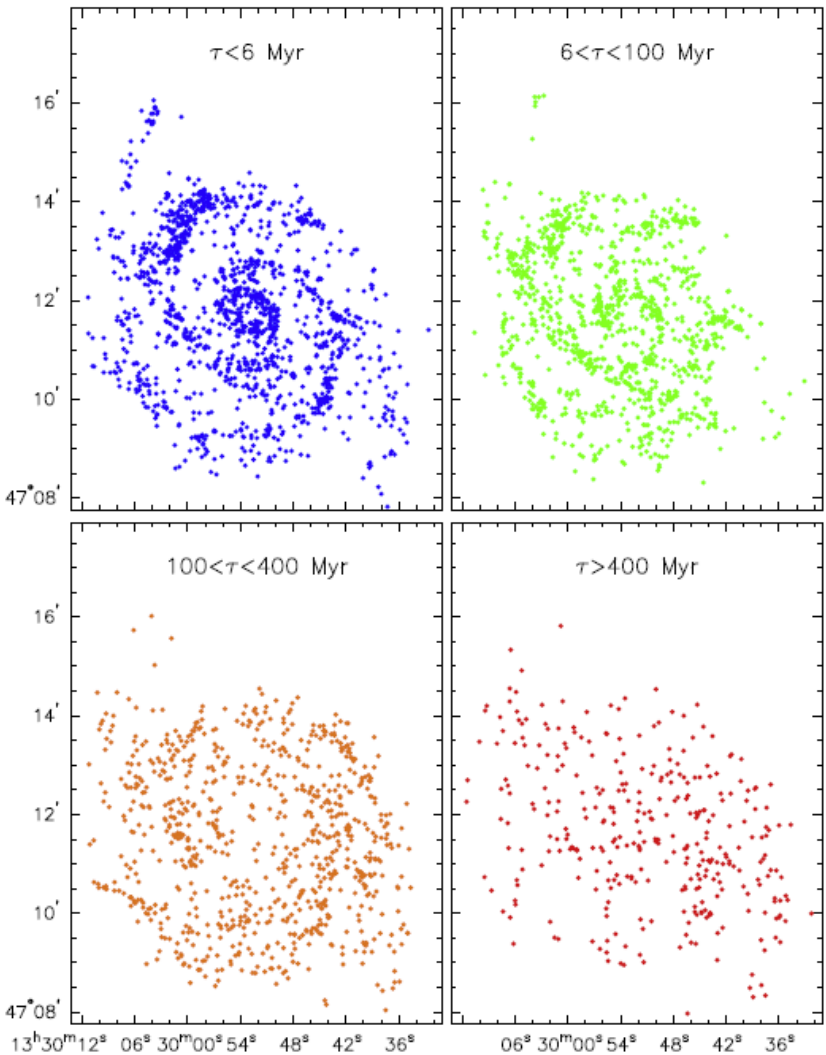


Figure 2. Gradual diffusion of clusters throughout the disk of M51. The clusters start out quite concentrated in the arms, and they become more and more dispersed as they age. Clusters with ages of a few hundred Myr do, however, still show weakly concentrated structure and are not yet fully dispersed. The color-coding is the same as in Figure 1: (<6 Myr (blue) 6–100 Myr (green); 100–400 Myr (orange); and >400 Myr (red).

imágenes multi-banda del HST



Chandar et al. 2017, ApJ 845, 78

Estructura espiral a partir de la distribución del polvo (COBE)



FIG. 13.—Surface density map of the dust, as inferred from the dust density model. Small black dot (*upper center*) shows the position of the Sun, which nearly lies on a small local feature, known as the Orion arm. Arms are incomplete on the side opposite the Sun owing to incomplete H II data.

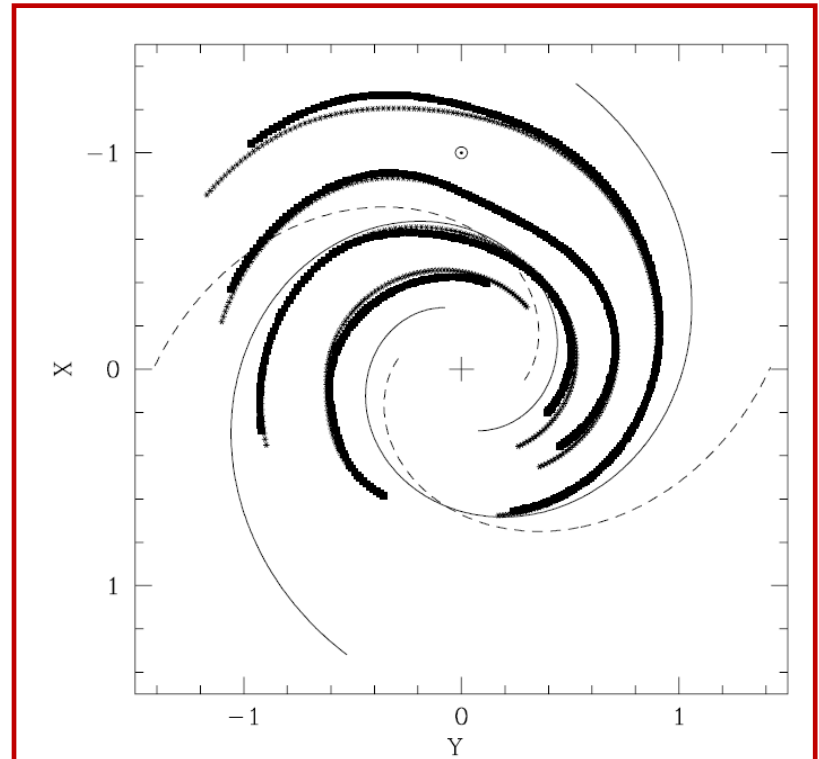


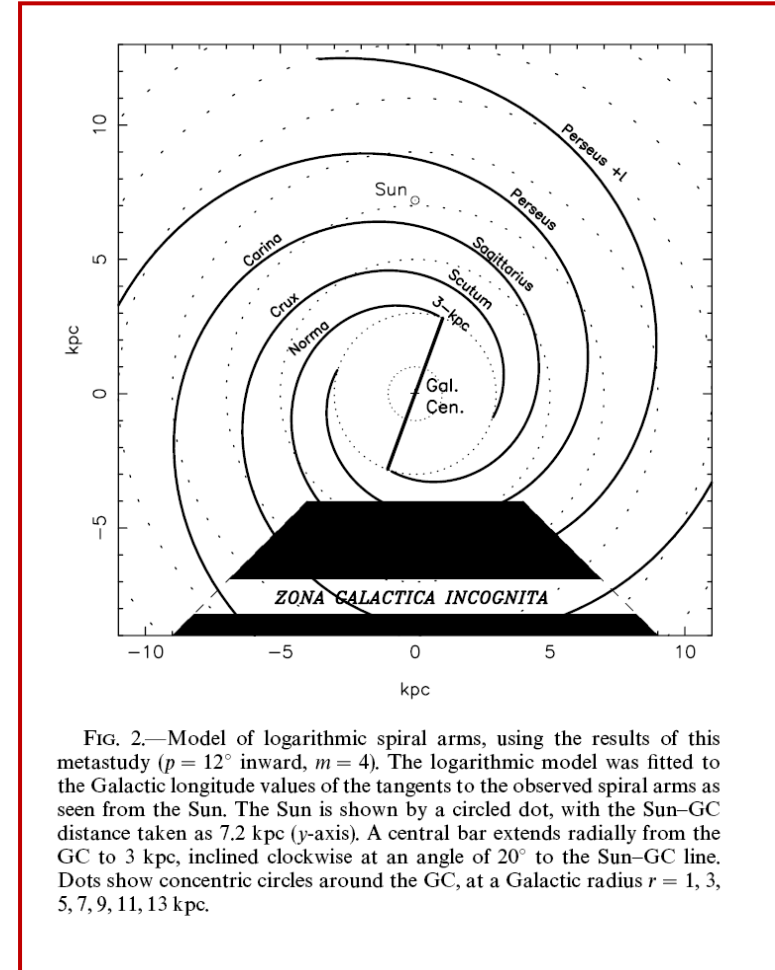
FIG. 19.—Schematic of the Galaxy showing the four spiral arms as mapped by H II regions and the dust (**bold lines**), the sheared arms in the K band (*stars*), and the arms in the two-arm logarithmic model for J- and K-band fit (*dashed*) and the K-band fit alone (*solid*) (Drimmel, & Spergel 2001). The H II spirals are incomplete on the opposite side of the Galaxy owing to lack of data.

Drimmel & Spergel 2001, ApJ 556, 181

Estructura espiral con distintos indicadores

TABLE 1
RECENT STUDIES OF SPIRAL ARMS IN THE MILKY WAY (1995–2001)^a

Number of Spiral Arms	Figure and Reference	Observational Data Used
4	Fig. 2 in Johnston et al. (2001)	H I gas
4	Steiman-Cameron, Wolfire, & Hollenbach (2001)	[C II], [N II]
2	Fig. 4 in Fernandez et al. (2001)	Cepheids, OB stars
4	Fig. 4 in Fernandez et al. (2001)	Cepheids, OB stars
6	Fig. 6 in Lépine et al. (2001)	Cepheids, H II gas
4	Fig. 12 in Vallenari, Bertelli, & Schmidtobreick (2000)	V, I optical stars
4	Fig. 1 in Drimmel (2000)	Dust 240 μ m
2	Fig. 2 in Drimmel (2000)	K-band old stars
4 outer	Fig. 16 in Fux (1999)	H I, CO gas
4	Table 1 in Mishurov & Zenina (1999)	Cepheids
2	Table 1 in Mishurov & Zenina (1999)	Cepheids
4	Fig. 15b in Englmaier & Gerhard (1999)	H I, CO, NIR COBE
4 outer	Fig. 14 in Sevenster (1999)	OH, IR stars
4	Fig. 4 in Han, Manchester, & Qiao (1999)	RM pulsars
4	Fig. 1 in Indrani & Deshpande (1999)	RM pulsars
4	Fig. 3 in Efremov (1998)	H I clouds
4	Fig. 4 in Amaral & Lépine (1997)	Nearby open clusters
...	Table 3 in Heiles (1996)	Polarized stars
4	Fig. 1 in Chen et al. (1996)	²⁶ Al 1.8 MeV
4	Fig. 1 in Deshpande (1995)	Radio pulsars



Vallée 2002, ApJ 566, 261

Estructura espiral con regiones HII y nubes molec. gig.

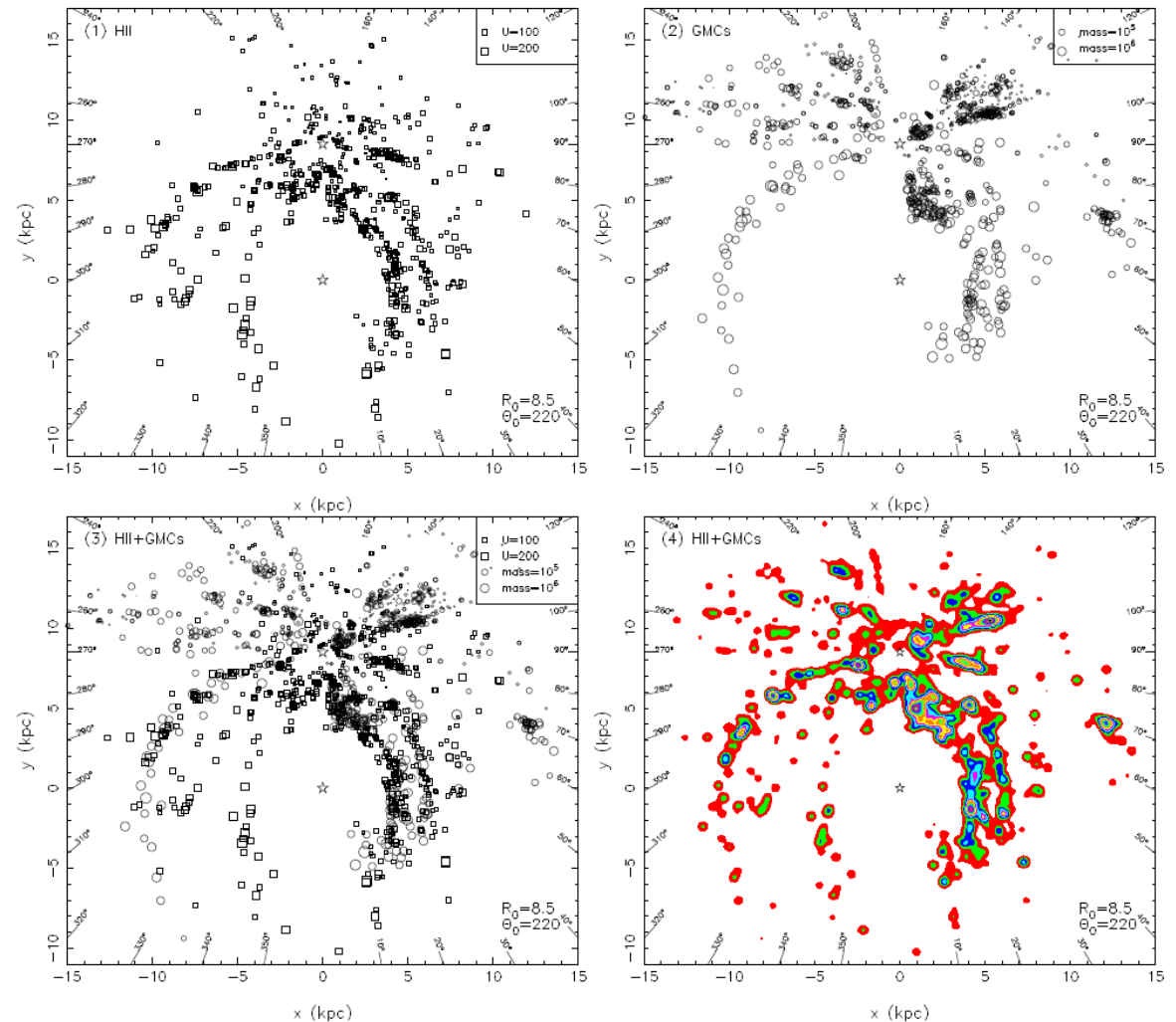


Fig. 3. Panel (1) is the distribution of HII regions, Panel (2) is the distribution of GMCs, and Panel (3) is the distribution of HII regions and GMCs together for illustration of the Galactic spiral structure. The solar parameters $R_0=8.5$ kpc and $\Theta_0=220$ km s⁻¹ were adopted. The coordinates originate from the Galactic center, and the Sun is located at $(x = 0.0$ kpc, $y = 8.5$ kpc). The open squares indicate the HII regions with the symbol area proportional to exciting parameters. The open circles indicate GMCs with the symbol size proportional to $\log(M_{GMCs})$ (see Sect. 2.3). Panel (4) is the color distribution of both kinds of tracers, each brightened as a Gaussian with the amplitude of the weighting parameter, B , so that the spiral arms are clearly demonstrated.

Hou et al. 2009,
A&A 499, 473

Estructura espiral y modelos

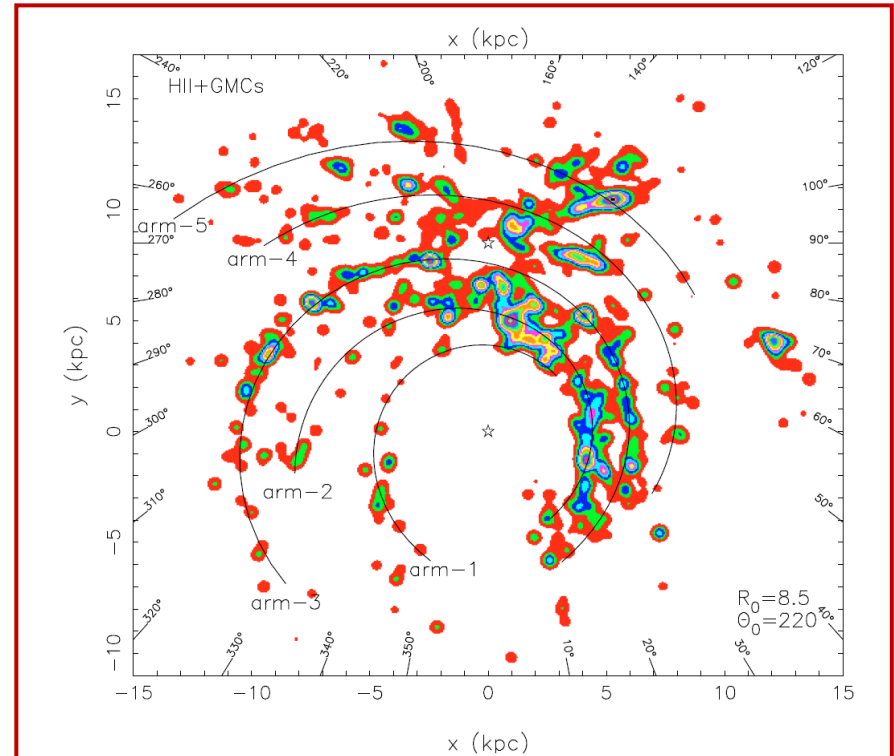
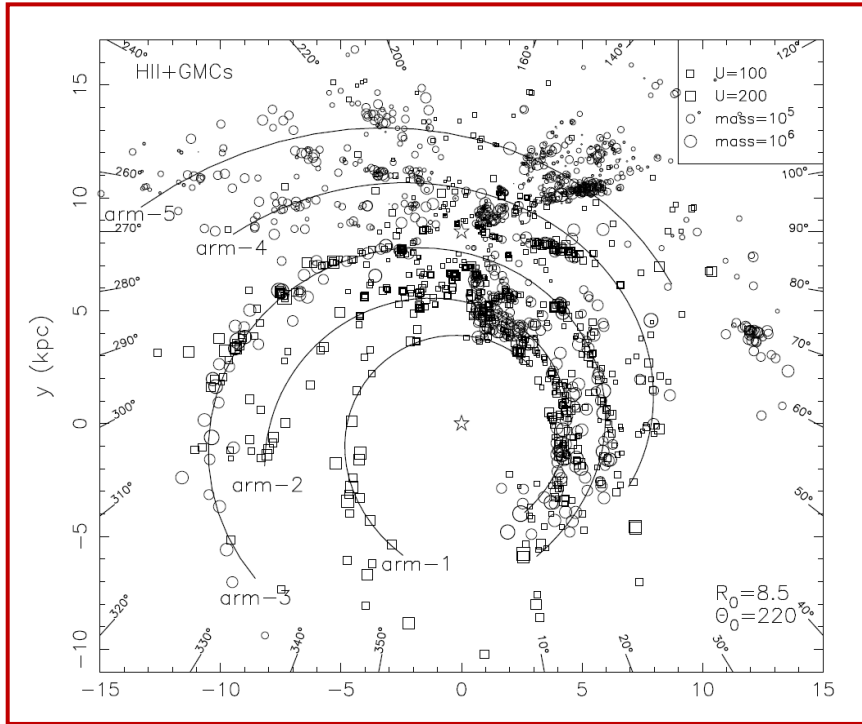


Fig.7. The best-fitting polynomial logarithmic-arm model ($R_0 = 8.5$ kpc and $\Theta_0 = 220$ km s $^{-1}$), plotted onto the data distribution (*top panel*) and the color brightened-tracer image (*bottom panel*) of tracers. Almost all main tracers are connected by the outlined arms, except for one complex at $(x, y) = (12$ kpc, 4 kpc) which either has an overestimated distance or it belongs to another outer arm.

Hou et al. 2009

Estructura del disco estelar externo con conteos del 2MASS

822

C. Reylé et al.: The Milky Way's external disc constrained by 2MASS star counts

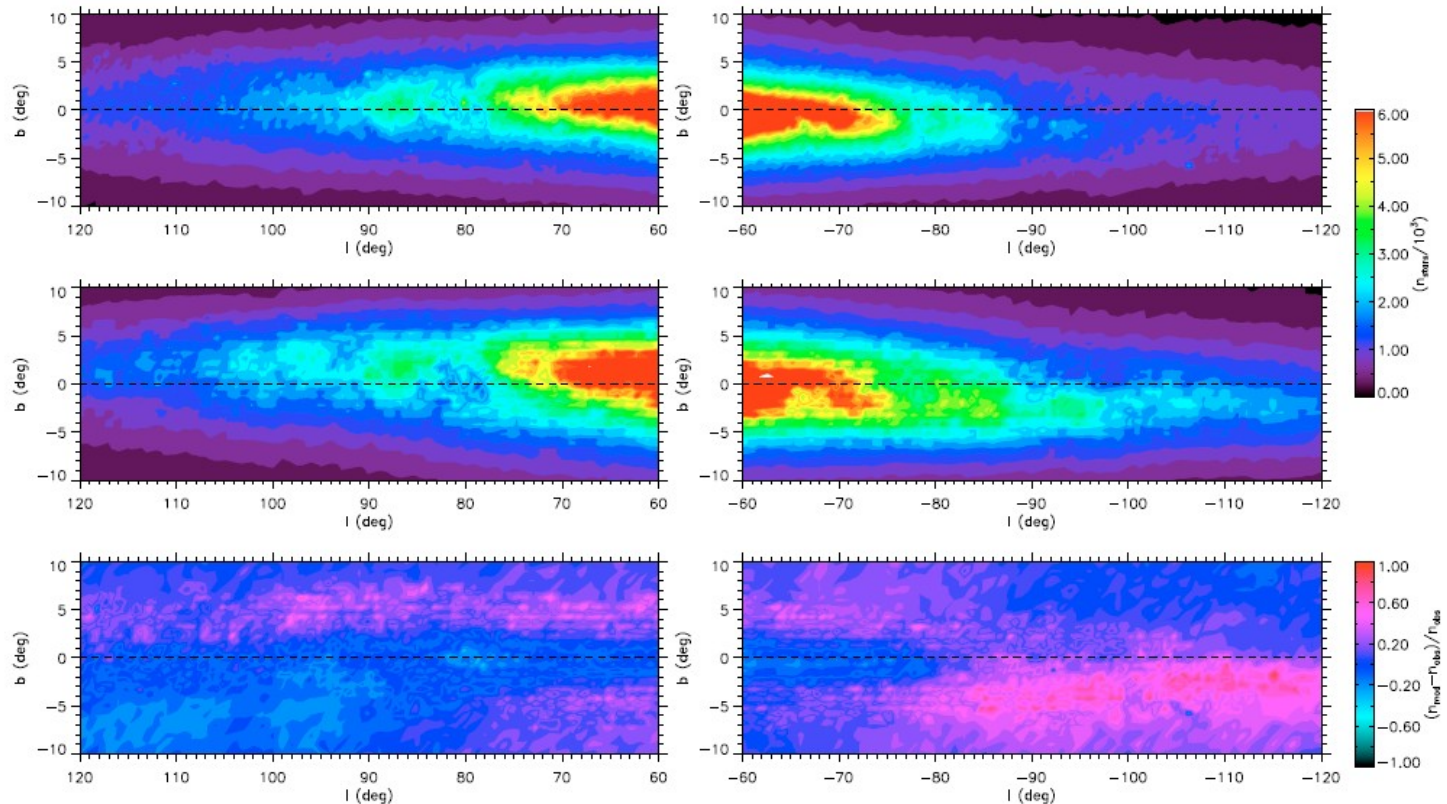
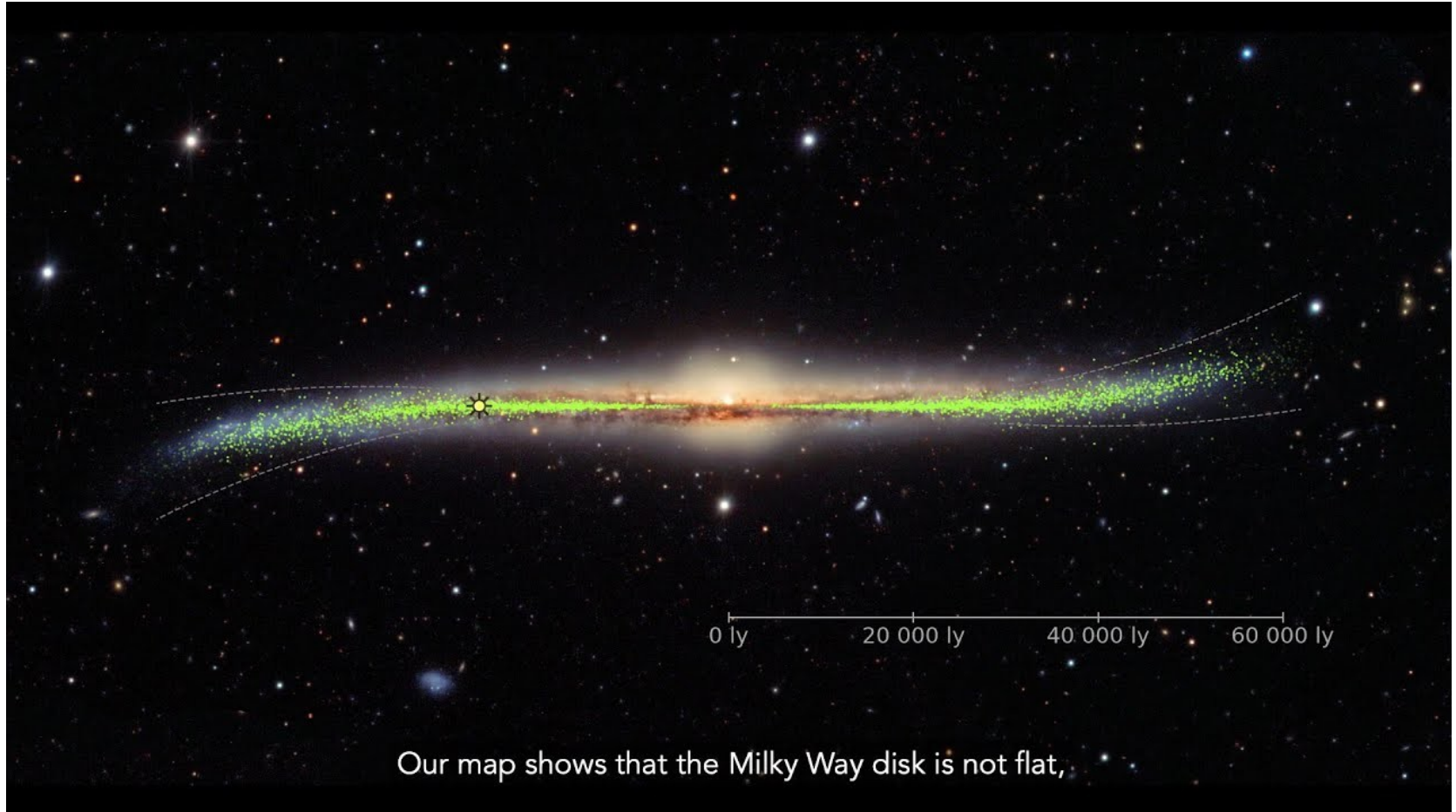


Fig. 3. 2MASS star counts (*top*), modelled ones (*middle*), and relative difference between the two (*bottom*) with $\gamma_{\text{warp}} = 0.18$ and $h_R = 2530$ pc. Dashed line indicates the $b = 0^\circ$ plane. On the left is the northern warp, on the right the southern warp.

Reylé et al. 2009, A&A 495, 819

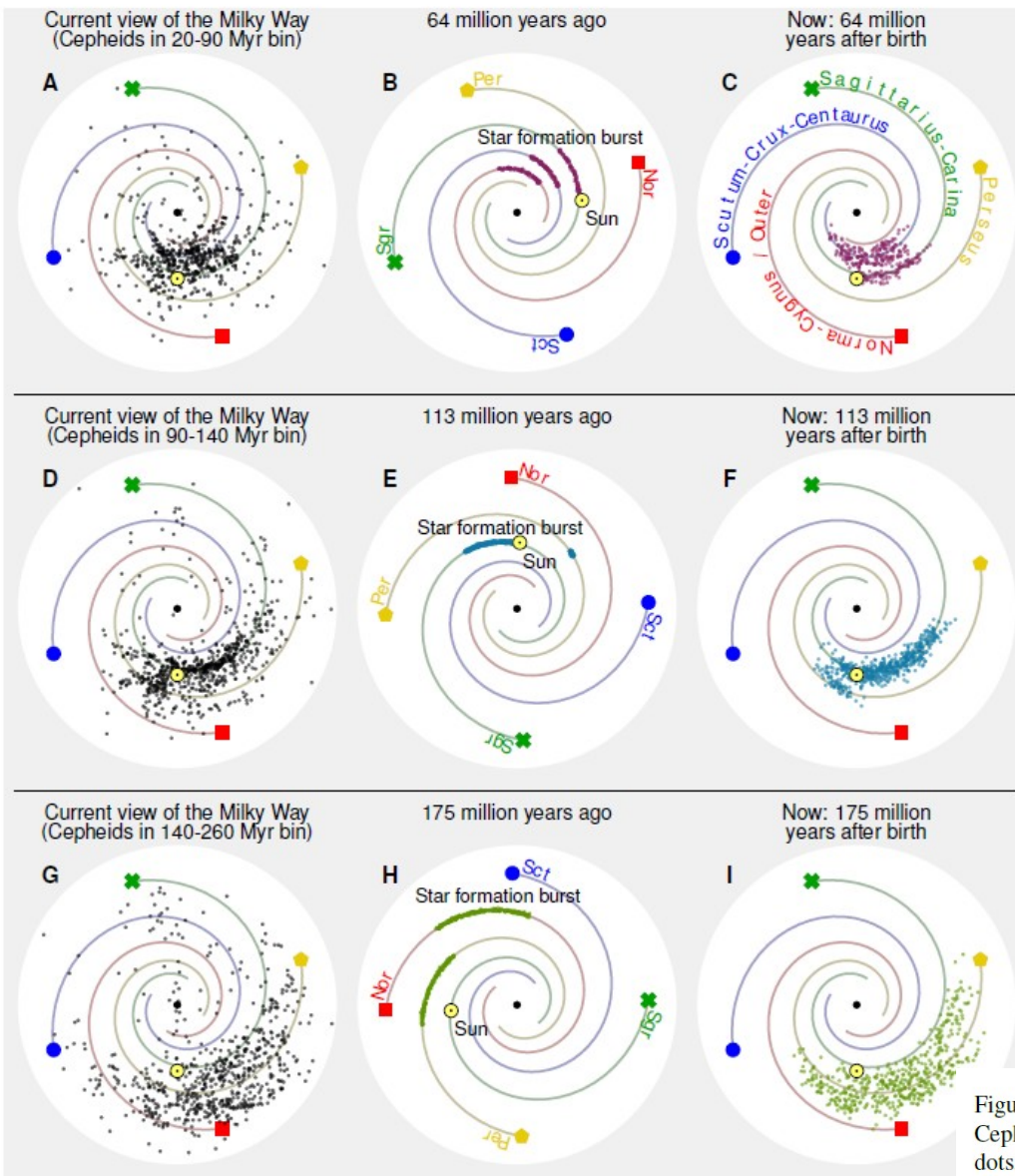
La Vía Láctea en 3D: observaciones de Cefeidas - proy. OGLE

“This 3D Map of the Milky Way Is the Best View Yet of Our Galaxy's Warped, Twisted Shape”



Map of the Milky Way in three-dimensions based on the positions and distances of thousands of classical Cepheid variable stars.

Skowron et al. 2019, Science 365, 478

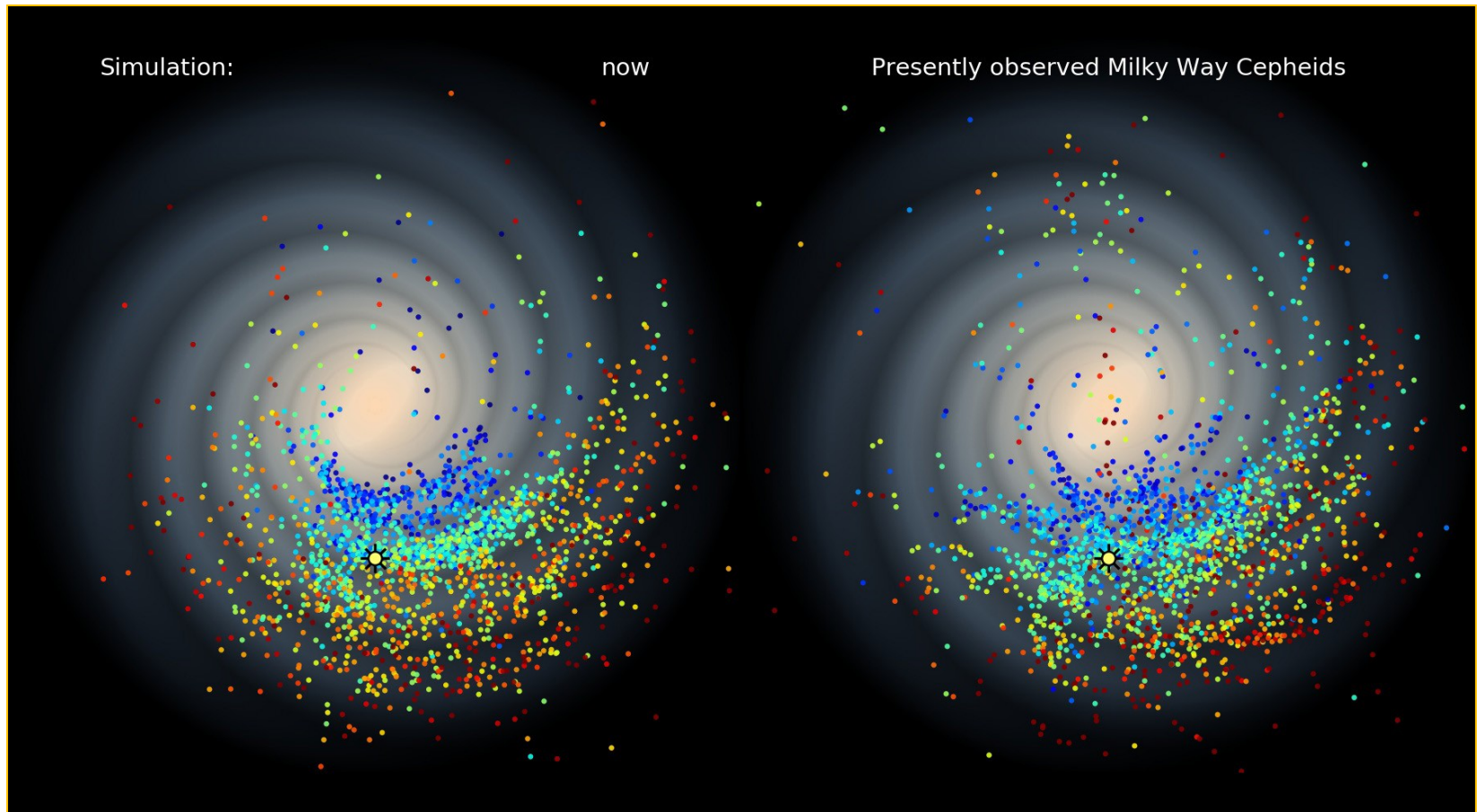


“Stars might have formed in bursts...”

Skowron et al. 2019

Figure 4: **Possible origin of the Cepheid structures.** (A) Face-on view of our Galaxy, where Cepheids that belong to the age bin 20 to 90 Myr (median age 64 Myr) are shown with black dots. The Sun is marked with a yellow dot, the Galactic center with a black dot. Locations of the spiral arms: yellow pentagon, Perseus arm; green cross, Sagittarius-Carina arm; blue dot, Scutum-Crux-Centaurus arm; red square, Norma-Cygnus/Outer arm. (B) Location of the Galaxy’s spiral arms 64 Myr ago, with simulated star formation regions along the Norma-Cygnus/Outer, Scutum-Crux-Centaurus and Sagittarius-Carina arms marked in violet. (C) Current location of stars from the simulated star formation region (violet). (D to F) Same as (A) to (C), but for the age bin 90 to 140 Myr with a median age of 113 Myr. (G I) Same as (A) to (C), but for the age bin 140 to 260 Myr with a median age of 175 Myr.

La Vía Láctea en 3D: observaciones de Cefeidas - proy. OGLE



This image compares a simulation of the Milky Way galaxy's Cepheid star variables (left) with actual observations of their numbers (right). Red points indicate older stars, while younger ones are shown in blue.

Distribución perpendicular al plano Galáctico

El análisis de la distribución de objetos en la dirección z presenta las siguientes ventajas: los gradientes de densidad son grandes y por ello fáciles de detectar, la absorción es mucho menor que en el plano, y la variación de densidad en z es muy diferente según el tipo espectral o tipo de objeto (que llamaremos “ S ”) considerado.

Si para cada S consideramos una densidad v que varía exponencialmente según z :

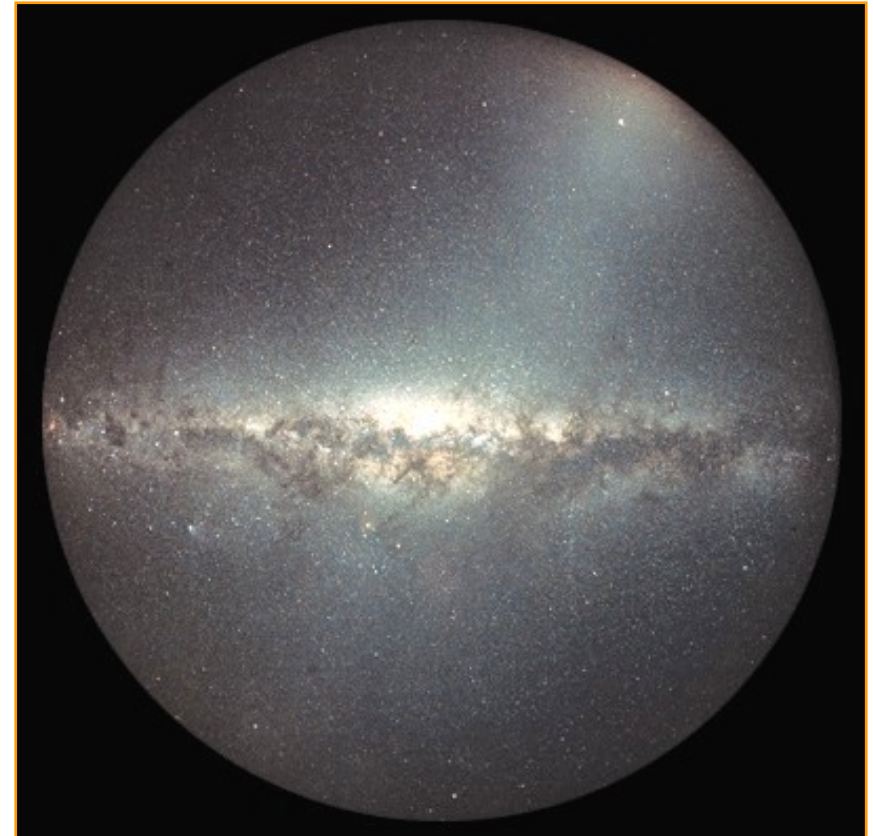
$$v_S(z) = v_S(0) e^{-\frac{|z|}{\beta_S}}$$

siendo β_S la altura en que la densidad cae a $1/e$ (~37%) de la densidad en el plano, para el dado S .

objeto	β_S [pc]		
O,B, Cefeidas	50 - 60	}	brazos espirales
cúm. abiertos	80		
polvo, gas	150		
A V	200		
KIII, neb. planet., novae	260-300	}	disco delgado
G, K, M V	300 - 350		
enanas blancas	500	}	disco grueso
variab. largo período	700-1000		
RRLyr ($P > 0.5$ d)	2000	}	halo
subenanas	2000		
cúm. globulares	3000		

Ejemplos de objetos típicos del *disco*

- Cúmulos abiertos o galácticos
- Nebulosas
 - de reflexión
 - de emisión
 - oscuras
- Polvo, gas



Cúmulo abierto: las Pleiades

más de 3.000 estrellas



Credit & Copyright: Robert Gendler

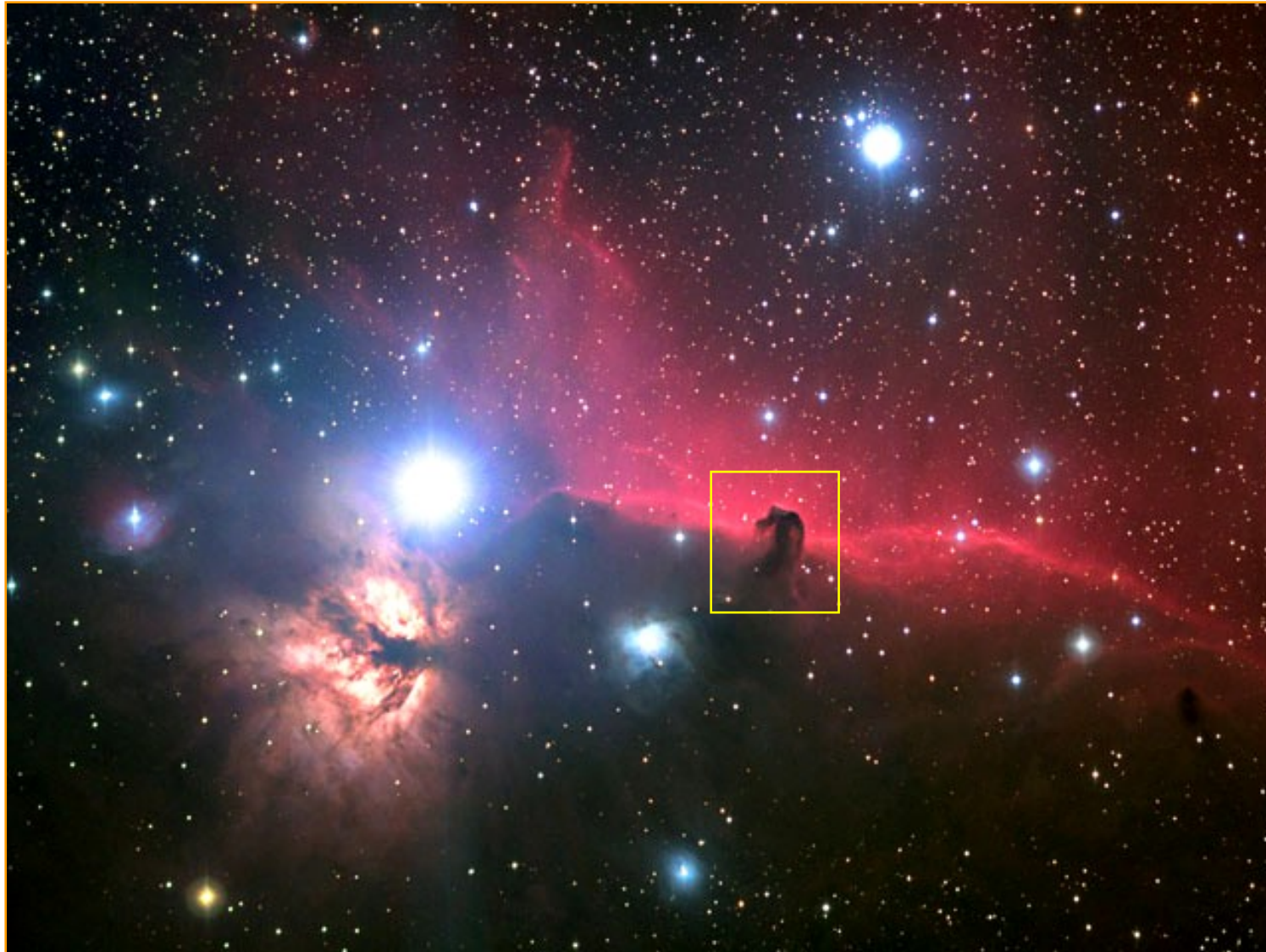
Cúmulo abierto: M7 en Scorpius

aprox. 100 estrellas



Credit & Copyright: Allan Cook & Adam Block, NOAO, AURA, NSF

Todos los tipos de *nebulosas* en el Complejo Molecular de Orión:



1.500 AL

Imagen
compuesta
con más
de 20 hs de
exposición

Image credit: Ron Brecher

Nebulosa oscura “Cabeza de Caballo”



Credit: Arne Henden (US Naval Observatory, Flagstaff)



Nebulosa de Carina

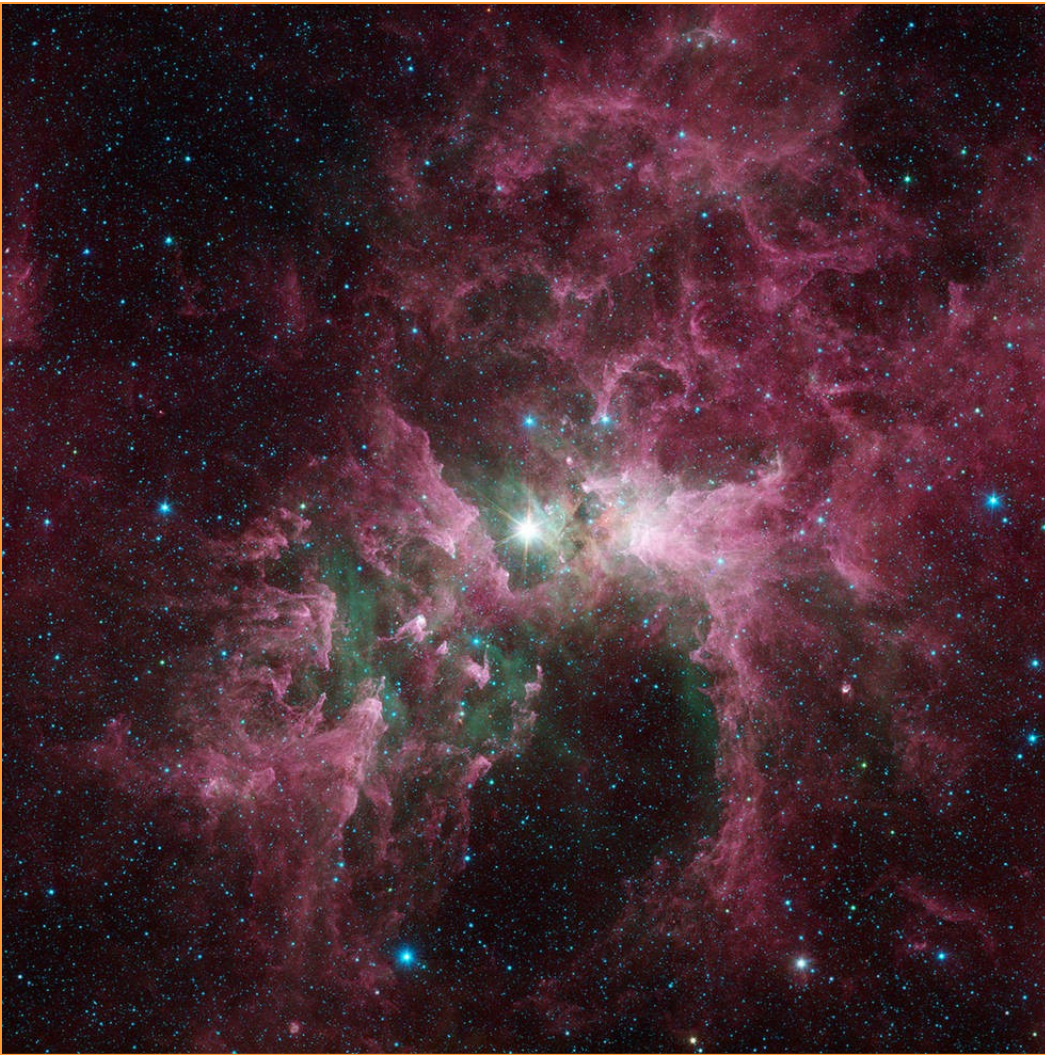
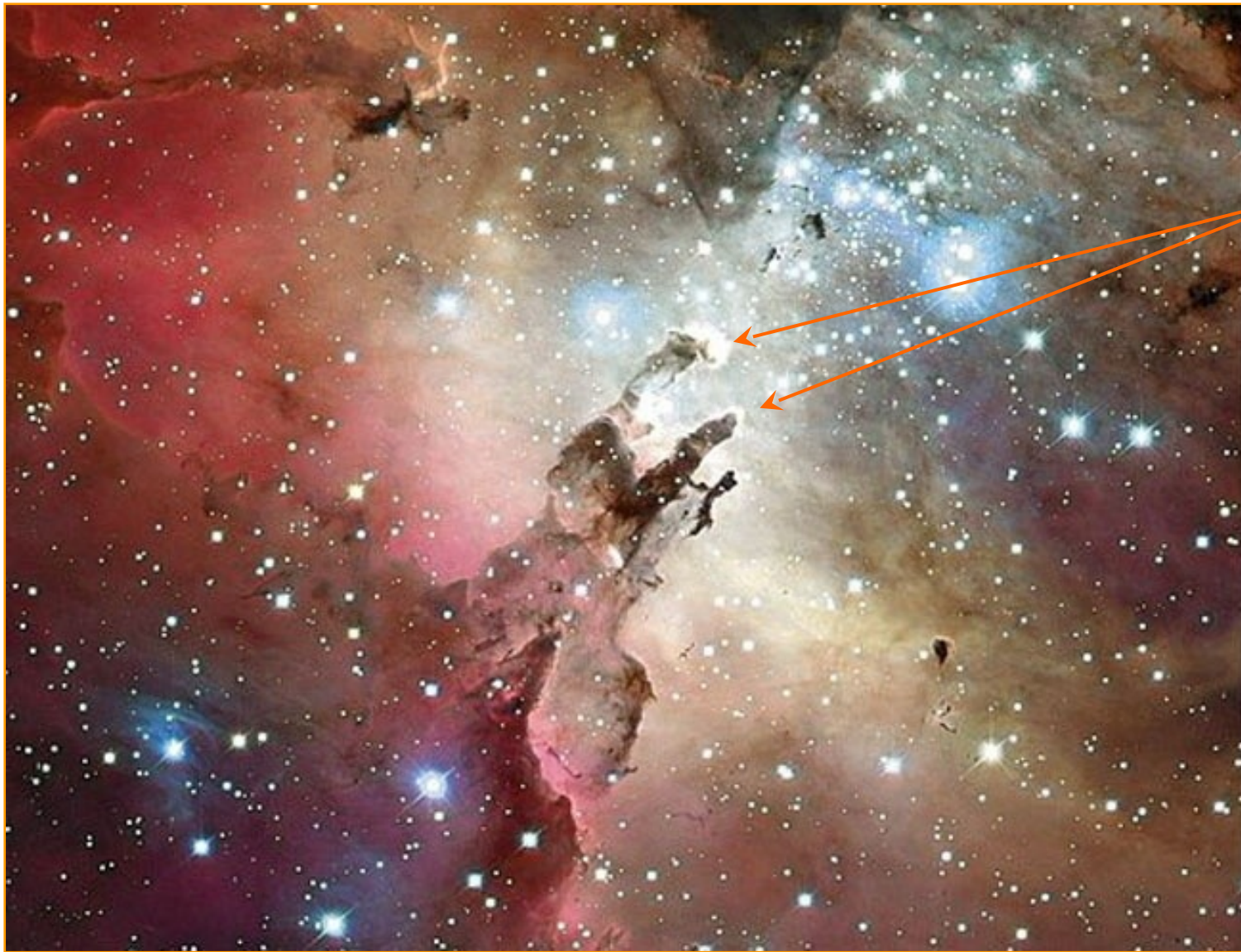


Image credit: NASA/JPL-Caltech

The bright star at the center of this image is **Eta Carinae**, one of the most massive stars in the Milky Way galaxy. With around 100 times the mass of the Sun and at least 1 million times the brightness, Eta Carinae releases a tremendous outflow of energy that has eroded the surrounding nebula. **Spitzer's infrared vision** lets us see the dust, shown in red, as well as clouds of hot, glowing gas, which appear green.



pilares

Detalle de la nebulosa del Águila y cúmulo abierto M16

Credit & Copyright: Jean-Charles Cuillandre (CFHT), Hawaiian Starlight, CFHT

N44F: nebulosa en forma de burbuja en la Nube Mayor de Magallanes



formada por
el viento de
una estrella
muy joven

imagen HST

Ejemplo de objetos típicos del halo

Vimos que el halo es un esferoide oblongo ($c/a \sim 0.55$), con fuerte concentración hacia el centro.

Objetos típicos: **cúmulos globulares**, **estrellas RR Lyr** ($P > 0.4$ d) y **subenanas**.

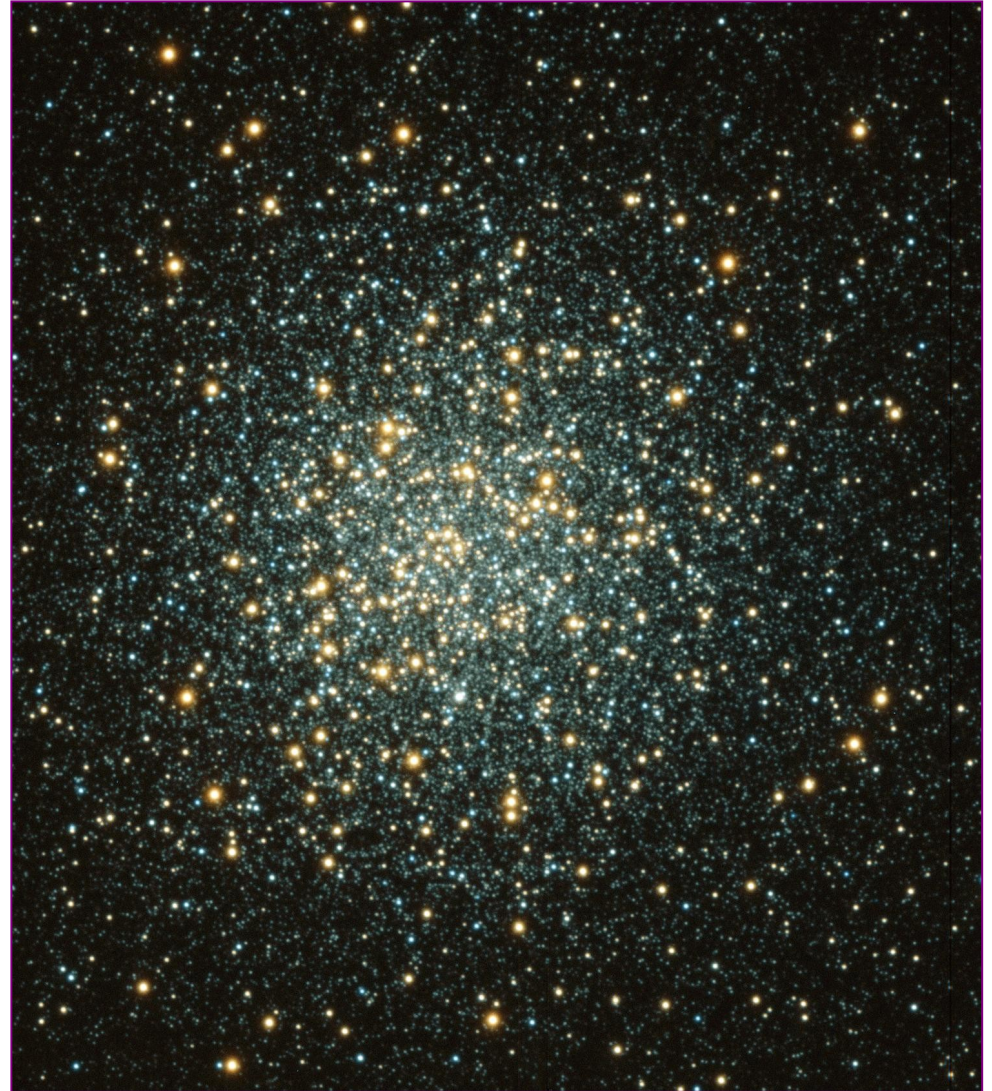
Todos objetos pobres en metales.

Contiene además un gas ionizado,

tenue y muy caliente ($T > 10^6$ °K),

y “*streams*” (corrientes estelares) que permiten trazar la historia de formación de la Galaxia.

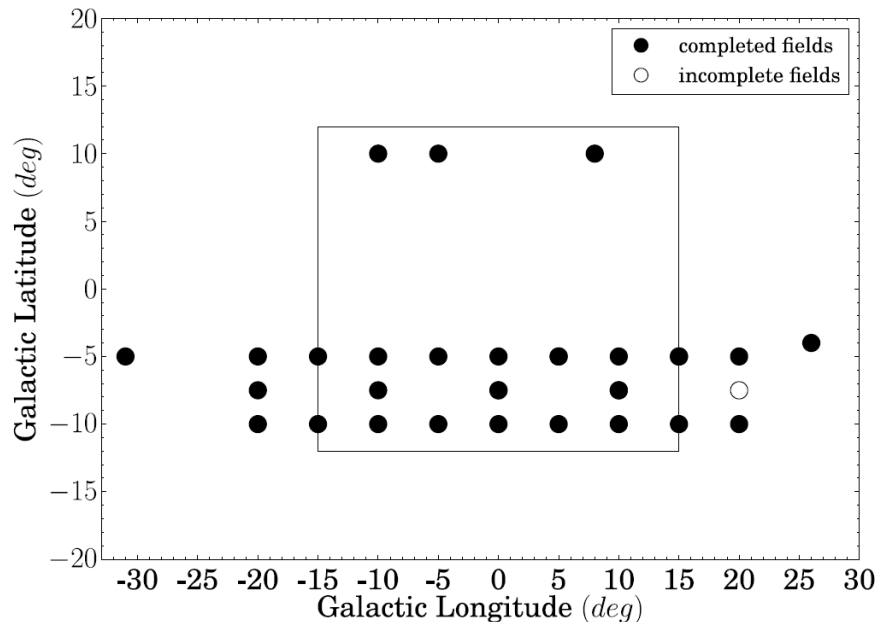
Cúmulo globular M3
aprox. 500.000 estrellas



Credit & Copyright: S. Kafka & K. Honeycutt (Indiana University), WIYN, NOAO, NSF

Bulbo: observaciones del relevamiento ARGOS

We present the metallicity results from the ARGOS spectroscopic survey of the Galactic bulge. Our aim is to understand the formation of the Galactic bulge: did it form via mergers, as expected from Λ CDM theory, or from disk instabilities, as suggested by its boxy/peanut shape, or both?



espectros de
28000 estrellas
en 28 campos

Figure 1. The $28 \times 2^\circ$ fields in our survey, in Galactic latitude and longitude. Filled circles indicate fields for which we have complete data. One field at $(l, b) = (20^\circ, -7.5^\circ)$ is incomplete; only 600 stars were observed for this field. The rectangle denotes the approximate extent of the boxy/peanut-bulge

Ness et al. 2013,
(a) MNRAS, 430, 836
(b) MNRAS, 432, 2092

Bulbo: distribución de metalicidades

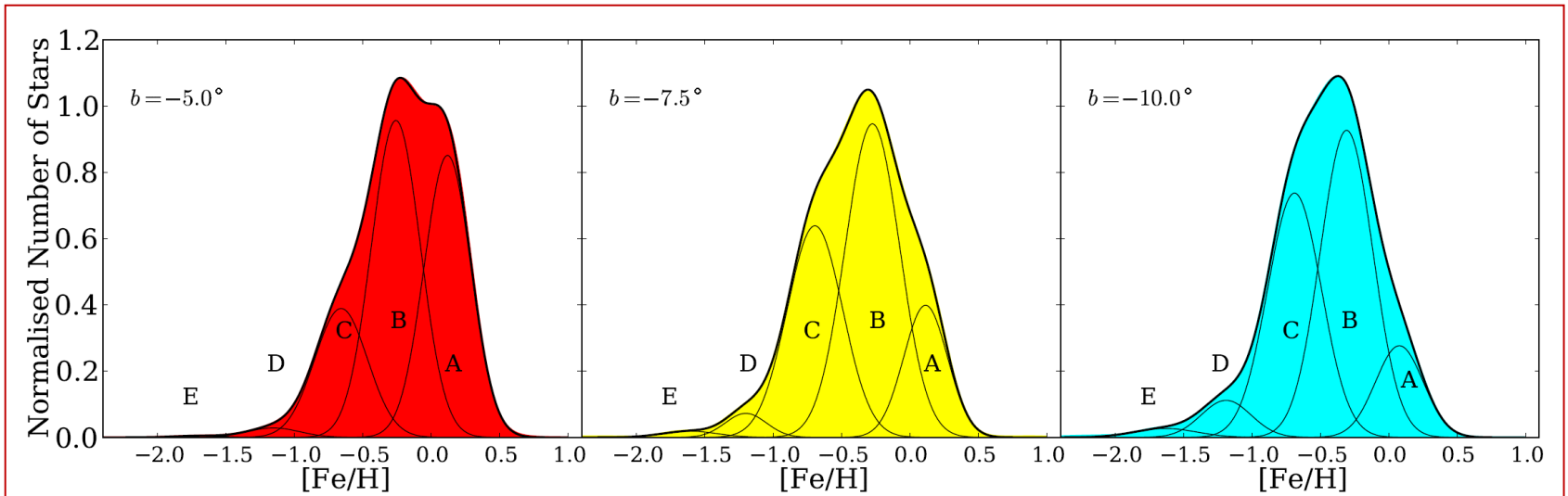


Figure 1. MDFs for stars within $R_G < 3.5$ kpc at from left to right $b = -5^\circ$, $b = -7.5^\circ$ and $b = -10^\circ$, for $l = \pm 15^\circ$, showing the changing contribution of metallicity fractions with latitude.

Ness et al. 2013b

Bulbo: modelo galáctico

“As the disk becomes unstable, it forms a rotating bar which buckles and heats the disk vertically. The orbits of the stars originally in the bar are extended vertically into orbits which now define the boxy / triaxial / peanut-shaped bulge.”

Ness et al. 2014, ApJ 787, L19

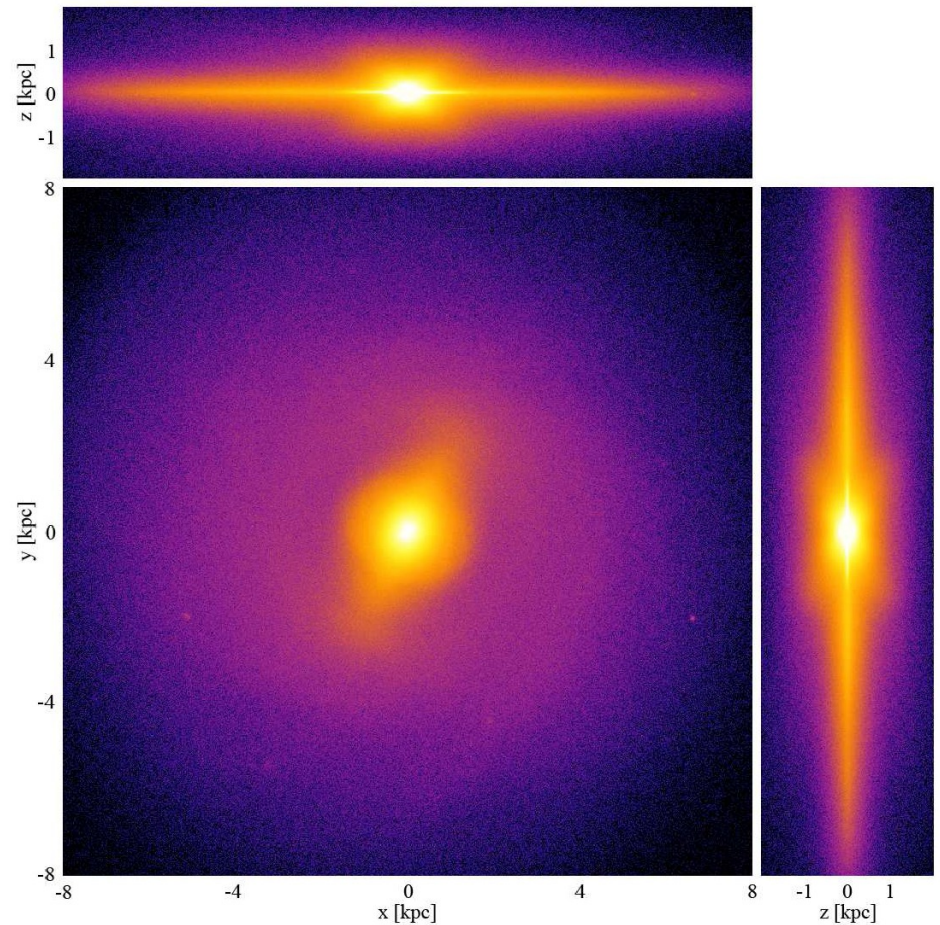
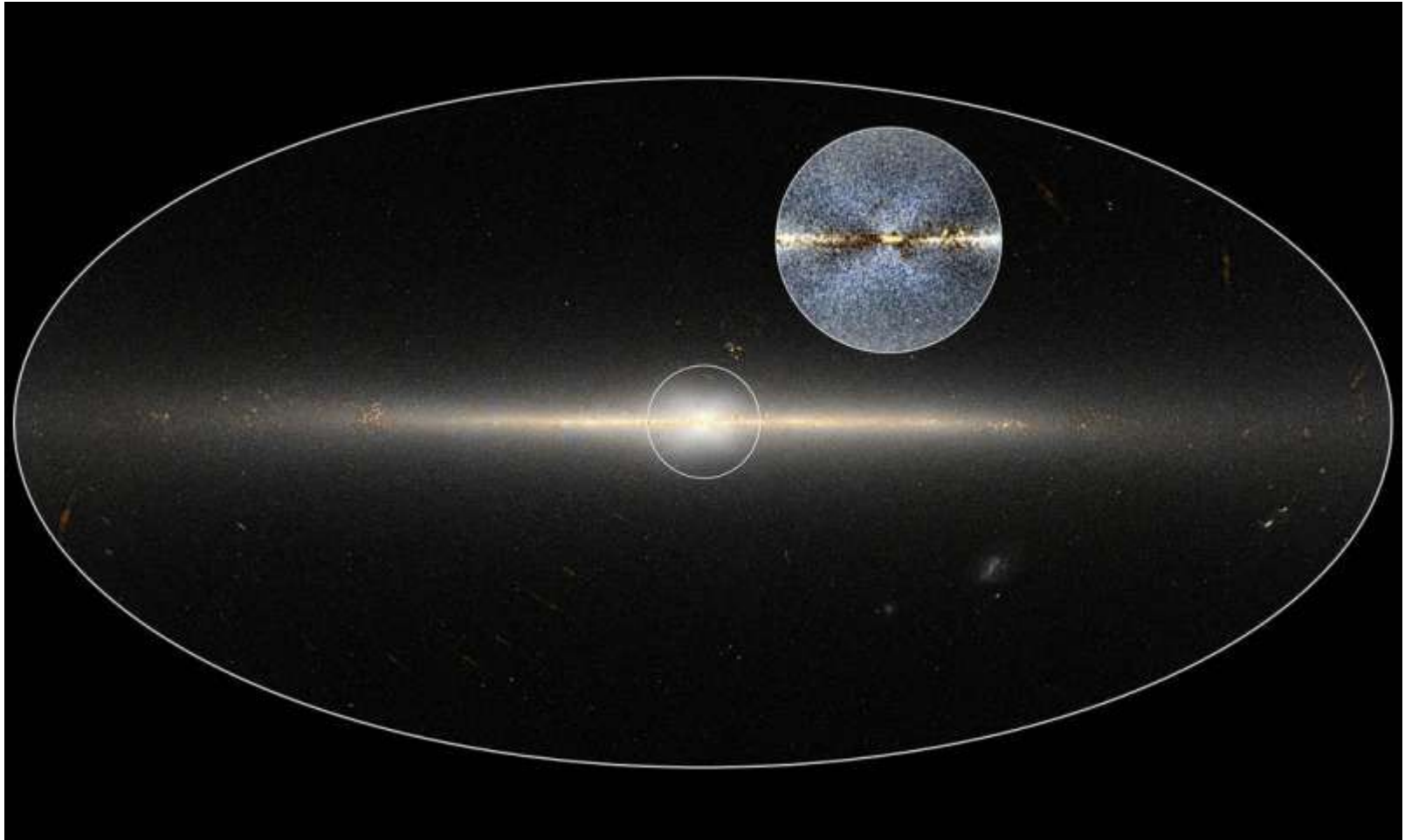


Fig. 2.— Mass surface density of the model projected onto the $x - y$, $x - z$ and $y - z$ planes as indicated. Note the boxy shape and X-structure in the $y - z$ projection at right.

Using an N-body+SPH simulation of a disk galaxy forming out of gas cooling inside a dark matter halo and forming stars, we find a qualitative agreement between our model and the observations of young metal-rich stars in the bulge.

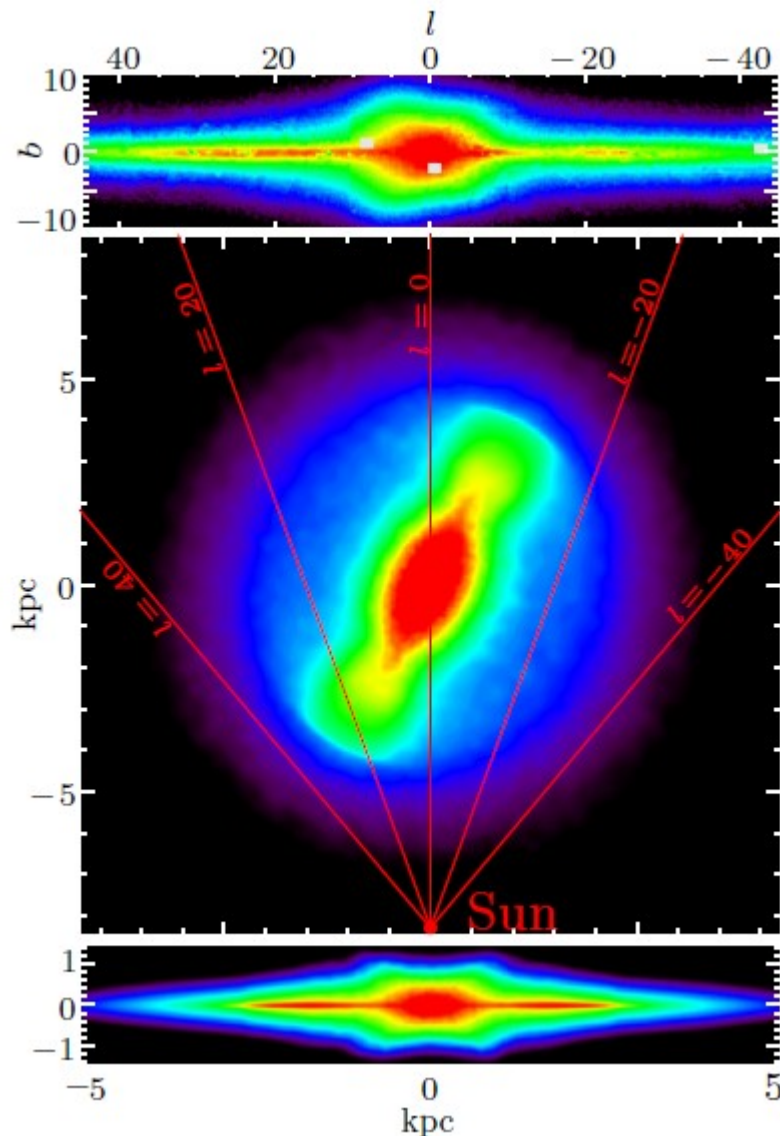
“The X-shaped Bulge of the Milky Way Revealed by WISE”

Ness et al. 2016, AJ,152, 14



Wide-Field Infrared Survey Explorer (WISE; Wright et al. 2010) is a full sky photometric survey, using four bands in the ~mid-infrared at 3.4, 4.6, 12 and 22 μ .

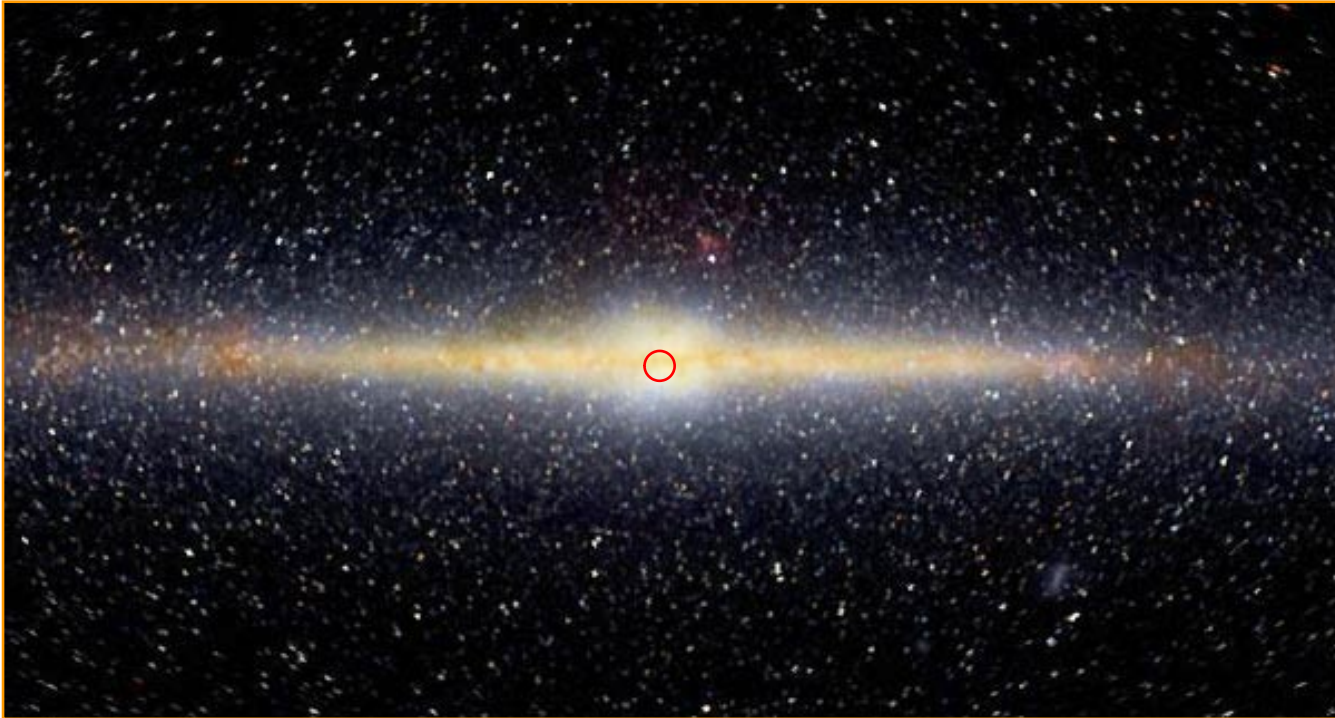
Bulbo: conteos en NIR



Wegg et al. 2015, MNRAS, 450, 4050

Left: projections of the Galactic b/p-bulge and long bar reconstructed from NIR star counts. Top: inner Galaxy as seen from the Sun, in bright star counts complete across several NIR surveys. Middle: Projection of best-fitting RCG star count model as seen from the North Galactic Pole. Viewing directions from the Sun are indicated for longitudes $|l| = 0^\circ, 20^\circ, 40^\circ$. Bottom left: side-on view showing the transition from the b/p bulge to the long bar and disk.

El centro de la Vía Láctea (imagen IR)



E. L. Wright (UCLA), The COBE Project, DIRBE, NASA

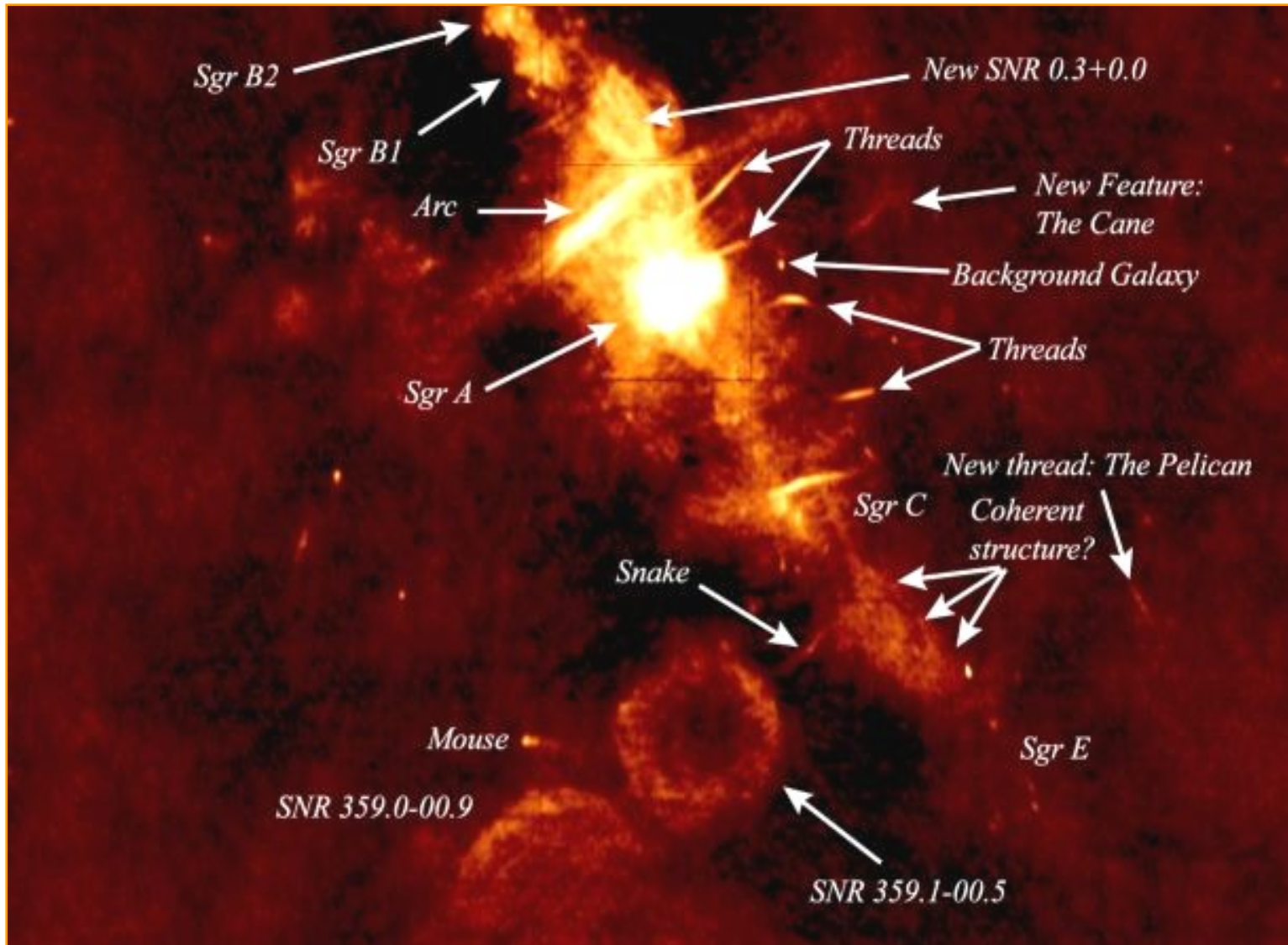
Centro Galáctico: imagen Chandra en rayos X (estrellas y gas)



D. Wang (UMass) et al., CXC, NASA

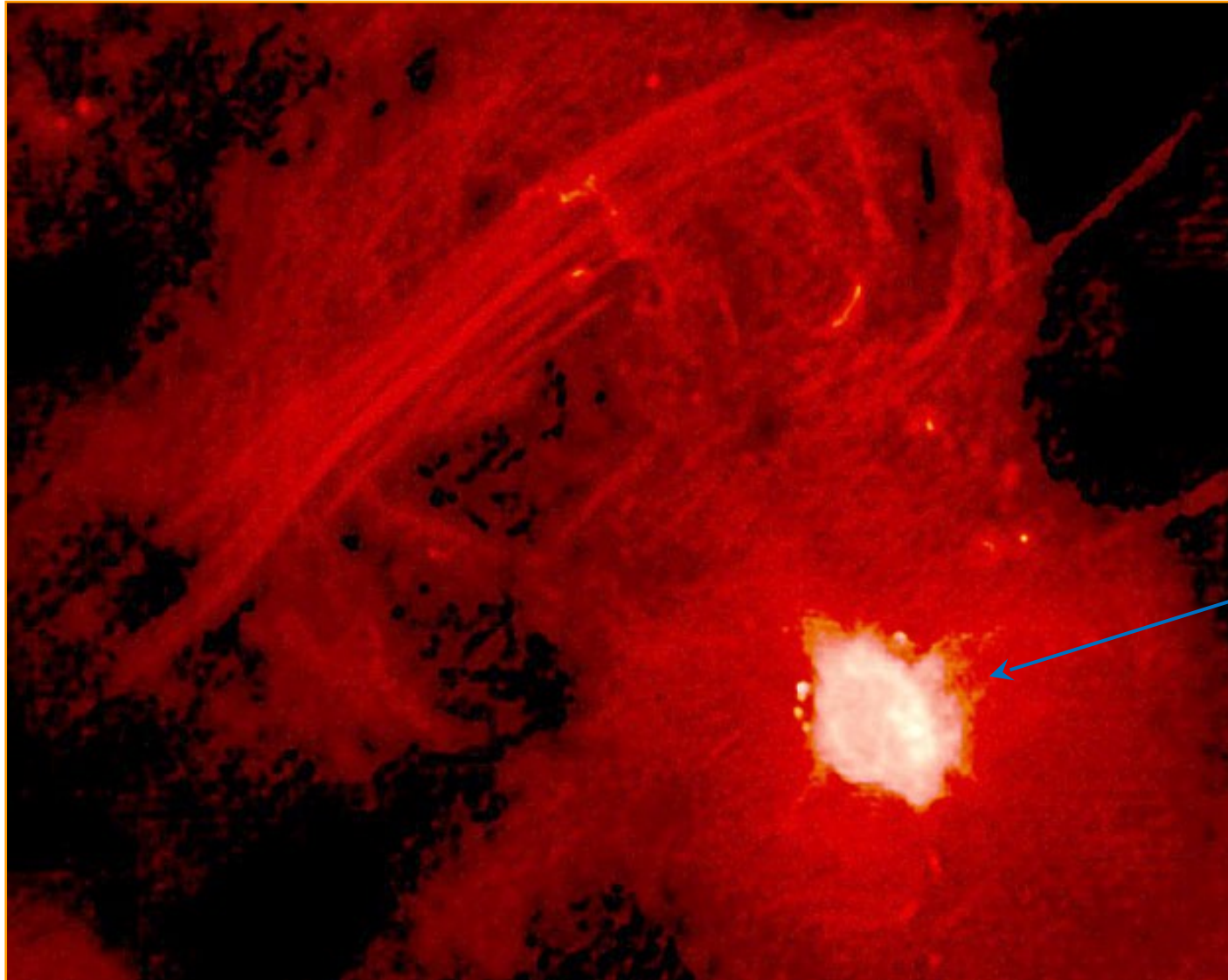
Sistemas Estelares 2022 - FCAG-UNLP

Centro Galáctico: imagen en ondas de radio (VLA)



N. E. Kassim, D. S. Briggs, T. J. W. Lazio, T. N. LaRosa, J. Imamura (NRL/RSD)

El “Arco” del Centro Galáctico, en radio



Farhad Zadeh et al. (Northwestern), VLA, NRAO

El “Arco” y el cúmulo Arches del Centro Galáctico

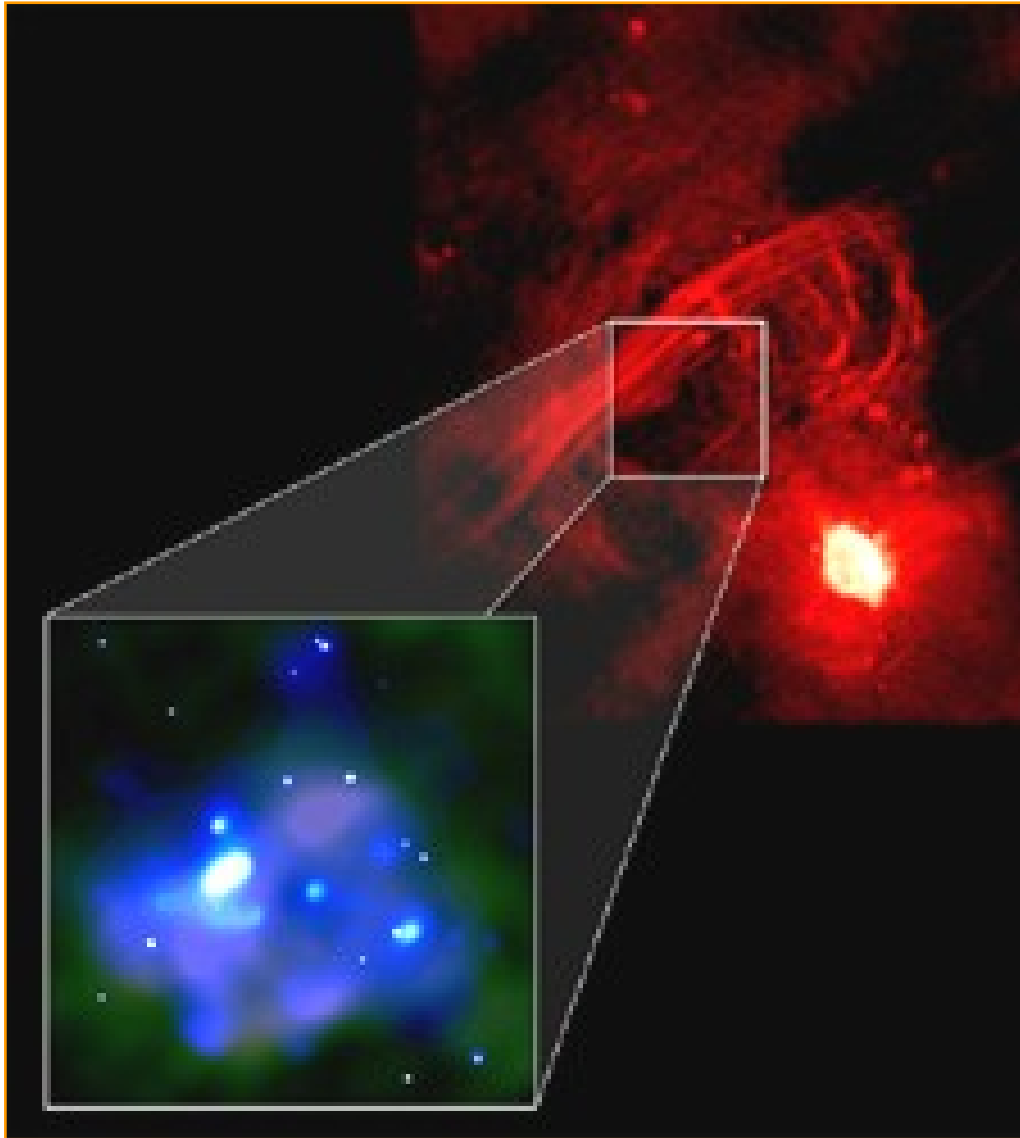


Imagen combinada:

rojo → radio

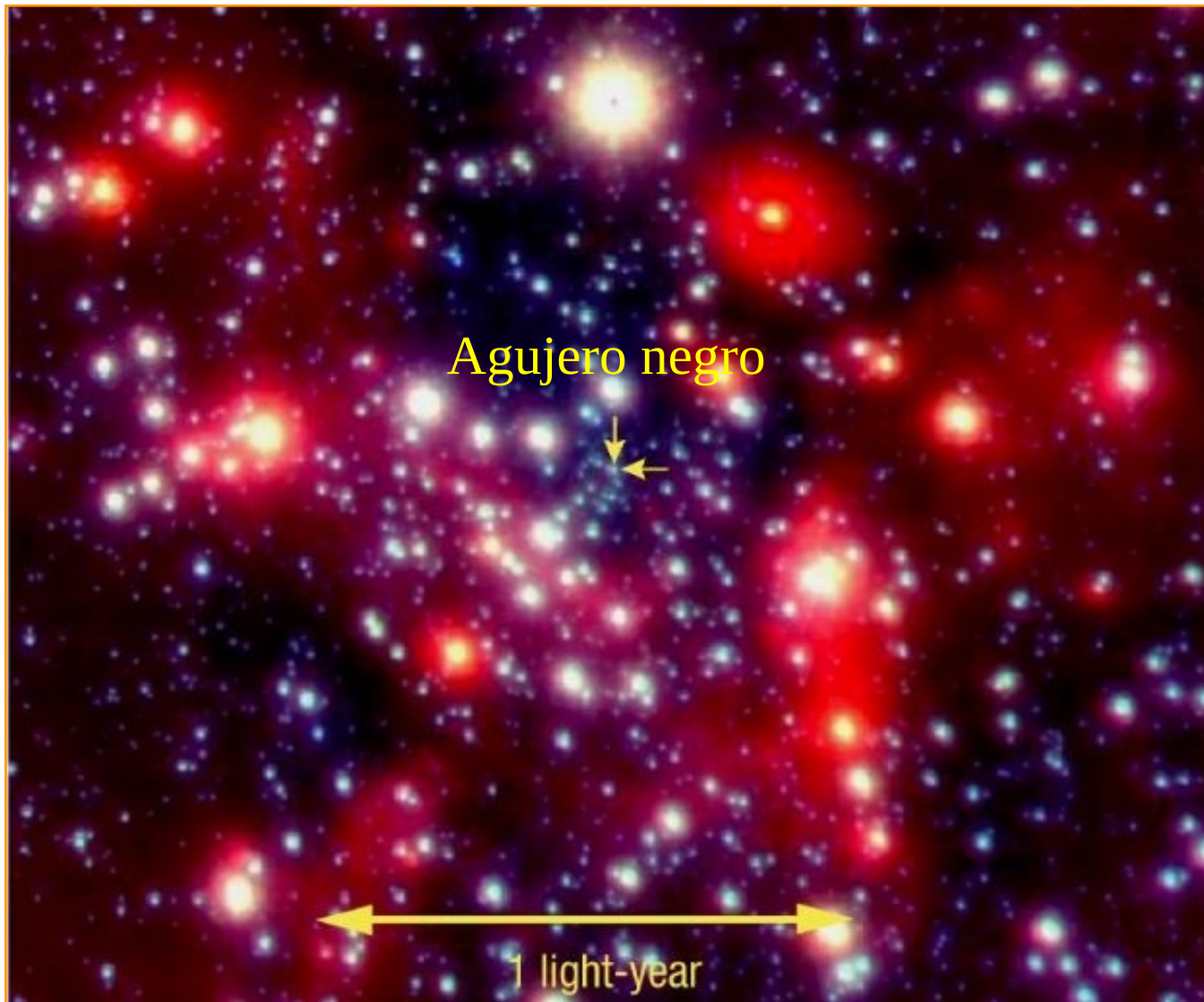
blanco → infrarrojo

azul → rayos X
(gas caliente)

El cúmulo Arches
contiene más de
100 estrellas jóvenes
y masivas, en un
radio < 0.5 pc

X-ray: NASA/CXC/Northwestern/F. Zadeh et al., IR: NASA/HST/NICMOS,
Radio: NRAO/VLA/C. Lang

Detalle del centro galáctico: imagen infrarroja VLT

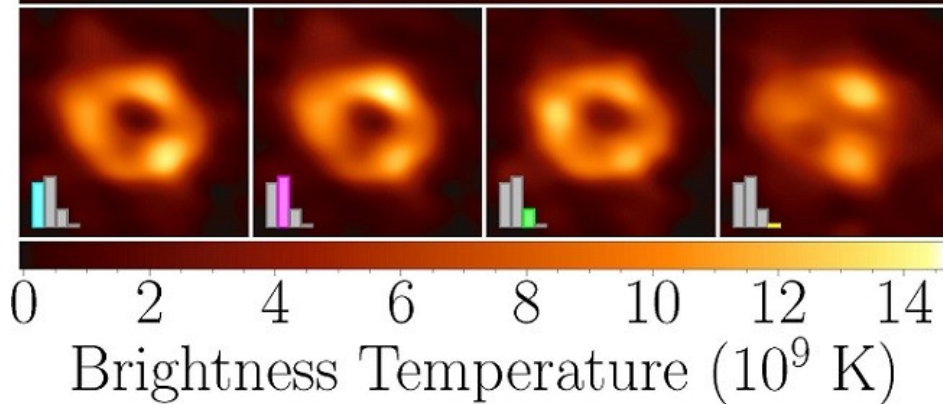


Rainer Schödel (MPE) et al., NAOS-CONICA, ESO

Sgr A*

April 7, 2017

$50 \mu\text{as} \approx 10 \theta_g$



“First Sagittarius A* Event
Horizon Telescope Results. I. The
Shadow of the Supermassive
Black Hole in the Center of the
Milky Way”

The Event Horizon Telescope
Collaboration et al. (2022 ApJL
930 L12)

La Vía Láctea: valores (aprox.) comparativos de masa en M_{\odot}

- Halo (estrellas): $\sim 6 \times 10^8$
- Halo (gas caliente): 2.5×10^{10}
- Bulbo (estelar): 2×10^{10}
- Masa estelar del bulbo / estelar total: 30%
- Disco delgado (estelar): 4×10^{10}
- Disco grueso (estelar): 6×10^9
- Disco (gas frío): 5×10^9
- Masa total estelar: 5×10^{10}
- Fracción de masa total bariónica: $\sim 7\%$
- Masa total de “materia oscura”: 10^{12}

(mayoría de valores tomados de Bland-Hawthorn & Gerhard, 2016)

Poblaciones estelares:

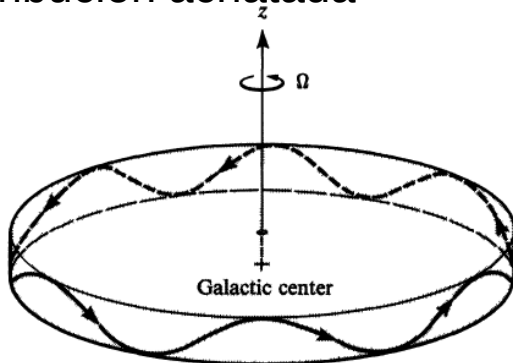
As an outgrowth of Shapley's work on the structure of our Galaxy and Baade's study of the Andromeda galaxy, M31, astronomers came to realize that stars of high heavy-element abundance (Population I) differ from stars of low heavy-element abundance (Population II) in spatial location in the galaxy.

- Population I: young, metal rich stars in the disk of the Galaxy.
- Population II: old, metal weak stars in the stellar halo (and bulge?).

Originalmente:

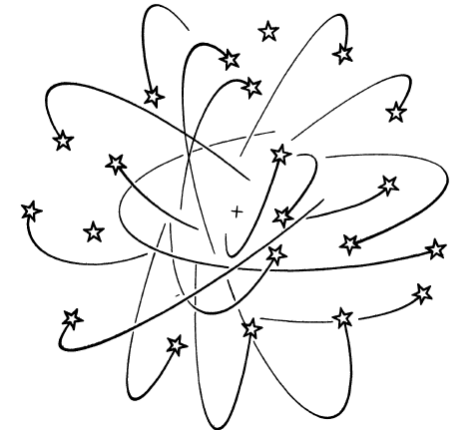
Población I

- objetos jóvenes
- ricos en metales
- mov. ordenados, órbitas circulares alrededor del centro galáctico.
- baja dispersión de veloc. (10-80 km/s)
- distribución achatada



Población II

- objetos viejos
- pobres en metales
- poca o nula veloc. de rotación, órbitas excéntricas a grandes d del cto Galáctico
- alta dispersión de veloc. (> 100 km/s)
- distribución esencialmente esférica



Poblaciones estelares (cont.):

Sin embargo, aparecieron contradicciones en esta subdivisión que parecía priorizar la **edad** pues, por ej., hay estrellas del bulbo de la Vía Láctea y M31 que son **ricas en metales** pero tienen **varios Gyr de edad** ...

Hoy en día, **el principal discriminante en poblaciones estelares** se considera la **metalicidad**, no la edad.

En galaxias espirales, las estrellas del disco son básicamente Pob I, las del halo Pob II, y las del bulbo una población con propiedades distintas.

Se ha agregado la posible existencia de una **Población III**: corresponde a las estrellas que se formaron inmediatamente después del Big Bang, a partir de gas primordial, y por lo tanto no contienen elementos pesados ($Z = 0$), serían básicamente de H y He. Esta primera generación de estrellas serían objetos masivos y de corta vida.

Hasta ahora sólo presentes en modelos.

Determinación de la distancia R_0 : Sol - Centro Galáctico (GC)

“... we divide methods of determining R_0 into **direct (primary)**, and **secondary** ones. Direct methods compare an angular dimension or velocity near the GC with a physical length scale or radial velocity (RV), with minimal modeling assumptions and without having to use additional calibrations. Secondary methods use standard candle tracers whose distances are based on secondary calibrations such as period-stellar luminosity relations, and whose distributions are known or assumed to be symmetric with respect to the GC.”

“... the SMBH (super-massive black-hole) is believed to be at rest at the dynamical center of the Milky Way (Reid 2008). Thus, R_0 can be determined by measuring the distance to the SMBH's radiative counterpart, Sgr A * ”.

(Review de BlandHawthorn et al. 2016)

❖ Ejemplos de métodos primarios:

1) **Paralaje trigonométrica de Sgr B2 a partir de posiciones de masers de H₂O** **(Reid et al. 2009, ApJ, 705,1548)**

* ¿Qué es un maser de H₂O?

MASER: acrónimo de *microwave amplification by stimulated emission of radiation* (equivalente al laser, pero este último corresponde al rango óptico).

Determinación de la distancia R_0 (cont.)

Los masers de H_2O son fuentes de radiación presentes en **regiones de formación estelar**, que emiten una línea intensa en $\lambda_0 = 1.35 \text{ cm}$, debida a una transición molecular (H_2O) excitadas por fotones de estrellas cercanas formadas recientemente. Esa excitación produce una inversión en la población de los niveles de energía moleculares del H_2O ; cualquier fotón emitido espontáneamente por ese material encontrará otras moléculas excitadas en su camino, causando que emitan más fotones en la misma λ , y así sucesivamente (desexcitación coherente). Es una “cascada” de fotones de igual λ (un maser) y produce un cono de emisión de radioondas en un haz apretado que es suficientemente brillante para ser observado a grandes distancias (el fotón original y los fotones emitidos viajan en igual dirección y en fase, por eso la amplificación de la radiación).

- ¿Por qué SgrB2?

SgrB2 es un **complejo de nubes moleculares** que, en base a su movimiento propio respecto a Sgr A* y suponiendo una órbita galáctica casi circular, se estima que está ubicado $\sim 130 \text{ pc}$ en frente de dicha radiofuente no-térmica. La formación de estrellas masivas en distintos lugares de las nubes da lugar a varias fuentes fuertes de emisión maser H_2O . La determinación de la distancia a SgrB2 se toma entonces como \sim igual a R_0 (ver Reid et al. 2009).

Determinación de la distancia R_0 (cont.)

Siendo emisión en radio (λ [cm]), se puede usar **interferometría de línea de base larga** (VLBA: Very Long Baseline Array, son 10 antenas a lo largo de EEUU, 8600 km la mayor separación). Se observaron dos cúmulos con alta formación estelar en Sgr B2, c/u con ~ 50 “maser features”, en 12 épocas a lo largo de 1 año.

La emisión maser se produce en “spots” (puntos discretos), que rodean la estrella recién formada, y cuyas posiciones se miden con precisión de 10^{-5} arcsec con el VLBA.

Se miden:

- V_r (corr. al rojo o azul línea 1.35 cm)
- mov. propio.

Modelo geométrico: relación $V_r \rightarrow V_T$

Con V_T y mov. propio \rightarrow **distancia**

$$R_0 = 7.9_{-0.7}^{+0.8} \text{ kpc} \quad \text{Reid et al. 2009}$$

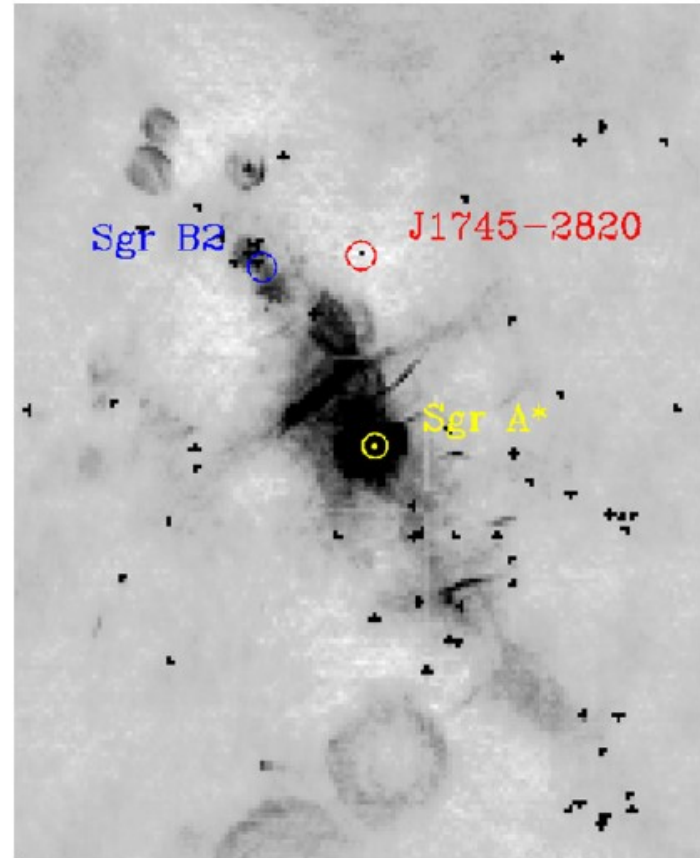
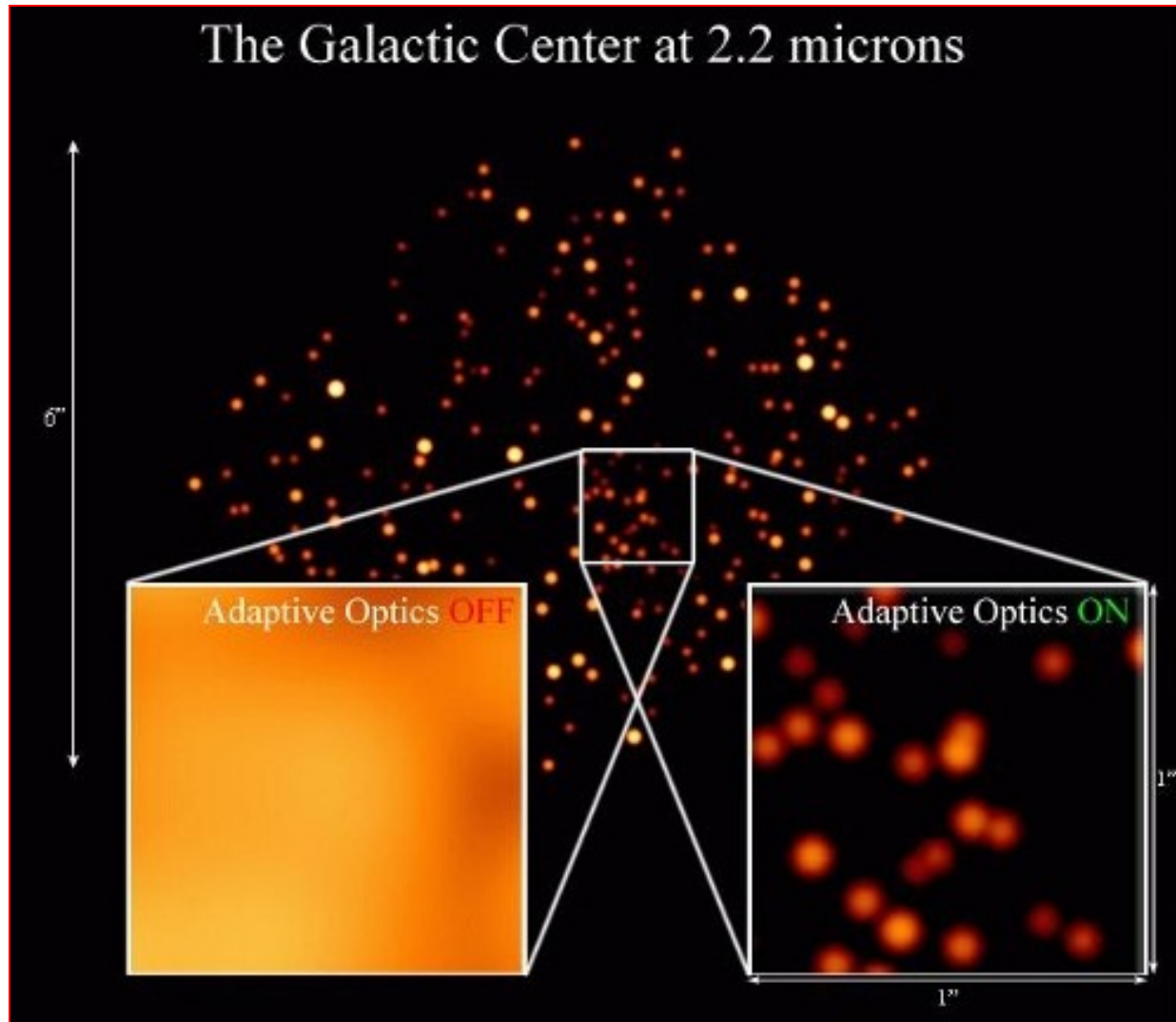


Figure 1. VLA 90 cm wavelength image, adapted from LaRosa et al. (2000), with the locations of Sgr A*, Sgr B2, and J1745–2820 indicated. The separation between Sgr B2 and J1745–2820 is $\approx 20'$.

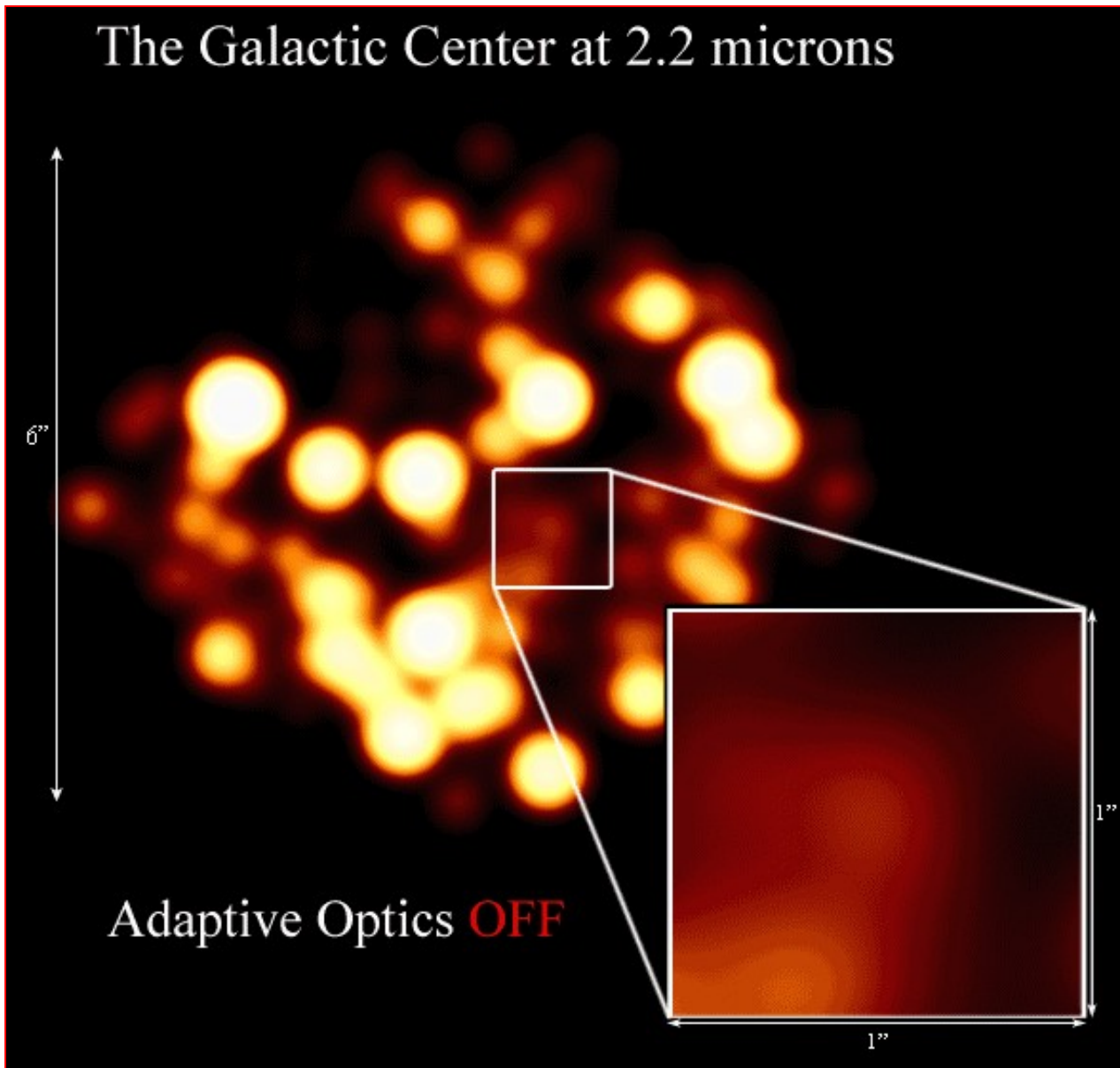


The two Keck Telescopes on Mauna Kea, Hawaii, observing the galactic center: The lasers are used to create an artificial star in Earth's upper atmosphere, which is then employed to measure the blurring effects of the lower atmosphere (that makes the stars twinkle in the night sky). The blurring gets corrected in real time with the help of a deformable mirror. This is the adaptive optics technique.

Óptica Adaptativa



UCLA Galactic Center Group



UCLA Galactic Center
Group / W. M. Keck
Observatory Laser Team

This animation shows observations of the Galactic Center with and without Adaptive Optics, illustrating the resolution gain.

Determinación de R_0 (cont.)

2) Velocidades radiales y movimientos propios de estrellas que orbitan Sgr A*

Eisenhauer et al. 2003
ApJ 597, L121

We report here the first primary distance measurement to the Galactic center with an uncertainty of only 5%. This determination has become possible through the advent of precision measurements of proper motions and line-of-sight velocities of the star S2. This star is orbiting the massive black hole and compact radio source Sgr A* that is located precisely at the center of the Milky Way. As discussed by Salim & Gould (1999), the classical “orbiting binary” technique can then be applied to obtain an accurate determination of R_0 that is essentially free of systematic uncertainties in the astrophysical modeling. The essence of the method is that the star’s line-of-sight motion is measured via the Doppler shift of its spectral features in terms of an absolute velocity, whereas its proper motion is measured in terms of an angular velocity. The orbital solution ties the angular and absolute velocities, thereby yielding the distance to the binary.

Animaciones:

➤ <https://galacticcenter.astro.ucla.edu/animations.html>

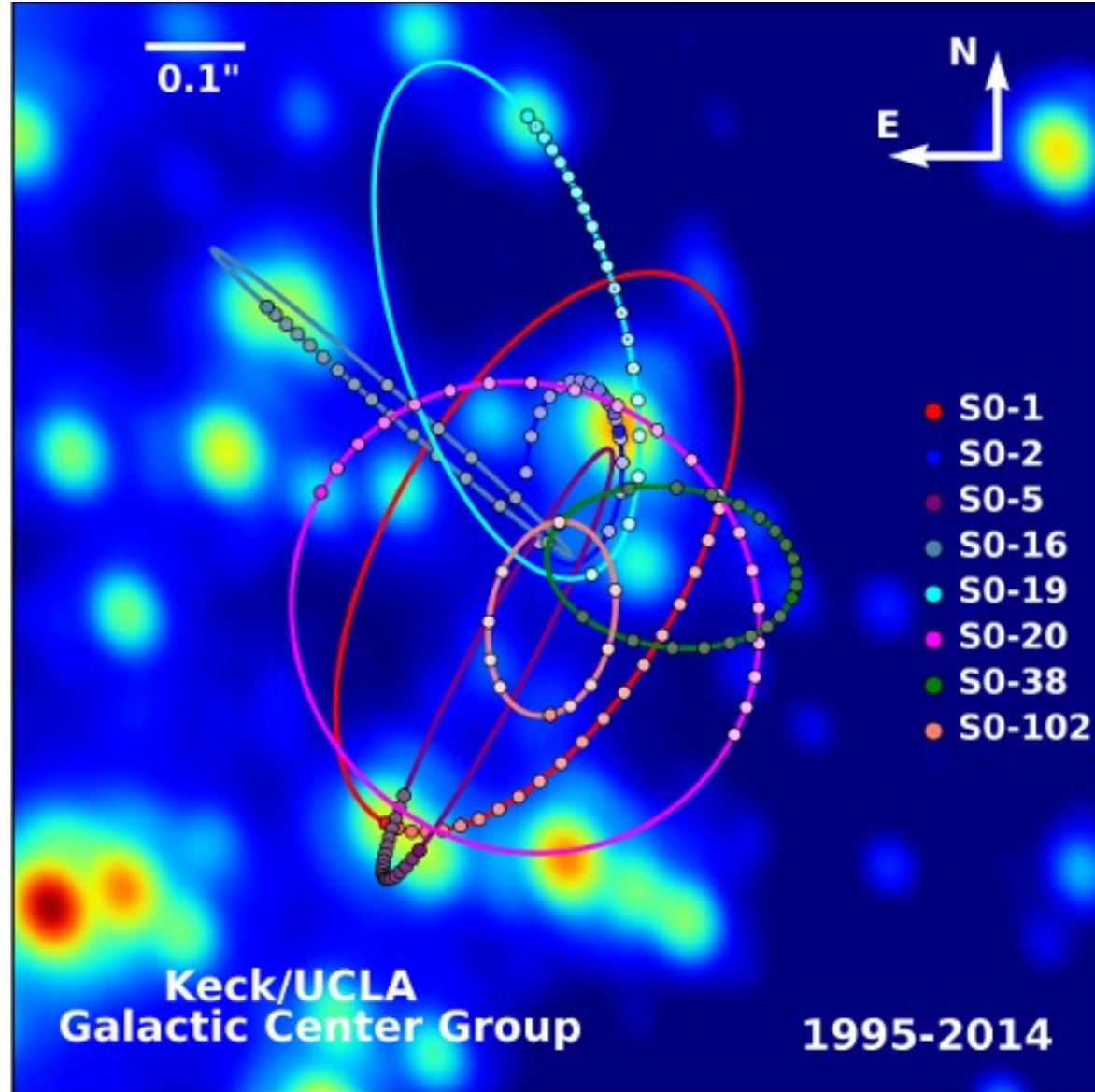
UCLA Galactic Center Group

➤ <http://www.mpe.mpg.de/6590570/Stellar-Orbits>

Max-Planck-Institut Galactic Center Research

Estrellas en órbita en torno a Sgr A*

The orbits of stars within the **central 1.0 x 1.0 arcsec of our Galaxy**. These orbits provide the best evidence yet for a supermassive black hole. While every star in this image has been observed to move since 1998, estimates of orbital parameters are best constrained for stars that have been observed through at least one turning point of their orbits.



3.1. Geometric Distance Estimate to the Star S2

For the analysis of our measurements, we fitted the positional and line-of-sight velocity data to a Kepler orbit, including the Galactic center distance as an additional fit parameter. In principle, the dynamical problem of two masses orbiting each other requires the determination of 14 parameters: six phase-space coordinates for each mass plus the values of the two masses (see Salim & Gould 1999). At the present level of accuracy, four parameters can be safely neglected: the mass of the star (since $m_{S2}/M_{Sgr A^*} \sim 5 \times 10^{-6}$) and the three velocity components of Sgr A*.

Eisenhauer et al. 2003

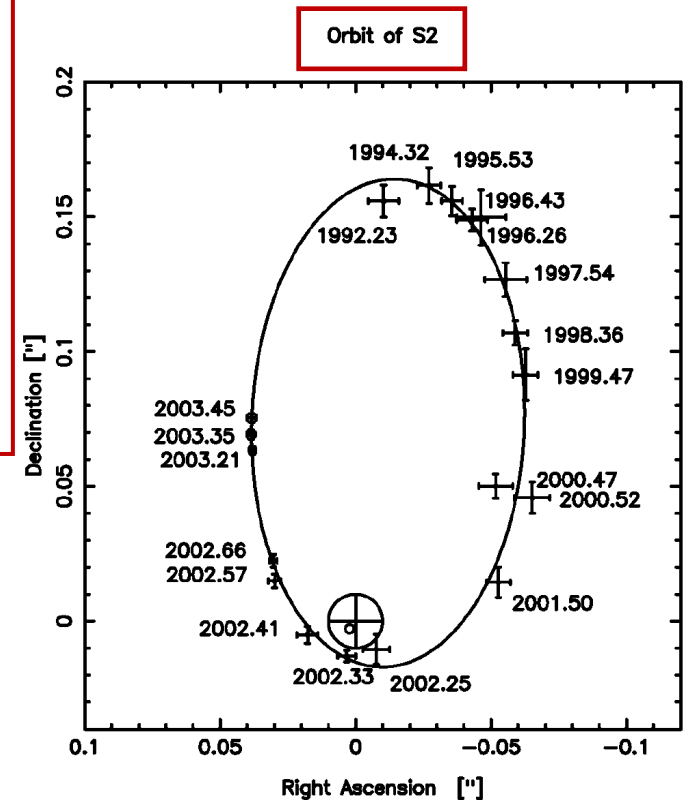
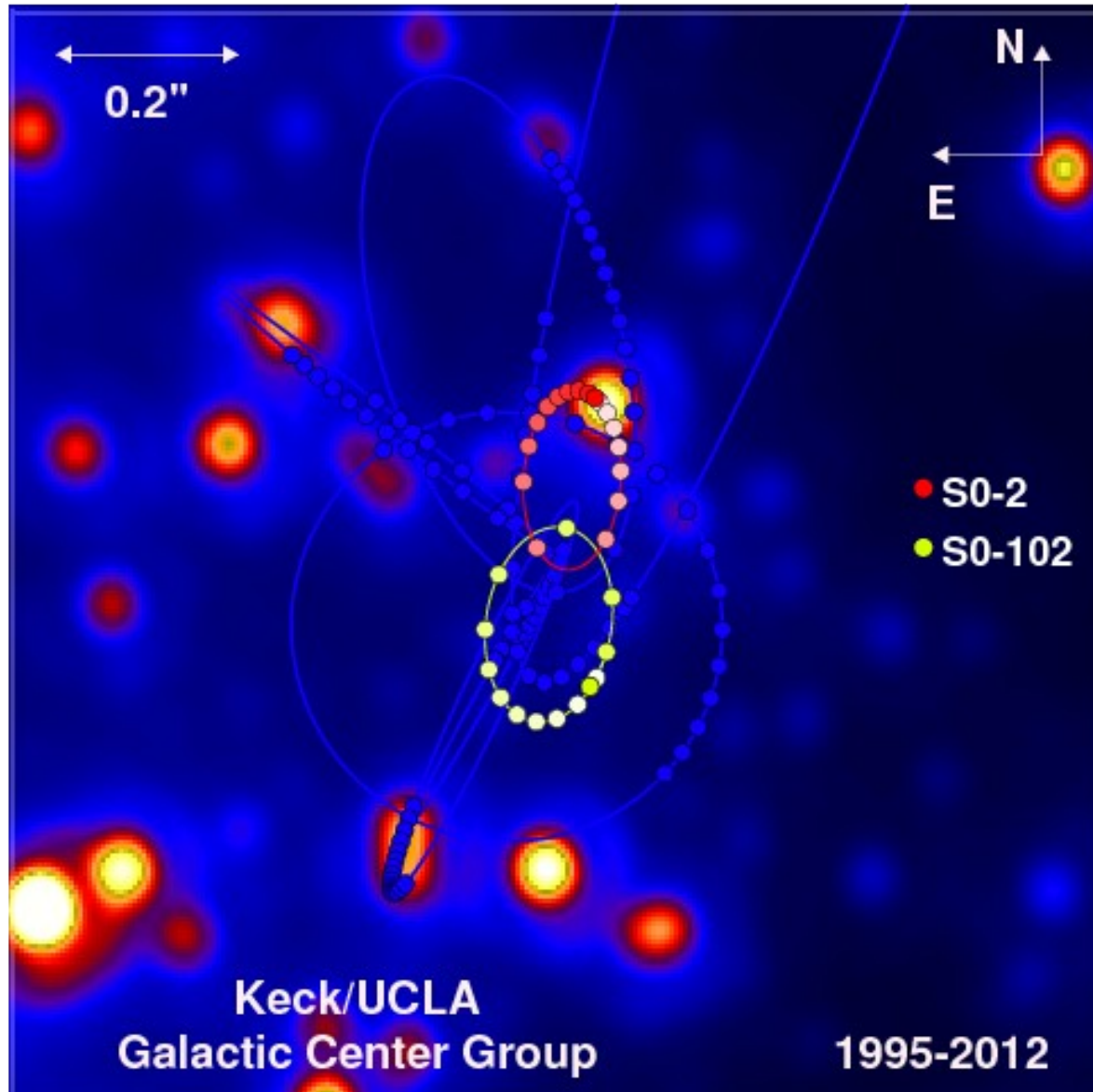


FIG. 1.—Position measurements of S2 in the infrared astrometric frame. Crosses (denoting 1σ error bars) with dates mark the different position measurements of S2, taken with the MPE speckle camera SHARP on the NTT (between 1992 and 2001) and with NACO on the VLT (in 2002 and 2003). The continuous curve shows the best-fit Kepler orbit from Table 1, whose focus is marked as a small error circle. The focus of the ellipse is within a few milliarcseconds at the position of the compact radio source, which is marked by a large circled cross. The size of the cross denotes the ± 10 mas positional uncertainty of the infrared relative to the radio astrometric reference frame. [See the electronic edition of the *Journal* for a color version of this figure.]

Descubrimiento de la estrella con período conocido más corto (11.5 años) en el Centro Galáctico: S0-102



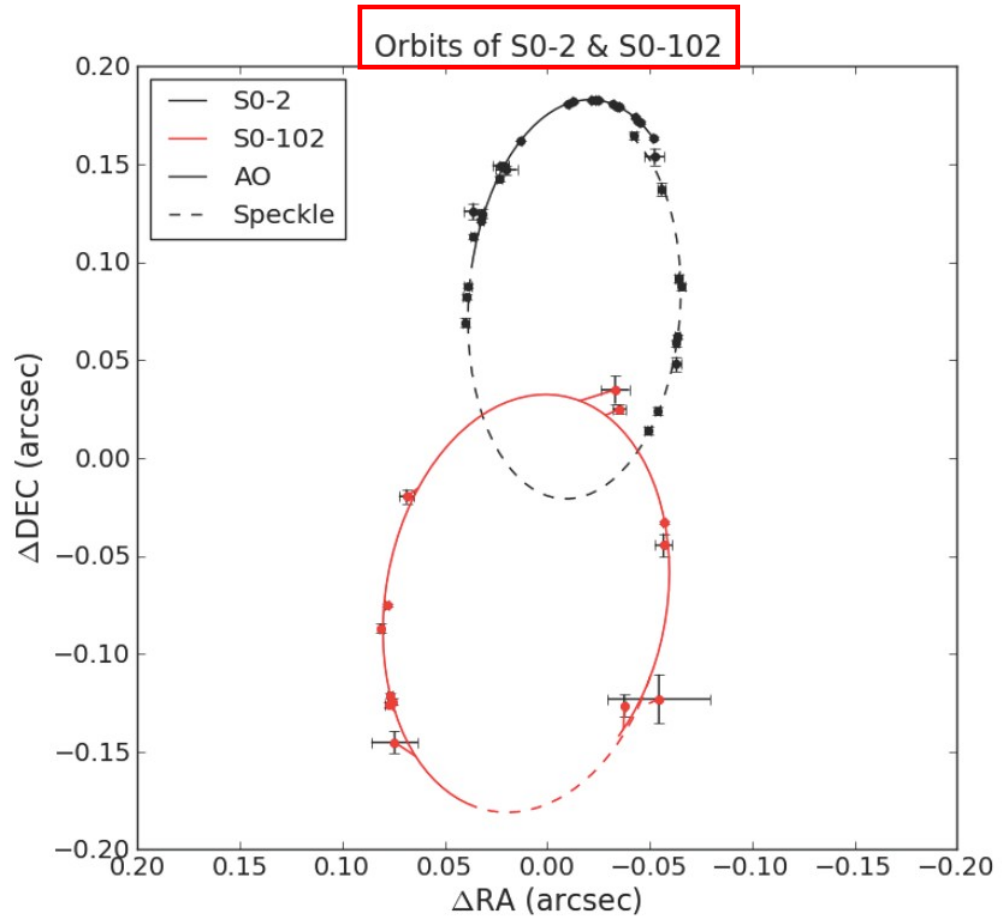


Figure 2 The orbits of S0-2 (black) and S0-102 (red). The data points and the best fits are shown. Both stars orbit clockwise. The dashed lines represent the part of the orbits that have been observed with Speckle data, the solid lines indicate adaptive optics observations. The data points for S0-2 range from the year 1995 to 2012, S0-102's detections range from 2000 to 2012. The connecting lines to the best fit visualize the residuals. Note that while the best-fit orbits are not closing, the statistically allowed sets of orbital trajectories are consistent with a closed orbit. S0-102 has an orbital period of 11.5 years, 30% shorter than S0-2, the previously known shortest-period star.

Meyer et al. 2012,
Science 338, 84

Table 1. Orbital elements for S0-102 ^a

Parameter [Unit]	Value
S0-102's orbital parameters	
Period [years]	11.5 ± 0.3
Time of Closest Approach [year]	2009.5 ± 0.3
Eccentricity	0.68 ± 0.02
Inclination ^{b,c} [degrees]	151 ± 3
Angle to Periapse [degrees]	185 ± 9
Position Angle of the Ascending Node ^c [degrees]	175 ± 5
Parameters of the potential ^d	
Mass [$10^6 M_{\text{Sun}}$]	4.1 ± 0.4
Distance [kpc]	7.7 ± 0.4

Meyer et al. (2012)

Imagen de las estrellas S0-2 y S0-102

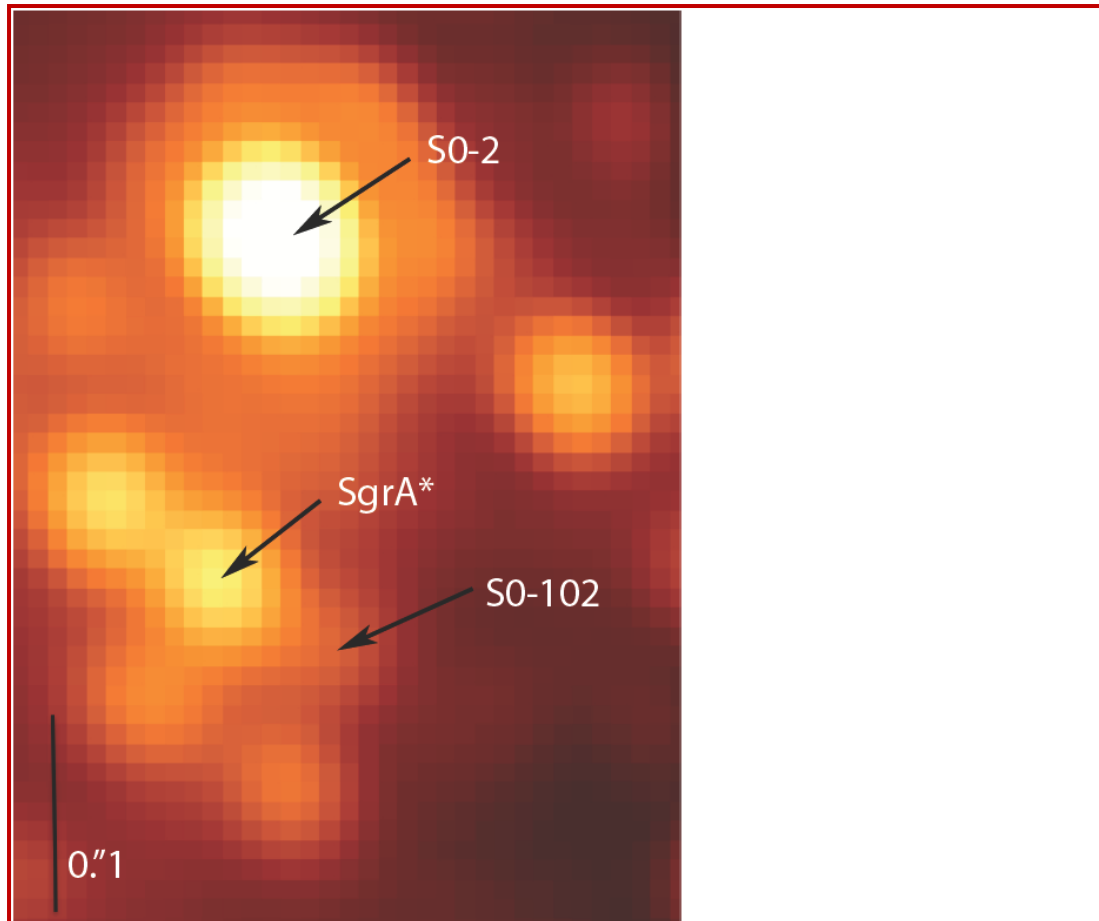


Figure 1 A Keck/NIRC2 adaptive optics image from May 2010 showing the short-period star S0-102, which is besides S0-2 the only star with full orbital phase coverage, and the electromagnetic counterpart of the black hole, Sgr A*. The image was taken at a wavelength of 2.12 μm and shows the challenge of detecting S0-102, which is 16 times fainter than S0-2 and lies in this crowded region.

Meyer et al. (2012)

An Improved Distance and Mass Estimate for Sgr A* from a Multistar Orbit Analysis

Boehle et al. 2016, ApJ, 830, 17

“ABSTRACT :

We present **new, more precise measurements of the mass and distance of our Galaxy's central supermassive black hole, Sgr A***. These results stem from a new analysis that more than doubles the time baseline for astrometry of faint stars orbiting Sgr A*, combining 2 decades of **speckle imaging** and **adaptive optics** data. Specifically, we improve our analysis of the speckle images by using information about a star's orbit from the deep adaptive optics data (2005-2013) to inform the search for the star in the speckle years (1995-2005). When this new analysis technique is combined with the first complete re-reduction of Keck Galactic Center speckle images using speckle holography, we are able to track the short-period star S0-38 (*K*-band magnitude = 17, orbital period = 19 yr) through the speckle years. We use the kinematic measurements from speckle holography and adaptive optics to estimate the orbits of **S0-38 and S0-2** and thereby improve our constraints of the mass (M_{bh}) and distance (R_o) of Sgr A*: **$M_{\text{bh}} = (4.02 \pm 0.16 \pm 0.04) \times 10^6 M_{\odot}$ and $R_o = 7.86 \pm 0.14 \pm 0.04$ kpc**. The uncertainties in M_{bh} and R_o as determined by the combined orbital fit of S0-2 and S0-38 are improved by a factor of 2 and 2.5, respectively, compared to an orbital fit of S0-2 alone and a factor of ~ 2.5 compared to previous results from stellar orbits.”

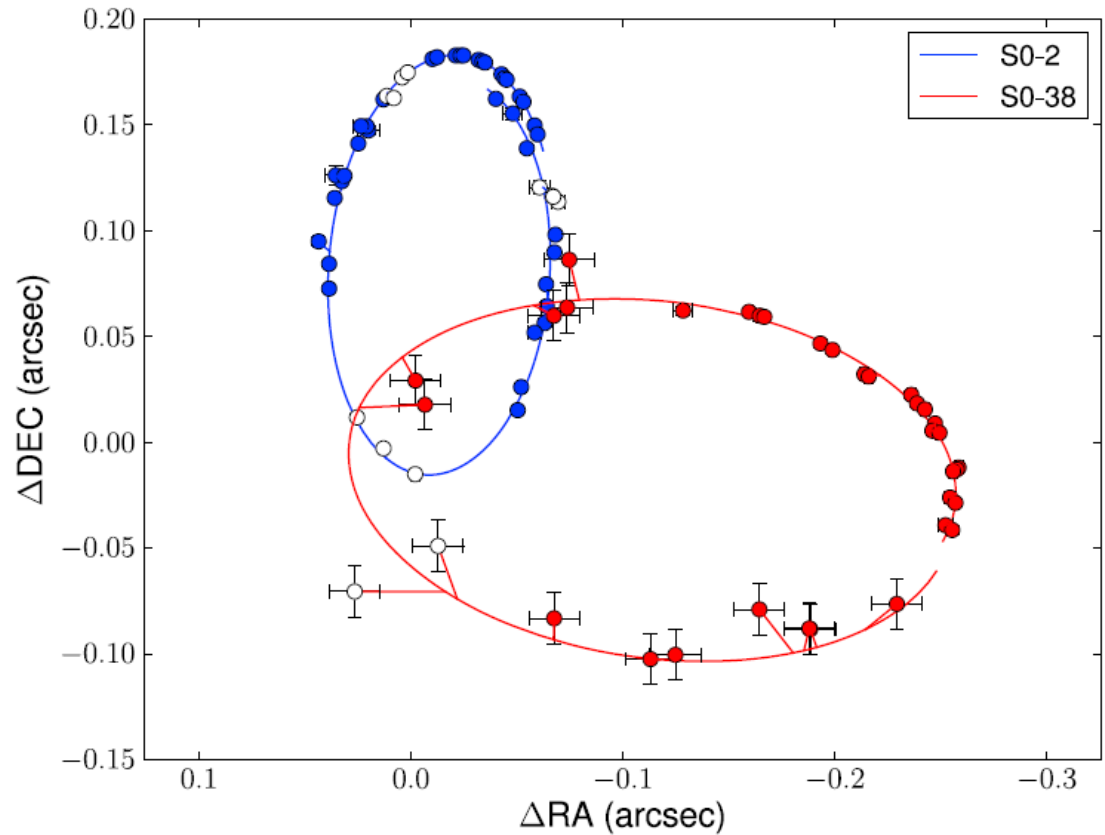


Figure 5. Best-fit orbit for S0-2 (blue line) and for S0-38 (red line) on the plane of the sky. These model orbit lines show the positions of these stars from 1995 to 2014. Both stars orbit clockwise on the plane of the sky. Filled circles indicate astrometric detections that were used in the orbital fits.

Boehle et al. 2016

Best-fit Parameter Values from Orbital Fits^a

Model Parameter (units)	S0-2 Only	S0-38 Only	S0-2 and S0-38
Black Hole Properties:			
Distance (kpc)	$8.02 \pm 0.36 \pm 0.04$		$7.86 \pm 0.14 \pm 0.04$
Mass ($10^6 M_{\odot}$)	$4.12 \pm 0.31 \pm 0.04$		$4.02 \pm 0.16 \pm 0.04$
X position of Sgr A* (mas)	$2.52 \pm 0.56 \pm 1.90$	$-5.25 \pm 9.41 \pm 1.90$	$2.74 \pm 0.50 \pm 1.90$
Y position of Sgr A* (mas)	$-4.37 \pm 1.34 \pm 1.23$	$-6.85 \pm 5.00 \pm 1.23$	$-5.06 \pm 0.60 \pm 1.23$
X velocity (mas yr^{-1})	$-0.02 \pm 0.03 \pm 0.13$	$-0.40 \pm 0.70 \pm 0.13$	$-0.04 \pm 0.03 \pm 0.13$
Y velocity (mas yr^{-1})	$0.55 \pm 0.07 \pm 0.22$	$-0.48 \pm 0.43 \pm 0.22$	$0.51 \pm 0.06 \pm 0.22$
Z velocity (km s^{-1})	$-15 \pm 10 \pm 4$	$[-80, 40]^b$	$-15.48 \pm 8.36 \pm 4.28$
S0-2 Properties:			
Period (yr)	15.90 ± 0.04		15.92 ± 0.04
Time of closest approach (yr)	2002.343 ± 0.008		2002.347 ± 0.003
Eccentricity	0.890 ± 0.005		0.892 ± 0.002
Inclination (deg)	134.7 ± 0.9		134.2 ± 0.3
Argument of periapse (deg)	66.5 ± 0.9		66.8 ± 0.5
Angle to the ascending node (deg)	227.9 ± 0.8		228.0 ± 0.5
S0-38 Properties:			
Period (yr)		19.1 ± 0.6	19.2 ± 0.2
Time of closest approach (yr)		2003.1 ± 0.1	2003.19 ± 0.04
Eccentricity		0.80 ± 0.02	0.810 ± 0.004
Inclination (deg)		170 ± 4	170 ± 3
Argument of periapse (deg)		20 ± 30	12 ± 21
Angle to the ascending node (deg)		110 ± 30	95 ± 20

Boehle et al. 2016

Bland-Hawthorn & Gerhard (2016) :

“ ... we adopt **our best estimate for the distance to the GC: $R_0 = 8.2 \pm 0.1$ kpc.**

This value is significantly lower than the IAU standard ($R_0=8.5$ kpc).”

Determinación de R_0 (cont.)

❖ Ejemplos de métodos secundarios:

1) **Cúmulos globulares (CGs)**

Hip.: supondremos que los CGs se distribuyen simétricamente respecto al centro Galáctico. Para cada CG conocemos su distancia d (por distintos métodos) y posición (l, b) .

Consideremos un sistema de ejes con origen en el Sol, tal que:

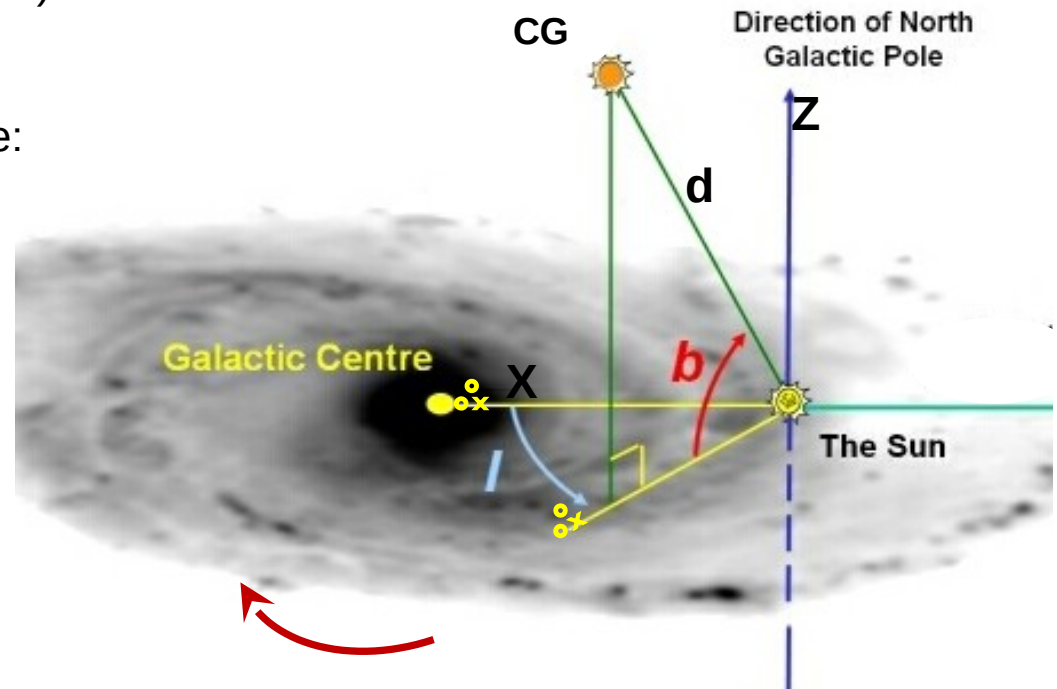
- X hacia el centro Galáctico ($l=0^\circ, b=0^\circ$)
- Y en el plano, en la dirección de la rotación galáctica ($l=90^\circ, b=0^\circ$)
- Z hacia el polo Norte Galáctico ($b=90^\circ$)

calculamos las componentes en cada eje:

- $X = d \cos l \cos b$
- $Y = d \sin l \cos b$
- $Z = d \sin b$

y los promedios de cada componente

$$\langle Y \rangle = \langle Z \rangle = 0$$



Se toman solo los de $|z| > 2.5$ kpc para evitar la absorción en la zona del centro Gal. ▲

$$\langle X \rangle = R_0$$

$$R_0 = 7.4 \pm 0.4 \text{ kpc}$$

Francis & Anderson (2014, MNRAS 441,1105). Aplicado a 154 CGs, siendo el principal problema que se traslada el error de distancia de las RRLyr (utilizadas en la mayoría de los casos para estimar la d de los CGs) a la distancia R_0 .

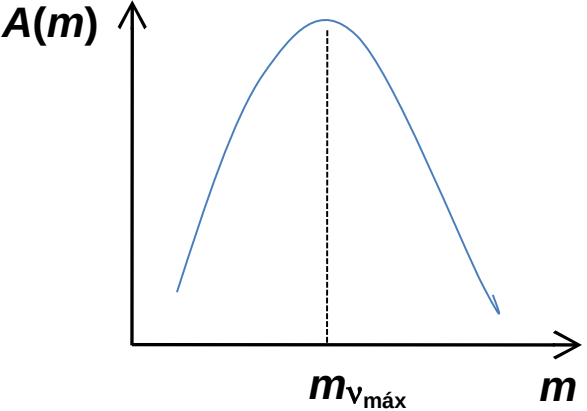
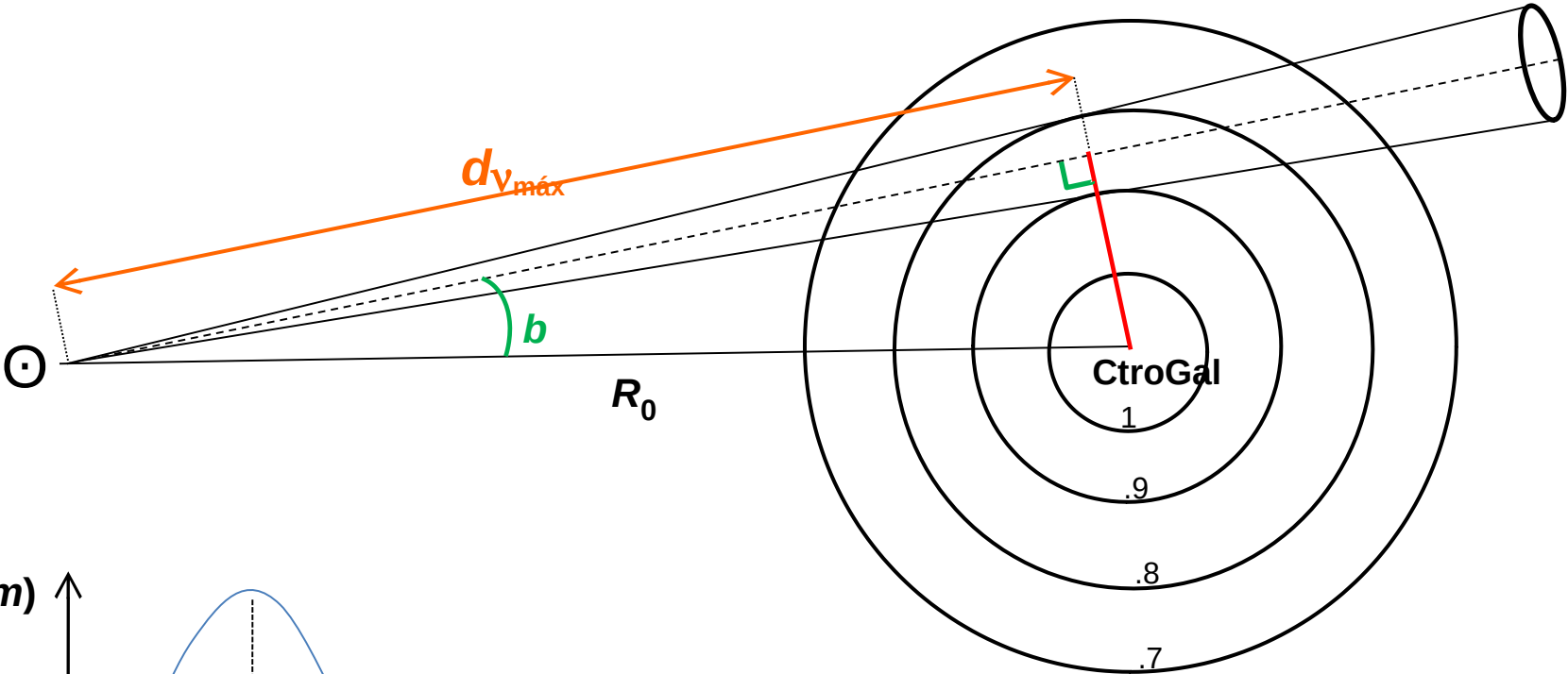
2) Estrellas RR Lyr (de campo)

Hip.: supondremos que las **estrellas RR Lyr de campo** (i.e. no las que están en los CGs) se distribuyen con **simetría esférica** respecto al centro de la Galaxia y con una **densidad que crece hacia dicho centro**.

Se trabaja en el IR o en “ventanas” para evitar el problema de determinar la extinción, y nuevamente se traslada el error de distancia de las RRLyr (de sus mag absolutas) a la distancia R_0 .

Dadas las hipótesis, al realizar conteos de mag aparentes $A(m)$ de RRLyr sobre una zona en una dada dirección cercana en proyección al centro Gal, como las RRLyr tienen mag absolutas M “casi” constantes, habrá un máximo en la distribución de $A(m)$. Tal máximo corresponderá a **la menor distancia al centro Gal**. dentro del ángulo sólido subtendido por la región en cuestión.

Analicemos el siguiente *ejemplo*: el caso de conteos $A(m)$ de RR Lyr realizados en una ventana en $l=0^\circ$ y $b=-8^\circ$ (notar que en general, tanto para RR Lyr como cúmulos globulares, se toman distribuciones más complejas que simple simetría esférica):



$$R_0 = d_{v_{m\acute{a}x}} \sec(b)$$

donde la distancia $d_{v_{m\acute{a}x}}$ se calcula a partir de $m_{v_{m\acute{a}x}}$ y la mag absoluta de las RR Lyr

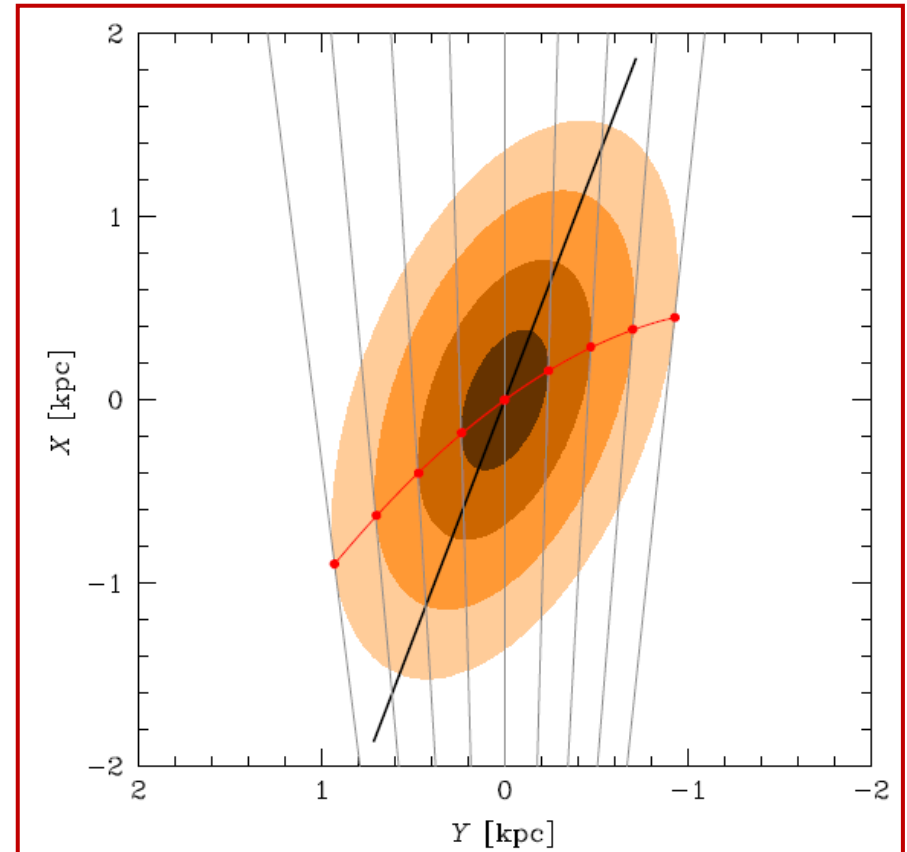
$$R_0 = 8.27 \pm 0.4 \text{ kpc}$$

Pietrukowicz et al. (2015, ApJ 811, 113). En base a RRLyr del bulbo detectadas por el relevamiento OGLE (Optical Gravitational Lensing

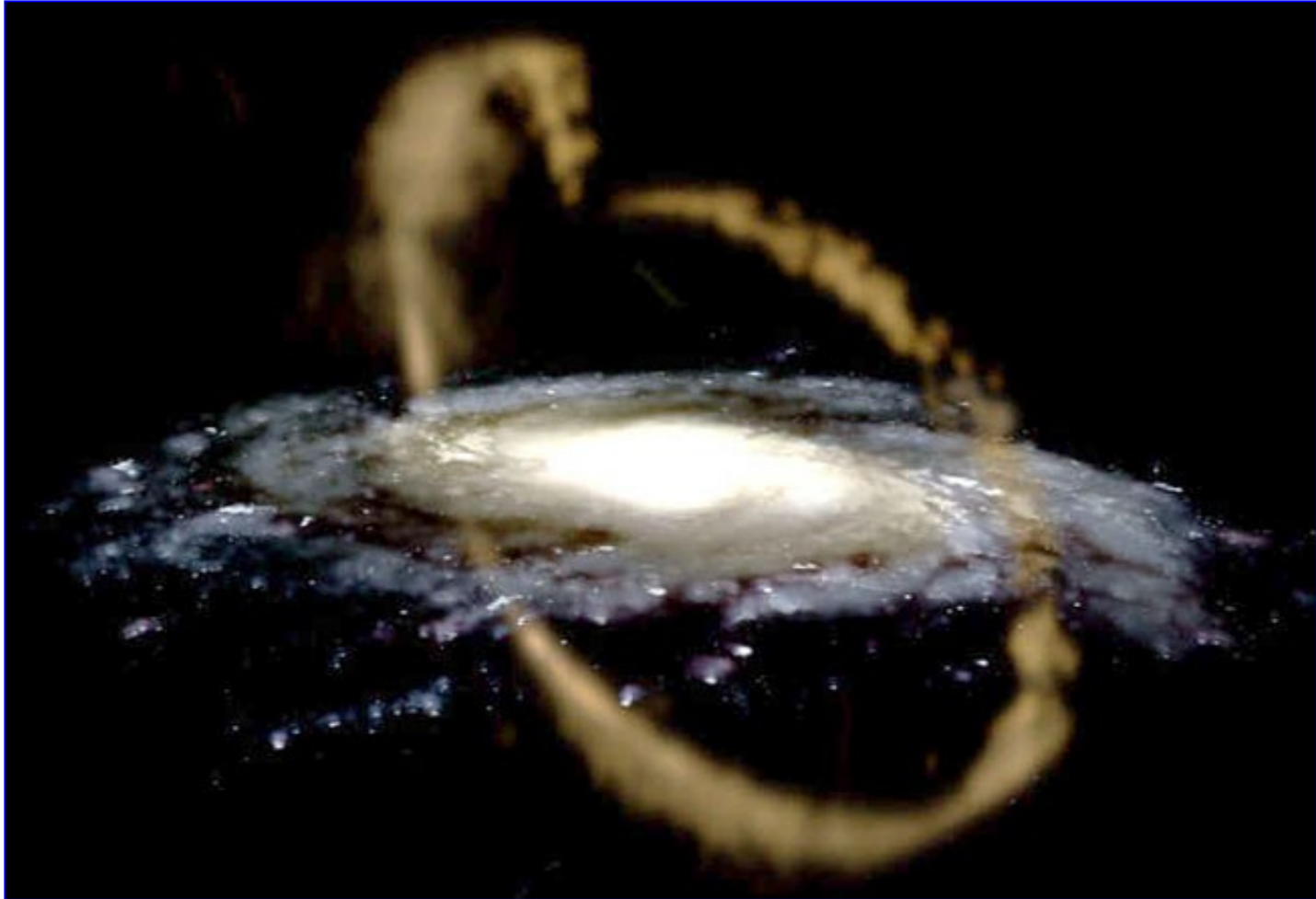
Experiment) y que trazan la estructura de la barra. Se considera que el centro de la distribución de las RRLyr coincide con el centro de la Galaxia.

“The analysis of the spatial distribution of RR Lyrae stars shows that they form a triaxial ellipsoid with a major axis located in the Galactic plane and inclined at an angle of $i = 20^\circ \pm 3^\circ$ to the Sun–Galactic Center line of sight. This angle is close to the orientation angle of the Galactic bar ($\sim 30^\circ$).”

“Central part of the Galactic bulge, presented schematically, as it would be seen from the North Galactic pole. We generate four constant density ellipses with $b/a = 0.5$ inclined at 21° to the line of sight of the observer located at $(Y, X) = (0, -8.27)$ kpc. The black thick line shows the real orientation of the bar’s long axis. The tangential lines (in gray) to the ellipses, starting from the observer, show the points of highest stellar density along these observer lines of sight (red points).”

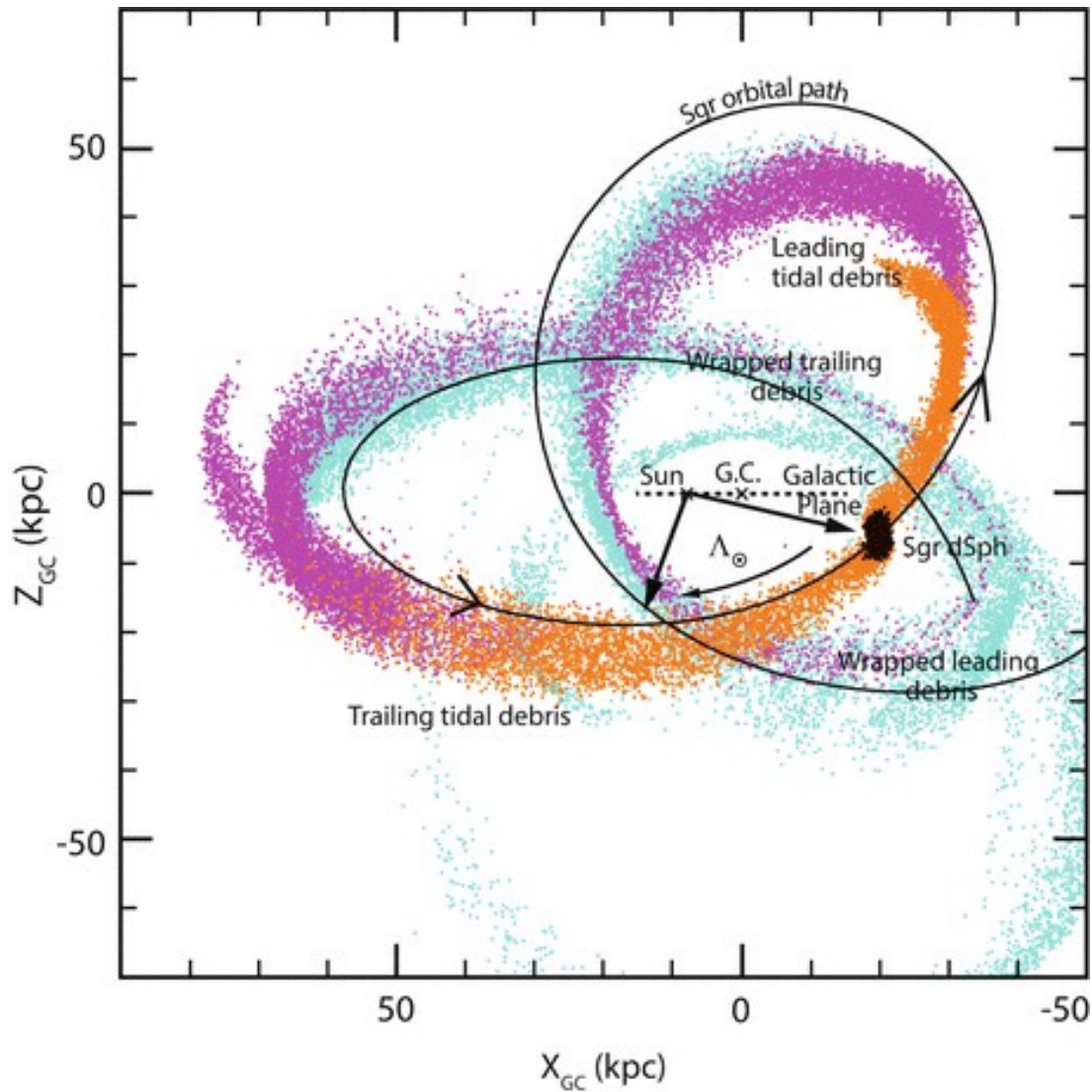


Esquema: Sagittarius dwarf tidal stream
(desintegración de la galaxia enana de Sagitario)



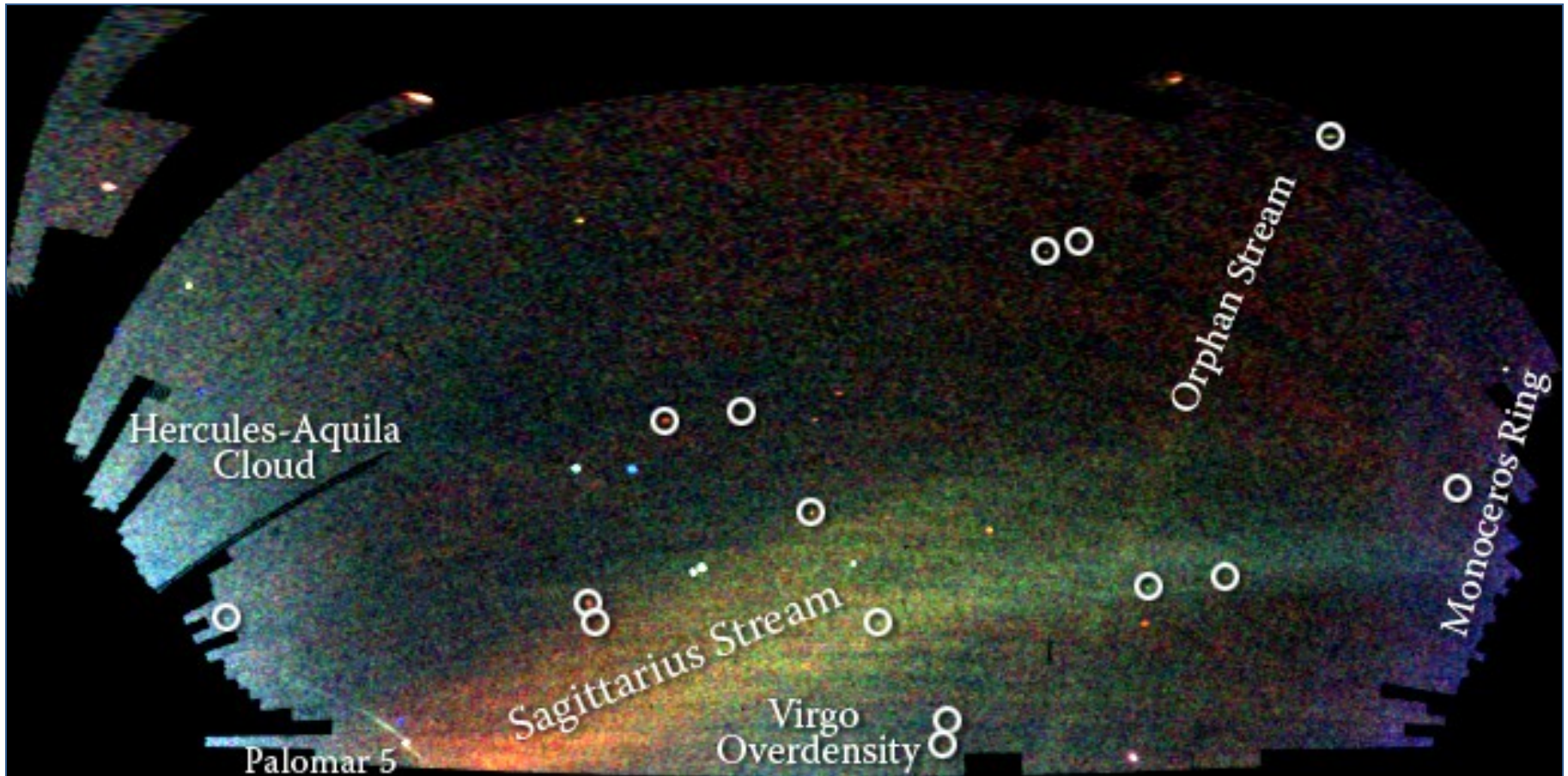
Drawing Credit & Copyright: David Martinez-Delgado (MPIA) & Gabriel Perez (IAC)

The Sagittarius Dwarf Tidal Stream(s)



Law & Majewski, 2016,
ASSL, 420, 31

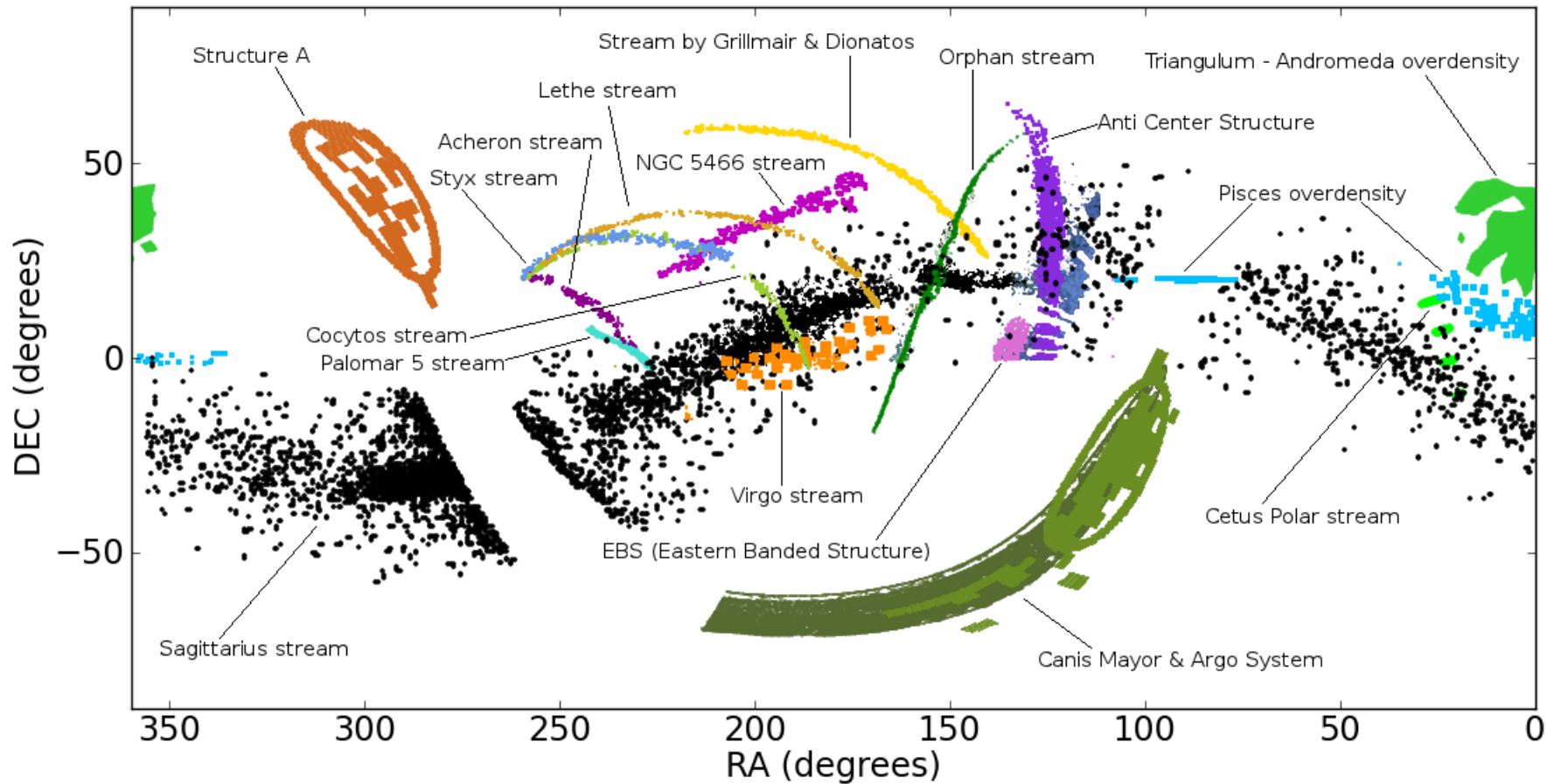
Map of stars in the outer regions of the Milky Way Galaxy, derived from the SDSS (northern sky)



color indicates the distance of the stars,
while the intensity indicates the density of stars on the sky

Credit: V. Belokurov and the Sloan Digital Sky Survey

Milky Way stellar streams



Milky Way distribution of spatially coherent streams - labelled
Equatorial projected distribution of Milky Way spatially coherent streams.

Credit: B. Pila D'ez, Local Group inventory of dwarf galaxies and stellar streams (Leiden Univ.)

Formación del disco grueso

Gaia-Sausage (Gaia-Enceladus) merger

Belokurov et al. (2020, MNRAS):

- Dwarf stellar mass (prior to disruption) = $5 \times 10^9 M_{\odot}$
- Merger: ~ 10 Gyr ago

Helmi et al. (2018, Nature 563, 85):

- “the inner halo is dominated by debris from an object that at infall was slightly more massive than the Small Magellanic Cloud, and which we refer to as Gaia–Enceladus. The stars that originate in Gaia–Enceladus cover nearly the full sky, and their motions reveal the presence of streams and slightly retrograde and elongated trajectories.”
- “led to the dynamical heating of the precursor of the Galactic thick disk”

Lecturas sugeridas sobre la *formación de la Vía Láctea*, en:

- “Galactic Astronomy”, Binney y Merrifield
- “Fundamental Astronomy”, Karttunen
- “Galaxies in the Universe: An Introduction”, Sparke y Gallagher

Trabajos pioneros:

- Modelo de “colapso monolítico”: Eggen, Lynden-Bell y Sandage 1962
- Modelo de “acreción de fragmentos” : Searle & Zinn 1978