

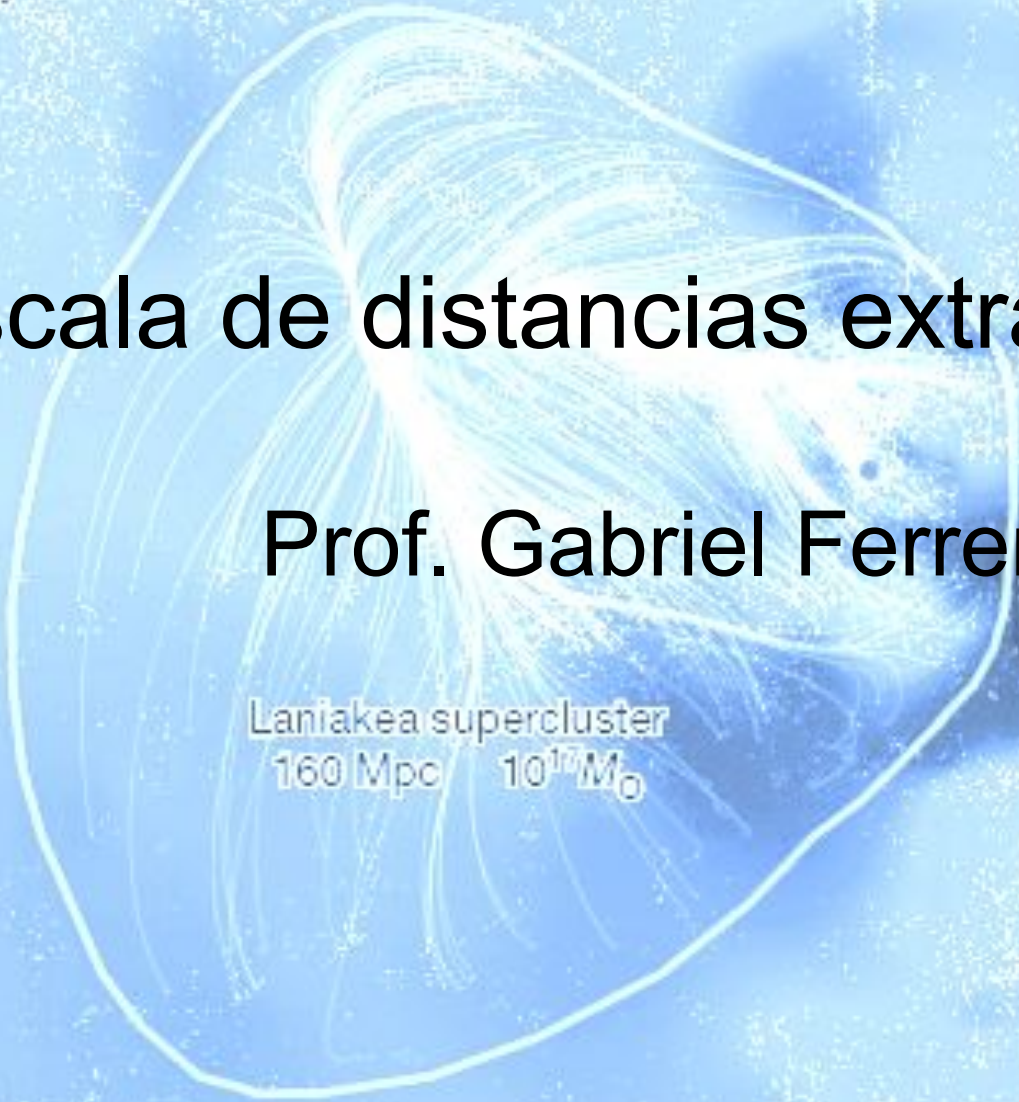
# Sistemas Estelares 2024

Escala de distancias extragaláctica

Prof. Gabriel Ferrero

Laniakea supercluster  
160 Mpc  $10^{17} M_{\odot}$

Perseus-Pisces



# Indicadores primarios y secundarios

La determinación de distancias en la escala de nuestra galaxia se basa en paralajes trigonométricas, paralajes estadísticas, cúmulos en movimiento, ajuste de la ZAMS, etc. Para medir mayores distancias, fuera de la Vía Láctea, es necesario recurrir a otros indicadores que suelen agruparse en dos categorías: **indicadores primarios y secundarios**.

Según distintos autores, se incluyen en cada una a indicadores diferentes. En nuestro caso, no se pretende establecer una clasificación definitiva, y seguiremos la propuesta de Czerny et al. (2018):

*“La división formal de los indicadores de distancia en primarios y secundarios conduce a dificultades en la descripción de métodos que realmente se pueden usar de dos maneras: con y sin el soporte de otros métodos de escalamiento.”*

Así, consideraremos indicadores primarios aquellos que no requieren utilizar otros métodos para su uso, y secundarios aquellos que necesitan recurrir a procedimientos auxiliares (por ej. indicadores primarios, modelos, hipótesis, etc) para su aplicación. Veremos ejemplos de cada categoría.

[Nota: la obtención de la distancia generalmente surge, en el paso final, de comparar magnitud absoluta y magnitud aparente en igual banda (módulo de distancia), o por geometría relacionando medida angular y medida lineal de un dado objeto o una dada característica.]

## **Indicadores Primarios:**

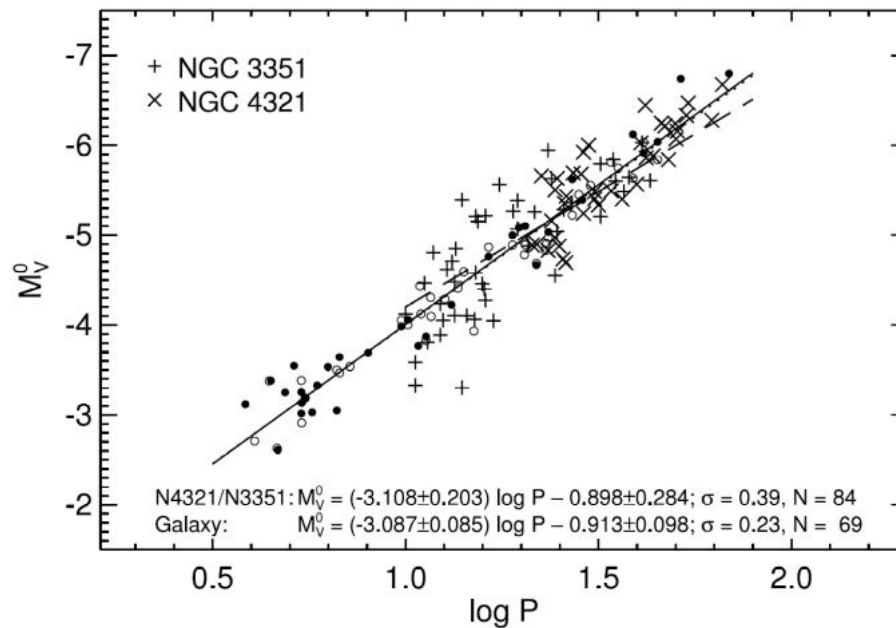
- P1- Cefeidas clásicas
- P2- RR Lyr
- P3- Cefeidas tipo II
- P4- Novas (poco uso)

## **Indicadores Secundarios:**

- S1- Extremo de la rama de gig rojas (TRGB)
- S2- Relación de Tully-Fisher (gal S)
- S3- Relación de Faber-Jackson (gal E)
- S4- Supernovas tipo Ia (SNIa)
- S5- Supernovas tipo II (SNII)
- S6- Función de luminosidad de Nebulosas planetarias
- S7- Función de luminosidad de Cúmulos globulares
- S8- Ley de Hubble-Lemaître

# **Indicadores Primarios**

# P1- Cefeidas clásicas (o cefeidas tipo I)



## Ley de Leavitt

$$M_{\lambda} = \alpha + \beta \log P$$

FIG. 2.— $P$ - $L$  relation in  $V$  of metal-rich Cepheids in the Galaxy (*circles*), NGC 4321 (*crosses*), and NGC 3351 (*plus signs*). The latter two galaxies define a slope in good agreement with the Galaxy (*dotted line*). For comparison the LMC  $P$ - $L$  relation for  $\log P > 1.0$  is shown as a dashed line.

- Henrietta Leavitt (Harvard College Observatory)
- placas fotográficas de las Nubes de Magallanes obtenidas en la estación de Arequipa (Perú)
- 1912: 25 estrellas variables cefeidas en la Nube Menor: relación período - luminosidad ( $P - L$ )
- dependencia de la banda fotométrica

# P1- Cefeidas clásicas (o cefeidas tipo I)

## Ventajas

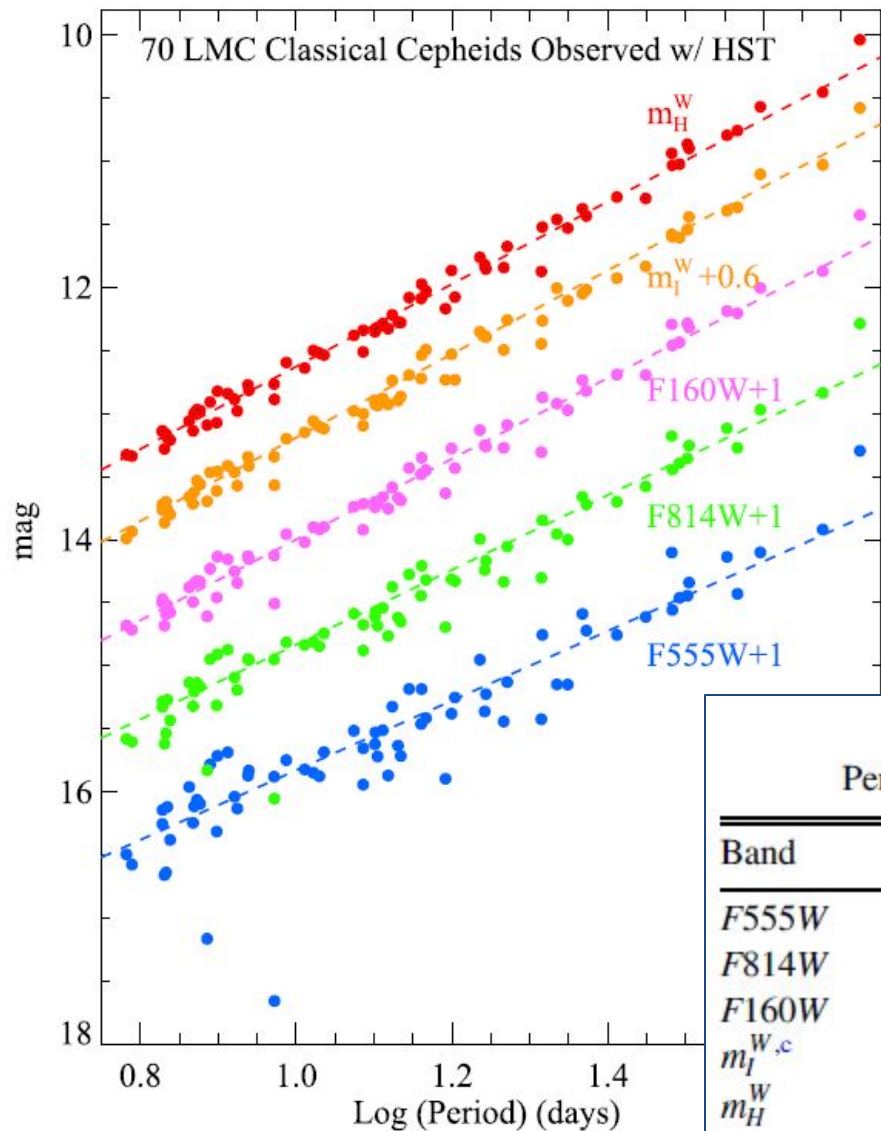
- intrínsecamente brillantes ( $M_V \sim -2$  a  $-7$ )
- abundantes en galaxias espirales
- forma de la curva de luz fácil de identificar
- relación  $P - L$  de baja dispersión (pero con coeficientes que cambian con filtro)
- tiempo de vida largo, permite re-observar
- variabilidad bien conocida (modelos)
- buenas calibraciones con paralajes trigonométricos y estadísticos (misiones Hipparcos y GAIA)

## Desventajas

- la relación  $P - L$  depende de la metalicidad
- estrellas jóvenes: en zonas con alta absorción y enrojecimiento
- usando HST se pueden medir en galaxias espirales hasta  $d \sim 30$  Mpc

[Distancia a la LMC: con binarias eclipsantes “separadas” de  $P$  largos (60 - 700 d) y estrellas tardías, se obtienen radios lineales y con interferometría en NIR radios angulares.]

# P1- Cefeidas clásicas (o cefeidas tipo I)



Relación P-L de Cefeidas clásicas en la Nube Mayor de Magallanes

Filtros HST: F555W (V), F814W (I), F160W (H)

Band	Slope <sup>a</sup>	Intercept <sup>b</sup>	Scatter <sup>b</sup>
<i>F555W</i>	−2.76	17.638	0.312
<i>F814W</i>	−2.96	16.854	0.202
<i>F160W</i>	−3.20	16.209	0.104
$m_I^{W,c}$	−3.31	15.935	0.085
$m_H^W$	−3.26	15.898 <sup>d</sup>	0.075

Figure 3. Period–mean magnitude relation for the 70 LMC Cepheids with slopes and statistics given in Table 3.

## P2- Magnitudes absolutas V de RR Lyrae

a) *RR Lyrae and HB stars. Trigonometric Parallaxes*

$$M_V(RR) = 0.18([\text{Fe}/\text{H}] + 1.5) + 0.62 \pm 0.11.$$

el error del punto de cero es muy importante pues va a afectar directamente al error en distancia.

b) *RR Lyrae and HB stars. Statistical Parallaxes*

$$M_V(RR) = 0.18([\text{Fe}/\text{H}] + 1.5) + 0.73 \pm 0.12.$$

c) *RR Lyrae and HB stars. The Baade-Wesselink method.*

← ver más adelante

$$M_V(RR) = 0.18([\text{Fe}/\text{H}] + 1.5) + 0.71 \pm 0.08.$$

Las RR Lyrae son estrellas evolucionadas (queman He en el núcleo), de baja masa y baja metalicidad. Típicas de Población II. Se encuentran en cúmulos globulares y también como estrellas de campo del halo y disco grueso de galaxias espirales, elípticas e irregulares. Fáciles de encontrar (períodos: 0.2 a 1.2 días), con poco efecto de polvo.

$$\langle M_V \rangle \sim 0.75 \pm 0.1$$

Son intrínsecamente más débiles que las Cefeidas clásicas, pero se llega hasta el Grupo Local.

Distancia hasta 2-3 Mpc.



# Relación período - metalicidad - luminosidad e IR y relación metalicidad - luminosidad en la banda V de RR Lyrae

Mediante paralajes estadísticas, con ~400 RR Lyr de campo en la Vía Láctea, movimientos propios, velocidades radiales, buena determinación de extinción interestelar, fotometría en visual e IR, y metalicidades. Se encuentra:

En NIR, la relación período-metalicidad-luminosidad:

$$\langle M_{K_s} \rangle = -0.769 + 0.088 [\text{Fe}/\text{H}] - 2.33 \log P$$

Y en el visual, la relación metalicidad-luminosidad:

$$\langle M_V \rangle = 1.094 + 0.232 [\text{Fe}/\text{H}]$$

# Método de Baade Wesselink para estrellas pulsantes

Consideremos que una estrella pulsante que está a una distancia  $D$ . Cuando está en su brillo mínimo, tiene una temperatura efectiva  $T_1$  y un flujo observado  $f_1$  con radio  $R_1$ , entonces:

$$f_1 = \frac{4\pi R_1^2 \sigma T_1^4}{4\pi D^2}$$

Análogamente, en su máximo, tiene temperatura efectiva  $T_2$ , flujo observado  $f_2$ , y radio  $R_2$ , por tanto:

$$f_2 = \frac{4\pi R_2^2 \sigma T_2^4}{4\pi D^2}$$

Por otro lado, a partir de observaciones espectroscópicas podemos obtener la velocidad fotosférica  $v(t)$  y con ella podemos calcular el cambio en el radio  $\Delta R$ :

$$R_2 = R_1 + \Delta R = R_1 + \int_{t_1}^{t_2} v(t) dt$$

Tenemos 3 ecuaciones con 3 incógnitas. Las resolvemos y encontramos  $R_1$ ,  $R_2$  y  $D$ .

Dificultades: modelar efectos de atmósfera estelar y derivar la “verdadera” velocidad radial a partir de observaciones espectroscópicas.

## P3- Relación Período - Luminosidad en Cefeidas Tipo II

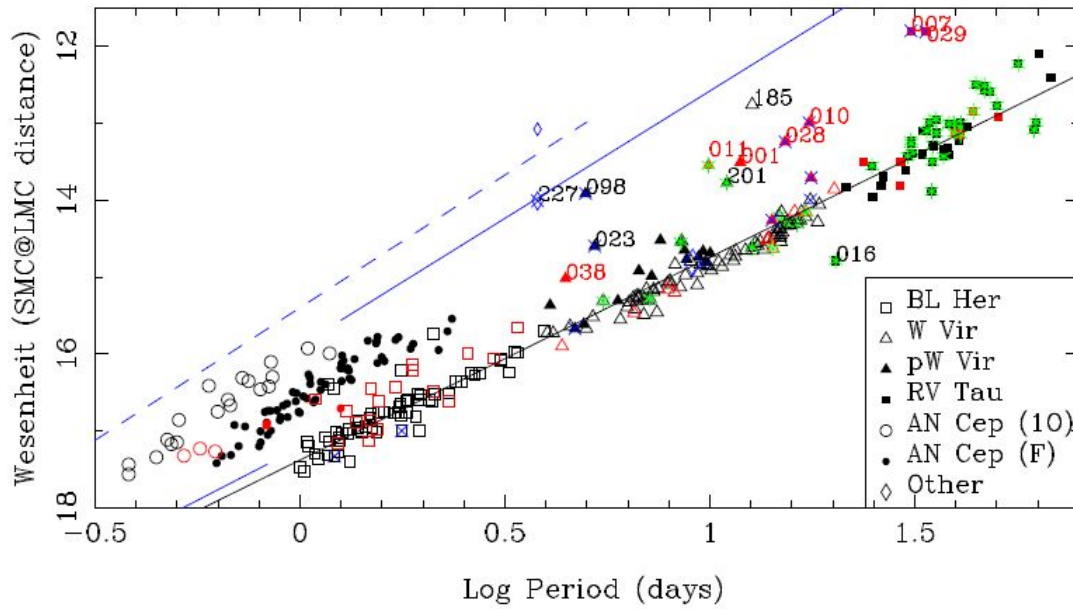
Son estrellas de Población II, pobres en metales y de baja masa ( $\sim 1 M_{\odot}$ ). Presentes en las Nubes de Magallanes y en cúmulos globulares (principalmente en el halo de la Vía Láctea). Trazan poblaciones estelares viejas. Siguen una relación P-L pero son intrínsecamente mucho más débiles que las Cefeidas Tipo I. La metalicidad parece afectar de distinto modo a cada uno de los siguientes subgrupos.

1 < P < 4d: BL Herculis

4 < P < 20d: W Virginis

20 < P < 70d : RV Tauri

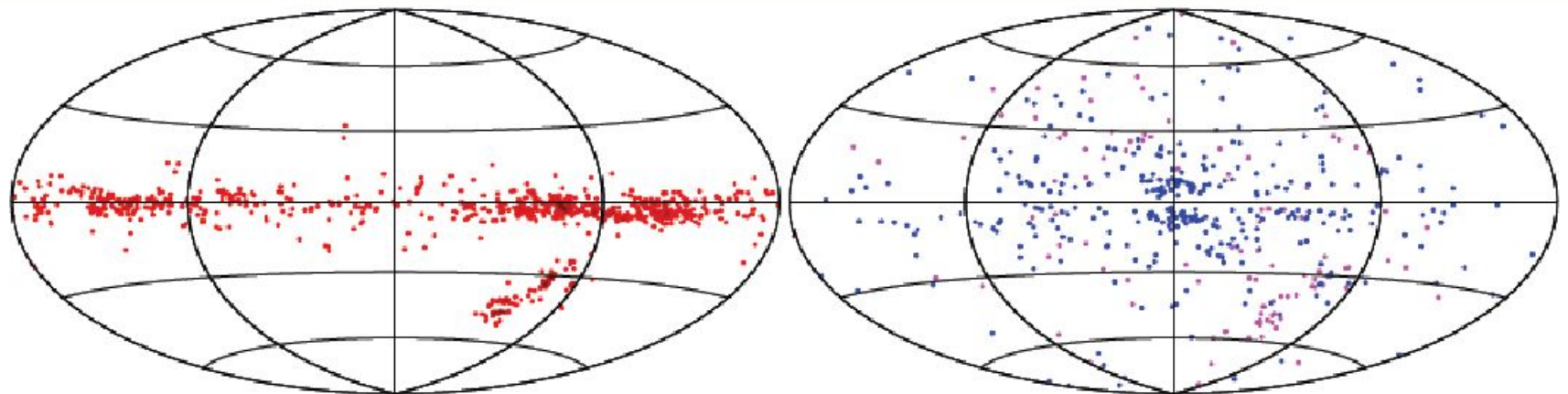
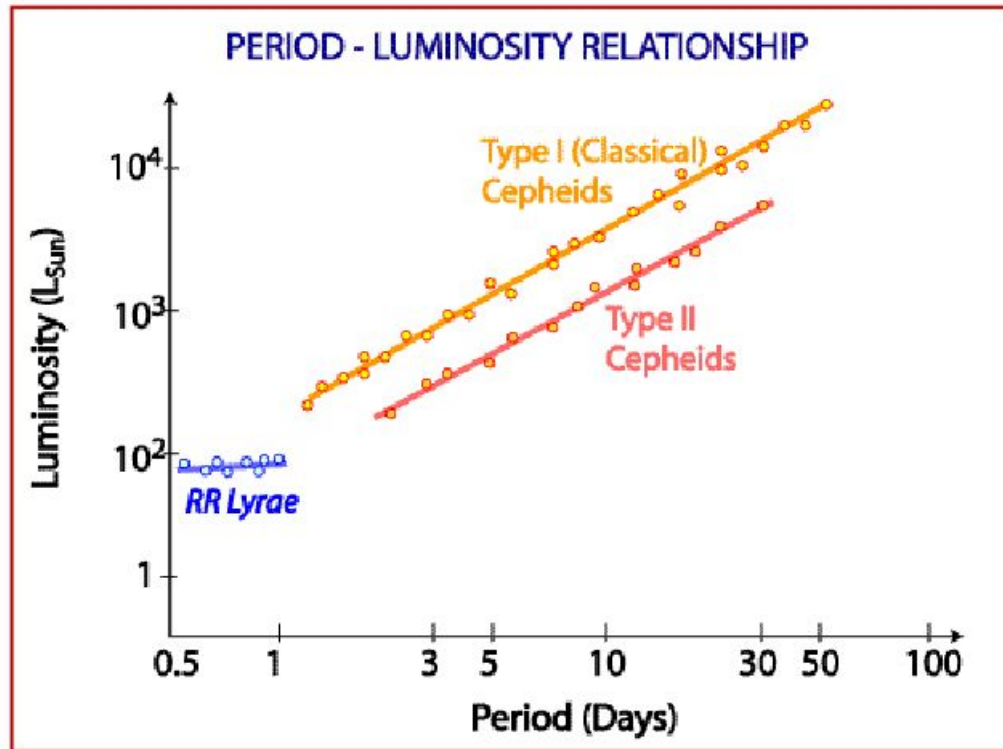
# P3- Relación Período - Luminosidad en Cefeidas Tipo II



Eje vertical: magnitud  
Wesenheit  
 $W = I - 1.55 (V-I)$

**Fig. 1.** Wesenheit PL relation. Stars in the SMC are plotted in red and shifted to the distance of the LMC. Some outliers are indicated with their identifier. Stars with an IR excess according to GJ17 are indicated by a green plus sign. Stars that show eclipsing or ellipsoidal variations according to OGLE are indicated by a blue cross. Stars plotted as a blue diamond are OGLE-LMC-CEP-0227 (the classical Cepheid in an eclipsing binary system, at  $P = 3.79$  days) and the Galactic T2C  $\kappa$  Pav (at  $P = 9.08$  days) scaled to the distance of the LMC (see text). For -0227 both the system  $P$  value (the smaller, brighter point) and the Wesenheit magnitude of the Cepheid in the system (from Pilecki et al. 2013) are plotted. The black solid line shows the relation derived from the BLH + WVIR + non-dusty RVTs with periods below 50 days in the LMC (see Table 1), plotted over the entire period range. The blue lines indicate the Wesenheit relation for CC in the LMC from Soszyński et al. (2008a) for FU (solid line) and FU (dashed line) pulsators and the relation for R Rab stars (at  $\log P < -0.08$ ) from Soszynski et al. (2003).

## Comparaciones (esquema):



Proyección Aitoff en coordenadas Galácticas. Izq: Cefeidas Clásicas, Der: Cefeidas Tipo II

## P4- Relación $M_{V_{\text{máx}}}$ vs. velocidad de decaimiento del brillo en Novas

**Novas:** sistemas binarios cercanos en que una enana blanca recibe masa (rica en H) de su compañera menos evolucionada, que llena su lóbulo de Roche. Muestran un aumento de brillo rápido y repentino por reacciones termonucleares al caer ese material sobre la superficie de la enana blanca. Durante la explosión (“outburst”) son más brillantes que las Cefeidas y se identifican a grandes distancias (hasta 50 Mpc). La magnitud en el máximo puede llegar a  $M_V \sim -10$ .

Relación **MMRD** (*Maximum Magnitude Rate decline*): entre magnitud en el máximo y la velocidad de decaimiento de la curva de luz:

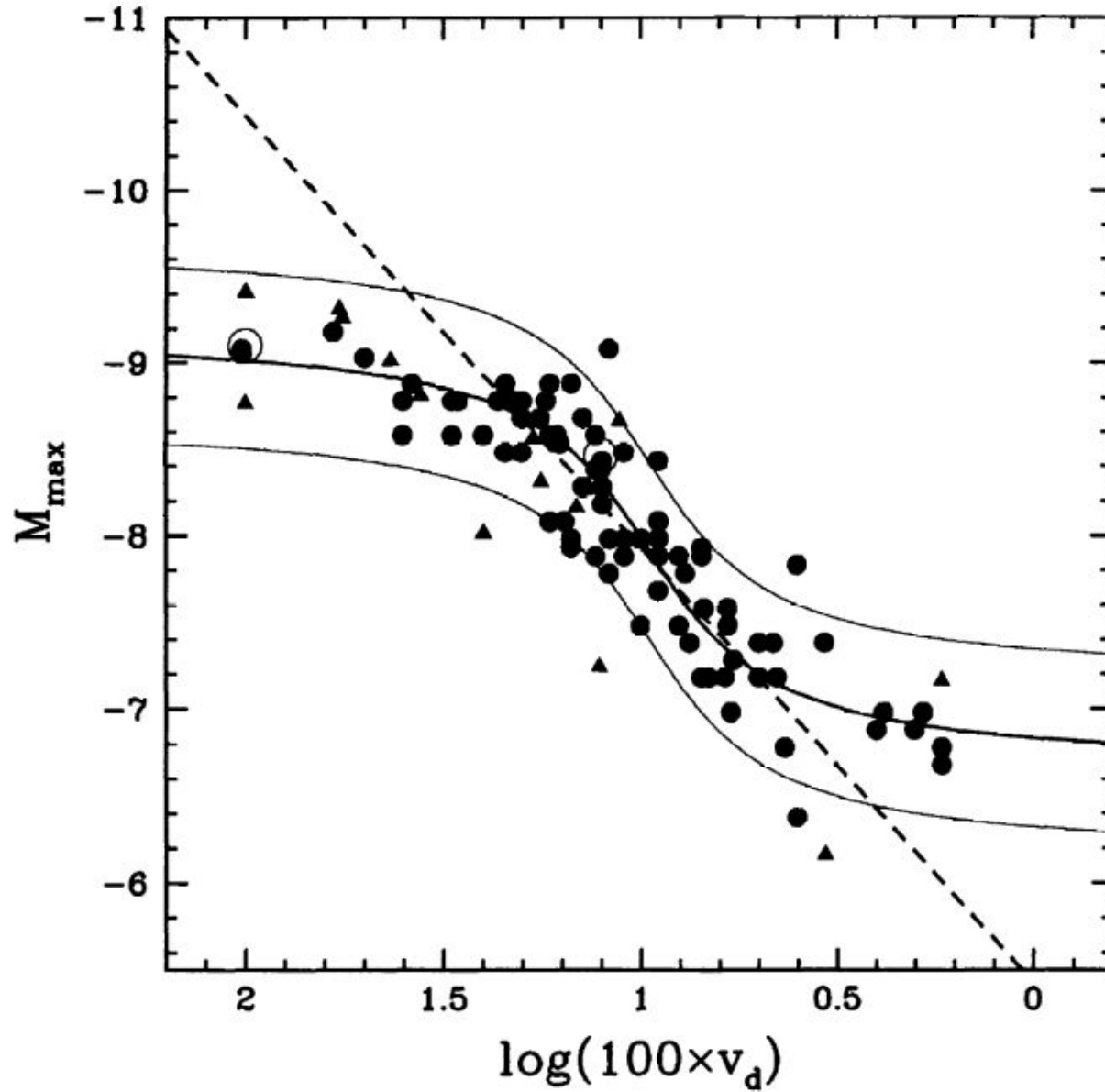
$$M_{\text{max}} = A + B \log (2 / t_2)$$

donde  $t_2$  está dada por

$$v_d = 2 / t_2$$

es decir que  $t_2$  (en días) es el tiempo en que el brillo de la nova decae 2 magnitudes por debajo del máximo.

# P4- Relación $M_{V_{\max}}$ vs. velocidad de decaimiento del brillo en Novas



## P4- Relación $M_{V_{\text{máx}}}$ vs. velocidad de decaimiento del brillo en Novas

Se calibra:

- con Novas de nuestra Galaxia, mediante técnicas geométricas (“paralajes de expansión” en que se mide el tamaño y velocidad de expansión de la cáscara o “shell”), funciona como indicador primario.
- con Novas de M31 (Andrómeda) y la LMC, por ejemplo, se utiliza la distancia a ellas determinada por otros métodos (Cefeidas, SNIa), y en este caso funciona como un indicador secundario.

Se ha llegado a observar novas no sólo en galaxias espirales sino en elípticas del cúmulo de Virgo.

### Desventajas

- No se puede predecir el momento de la explosión.
- Requiere observaciones muy cercanas al máximo.

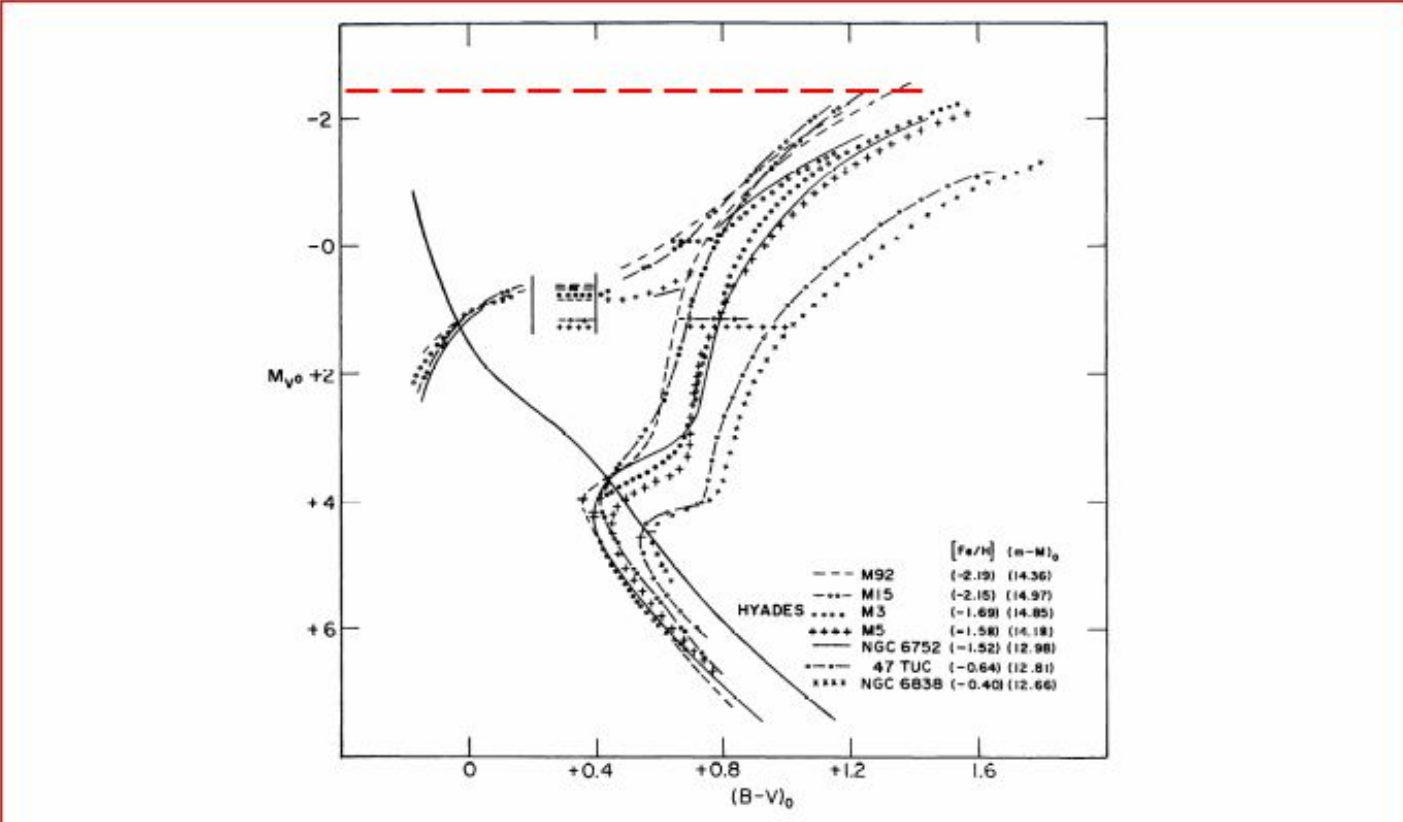
Ambas condiciones llevan a que se necesite mucho tiempo de telescopio. Por ese motivo son poco utilizadas.



# **Indicadores Secundarios**

# S1- Brillo del extremo de la rama de las gigantes rojas (TRGB)

La referencia en este método es el brillo en el extremo de la RGB, que por ejemplo en los diagramas color - magnitud de cúmulos globulares se observa que (para los de menor contenido de metales) se ubica en una magnitud aproximadamente constante.



**Fig. 2** The composite CMD for seven globular clusters. Note that the brightest red giant stars of the five most metal-poor clusters have very similar absolute magnitudes of about  $M_V = -2.5$  (from Sandage 1986b). The  $I$  magnitude of the brightest red giants is even more stable near  $M_I = -4.05$  as found by Da Costa & Armandroff (1990).

# S1- Brillo del extremo de la rama de las gigantes rojas (TRGB)

Para aplicar este método se requiere construir el diagrama color - magnitud de la galaxia, para ubicar allí la posición del extremo de la RGB, que corresponde a estrellas en la etapa del flash de He. Por lo tanto es necesario poder “resolver” las estrellas. Dados estos requerimientos, el método TRGB se puede aplicar a:

- galaxias que contengan estrellas de ~población II (estrellas viejas y pobres en metales) para que correspondan a una magnitud del TRGB ~constante. Las estrellas más brillantes en este tipo de poblaciones son gigantes rojas, que en general son abundantes. Esto es, edad  $> 7$  Gyr y metalicidad  $-2.3 < [\text{Fe}/\text{H}] < -0.7$
- galaxias enanas, halos de galaxias (poco efecto de polvo)

Se puede llegar a galaxias hasta  $d \sim 20$  Mpc con el telescopio Hubble (~cúmulo de Virgo).

Valor de referencia: magnitud absoluta en banda  $I$  para el “tip”

$$M_I (\text{TRGB}) = -4.05 \pm 0.1$$

# S1- Brillo del extremo de la rama de las gigantes rojas (TRGB)

Se calibra:

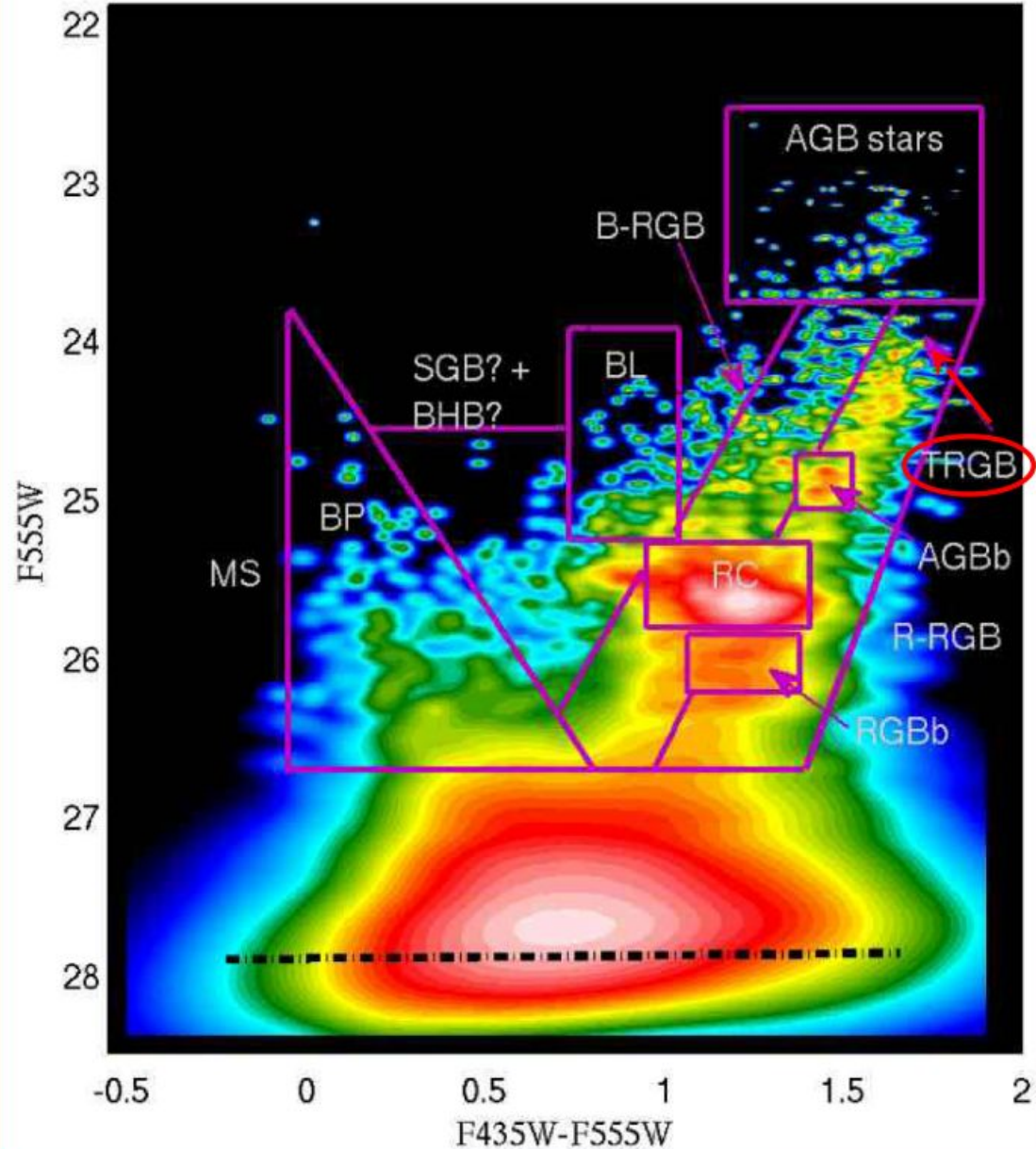
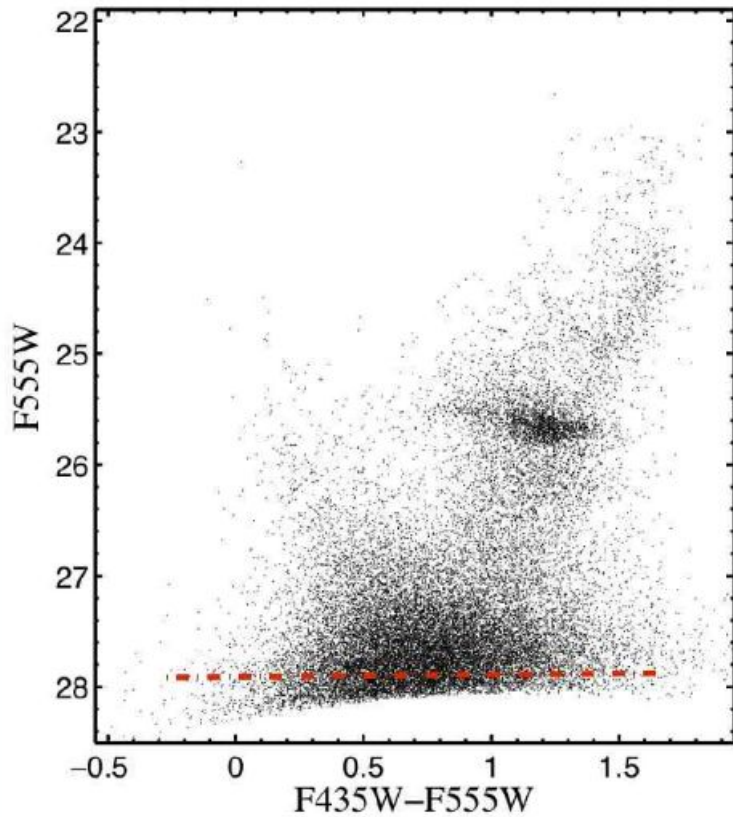
- con cúmulos globulares de la Vía Láctea (con distancias determinadas con RR Lyr o paralajes de estrellas subenanas).
- con modelos, dado que el flash de He es un proceso bien comprendido.

Se aplica:

midiendo la magnitud aparente del TRGB en el diagrama color - magnitud de la galaxia en cuestión (o en la función de luminosidad) y, conocida la magnitud absoluta, se calcula el módulo de distancia.

# S1- Brillo del extremo de la rama de las gigantes rojas (TRGB)

DCM de la galaxia M32,  
ubicación del TRGB



## S2- La relación de Tully - Fisher

En 1977, R. Brent Tully y J. Richard Fisher encontraron que la velocidad de rotación máxima de las galaxias espirales está fuertemente relacionada con su luminosidad, siguiendo la relación:

$$L \propto (v_{\text{rot máx}})^{\alpha}$$

donde el índice de la potencia es aproximadamente  $\alpha \sim 4$ .

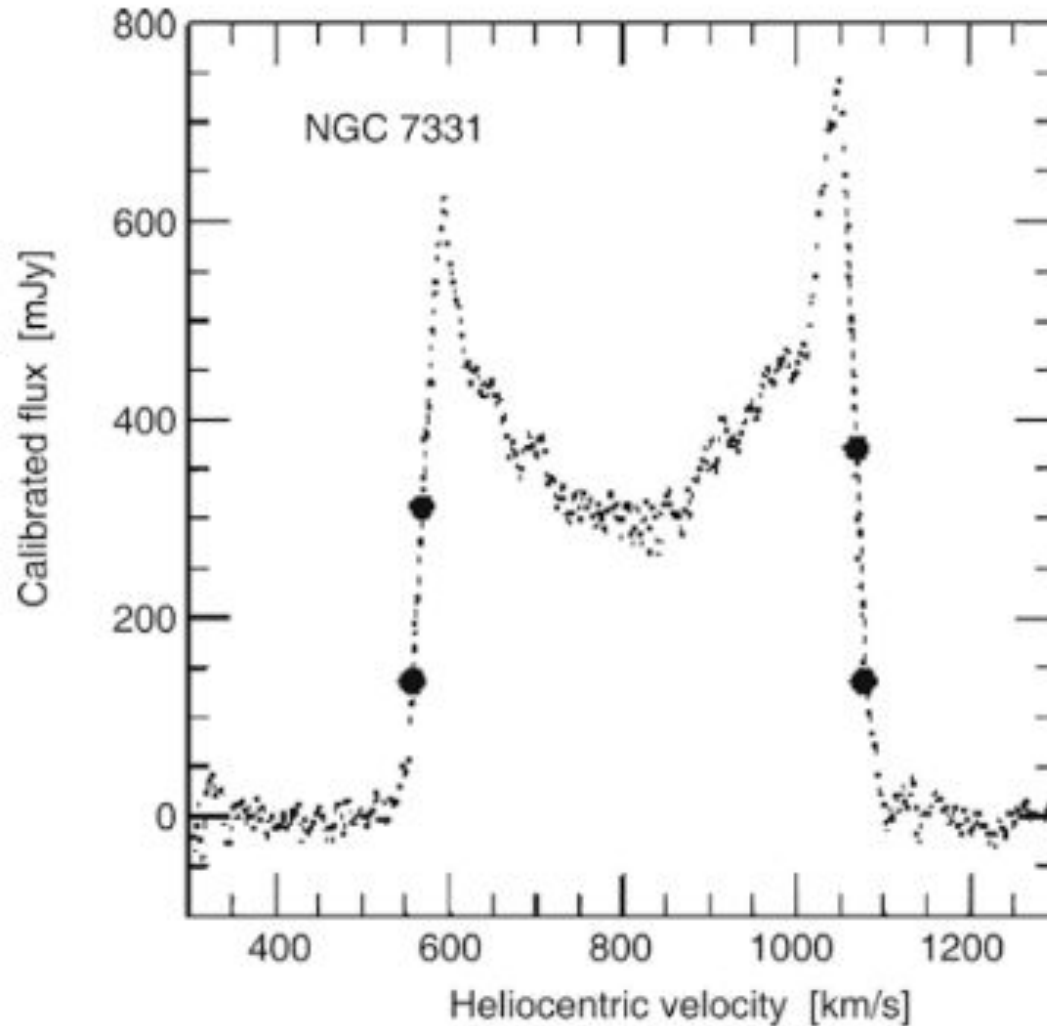
A mayor longitud de onda del filtro en que se mide la luminosidad, menor la dispersión de la relación (ver Fig. 1). Además,  $\alpha$  aumenta con la longitud de onda del filtro.

La luminosidad de una galaxia espiral puede estimarse con bastante precisión midiendo la velocidad de rotación.

La determinación de la velocidad de rotación máxima es independiente de la distancia a la galaxia.

La medición de  $v_{\text{rot máx}}$  se puede hacer obteniendo una curva de rotación espacialmente resuelta, lo cual se puede hacer con espectroscopía óptica, o (para galaxias cercanas) con espectroscopía espacialmente resuelta en radio en 21 cm. También se puede observar un espectro integrado en 21 cm, y considerando que el ancho Doppler de la línea será aproximadamente  $2 v_{\text{rot máx}}$ .

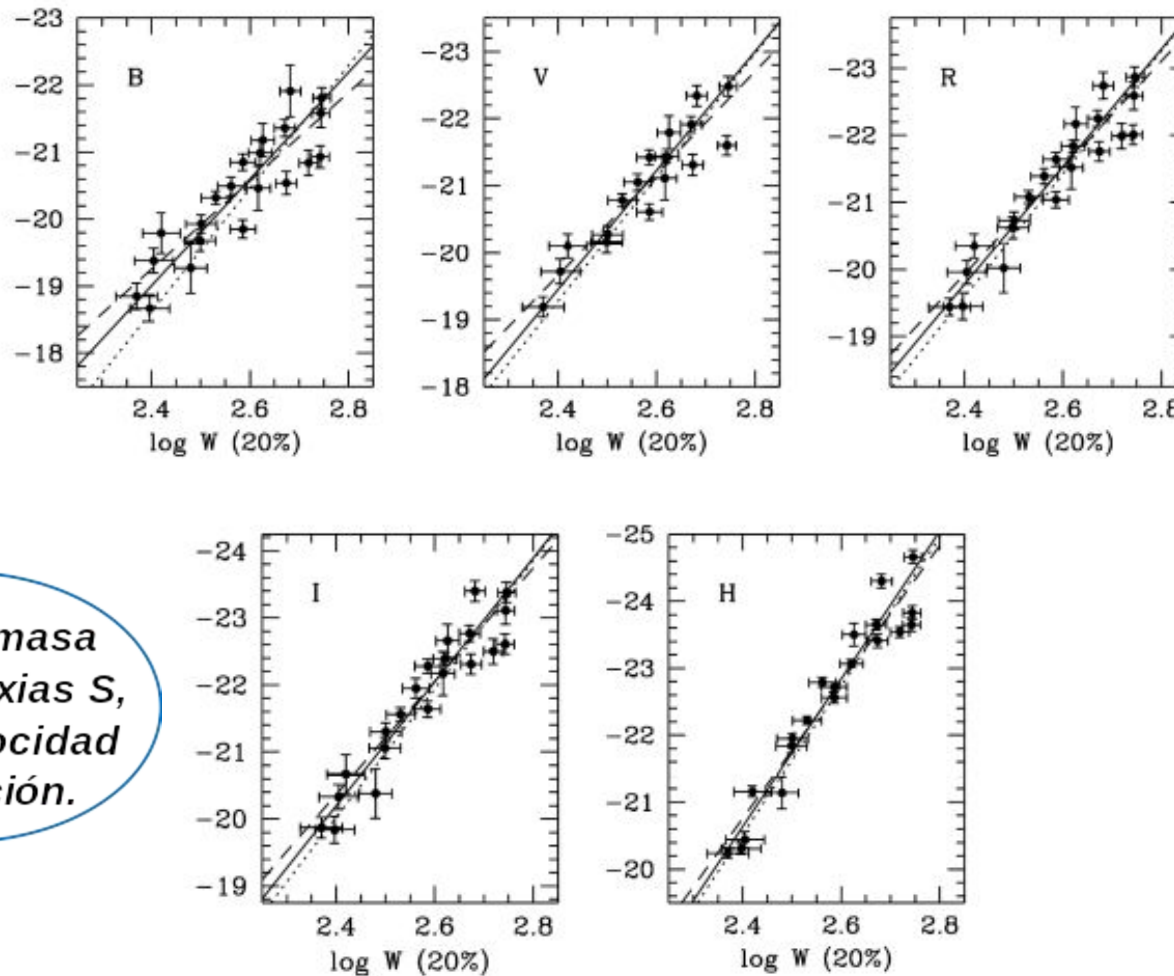
## S2- La relación de Tully - Fisher



**Fig. 3.28** 21 cm profile of the galaxy NGC 7331. The *bold dots* indicate 20 and 50 % of the maximum flux; these are of relevance for the determination of the line width from which the rotational velocity is derived.

# S2- La relación de Tully - Fisher

Fig. 1



*A mayor masa  
de las galaxias S,  
mayor velocidad  
de rotación.*

FIG. 1.— $BVRIH_{-0.5}$  Tully-Fisher relations for spiral galaxies with Cepheid distances, using 20% line width. Solid lines represent the bivariate fits, while the dotted and dashed lines represent inverse and direct fits, respectively.



## S2- La relación de Tully - Fisher

### ¿Cómo se aplica?

Se observa la galaxia espiral en radio y se mide el ancho de la línea de 21 cm . El ancho del perfil  $W$  se mide a un dado % del máximo ( $W \propto 2 v_{\text{rot máx}}$ ). Se corrige por turbulencia, por inclinación de la galaxia, por la forma del perfil, etc. Con la relación de Tully - Fisher se obtiene la magnitud absoluta (en IR es más precisa), y luego con la magnitud aparente de la galaxia en la misma banda, se calcula el módulo de distancia.

### ¿Cómo se calibra?

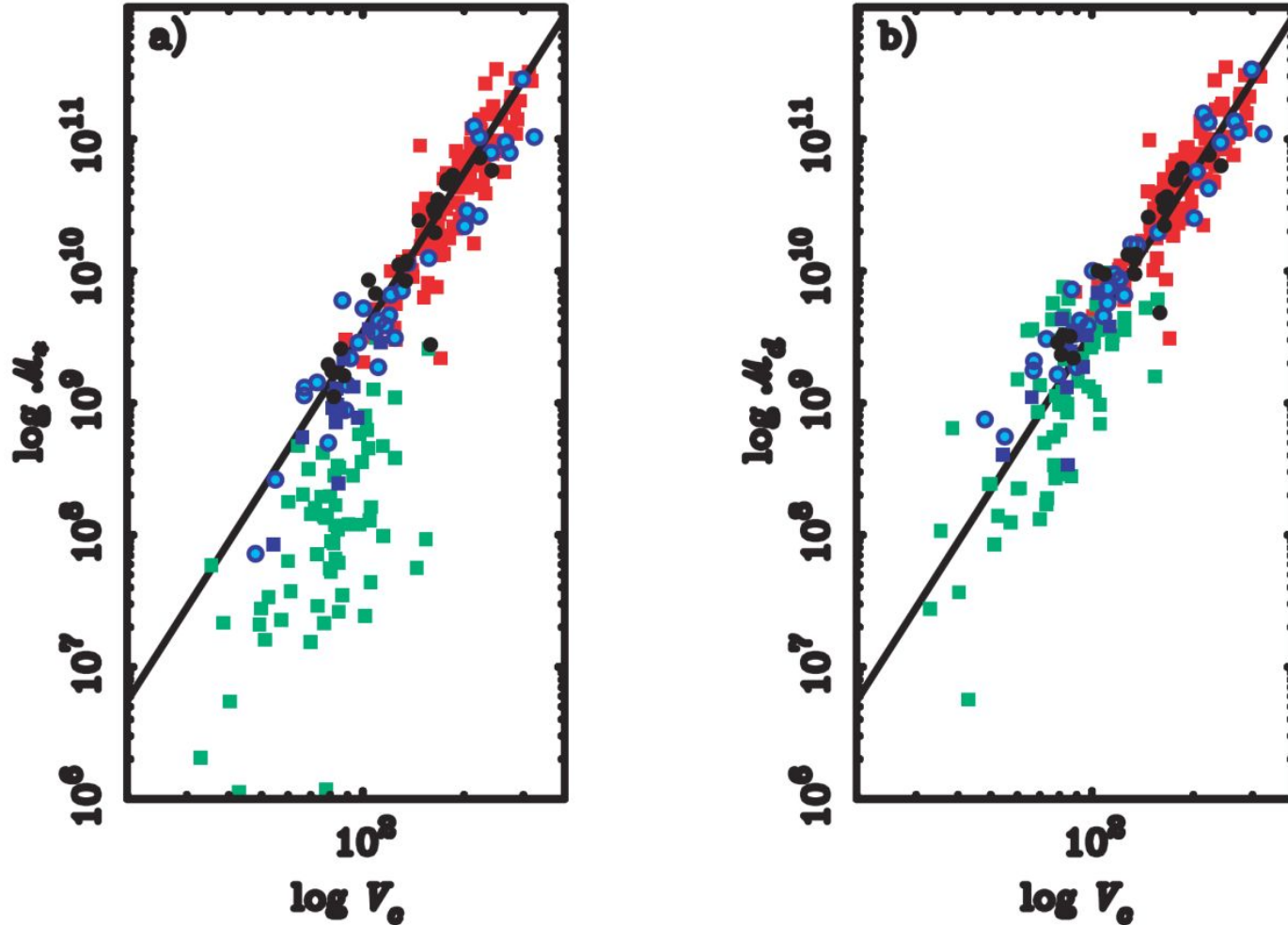
A partir de galaxias espiral de distancias conocidas por otros métodos, por ej. con Cefeidas.

Con la relación de TF se puede determinar distancias de hasta **~300 Mpc.**

## S2- La relación de Tully - Fisher bariónica

Las galaxias espirales de baja masa, por ejemplo con  $v_{\text{rot máx}} < 100$  km/s, se desvían de la relación de Tully - Fisher (**ver Fig. 2**).

Fig. 2



## S2- La relación de Tully - Fisher bariónica

**Fig. 2** –Tully-Fisher relation plotted as (a) stellar mass and (b) baryonic disk mass against rotation velocity. The squares represent galaxies where the circular velocity is estimated from the line width by  $V_c = \frac{1}{2}W_{20}$ , while the circles have  $V_c = V_{\text{flat}}$  from resolved rotation curves. The data employed include the *H*-band data of Bothun et al. (1985; *red*), the *K'*-band data of Verheijen (1997; *black*), and the *I*-band data of Pildis et al. (1997) with velocities as reported by Eder & Schombert (2000; *green*). Also shown are the *B*-band data of McGaugh & de Blok (1998; *light blue*) and of Matthews et al. (1998; *dark blue*). The stellar mass is computed from the luminosity by assuming a constant mass-to-light ratio ( $M_* = \Upsilon_* L$ ), so (a) is directly analogous to the usual luminosity–line width diagram. We assume mass-to-light ratios for the stellar populations of late-type galaxies of  $\Upsilon_*^B = 1.4$ ,  $\Upsilon_*^I = 1.7$ ,  $\Upsilon_*^H = 1.0$ , and  $\Upsilon_*^{K'} = 0.8 M_\odot/L_\odot$  (see text). In (b), we plot the total baryonic disk mass  $M_d = M_* + M_{\text{gas}}$  with  $M_{\text{gas}} = 1.4M_{\text{H I}}$ . In (a), a clear break is apparent. Galaxies with  $V_c \lesssim 90 \text{ km s}^{-1}$  fall systematically below the Tully-Fisher relation defined by brighter galaxies. In (b), the deficit in mass apparent in (a) has been restored by including the gas mass. The solid line is an unweighted fit to the red-band data in (b) with a correlation coefficient of 0.92 and a slope indistinguishable from 4.

## S2- La relación de Tully - Fisher bariónica

La relación de Tully - Fisher se basa en la suposición de que la relación Masa / Luminosidad ( $M/L$ ) es constante, donde  $M$  es la masa total (o sea, incluyendo la materia oscura). Asumimos que: (1) la relación bariones a materia oscura es constante y (2) las poblaciones estelares en la galaxia tienen todas la misma relación Masa estelar  $M_*/L$ . Pero como lo que observamos es la Luminosidad, será válida solamente si la masa de gas tiene una contribución despreciable a la masa bariónica.

Como  $L$  es aproximadamente proporcional a  $M_*$ , la relación Tully - Fisher es en realidad una relación entre  $v_{\max}$  y  $M_*$ . En las galaxias de baja masa, donde la proporción (masa de gas)/ $M_*$  es más alta, la relación falla. Para que siga funcionando es necesario agregar la masa de gas, que se puede determinar a partir de la intensidad de la línea de 21 cm. Queda entonces expresada como:

$$M_{\text{disk}} = 2 \times 10^9 h^{-2} M_{\odot} \left( \frac{v_{\max}}{100 \text{ km/s}} \right)^4$$

donde  $M_{\text{disk}} = M_* + M_{\text{gas}}$  y es válida en un rango de 5 órdenes de magnitud en la masa del gas. Ver **Fig. 2**

### S3- La relación de Faber - Jackson ( $D_n - \sigma$ )

Sandra Faber y Roger Jackson (1976) descubrieron una relación análoga a Tully - Fisher, pero para las galaxias elípticas. La dispersión de velocidades en el centro de las elípticas,  $\sigma_0$ , es proporcional a la luminosidad:

$$L \propto \sigma_0^4$$

*A mayor masa de las galaxias E, mayor dispersión de veloc.*

En la práctica se usa una relación entre el diámetro  $D_n$  de la isofota de brillo superficial promedio en el filtro  $B$ ,  $\langle \mu_B \rangle = 20.75 \text{ mag/arcsec}^2$  y la dispersión central de velocidades de la galaxia:

$$\log D_n \text{ vs. } \log \sigma_0$$

[Se elige esa isofota particular porque es la que minimiza la dispersión de la relación Faber - Jackson.]

### S3- La relación de Faber - Jackson ( $D_n - \sigma$ )

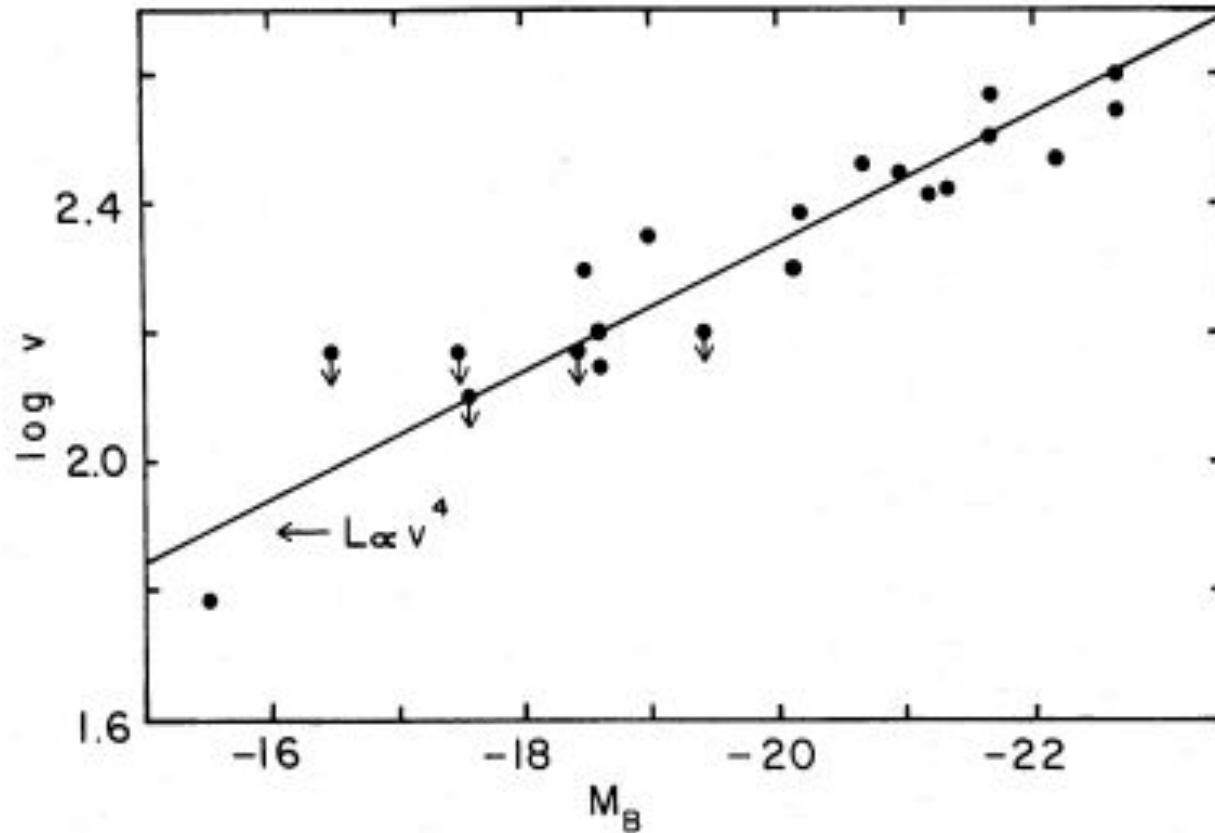


FIG. 16.—Line-of-sight velocity dispersions versus absolute magnitude from Table 1. The point with smallest velocity corresponds to M32, for which the velocity dispersion ( $60 \text{ km s}^{-1}$ ) was taken from Richstone and Sargent (1972).

### S3- La relación de Faber - Jackson ( $D_n - \sigma$ )

- **¿Cómo se aplica?**

En las galaxias E dominan los movimientos al azar, por eso medimos la dispersión de velocidades a partir de espectros (tomados principalmente sobre la zona central, de mayor brillo) y con el ancho de las líneas se obtiene la dispersión  $\sigma_0$  en [km/s]. Teniendo la dispersión, se calcula el diámetro  $D_n$  [kpc] con la relación de Faber - Jackson, y en las imágenes se mide el diámetro  $D_n$  en arcsec. Con ambas medidas de  $D_n$  se calcula la distancia.

Se requieren por tanto imágenes y espectros.

- **¿Cómo se calibra?**

No hay galaxias elípticas brillantes suficientemente cercanas que puedan calibrarse por otros métodos, por lo tanto se consideran grupos o cúmulos de galaxias que contengan galaxias espirales, cuya distancia se mide a su vez con Cefeidas, y se asume que todas las galaxias del grupo/cúmulo están a igual distancia. Por ejemplo, se utilizan los cúmulos de Virgo o Fornax, el grupo de Leo, etc.

### S3- La relación de Faber - Jackson ( $D_n - \sigma$ )

#### Plano fundamental de las galaxias elípticas

En el caso de las galaxias elípticas existe otra relación entre parámetros observables que tiene menor dispersión que la relación Faber - Jackson. Es el **plano fundamental** (Djorgovski & Davis 1987, ApJ, 313, 59), que es una representación de la dinámica de las elípticas y establece una relación entre **brillo superficial efectivo promedio**  $\langle \mu_e \rangle$  (o sea dentro de la isofota de radio  $r_e$  y en unidades de intensidad), **tamaño** (radio efectivo) y **temperatura cinética** (o sea dispersión de velocidades). Es decir que en el espacio  $(r_e, \sigma, I_e)$  se ubican (con una dispersión baja) en un plano de ecuación:

$$\log r_e = A \cdot \log \langle I_e \rangle + B \cdot \log \sigma$$

La relación de Faber - Jackson es una proyección en 2D de ese plano.



# S3- La relación de Faber - Jackson ( $D_n - \sigma$ )

## Plano fundamental de las galaxias elípticas

Djorgovski & Davis 1987, ApJ, 313, 59

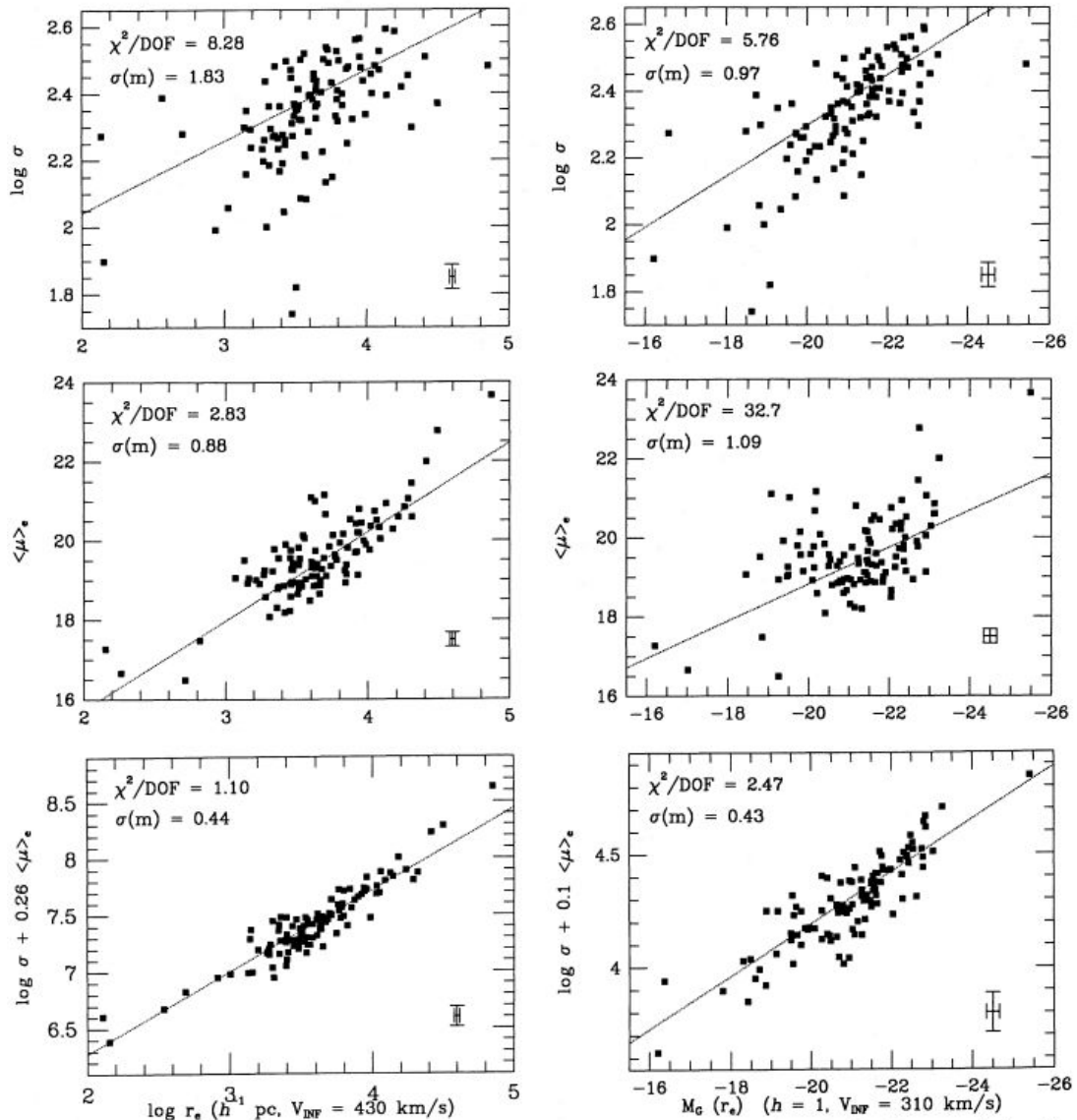


FIG. 1.—The old and the new distance-indicator relations. Correlations with radius are on the left, and with luminosity on the right. *Top row*: correlations with the central projected velocity dispersion,  $\sigma$ . *Middle*: correlations with the mean surface brightness,  $\langle \mu \rangle_s$ . *Bottom*: the new distance indicators, given by eqs. (2a), (2b) and (3a), (3b). Dotted lines represent the least-squares fits. Median errors are indicated by the error bars in the lower right corners. Reduced chi-squares,  $\chi^2/\text{DOF}$ , and estimated errors of relations when used as distance predictors, expressed in magnitudes,  $\sigma(m)$ , are shown in upper left corners. The chi-squares are slightly off, because of the inevitable slight correlations of errors in  $\log r_e$  and errors in  $\langle \mu \rangle_s$ , and the common magnitude zero-point calibration errors in  $M$  and  $\langle \mu \rangle_s$ .

### S3- La relación de Faber - Jackson ( $D_n - \sigma$ )

## Plano fundamental de las galaxias elípticas

Mould (2020): *“El plano fundamental de las galaxias de tipo temprano tiene un nombre bastante apropiado, porque en el espacio tridimensional de dispersión de velocidades, brillo superficial y radio efectivo se expresa el equilibrio dinámico que ha alcanzado una galaxia... Desde hace mucho tiempo se ha entendido que el **teorema del virial** colocará a las galaxias inactivas, con una relación masa-luminosidad bien definida, en un plano en este espacio”*.

### **S3- La relación de Faber - Jackson ( $D_n - \sigma$ )**

## **Plano fundamental de las galaxias elípticas**

- **¿Cómo se aplica?**

Al igual que en el método de Faber - Jackson, medimos la dispersión de velocidades a partir de espectros y se requiere además obtener el brillo superficial efectivo promedio de imágenes. Con ellos, se calcula el radio efectivo  $r_e$  [en kpc] aplicando la relación del plano fundamental, y de las imágenes se mide el radio efectivo en medida angular  $r_e$  [arcsec]. Con ambas medidas de  $r_e$  se calcula la distancia.

- **¿Cómo se calibra el plano fundamental?**

Al igual que en el método de Faber - Jackson, se consideran grupos o cúmulos de galaxias que contengan galaxias espirales, calibradas a su vez con Cefeidas, y se asume que todas las galaxias del grupo/cúmulo están a igual distancia. Por ej., se utilizan los cúmulos de Virgo o Fornax, grupo de Leo, etc.

# S3- La relación de Faber - Jackson ( $D_n - \sigma$ )

## Plano fundamental de las galaxias elípticas

Kelson et al. 2000, ApJ 529, 768 HST Key Project

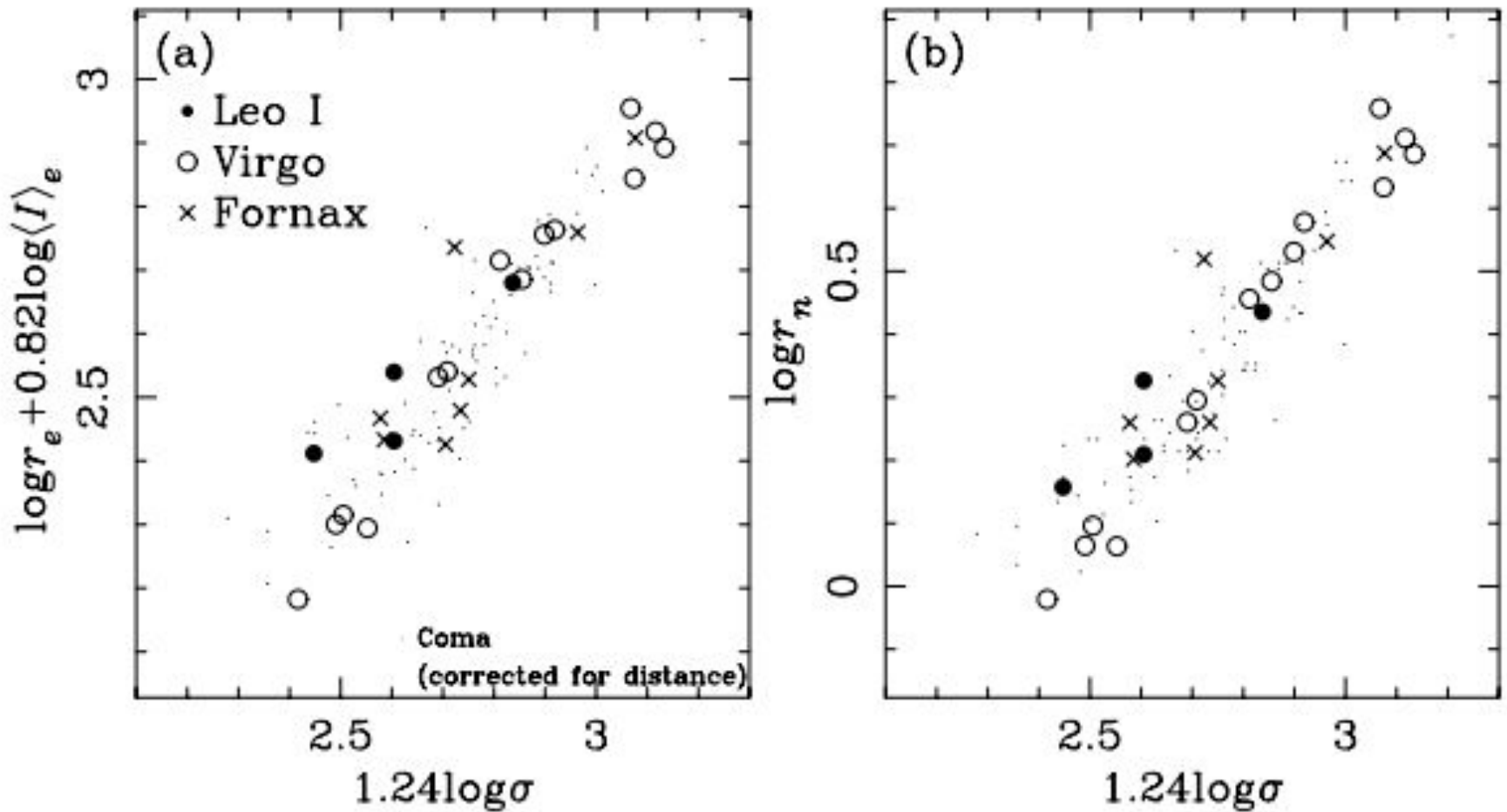


FIG. 2.—(a) Fundamental plane and (b)  $D_n - \sigma$  relations in Leo I, Virgo, and Fornax, where distance effects have been removed. The Coma sample from Jørgensen et al. (1995a, 1995b) is shown, corrected for distance, by small points.

Con la relación de Faber - Jackson y el plano fundamental se pueden determinar distancias de **hasta  $\sim 300$  Mpc**.

### S3- La relación de Faber - Jackson ( $D_n - \sigma$ )

## Plano fundamental de las galaxias elípticas

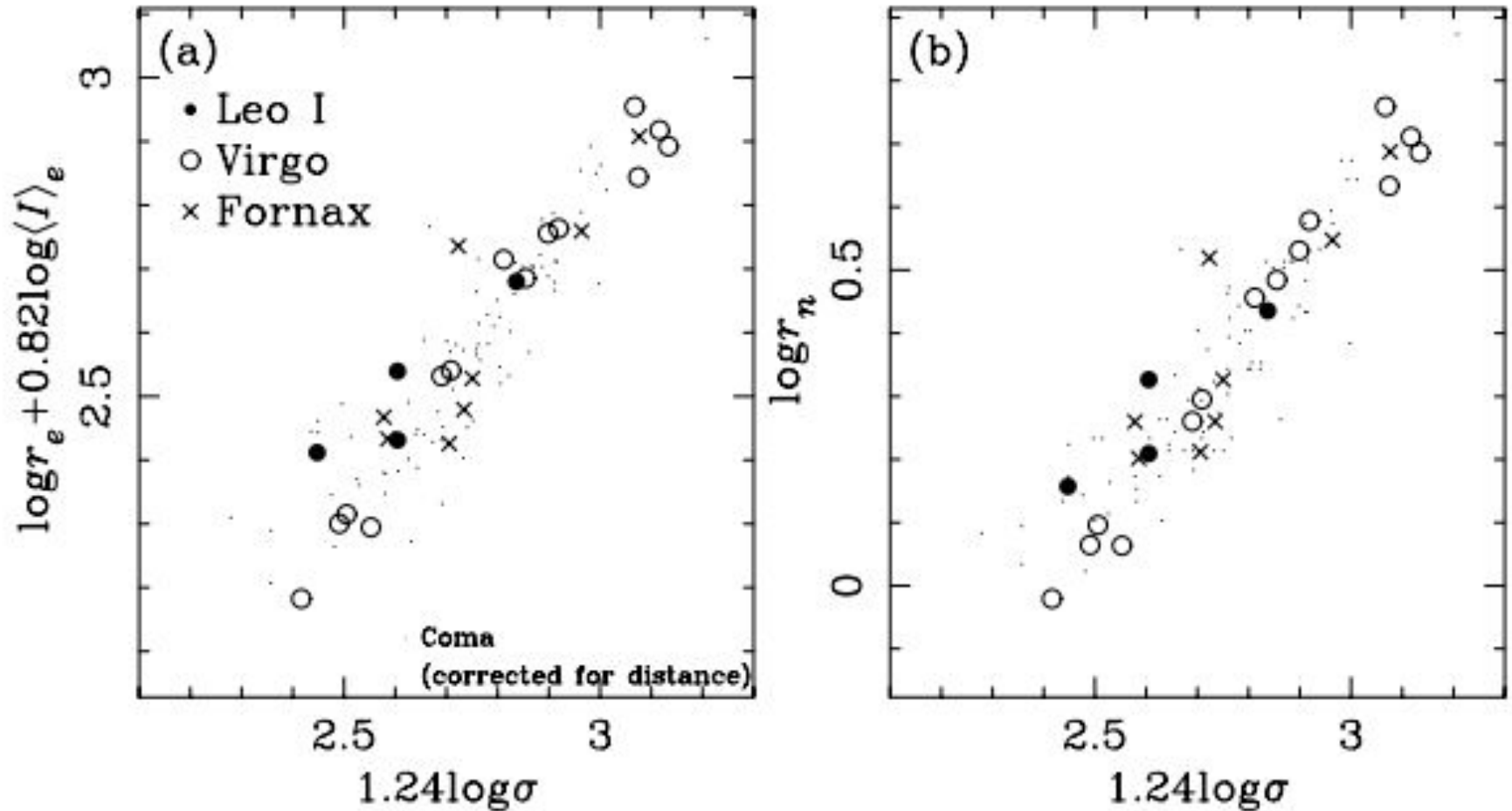
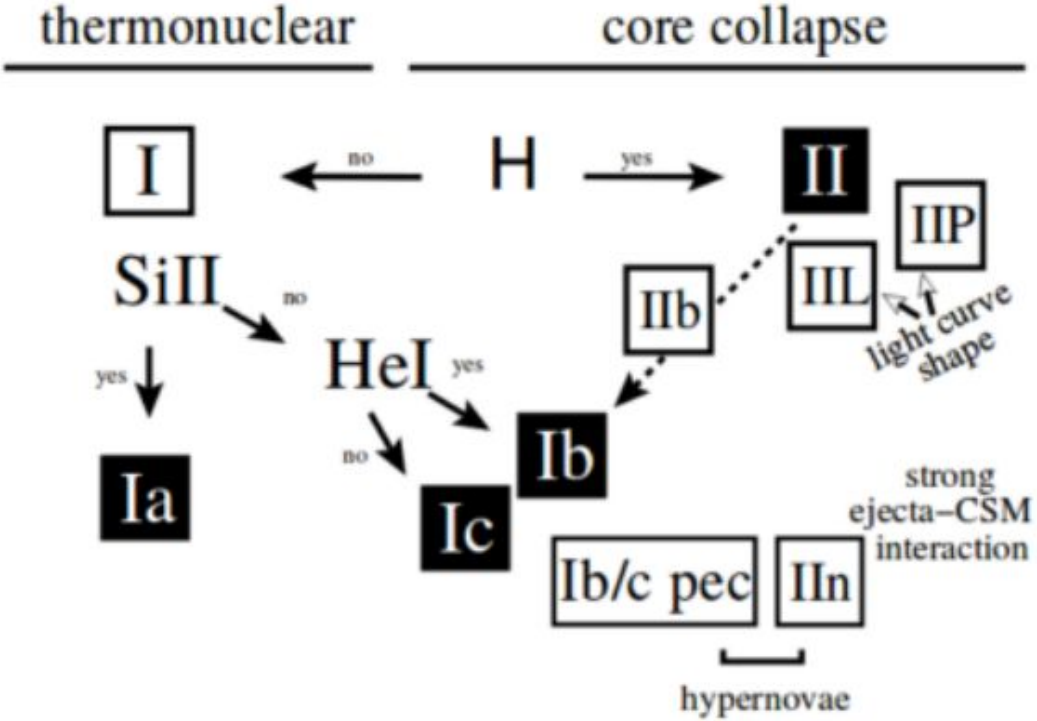


FIG. 2.—(a) Fundamental plane and (b)  $D_n$ - $\sigma$  relations in Leo I, Virgo, and Fornax, where distance effects have been removed. The Coma sample from Jørgensen et al. (1995a, 1995b) is shown, corrected for distance, by small points.

# S4- Magnitud absoluta en el máximo de Supernovas tipo Ia (SNIa)

Las supernovas tipo Ia se producen por procesos explosivos en sistemas binarios donde una estrella llena su lóbulo de Roche y transfiere masa a su compañera que es una enana blanca. Si la enana blanca alcanza la masa límite de Chandrasekhar, el Carbono se enciende descontroladamente y explota. Como al explotar todas tienen casi la misma masa, su luminosidad es muy aproximadamente la misma.



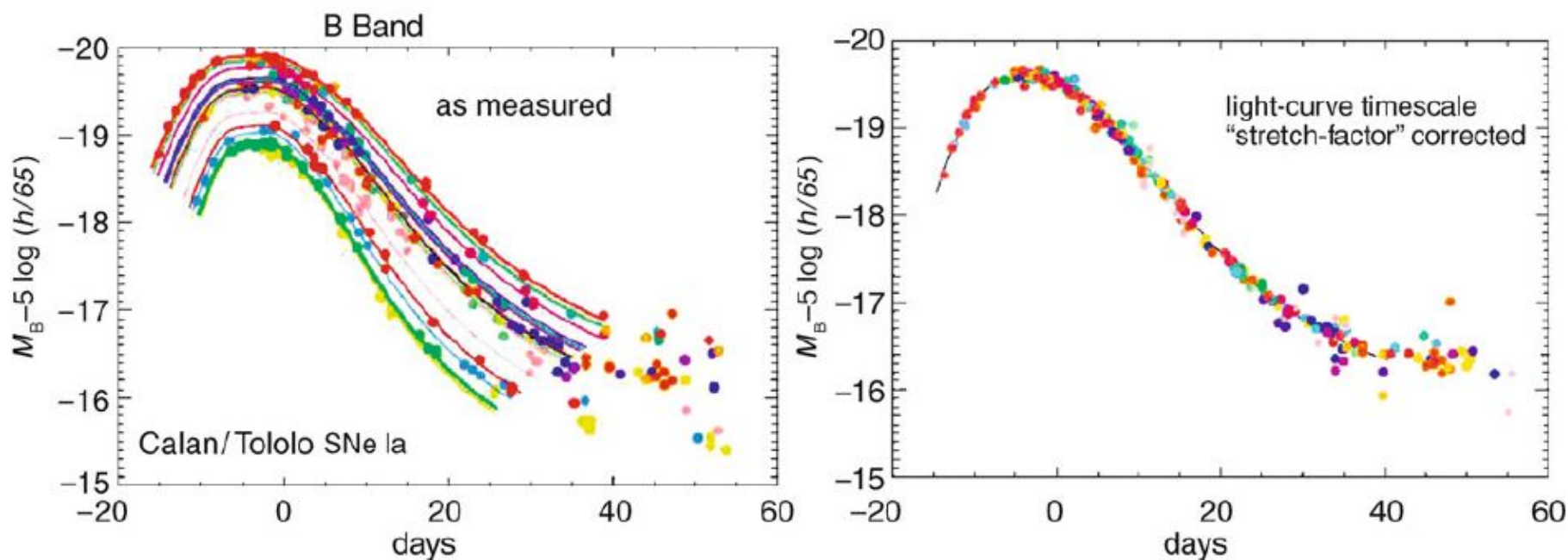
Esquema de clasificación observacional de supernovas (Turatto, 2003, cit. en Mendez, A. 2023)

## S4- Magnitud absoluta en el máximo de Supernovas tipo Ia (SNIa)

En realidad, su luminosidad máxima no varía de objeto a objeto con una dispersión de  $\sim 0.4$  mag. Pero hay una relación entre la luminosidad máxima y la forma de la curva de luz (relación de Phillips). Eso permite una corrección empírica a la luminosidad máxima observada.

$$M_{\text{max}}(B) = -21.726 + 2.698\Delta m_{15}(B)$$

M.M. Phillips (1993) ApJ 413:L105-108



**Fig. 3.48** *Left panel:* B-band light curves of different SNe Ia. One sees that the shape of the light curves and the maximum luminosity of the SNe Ia differ substantially among the sample. A transformation was found empirically with a single parameter described by the width of the

light curve. By means of this transformation, the different light curves can all be made congruent, as displayed in the *right panel*. Credit: M. Hamuy, S. Perlmutter, Supernova Cosmology Project

# S4- Magnitud absoluta en el máximo de Supernovas tipo Ia (SNIa)

TABLE 4

WEIGHTED, METALLICITY-CORRECTED MEAN ABSOLUTE MAGNITUDES OF SNe Ia

Method	$M_B$	$M_V$	$M_I$
1. from $\mu^0$ (Gal) .....	-19.50	-19.47	-19.19
2. from $\mu_Z^0$ (LMC) .....	-19.36	-19.32	-19.07
3. from $\mu_Z^0$ (MF) .....	-19.48	-19.45	-19.20
4. from $\mu_Z^0$ (Paper IV) .....	-19.49	-19.46	-19.22
Mean of (1)–(4).....	-19.46	-19.43	-19.17
Mean of (1), (3), and (4).....	-19.49	-19.46	-19.20

NOTE.—The error of the mean is 0.04 mag for all entries.

$\mu$  : módulo de distancia



## S4- Magnitud absoluta en el máximo de Supernovas tipo Ia (SNIa)

**Ventajas:** son intrínsecamente brillantes (en el máximo  $M_B \sim -19.5$ ), lo cual permite llegar a grandes distancias (**más de 1000 Mpc**), y se observan tanto en galaxias elípticas como espirales.

Son los indicadores secundarios más importantes y proveen la mayor cantidad de trazadores para determinar la constante de Hubble y la expansión acelerada del universo.

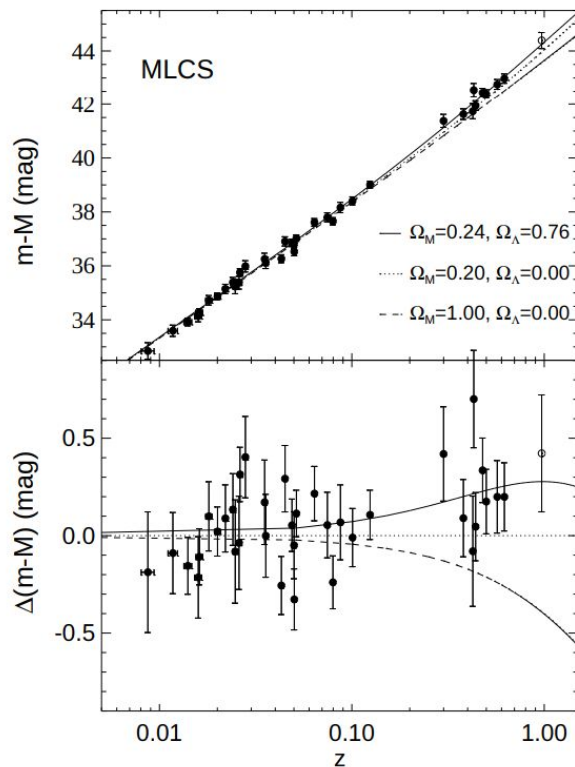


Diagrama de Hubble para las SN Ia construido con el método de la forma de las curvas de luz multicolores (MLCS). Las curvas indican distintas “cosmologías” (diferentes combinaciones de densidad de materia ( $\Omega_M$ ) y constante cosmológica ( $\Omega_\Lambda$ )).

## S4- Método de “fotósferas en expansión” aplicado a Supernovas Tipo II (SNII)

- Las SNII se producen por el colapso de estrellas masivas (más de 8 masas solares), o sea que se originan en poblaciones diferentes que las SNIa. Para determinar distancias se utiliza el método de fotósferas en expansión (EPM).
- Son más débiles que las SNIa y por lo tanto, permiten alcanzar distancias menores (**hasta ~200 Mpc**). Se las detecta más comúnmente en galaxias espirales, cerca de zonas de formación estelar, por lo que además suelen estar afectadas por extinción interestelar.
- Se asume que la cáscara de gas caliente en expansión irradie como un cuerpo negro (en 1a. aproximación) y por tanto:

$$L = 4 \pi R^2(t) \sigma T_e^4$$

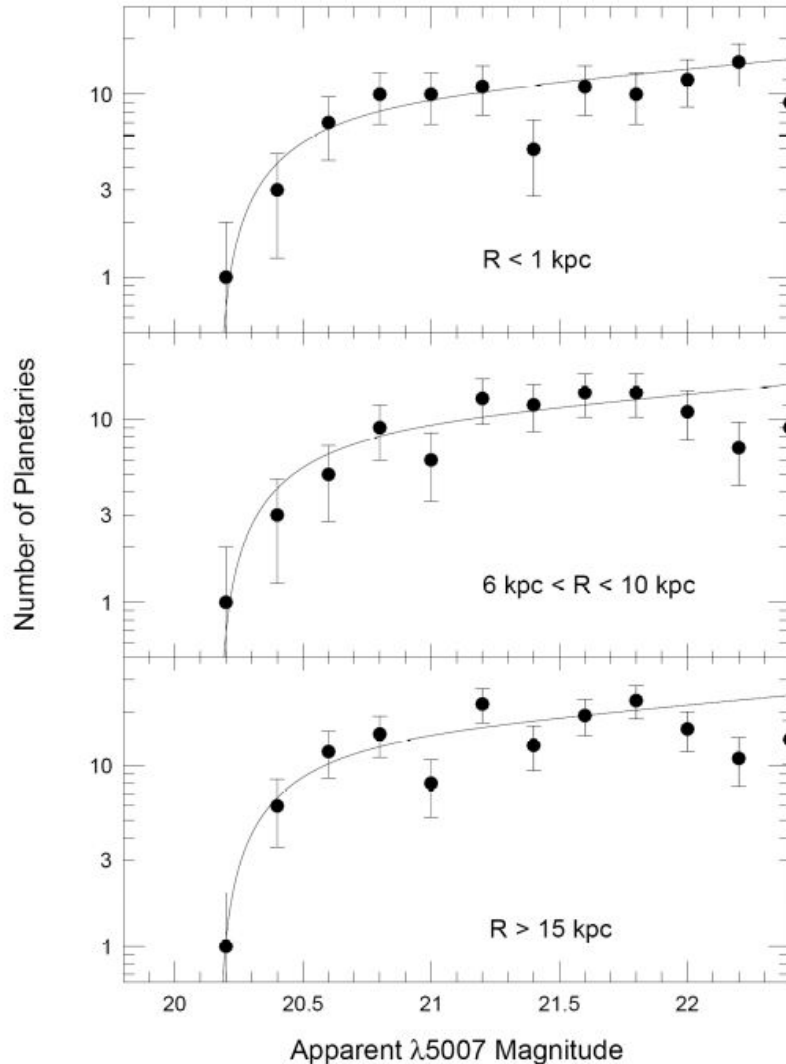
donde  $R(t)$  es el radio de la fotósfera en expansión y  $t$  la edad de la supernova. Se asume también que la velocidad radial permanece aproximadamente constante, por tanto  $R(t) = v_{ej} t$ . La temperatura efectiva de la fotósfera se obtiene del espectro.

- Las incertezas típicas de este método oscilan entre una 15% (M101) y un 25% (cúmulo de Virgo) para las distancias.

# S4- Método de “fotósferas en expansión” aplicado a Supernovas Tipo II (SNII)

- Ventajas:
  - aplicable a distancias cosmológicas
  - proporciona estimaciones independientes
- Desventajas:
  - observacionalmente demandante (requiere fotometría multibanda y espectros de buena calidad)
  - requiere modelos para estimar el factor de dilución de los modelos de atmósferas de supernovas, respecto a un cuerpo negro puro.

# S5- Función de luminosidad de las nebulosas planetarias



**Fig. 6.** The observed planetary nebula luminosity functions for samples of M31 PNe projected at three different galactocentric radii. The curves show the best-fitting empirical law. The derived PNLF distances are consistent to within  $\sim 0.05$  mag. The turnover in the luminosity function past  $m_{5007} \gtrsim 22$  in the intermediate and large-radius samples is real, and indicates the presence of relatively massive PN central stars.

La distribución de brillo de las nebulosas planetarias en una galaxia parece tener un límite superior que es aproximadamente el mismo para cada galaxia.

Magnitud absoluta del extremo brillante de la función de luminosidad (*cut-off*) aproximadamente constante:

$$M(\lambda 5007) = -4.5 \text{ mag}$$

Línea de emisión del [OIII]  $\lambda = 5007 \text{ \AA}$ .  
Notar que la magnitud se mide con un filtro angosto centrado en esta longitud de onda.

# S5- Función de luminosidad de las nebulosas planetarias

## Ventajas:

- las nebulosas planetarias son fáciles de identificar, no se requiere mucho tiempo de telescopio, se las encuentra en todo tipo de galaxias, no se ubican en zonas de formación estelar por lo cual no están afectadas por polvo, suele haber cientos de NPs en una galaxia que pueblan el extremo brillante de la FLNP. Su desventaja es que no son intrínsecamente brillantes, por lo que permiten alcanzar sólo distancias de **hasta ~40 Mpc** y con telescopios grandes.

## ¿Cómo se calibra la FLNP? ¿Cómo se obtiene la magnitud de corte (*cut-off*) ?

- Con galaxias de distancias determinadas con Cefeidas clásicas (por ej. M31, M101, M81, LMC, etc.).

## ¿Cómo se aplica?

- Se identifican las nebulosas planetarias de la galaxia de desconocida, se construye un histograma de  $N_0$  de nebulosas versus magnitud aparente en  $5007\text{\AA}$  y se determina cuál es la magnitud aparente de corte. Conociendo la mag absoluta de corte en la misma  $\lambda$ , se calcula el módulo de distancia.

# S5- Función de luminosidad de las nebulosas planetarias

## Ventajas:

- las nebulosas planetarias son fáciles de identificar, no se requiere mucho tiempo de telescopio, se las encuentra en todo tipo de galaxias, no se ubican en zonas de formación estelar por lo cual no están afectadas por polvo, suele haber cientos de NPs en una galaxia que pueblan el extremo brillante de la FLNP. Su desventaja es que no son intrínsecamente brillantes, por lo que permiten alcanzar sólo distancias de **hasta ~40 Mpc** y con telescopios grandes.

## ¿Cómo se calibra la FLNP? ¿Cómo se obtiene la magnitud de corte (*cut-off*) ?

- Con galaxias de distancias determinadas con Cefeidas clásicas (por ej. M31, M101, M81, LMC, etc.).

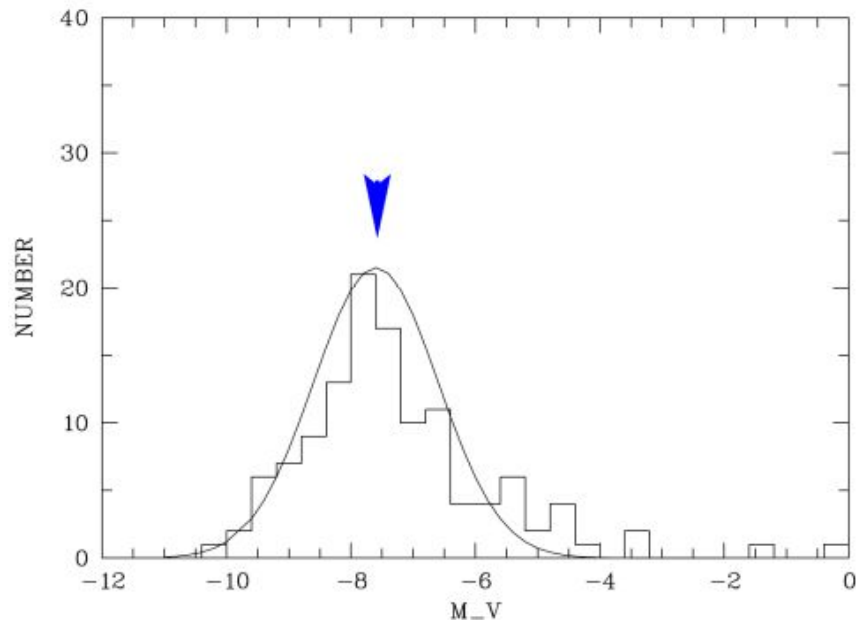
## ¿Cómo se aplica?

- Se identifican las nebulosas planetarias de la galaxia de desconocida, se construye un histograma de  $N_0$  de nebulosas versus magnitud aparente en  $5007\text{\AA}$  y se determina cuál es la magnitud aparente de corte. Conociendo la mag absoluta de corte en la misma  $\lambda$ , se calcula el módulo de distancia.

# S5- Función de luminosidad de cúmulos globulares

## Ventajas:

El gráfico de abajo muestra la función de luminosidad de los cúmulos globulares de la Vía Láctea: el número de cúmulos globulares asociados a nuestra galaxia en función de sus magnitudes absolutas. Esta función de luminosidad se puede ajustar con una gaussiana y lo mismo sucede con los sistemas de cúmulos globulares asociados a otras galaxias, tanto elípticas como espirales. La particularidad es que el máximo de la gaussiana (llamado *turn-over*) corresponde a una magnitud absoluta muy similar en prácticamente todos los casos (se diría que es un valor “universal”).



Magnitud absoluta  $V$  del máximo de la función de luminosidad de los cúmulos globulares:

$$M_V = -7.4 \text{ mag}$$

En la Vía Láctea se observa la gaussiana completa, en otras galaxias más alejadas no se llegan a detectar los CG más débiles.

## S5- Función de luminosidad de cúmulos globulares

**Ventajas:** los cúmulos globulares son intrínsecamente brillantes, se pueden observar como objetos puntuales hasta grandes distancias principalmente en los halos de galaxias y llegar **hasta ~200 Mpc**.

### ¿Cómo se calibra?

Con galaxias de distancias determinadas con Cefeidas clásicas. También en la Vía Láctea, con distancias a cúmulos globulares determinadas con RR Lyr.

### ¿Cómo se aplica?

Se identifican los cúmulos globulares de la galaxia de distancia desconocida, se construye un histograma de  $N_0$  de cúmulos globulares vs. magnitud aparente en el filtro observado, se ajusta una Gaussiana y se determina cuál es la magnitud aparente de su máximo. Conociendo la magnitud absoluta del máximo en la misma banda fotométrica, se calcula el módulo de distancia.



## S5- Función de luminosidad de cúmulos globulares

### **Desventajas:**

La característica de referencia para determinar distancia (máximo de la gaussiana) está en la parte más débil de la función de luminosidad observada para galaxias alejadas, al contrario que la función de luminosidad de las nebulosas planetarias, en que la magnitud de corte se ubica en la parte brillante de la respectiva función de luminosidad. Para estar seguros de que conocemos el máximo de la gaussiana necesitamos observar al menos algunos cúmulos más débiles que el máximo.

## S5- Ley de Hubble- Lemaître / Constante de Hubble - Lemaître $H_0$



Edwin Hubble (1889 – 1953)



P. George Lemaître (1894 – 1966)

En octubre de 2018 por votación de sus miembros (78% a favor), la Unión Astronómica Internacional (IAU) recomendó sustituir:

“Ley de Hubble” por “Ley de Hubble – Lemaître”

## S5- Ley de Hubble- Lemaître / Constante de Hubble - Lemaître $H_0$

- Slipher (1914): obtuvo los primeros resultados que indicaban que los espectros de la mayoría de las *nebulae* (que ahora sabemos que eran galaxias) estaban “corridos hacia el rojo”.
- Hubble (1929): demostró que la “velocidad” correspondiente a ese corrimiento era proporcional a la distancia.
- Lemaître (1927): demostró teóricamente que “Un universo homogéneo de masa constante y radio creciente explica la velocidad radial de las nebulosas extragalácticas”, pero en una revista de bajo impacto y en francés.

Ese corrimiento al rojo es provocado por la expansión isotrópica del Universo. Dicha expansión produce el efecto que las galaxias se alejan de nosotros, y cuanto más lejanas, mayor es el corrimiento al rojo (*redshift*,  $z$ ) en sus espectros.

## S5- Ley de Hubble- Lemaître / Constante de Hubble - Lemaître $H_0$

Se caracteriza el corrimiento al rojo (*redshift*, o al azul, *blueshift*) a través de la diferencia relativa entre las longitudes de onda observadas y emitidas por un objeto. Eso da una cantidad adimensional  $z$ . Se puede calcular como

$$z = (\lambda_{\text{observada}} - \lambda_{\text{emitida}}) / \lambda_{\text{emitida}} = (\lambda - \lambda_0) / \lambda_0$$

de donde

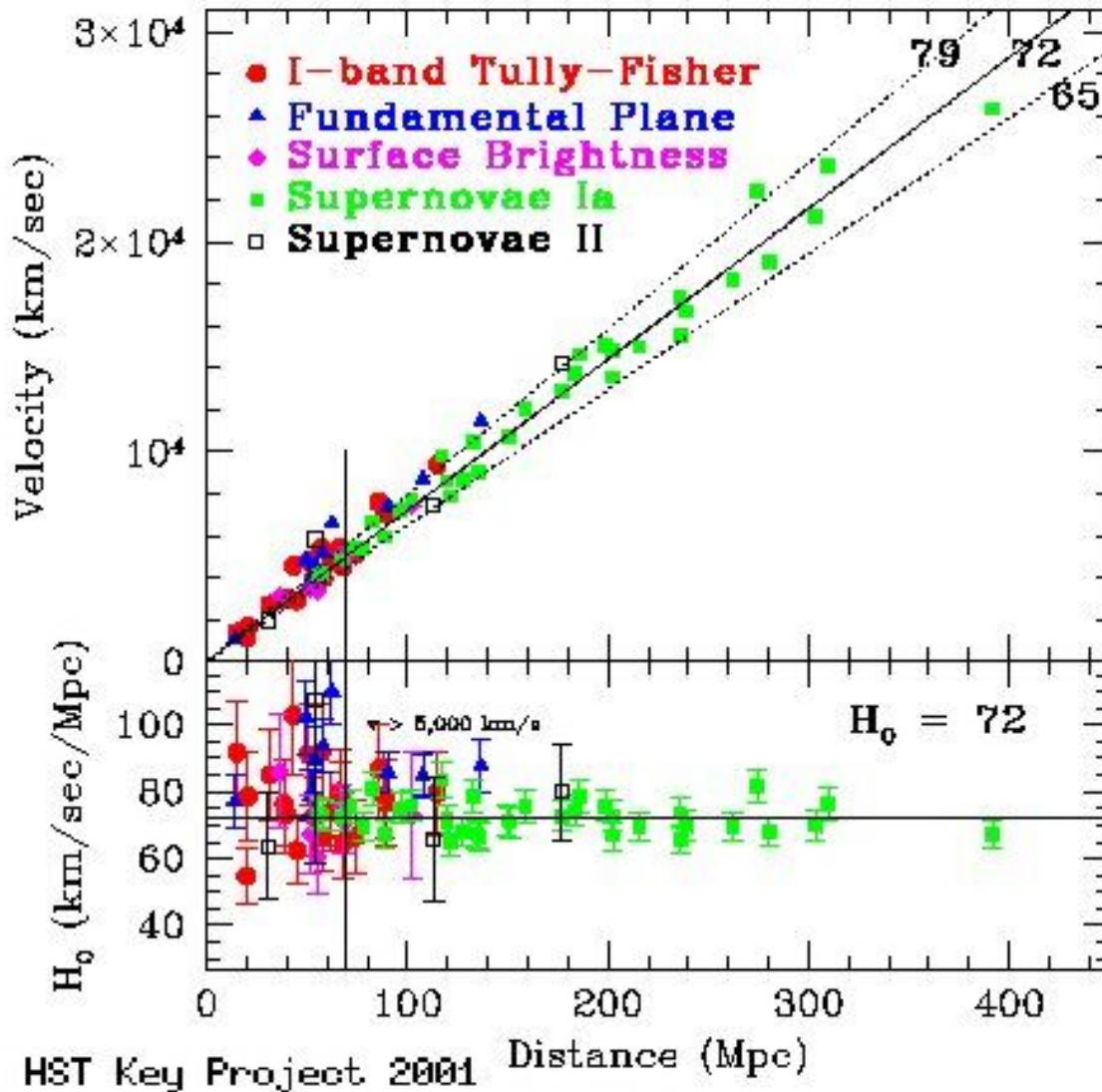
$$1 + z = \lambda_{\text{observada}} / \lambda_{\text{emitida}} = \lambda / \lambda_0$$

La ley de Hubble - Lemaître establece que:

$$c z = H_0 d \quad \text{si } z \ll 1 \text{ (caso no relativista)}$$

donde  $H_0$  es la constante de Hubble - Lemaître, que se expresa en  $\text{km s}^{-1} \text{Mpc}^{-1}$ , y la distancia en  $d$  en Mpc.

# S5- Ley de Hubble- Lemaître / Constante de Hubble - Lemaître $H_0$



## S5- Ley de Hubble- Lemaître / Constante de Hubble - Lemaître $H_0$

Es importante notar que el corrimiento al rojo  $z$  que medimos, no es causado por efecto Doppler (al menos en sentido estricto). Para que haya un efecto Doppler tiene que haber una fuente de radiación que tenga un movimiento relativo respecto a un receptor. Pero **en el caso de las galaxias lejanas** (fuera del Grupo Local) **el corrimiento al rojo proviene de dos efectos superpuestos:**

- **el espacio se expande** y “arrastra” con él a las galaxias. Es decir que el espacio entre ellas y nosotros aumenta. Ese crecimiento del espacio al transcurrir el tiempo aumenta las longitudes de onda emitidas en una forma idéntica al efecto Doppler. Sin embargo, se denomina *corrimiento al rojo cosmológico*. Este “movimiento” de las galaxias al participar en la expansión del universo se denomina “flujo de Hubble”. Este corrimiento cosmológico se indica también como *velocidad de recesión*. En el efecto Doppler no relativista  $v/c = \Delta\lambda / \lambda$ , pero el corrimiento al rojo cosmológico no se relaciona con la velocidad de recesión por medio de la ecuación de Doppler.

## S5- Ley de Hubble- Lemaître / Constante de Hubble - Lemaître $H_0$

- **las galaxias se mueven realmente en el espacio**, unas con respecto a otras, acercándose o alejándose, por efecto de su interacción gravitatoria entre ellas y con cúmulos, grupos, filamentos, etc. La componente de esa velocidad en la dirección radial se observa como efecto Doppler, y por tanto un corrimiento de las líneas espectrales que se superpone al corrimiento al rojo cosmológico. Estas velocidades se denominan *velocidades peculiares*. En el Grupo Local vemos que algunas galaxias se acercan “realmente” y por eso tienen  $z < 0$ .

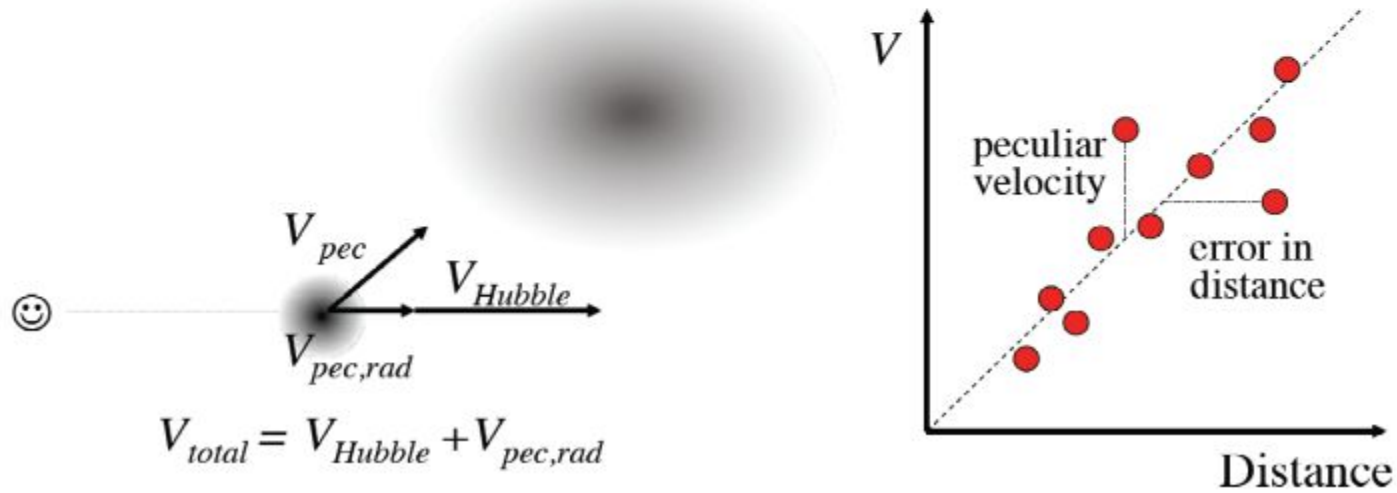
Es decir que

$$V_{\text{rad}} = V_{\text{recesion}} + V_{\text{pec}} = H_0 d + V_{\text{pec}}$$

Las  $V_{\text{pec}}$  son de algunos cientos de km/s en escalas de decenas de Mpc. A escalas mayores  $V_{\text{recesion}} \gg V_{\text{pec}}$ .

## Another Problem: Peculiar Velocities

- Note that we can in practice only observe the radial component
- Peculiar velocities act as a noise (on the  $V = cz$  axis, orthogonal to errors in distances) in the Hubble diagram - and could thus bias the measurements of the  $H_0$  (which is why we want “far field” measurements)





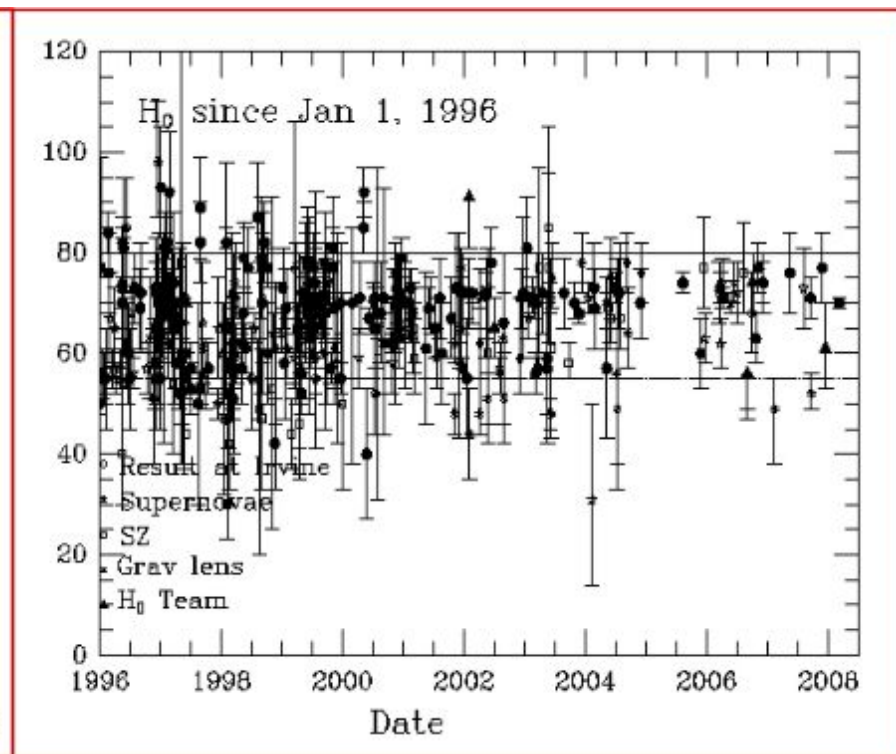
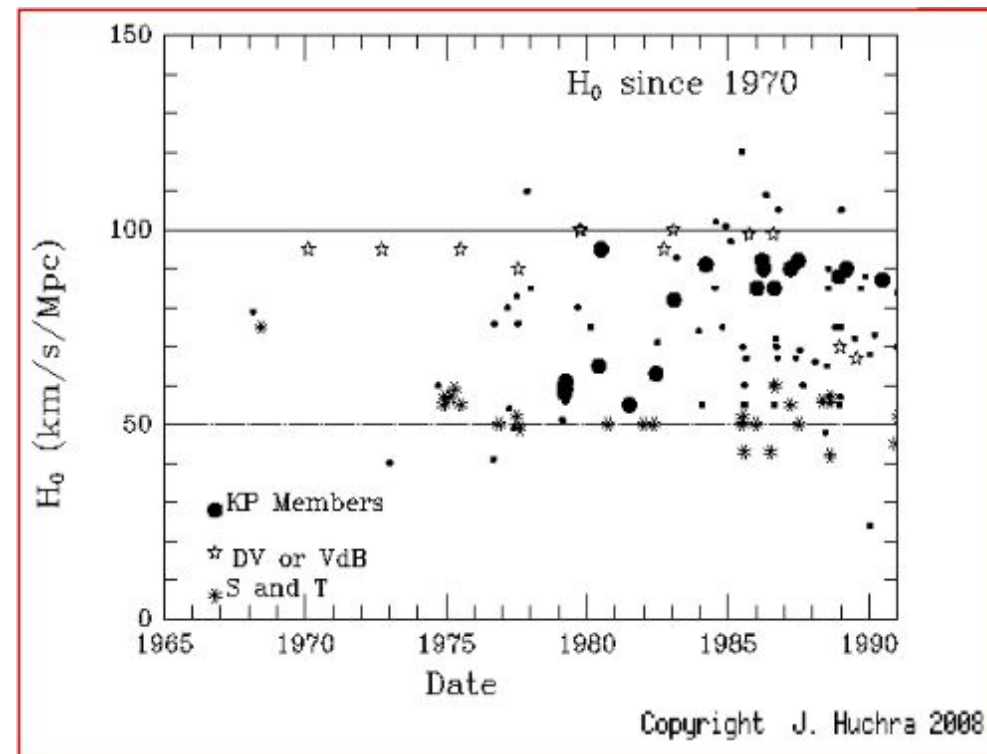
# S5- Constante de Hubble - Lemaître $H_0$

Resultado del Key Project del HST:  
(Freedman et al. 2001, ApJ 553, 47)

$$H_0 = 72.8 \text{ km / s Mpc}$$

Sandage, Tammann et al. 2006, ApJ 653, 843

$$H_0 = 62.3 \pm 6.3 \text{ km / s Mpc}$$



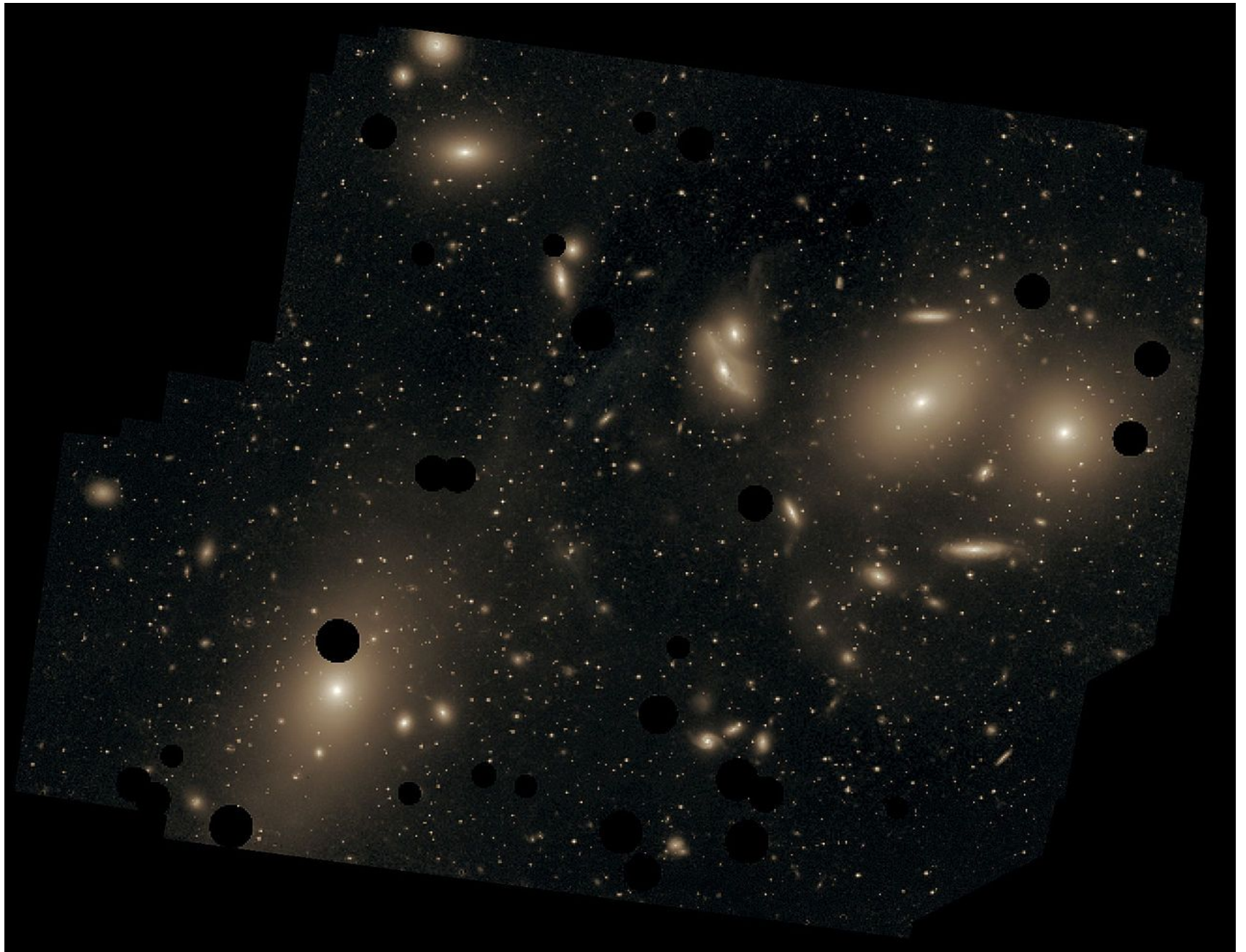
## S5- Constante de Hubble - Lemaître $H_0$

- Riess et al. 2011, ApJ 730, 119:  $H_0 = 73.8 \pm 2.4$  km/s Mpc (error 3.3%, 600 cefeidas en galaxias con supernovas la recientes + 253 SN Ia)
- Riess et al. 2018, ApJ 861, 126:  $H_0 = 73.52 \pm 1.62$  km/s Mpc (error 2.2%, 50 Cefeidas de la Vía Láctea, fotometría HST + paralajes Gaia DR2)
- Riess et al. 2019, ApJ 876, 85:  $H_0 = 74.03 \pm 1.42$  km / s Mpc (error 1.9%, 70 Cefeidas de la LMC, fotometría HST + distancia a la Nube Mayor de Magallanes con binarias eclipsantes + SNIa)

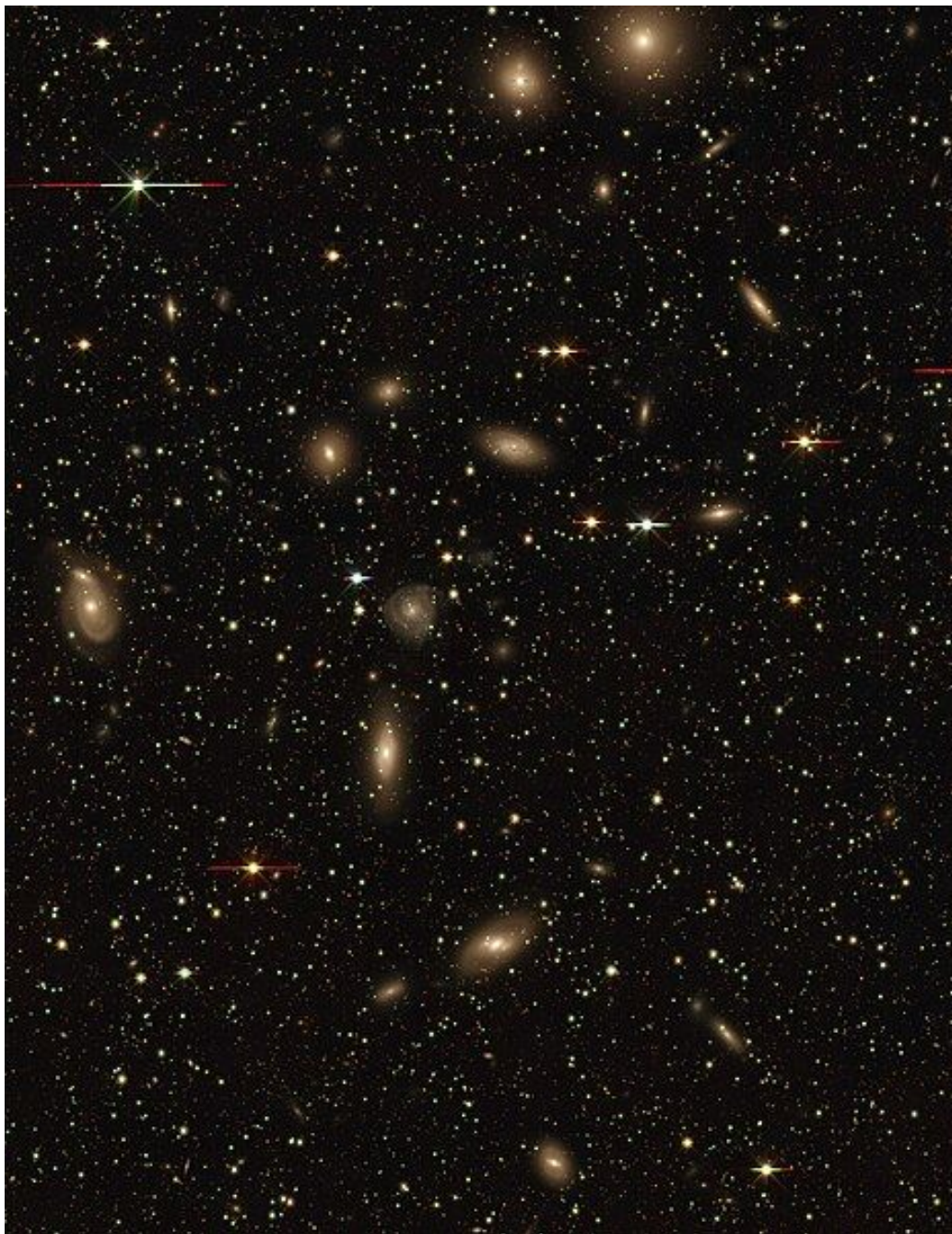
## S5- Ley de Hubble- Lemaître / Constante de Hubble - Lemaître $H_0$

- Para el Grupo Local, con respecto al flujo de Hubble:  $V_{\text{pec}} \sim 630 \text{ km/s}$
- En parte, esta  $V_{\text{pec}}$  se debe a la atracción del cúmulo de Virgo (*Virgocentric infall*) estimada en  $\sim 170 \text{ km/s}$ .
- Hay un movimiento de larga escala, relativa al flujo de Hubble, que arrastra la Vía Láctea, el Grupo Local, el cúmulo de Virgo y cientos de otras galaxias, en la dirección de Centauro.
- El movimiento va en la dirección del supercúmulo de Hydra-Centauro, pero ese supercúmulo no es el responsable de ese movimiento (también se mueve en esa dirección).
- En los 1980s, Alan Dressler y Sandra Faber calcularon la presencia de un **Gran Atractor**, responsable de este movimiento. Sería una colección difusa de cúmulos dispersas en una región muy ancha ( $60^\circ$ ) del cielo. Estaría en el mismo plano del Super Cúmulo Local en dirección  $l = 309^\circ$ ,  $b = 18^\circ$  (distancia  $42h^{-1}\text{Mpc}$ ; masa  $\sim 2 \times 10^{16} h^{-1}M_{\text{sol}}$ ). Las galaxias conocidas en esa región son demasiado pocas para tener esa masa. El 90% de la masa del Gran Atractor debería ser materia oscura.

$$h = H_0 / (100 \text{ km/s Mpc}), \text{ adimensional}$$



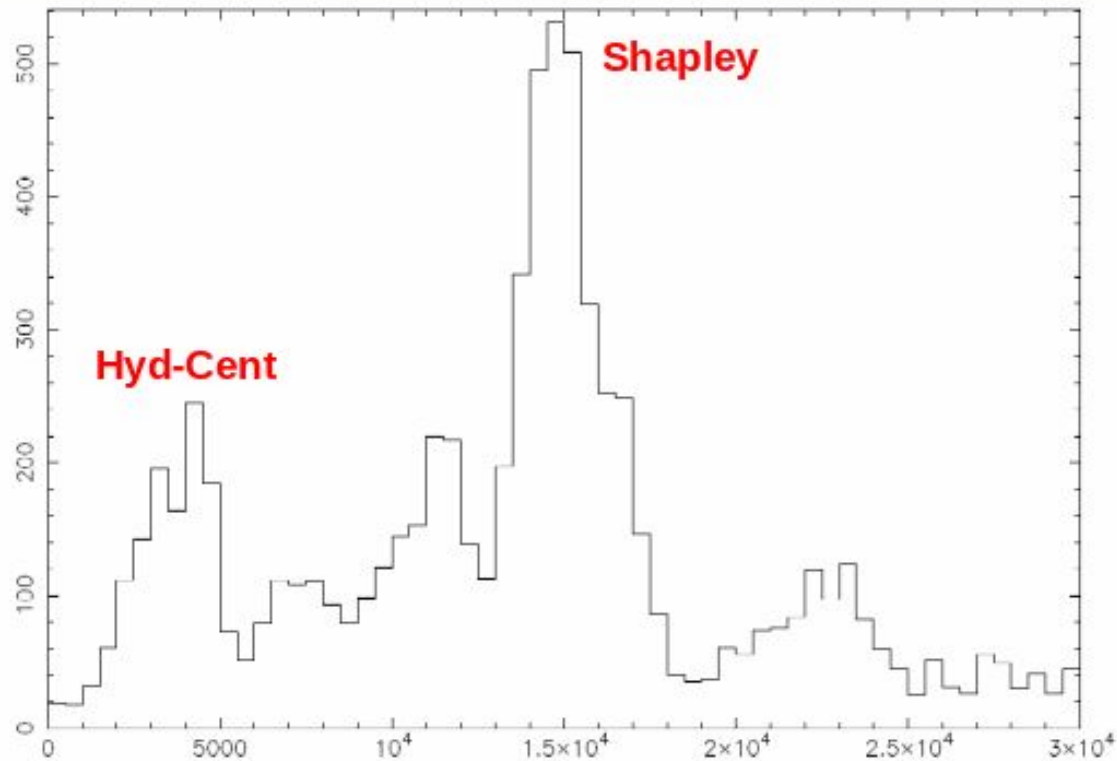
Cúmulo de Virgo (diámetro angular  $\sim 1.5^\circ$ , distancia  $\sim 16$  Mpc)



Parte Este del cúmulo de Centaurus (uno de los tres principales del supercúmulo de Centaurus). Distancia  $\sim 52$  Mpc

## S5- Ley de Hubble- Lemaître / Constante de Hubble - Lemaître $H_0$

Otra posibilidad es que este movimiento a gran escala se deba a la concentración de Shapley, ubicada 3 veces más lejos que le Gran Atractor y en la misma dirección aproximadamente y con una masa mayor.



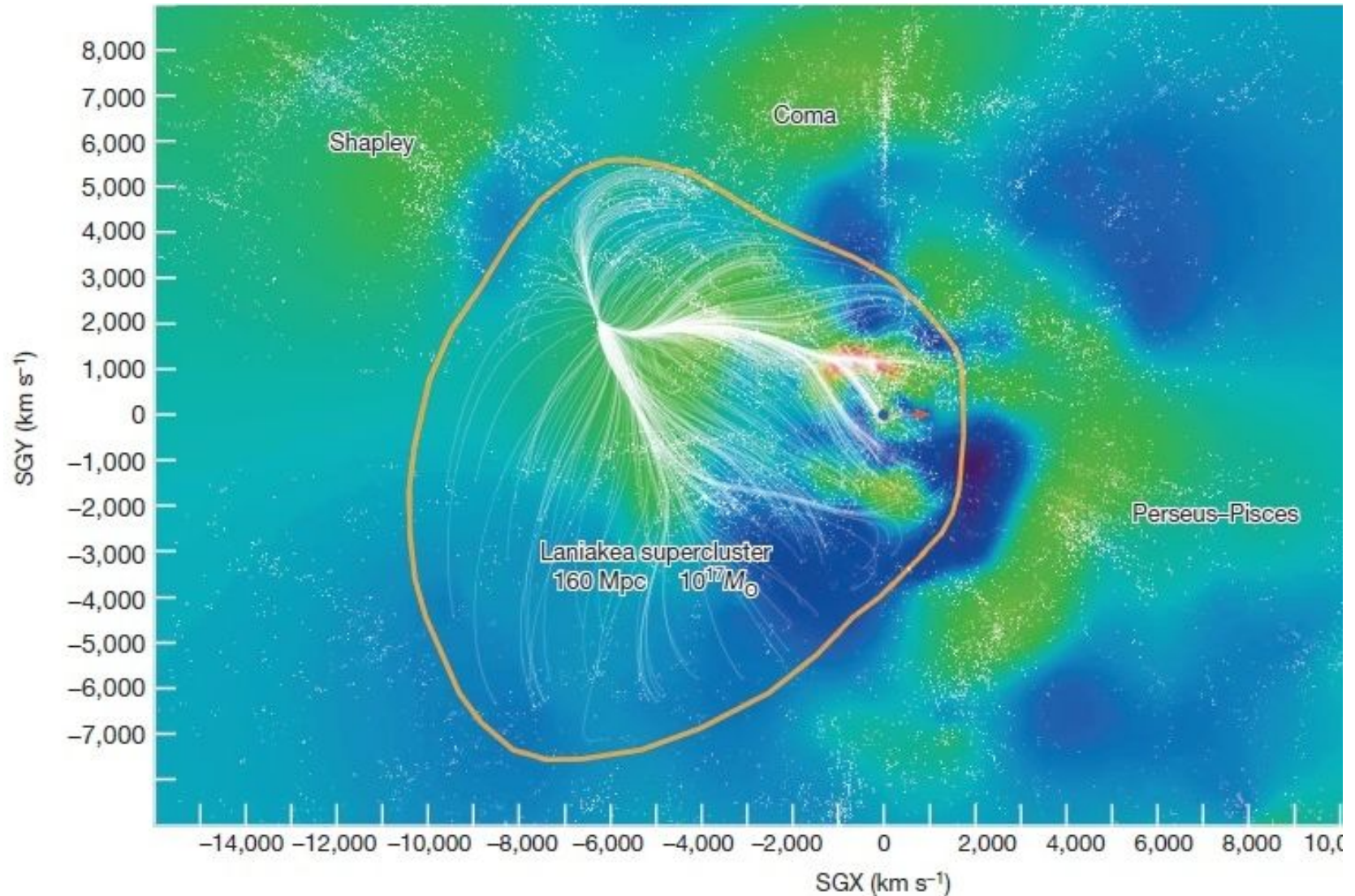
**Fig. 2.** Histogram of galaxy velocities in the direction of the Shapley Supercluster with all velocities available in the range  $0 \text{ km s}^{-1} \leq v \leq 30000 \text{ km s}^{-1}$ , with a step size of  $500 \text{ km s}^{-1}$ .

## S5- Ley de Hubble- Lemaître / Constante de Hubble - Lemaître $H_0$

- Si se mide la distancia a cada galaxia directamente, usando la ley de Hubble - Lemaître se puede calcular la velocidad de recesión de cada una y se le puede restar a la velocidad observada. Así se tendrá la velocidad peculiar de cada una.
- Se puede construir así un mapa de las velocidad peculiares y por tanto un mapa de la distribución de materia.
- Así Tully et al. (2014) encontraron lugares donde el flujo de velocidades peculiares diverge y trazaron un mapa de la superficie de divergencia que nos rodea.
- Dentro de este volumen los movimientos de las galaxias son hacia adentro.
- Definen nuestro supercúmulo local, que llaman Laniakea, como el volumen interior a dicha superficie.

# El supercúmulo Laniakea

Un corte del supercúmulo Laniakea con el plano ecuatorial supergaláctico. Los colores representan densidad (rojo alta, azul baja). Puntos: galaxias. Líneas blancas: flujos de velocidades.





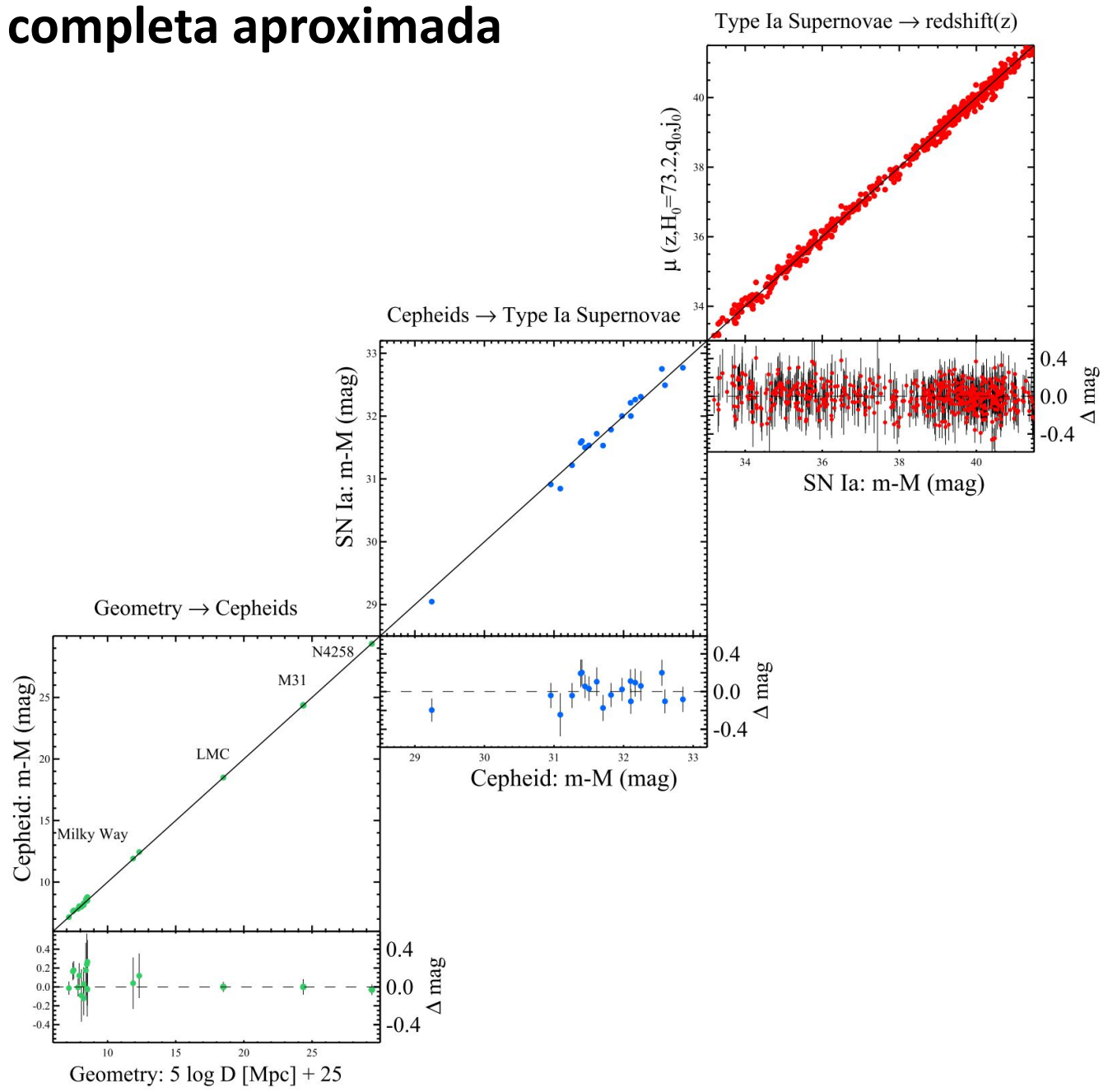
# Escala de distancias completa aproximada

Calibración geometría  
-> cefeidas:

Vía Láctea: 15  
paralajes  
trigonométricas

Nube Mayor de  
Magallanes y M31:  
binarias eclipsantes  
separadas.

NGC 4258: máseres  
de H<sub>2</sub>O



**Figure 10.** Complete distance ladder. The simultaneous agreement of pairs of geometric and Cepheid-based distances (lower left), Cepheid and SN Ia-based distances (middle panel) and SN and redshift-based distances provides the measurement of the Hubble constant. For each step, geometric or calibrated distances on the x-axis serve to calibrate a relative distance indicator on the y-axis through the determination of  $M$  or  $H_0$ . Results shown are an approximation to the global fit as discussed in the text.



Diapositivas adicionales

## *The Cepheid variable distance scale*

---

The observational basis of this distance scale was provided by Henrietta Leavitt whilst working at the Harvard College Observatory where she became head of the photographic photometry department. In the early years of the twentieth century, her group studied images of stars to determine their magnitude using a photographic measurement system developed by Leavitt that covered a 17 magnitude brightness range. Many of the plates measured by Leavitt were taken at Harvard Observatory's southern station in Arequipa, Peru from which the Magellanic Clouds could be observed and she spent much time searching the plates taken

there for variable stars within them. She discovered many variable stars within them including 25 Cepheid variable stars. These stars are amongst some of the brightest; between 1000 and 10 000 times that of our Sun and are named after the star Delta Cephei which was discovered to be variable by the British astronomer John Goodricke in 1784. These stars pulsate regularly rising rapidly to peak brightness and falling more slowly, as shown in Figure 8.21a. Leavitt determined the periods of 25 Cepheid variables in the SMC and in 1912 announced what has since become known as the famous period–luminosity relationship (Figure 8.21b). She stated: 'A straight line can be readily drawn among each of the two series of points corresponding to maxima and minima (of the brightness

## The Tully–Fisher relation

Using 21 cm observations of spiral galaxies, in 1977 R. Brent Tully and J. Richard Fisher found that the maximum rotation velocity of spirals is closely related to their luminosity, following the relation

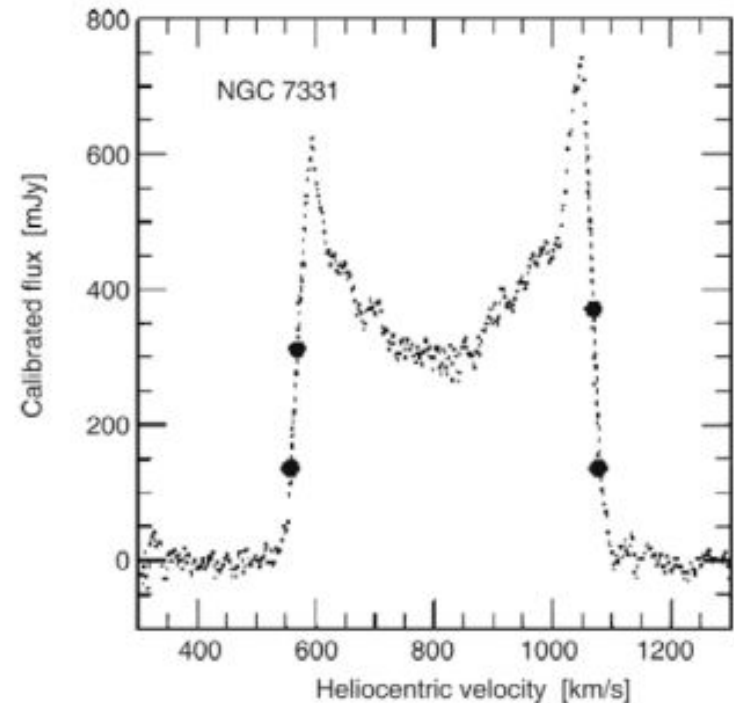
$$L \propto V_{\text{rot máx}}^4 \quad \leftarrow \quad L \propto v_{\text{max}}^\alpha, \quad (3.19)$$

where the power-law index (i.e., the slope) of the Tully–Fisher relation is about  $\alpha \sim 4$ . The larger the wavelength of the filter in which the luminosity is measured, the smaller the dispersion of the Tully–Fisher relation (see Fig. (1)). This is to be expected because radiation at larger wavelengths is less affected by dust absorption and by the current star formation rate, which may vary to some extent between individual spirals. Furthermore, it is found that the value of  $\alpha$  increases with the wavelength of the filter: The Tully–Fisher relation is steeper in the red, which follows from the fact that more massive, or more luminous galaxies—i.e., those with larger  $v_{\text{max}}$ —are redder, as can be seen from Fig.(1). The dispersion of galaxies around the relation (3.19) in the near-infrared (e.g., in the H-band) is about 10 %.

Because of this close correlation, the luminosity of spirals can be estimated quite precisely by measuring the rotational velocity. The determination of the (maximum) rotational velocity is independent of the galaxy’s distance. By comparing the luminosity, as determined from the Tully–Fisher relation, with the measured flux, one can then estimate

the distance of the galaxy—without utilizing the Hubble relation!

The measurement of  $v_{\text{max}}$  is obtained either from a spatially resolved rotation curve, by measuring  $v_{\text{rot}}(\theta)$ , which can be done with optical spectroscopy or, for relatively nearby galaxies, also with spatially resolved 21 cm spectroscopy. Alternatively, one can observe an integrated spectrum of the 21 cm line of HI that has a Doppler width corresponding to about  $2v_{\text{max}}$  (see Fig. 3.28). The Tully–Fisher relation shown in Fig. (1) was determined by measuring the width of the 21 cm line.



**Fig. 3.28** 21 cm profile of the galaxy NGC 7331. The bold dots indicate 20 and 50 % of the maximum flux; these are of relevance for the determination of the line width from which the rotational velocity is derived.

## S5- “Método de fotósferas en expansión” aplicado a Supernovas Tipo II (SNI)

Recordemos que las SNI se producen por el colapso de estrellas masivas (más de 8 masas solares), o sea se originan en poblaciones diferentes que las SNIa. Para determinar distancias se utiliza el *método de fotósferas en expansión (EPM)*. Son más débiles que las SNIa y por lo tanto, permiten alcanzar distancias menores (**hasta ~200 Mpc**). Se las detecta más comúnmente en galaxias S, cerca de zonas de formación estelar, por lo que además suelen estar afectadas por extinción interestelar.

**Método EPM:** It assumes that the expanding shell of hot gases radiates as a blackbody (to a first approximation). Then the supernova’s luminosity is given by the Stefan–Boltzmann law,

$$L = 4\pi R^2(t)\sigma T_e^4,$$

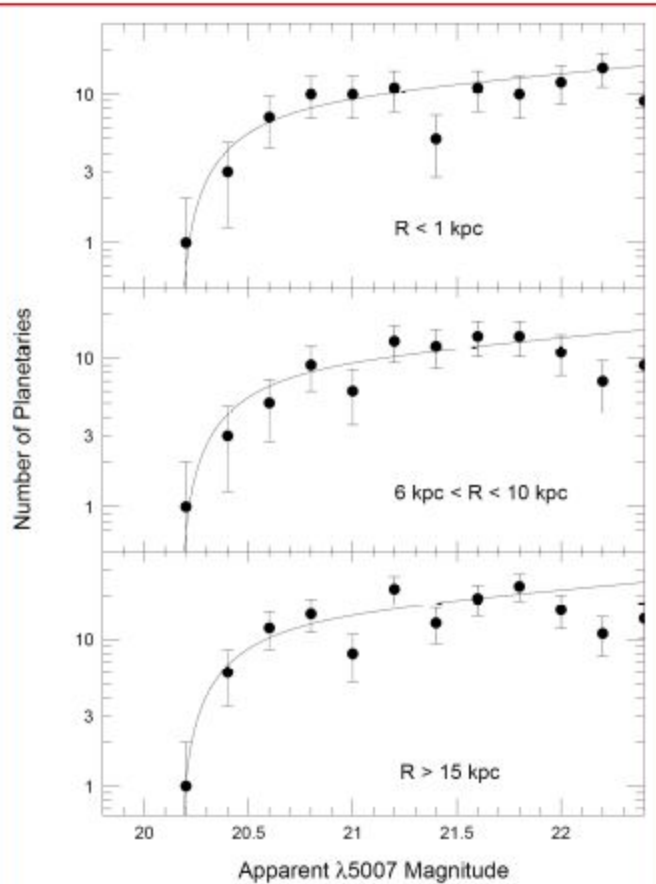
where  $R(t)$  is the radius of the expanding photosphere and  $t$  is the age of the supernova. If we assume that the ejecta’s radial velocity has remained nearly constant, then  $R(t) = v_{ej}t$ . The effective temperature of the photosphere comes from the characteristics of its blackbody spectrum. Once the luminosity is found, it can be converted to an absolute magnitude and then used to find the distance to the supernova by comparing it with the observed apparent magnitude. Of course, the photosphere of the expanding shell of a supernova is neither perfectly spherical nor a perfect blackbody. Difficulties with accurate values for interstellar extinction plague both methods, but the problem is more acute for core-collapse supernovae (Types Ib, Ic, and II), which are found near sites of recent star formation. Typical uncertainties in the distances obtained range from 15% (for M101) to 25% (for the Virgo cluster of galaxies).

## Physical Basis of the EPM

EPM is actually a variant of the Baade-Wesselink method, able to produce very accurate results (see Bose and Kumar 2014). The method requires the measurement of the temperature of the expanding stellar envelope, and of the envelope radius, which in turn comes from measurement of time since explosion and the expansion speed from the Doppler shift of the lines. Thus, it allows to measure the absolute luminosity, and finally to obtain the luminosity distance in a direct way. Type II SNe are intrinsically bright, so this method is able to provide distance estimates up to cosmological distances, independently from the adopted distance ladder, thus providing an independent check of the results obtained, for example, with the type Ia SNe, and it can be applied at any phase. However, it is observationally demanding, since it requires multi-band photometric data and good quality spectra. Moreover, some modeling is needed, especially in correctly estimating the dilution factor of SNe atmospheric models respect to a pure black body.

## S6- Función de luminosidad de Nebulosas Planetarias (FLNP)

6



**Fig. 6.** The observed planetary nebula luminosity function for samples of M31 PNe projected at three different galactocentric radii. The curves show the best-fitting empirical law. The derived PNLF distances are consistent to within  $\sim 0.05$  mag. The turnover in the luminosity function past  $m_{5007} \approx 22$  in the intermediate and large-radius samples is real, and indicates the presence of relatively massive PN central stars.

Magnitud absoluta del extremo brillante de la FLNP (“cut-off”) es  $\sim$  constante:

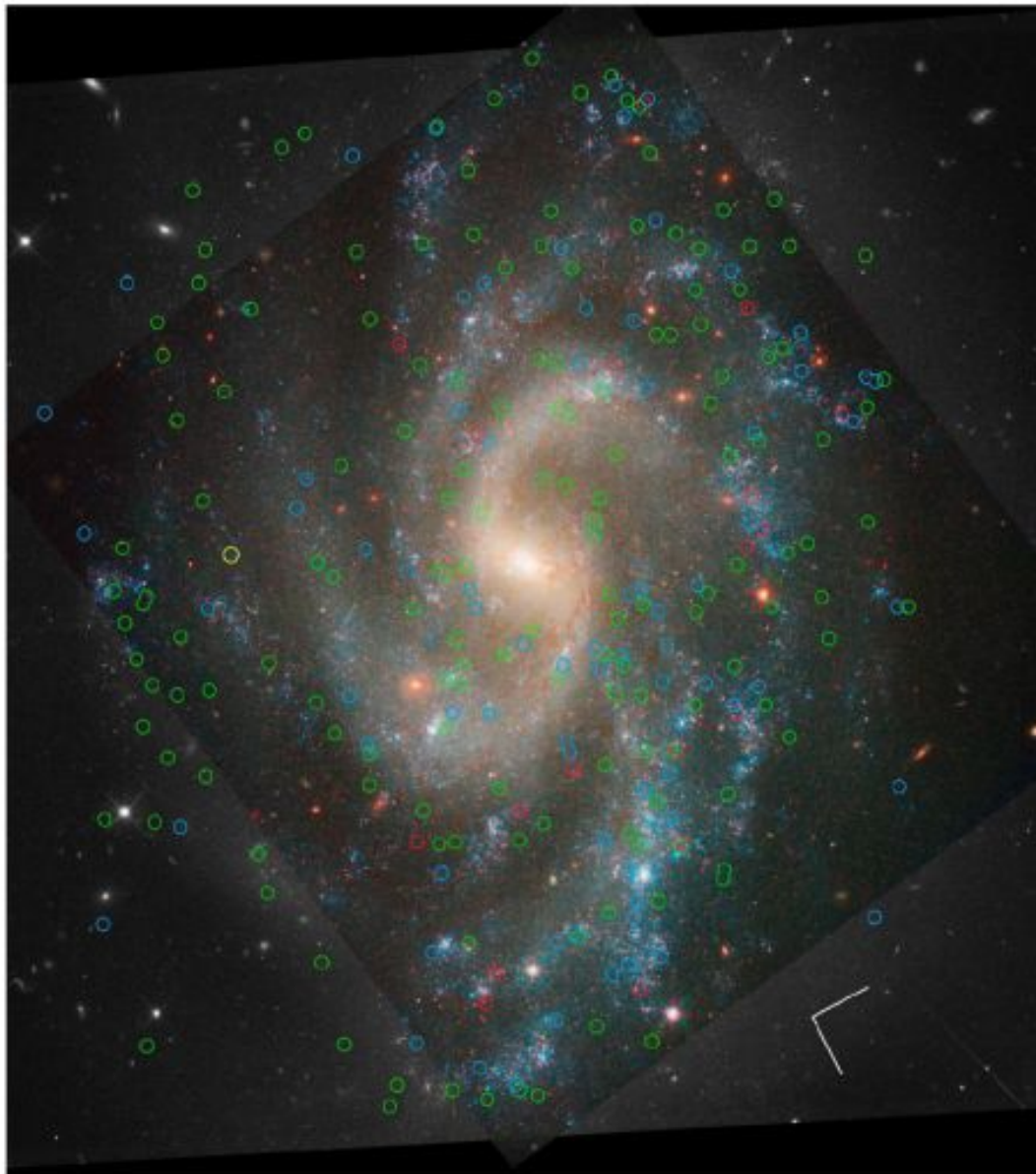
$$M(\lambda 5007) \approx -4.5 \text{ mag}$$

Línea de emisión del [OIII]  $\lambda = 5007 \text{ \AA}$ . Notar que la mag se mide con filtro angosto centrado en esta  $\lambda$ .

Ciardullo 2003,  
Lecture Notes in Physics 635, 243



## Cefeidas en la galaxia NGC 5584 (d = 24 Mpc, SNIa en 2007)



Riess et al.  
(2011)

**Figure 2.** *HST* images of NGC 5584. The positions of Cepheids with periods in the range  $P > 60$  days,  $30 \text{ days} < P < 60$  days, and  $10 \text{ days} < P < 30$  days are indicated by red, blue, and green circles, respectively. A yellow circle indicates the position of the host galaxy's SNIa. The orientation is indicated by the compass rose whose vectors have lengths of  $15''$  and indicate north and east. The black and white regions of the images show the WFC3 optical data and the color includes the WFC3-IR data.

## Velocidades peculiares:

Carroll & Ostlie:  
“An Introduction to  
Modern Astrophysics”

There is a vital distinction between the velocity of a galaxy through space (called its **peculiar velocity**) and its **recessional velocity** due to the expansion of the universe. A galaxy's recessional velocity is *not* due to its motion through space; instead, the galaxy is being carried along *with* the surrounding space as the universe expands. The motion of galaxies as they participate in the expansion of the universe is referred to as the **Hubble flow**. In the same manner, a galaxy's **cosmological redshift** is produced by the expansion as the wavelength of the light emitted by the galaxy is stretched along with the space through which the light travels. For this reason, the cosmological redshift is not related to the galaxy's recessional velocity by the Doppler shift equations.

Nevertheless, astronomers frequently translate a measured redshift,  $z$ , into the radial velocity a galaxy would have, *as if* it had a peculiar velocity (moving through space) instead of its actual recessional velocity (moving along with expanding space).

La velocidad peculiar del Grupo Local respecto al flujo de Hubble se calcula en  $\sim 630$  km/s. Parte de ese movimiento se debe a la atracción del cúmulo de Virgo (el llamado “Virgocentric infall”) que se estima en  $\sim 170$  km/s, esto es un 27% de la  $V_{pec}$ .

$$h = H_0 / 100 \left[ \frac{\text{km}}{\text{s Mpc}} \right]$$

The Virgocentric peculiar velocity is a minor perturbation in a much larger scale inhomogeneity in the Hubble flow. There is a large-scale streaming motion (relative to the Hubble flow) that carries the Milky Way, the Local Group, the Virgo cluster, and thousands of other galaxies through space in the direction of the constellation Centaurus. The peculiar velocity of the Local Group relative to the Hubble flow is  $627 \text{ km s}^{-1}$ . This riverlike motion of thousands of galaxies extends at least  $40h^{-1}$  Mpc both upstream and downstream. Astronomers would like to use this streaming to deduce the location(s) of the mass, visible or dark, capable of exerting such an immense gravitational tug. The Hydra–Centaurus supercluster, which is in the direction of the flow, is *not* responsible, since it too is moving along with the flow of the rest of the galaxies. This implies that the source of the motion lies beyond that supercluster.

In the 1980s, American astronomers Alan Dressler and Sandra Faber calculated the presence of a Great Attractor (GA), a diffuse collection of clusters spread over a wide ( $60^\circ$ ) region of the sky. According to their calculations, the GA lies in the same plane as the Local Supercluster, about  $42h^{-1}$  Mpc away in the direction of  $\ell = 309^\circ$ ,  $b = 18^\circ$  (Galactic coordinates) in the constellation Centaurus. The mass of the Great Attractor is estimated to be about  $2 \times 10^{16}h^{-1} M_\odot$ , but there are just 7,500 galaxies known in that region—too few to account for so much mass. This suggests that approximately 90% of the mass of the GA may be in the form of dark matter.

Another possibility is that the Great Attractor is not solely responsible for the large-scale streaming motion. The Shapley concentration of galaxies is probably the most massive collection of galaxies in our neighborhood of the universe: With a core consisting of a gravitationally bound concentration of some 20 rich clusters of galaxies, the Shapley concentration has a mass of a few  $\times 10^{16} h^{-1} M_{\odot}$  and lies within  $10^{\circ}$  of the direction of the Local Group's motion and very close to the direction of the Great Attractor. However, its distance of  $140 h^{-1}$  Mpc is three times the distance calculated for the Great Attractor, so it cannot be identified with the GA. Still, it is probably responsible for 10–15% of the net acceleration of the Local Group.

Carroll & Ostlie:  
"An Introduction to  
Modern Astrophysics"

If the distance to each galaxy from Earth is directly measured, then the peculiar velocity can be derived from the subtraction of the mean cosmic expansion, the product of distance times the Hubble constant, from observed velocity. The peculiar velocity is the line-of-sight departure from the cosmic expansion and arises from gravitational perturbations; a map of peculiar velocities can be translated into a map of the distribution of matter<sup>3</sup>. Here we report a map of structure made using a catalogue of peculiar velocities. We find locations where peculiar velocity flows diverge, as water does at watershed divides, and we trace the surface of divergent points that surrounds us. Within the volume enclosed by this surface, the motions of galaxies are inward after removal of the mean cosmic expansion and long range flows. We define a supercluster to be the volume within such a surface, and so we are defining the extent of our home supercluster, which we call Laniakea.

Tully et al. 2014,  
Nature 513, 71

Another possibility is that the Great Attractor is not solely responsible for the large-scale streaming motion. The Shapley concentration of galaxies is probably the most massive collection of galaxies in our neighborhood of the universe: With a core consisting of a gravitationally bound concentration of some 20 rich clusters of galaxies, the Shapley concentration has a mass of a few  $\times 10^{16} h^{-1} M_{\odot}$  and lies within  $10^{\circ}$  of the direction of the Local Group's motion and very close to the direction of the Great Attractor. However, its distance of  $140 h^{-1}$  Mpc is three times the distance calculated for the Great Attractor, so it cannot be identified with the GA. Still, it is probably responsible for 10–15% of the net acceleration of the Local Group.

Carroll & Ostlie:  
"An Introduction to  
Modern Astrophysics"

If the distance to each galaxy from Earth is directly measured, then the peculiar velocity can be derived from the subtraction of the mean cosmic expansion, the product of distance times the Hubble constant, from observed velocity. The peculiar velocity is the line-of-sight departure from the cosmic expansion and arises from gravitational perturbations; a map of peculiar velocities can be translated into a map of the distribution of matter<sup>3</sup>. Here we report a map of structure made using a catalogue of peculiar velocities. We find locations where peculiar velocity flows diverge, as water does at watershed divides, and we trace the surface of divergent points that surrounds us. Within the volume enclosed by this surface, the motions of galaxies are inward after removal of the mean cosmic expansion and long range flows. We define a supercluster to be the volume within such a surface, and so we are defining the extent of our home supercluster, which we call Laniakea.

Tully et al. 2014,  
Nature 513, 71