Cosmología Observacional:

Medidas de distancias extragalácticas

Asignatura: Cosmología.
Curso: 2008-2009
Beatriz Ruiz Granados

Contenidos:

1) ¿Por qué medir distancias en el Universo?
2) Herramientas para medir distancias.
3) Propiedades de un indicador de distancias.
4) Tipos de indicadores de distancias extragalácticas.
    1) Indicadores primarios.
    2) Indicadores secundarios.
5) Distancia al Grupo Local.
6) Distancias al Cúmulo de Virgo.

1) ¿Por qué nos interesa medir distancias?

i) A *nivel astrofísico*, medir distancias es fundamental puesto que nos proporciona información relevante sobre el objeto astrofísico del cual estamos midiendo la distancia. Esta información puede estar referida, por ejemplo, a su tamaño, luminosidad, masa, posición en el espacio, etc.

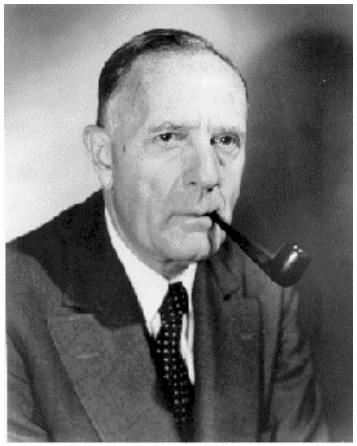
ii) A *nivel cosmológico*, medir distancias nos proporciona un conocimiento del Universo en tanto que el tamaño del Universo está relacionado con su edad a través de la expansión, la cual está caracterizada por el parámetro de Hubble:

$$v = H_0 \, r \qquad \text{(Ley de Hubble, 1929)}$$

1) ¿Por qué nos interesa medir distancias?

v = velocidad de recesión de la galaxia
r = distancia de la galaxia
H_o = constante de Hubble

La constante de Hubble es una medida del tamaño del Universo, y su conocimiento permite determinar la distancia de un objeto a partir de su redshift (z=v/c si v<<c) o velocidad de alejamiento



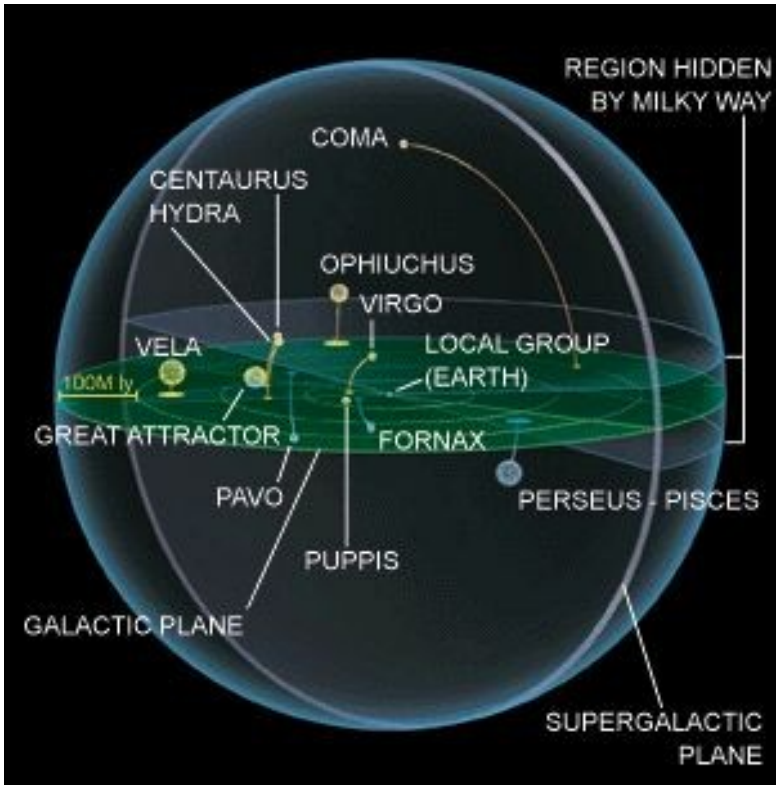
1) ¿Por qué nos interesa medir distancias?

En principio, para determinar H_0, necesitaríamos conocer la velocidad de recesión de las galaxias y la distancia a la que se encuentran, pero…

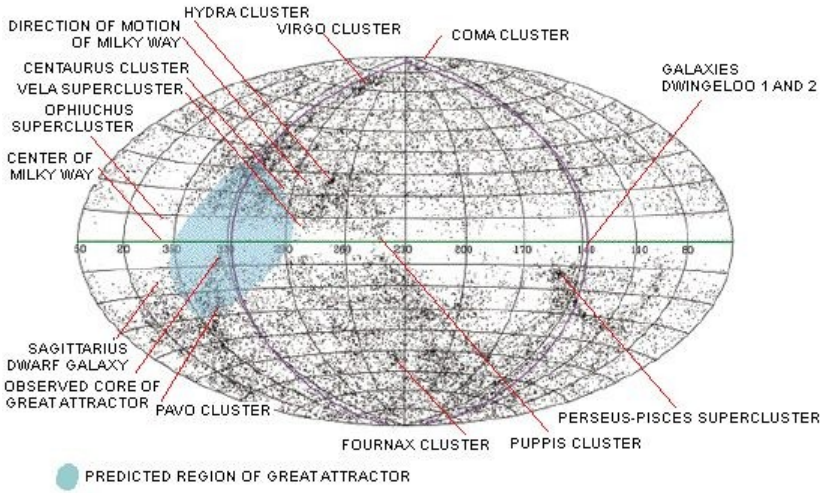
a) Galaxias muy cercanas (v pequeñas), para las que podemos medir distancias con “indicadores primarios” , sus velocidades están muy afectadas de perturbaciones gravitacionales locales y no representan bien el flujo de Hubble.

b) Necesitamos medir distancias de galaxias lejanas (con v> 5000-10000 km/s, d~100 Mpc) donde las perturbaciones gravitacionales son despreciables y sus velocidades radiales de alejamiento representan mejor al flujo de Hubble.

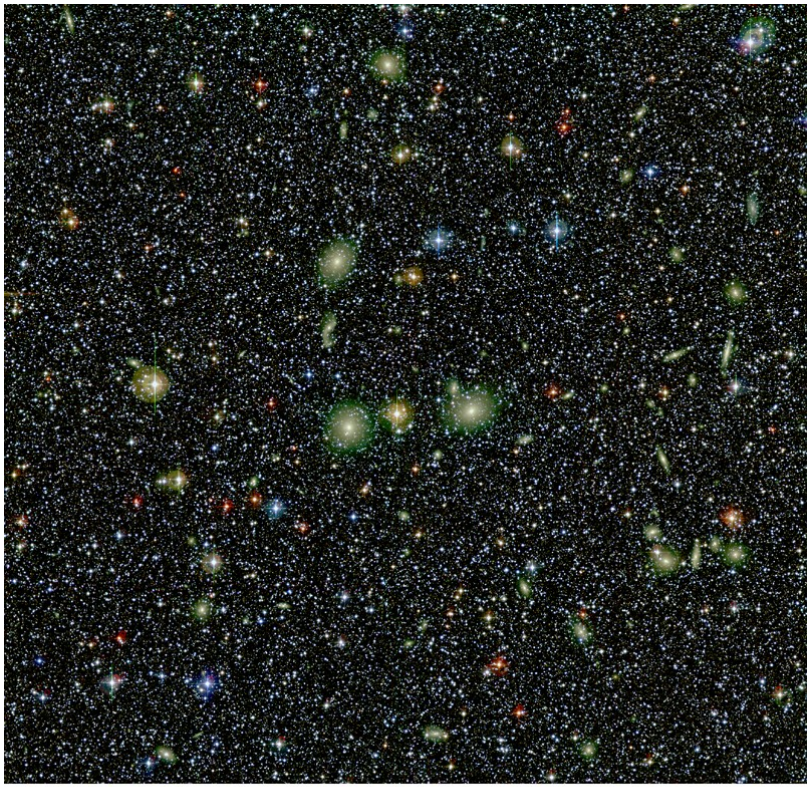
The Great Attractor



© *Renée C. Kraan-Korteweg and Ofer Lahav, Scientific American (October 1998): pp. 50-57*



© *Renée C. Kraan-Korteweg and Ofer Lahav, Scientific American (October 1998): pp. 50-57*



View towards the Great Attractor
(MPG/ESO 2.2-m + WFI)

ESO PR Photo 46c/99 (21 December 1999)

© European Southern Observatory

2) Herramientas para medir distancias

Indicadores de distancias absolutas:

Objetos cuya distancia se puede determinar de forma directa, a través de la medida de una propiedad física que está directamente relacionada con su distancia:

- ***Candelas***, con luminosidad L. Suponiendo que L es irradiada de forma isotrópica, el flujo recibido es: $F=L/4\pi D^2$
- ***Reglas*** de tamaño T. En el límite de ángulos pequeños, el tamaño angular aparente a una distancia D, es $\theta = T/D$ radianes.

Indicadores de distancias relativas:

Basados en la existencia de tipos de objetos que tienen propiedades iguales entre sí (luminosidades o tamaños). Éstos al final dependen de indicadores de distancias absolutas.

- ***Candelas estándares*** son fuentes que tienen la misma luminosidad L. Si F_1 y F_2 son los flujos medidos de dos de éstos objetos, y D_1 y D_2 sus distancias, $D_1/D_2=\mathrm{sqrt}(F_2/F_1)$.
- ***Reglas estándares*** son objetos que tienen todos el mismo tamaño. Si θ_1 y θ_2 son sus tamaños angulares observados y D_1 y D_2 sus distancias, $D_1/D_2= \theta_2/\theta_1$

Mediante *medidas relativas* podemos construir un modelo de escala de Universo con las proporciones correctas.

Mediante *medidas absolutas* determinaríamos el factor de escala necesario para expresar este modelo en unidades físicas.

En principio, con una única cadena de medidas relativas podríamos fijar las proporciones del Universo y con una medida absoluta fijar la escala. Sin embargo, veremos que es necesario realizar múltiples medidas relativas y absolutas para minimizar errores.

No todos los métodos de medida (relativos o absolutos) son de aplicación en todo tipo de objetos y rangos de distancias.

Una solución es usar indicadores absolutos como calibradores de indicadores relativos en el rango de distancias común en que ambos tienen aplicación. Este entramado de calibraciones relativas y absolutas se conoce como the ***cosmic distance ladder*** o escalera para alcanzar distancias cosmológicas a partir de distancias en nuestra vecindad solar.

3) Propiedades de un indicador de distancias extragalácticas.

Debe ser:

i) **Suficientemente luminoso** como para ser detectable a grandes distancias (donde el flujo de Hubble es predominante)

ii) **Ser medible en suficientes galaxias**, para que pueda ser calibrado localmente y para medir bien su dispersión y cualquier variación sistemática que pueda tener de un objeto a otro.

iii) Debe tener una **dispersión pequeña y cuantificable**.

iv) Debe tener una **explicación física bien definida**.

(Aaronson & Mould 1986, ApJ, 303,1)

4) Tipos de indicadores de distancias extragalácticas.

4.1) Indicadores de distancias extragalácticas primarios:

Aquellos métodos de medida de distancias a galaxias externas que pueden ser calibrados con observaciones en nuestra Galaxia o con consideraciones teóricas.

4.2) Indicadores de distancias extragalácticas secundarios:

Métodos de medida que son calibrados usando distancias previamente determinadas con indicadores primarios. Estos métodos son por tanto cada vez menos precisos, pero permiten, en general, medir distancias de galaxias mucho más lejanas.

Los métodos de medida de distancias en nuestra Galaxia o incluso en vecindad solar, son cruciales para poder intentar medir distancias a otras galaxias.

4.1) Indicadores de distancias extragalácticas primarios.

<u>Indicadores de distancia primarios</u>

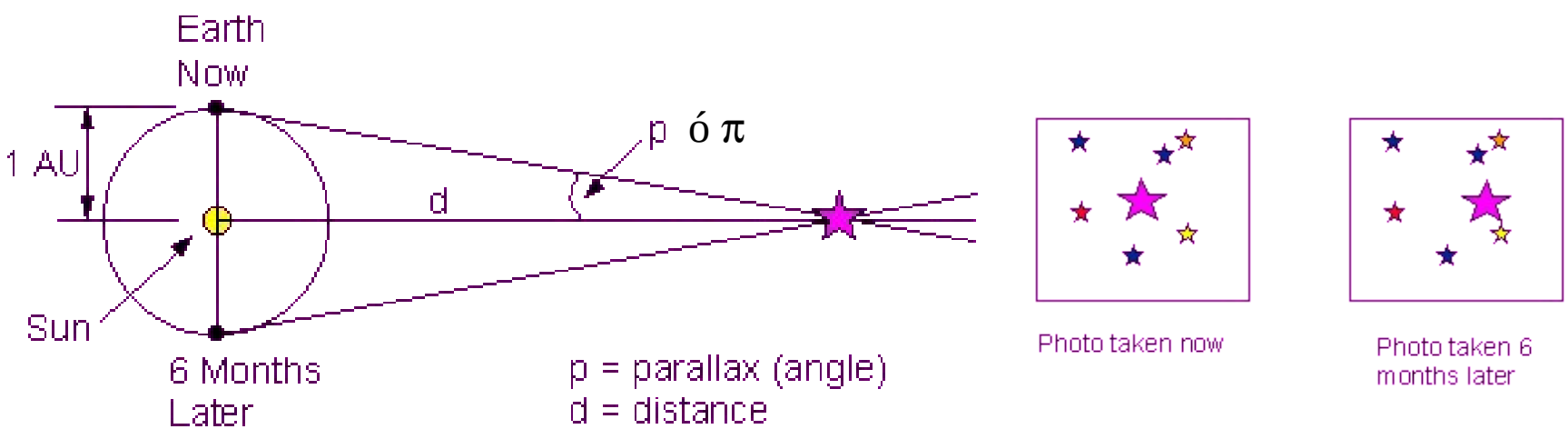
4.1.1.- Radar
4.1.2.- Paralaje trigonométrica
4.1.3.- Método de cúmulos en movimiento
4.1.4.- Método del punto de convergencia
4.1.5.- Ajuste de secuencia principal
4.1.6.- Estrellas variables: Cefeidas y RR-Lyrae
4.1.7.- Paralaje espectroscópica

4.1.2.- Paralaje trigonométrica

Permite medir distancias de objetos cercanos al Sol.
Usa la distancia Tierra-Sol (radio de la órbita de la Tierra) como 'regla' de medida ($1\ AU = 1.496 \times 10^{11}$ m).
Si '2π' es el desplazamiento máximo en la posición aparente de una estrella con respecto a estrellas más distantes mientras la Tierra orbita en torno al Sol, la distancia viene dada por $d[AU]=1\ AU / \pi[radianes]$ o $d[pc]=1 / \pi[arcsec]$.

Este método está muy restringido a estrellas cercanas:
- Técnicas astrométricas desde Tierra, permiten medir π con precisión de 0.01", lo cual implica errores relativos de ±20% para ~20 pc.
- El satélite Hipparcos, obtuvo paralajes para ~10^4 estrellas brillantes, con precisiones de ~0.001", ampliando medidas hasta ~200pc con ±20% de error .

Es el método más preciso para medir distancias fuera del Sistema Solar (pero sólo hasta 1kpc).



4.1.3.- Método del cúmulo en movimiento.

Este método está basado en la variación que sufre con el tiempo el diámetro de un cúmulo debido a su movimiento radial relativo al Sol.

A partir del diámetro angular del cúmulo, su velocidad radial y la variación del diámetro con el tiempo se obtiene la distancia.

4.1.4.- Método del punto de convergencia.

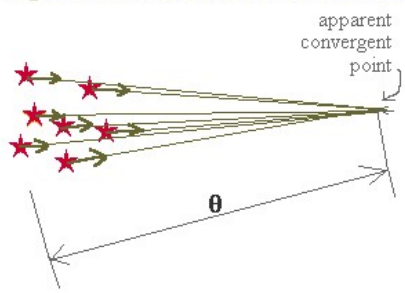
Permite calcular la distancia a cúmulos abiertos.
En cúmulos que se alejan del Sol con velocidades relativas al Sol grandes comparadas con los movimientos propios de sus estrellas, la proyección del vector velocidad de cada estrella en la esfera celeste converge hacia un punto.
La medida de la velocidad radial de alejamiento de las estrellas del cúmulo, sus movimientos propios y el punto al que parecen converger los movimientos propios (*punto de convergencia*) proporciona una medida de la distancia del cúmulo.

Se puede aplicar en cúmulos cercanos donde es posible medir bien movimientos propios de estrellas. En la práctica es complicado determinar el punto de convergencia con mucha precisión.

Vr, de líneas espectrales
Vt=4.74 μ(“/yr) d

Vt=Vr / tan Θ –> d=Vr / (4.74 μ tan Θ)

Figure 2: *Motion of cluster stars in space.*



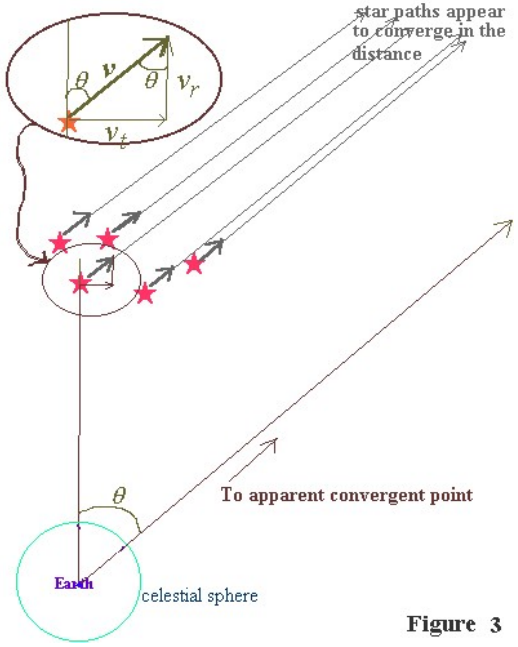


Figure 3

4.1.4.- Método del punto de convergencia.

Método aplicado en el cúmulo de las Hyades, con más de 200 estrellas, proporcionando una distancia de ~45.7 pc.

El <u>cúmulo de las Hyades</u> tiene especial importancia en la escala de distancias (distancias de otros cúmulos se han referido a la de las Hyades).

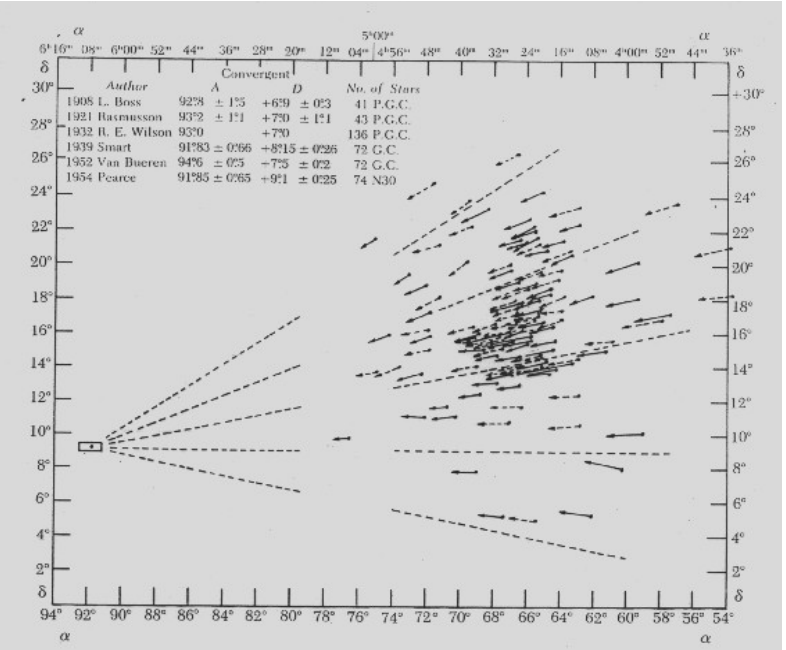
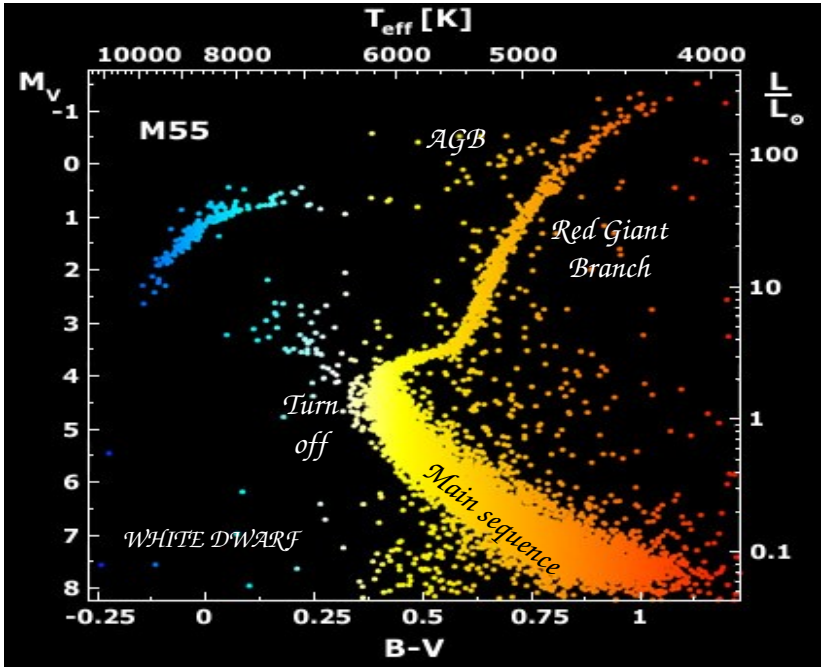


Figure 14–7. *The Hyades.* This most famous moving cluster (in the constellation Taurus) contains about 200 identified members, subtends 25° × 25° on the sky, and converges towards $\alpha = 6^h8^m$, $\delta = +9°$. (From O. Struve, B. Lynds, and H. Pillans: *Elementary Astronomy.* New York, Oxford University Press, 1959.)

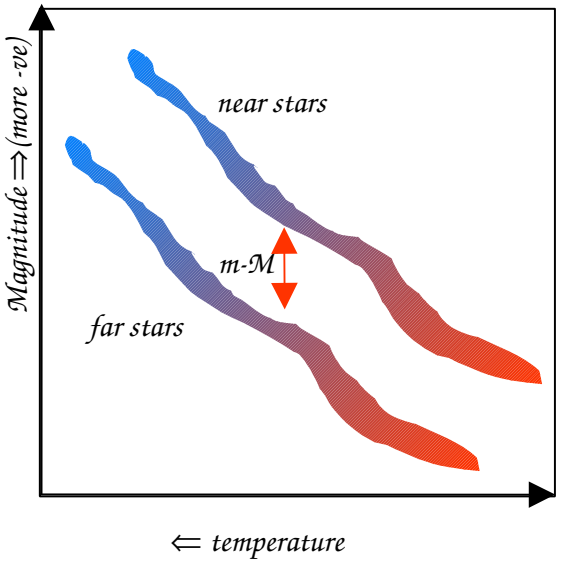
4.1.5.- Ajuste de la secuencia principal del diagrama H-R.

Para poder extender las medidas de distancias más allá del rango de aplicación de los métodos anteriores, necesitamos *explotar propiedades fotométricas de las estrellas.*

La *secuencia principal* poporciona una relación bien definida entre la lumosidad y la temperatura superficial de las estrellas.
Las distancias de dos cúmulos se pueden estimar comparando sus diagramas color-magnitud o diagramas HR. Si despreciamos la extinción por polvo, el cúmulo cuya magnitud *dm* de la SP sea más débil, se encontrará *~10* $^{0.2dm}$ *más lejos.*
En la práctica, la extinción por polvo influye mucho en los colores y magnitudes observados y sus efectos deben ser cuantificados antes de ajustar la secuencia principal. No obstante, esta técnica, calibrada por otros métodos absolutos para el cúmulo de las Hyades, es importante para construir la *escalera de distancias (distancias de otros cúmulos se dan referidas al de las Hyades).*



Sólo útil hasta unas decenas de kpc (por detección de estrellas de la secuencia principal).



4.1.6.- Estrellas variables: Cefeidas y RR-Lyrae

- Una pequeña fracción de estrellas tienen variaciones de brillo periódicas, debido a *oscilaciones radiales* (pulsaciones que causan expansión o contracción de superficie de la estrella).
- Los períodos de variación pueden oscilar entre 0.5 y 100 días, pero cada estrella tiene un período constante. Son estrellas masivas que han salido de la secuencia principal.
- Las hay de dos tipos: **Cefeidas, RR Lyrae**

• ***Cefeidas*** – *Indicadores primarios de distancia por excelencia*

Son estrellas masivas que se vuelven inestables tras ser gigantes rojas. Su propiedad más importante para la determinación de distancias es la correlación existente entre los valores medios de sus magnitudes absolutas y sus períodos. Relación descubierta por Henrietta Leavitt en 1907:

$$\langle M_V \rangle \sim -2.78 \log (P/10 \text{ días}) - 4.13$$

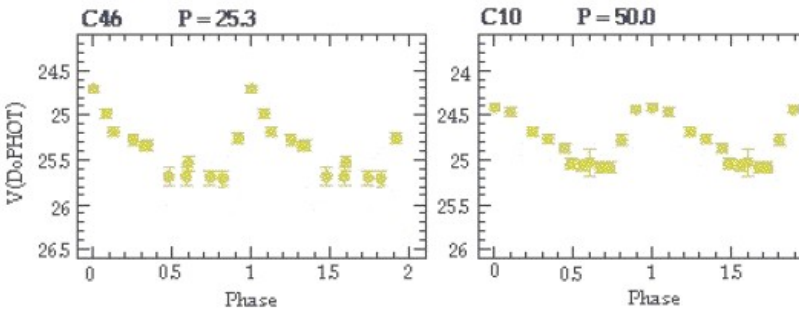
- Esta relación tiene una dispersión de ~0.3mag
- Se ha calibrado usando Cefeidas cercanas cuyas distancias se podían medir con paralaje trigonométrico principalmente (y método de Baade-Wesselink).

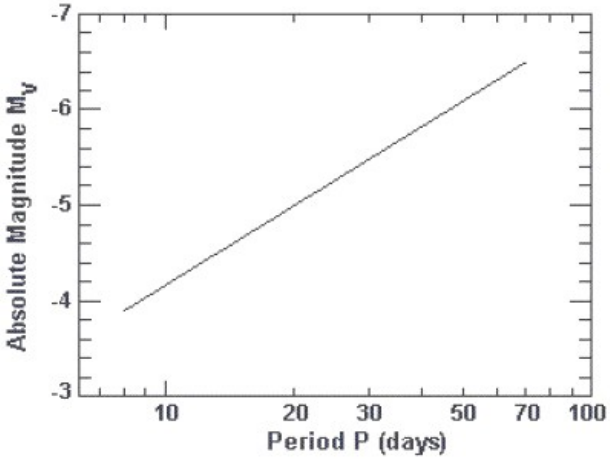
4.1.6.- Estrellas variables: Cefeidas y RR-Lyrae

- Estrellas brillantes pulsan despacio, débiles rápido.
- Períodos de Cefeidas entres 2 y 150 días.
- Las Cefeidas tienen magnitudes absolutas de M_v~-3, lo cual implica que pueden observarse desde Tierra hasta (m_v-M_v)~25, o (m_v-M_v)~31 desde el espacio, cual permite alcanzar a las galaxias más brillantes del cúmulo de Virgo.

Ventajas destacables de las Cefeidas:

- Su característica curva de luz permite *identificarlas sin ambigüedad*.
- Son *muy luminosas* (10^3-10^4 L_{sun}) y por tanto detectables incluso fuera de nuestra galaxia, en galaxias cercanas (hasta ~5Mpc antes de la época HST).
- Relativamente comunes en galaxias espirales e irregulares. No se encuentran en elípticas (por ser masivas).
- La relación Período-Luminosidad tiene una buena explicación teórica.





$M_V = -[2.76 \times (\log_{10}P - 1.0)] - 4.16$

4.1.6.- Estrellas variables: Cefeidas y RR-Lyrae

- ***RR-Lyrae***
  - Magnitudes absolutas Mv~0.6
  - Periodos 12-24 horas.
  - Son menos abundantes que las Cefeidas, por ser características de poblaciones pobres en metales (cúmulos globulares, bulbo y halo de Vía Láctea).
  - No permiten medir distancias más allá de nuestro Grupo Local de galaxias.

Resumen de utilidad de Cefeidas:

- Dado P, obtenemos la magnitud absoluta (M) de la estrella a partir de su relación Periodo-Luminosidad
- Mido la magnitud aparente, m
- Calculo la distancia usando su módulo de distancia:

$$m = m-M = 5 \log (d/10 \text{ pc})$$

...pero, como llego a saber qué estrella de una galaxia es Cefeida ?:

- Toma series de imágenes, una tras otra, de una galaxia dada o campo de ésta
- Mide los flujos de todas las estrellas en todas las imágenes
- Detecta cuales de las estrellas son variables
- Re-observa las estrellas variables noche tras noche...
- Representa magnitud vs. tiempo de observación
- Obtener el periodo
- Deducir la luminosidad a partir de P-L
- Determinar módulo de distancia y distancia....

Muy muy laborioso....

4.1.6.- Estrellas variables: Cefeidas y RR-Lyrae

- Además, el uso de Cefeidas no está exento de problemas, entre ellos:

  - Dificultad a la hora de estimar extinción debida a polvo en la galaxia observada (observar en el NIR (*infrarrojo cercano*) ayuda)
  - Dependencia de la relación P-L con el contenido en metales de las Cefeidas ?
  - Incertidumbres introducidas cuando las Cefeidas se encuentran en zonas muy pobladas de estrellas, donde es más complicado medir los flujos emitidos por las estrellas.

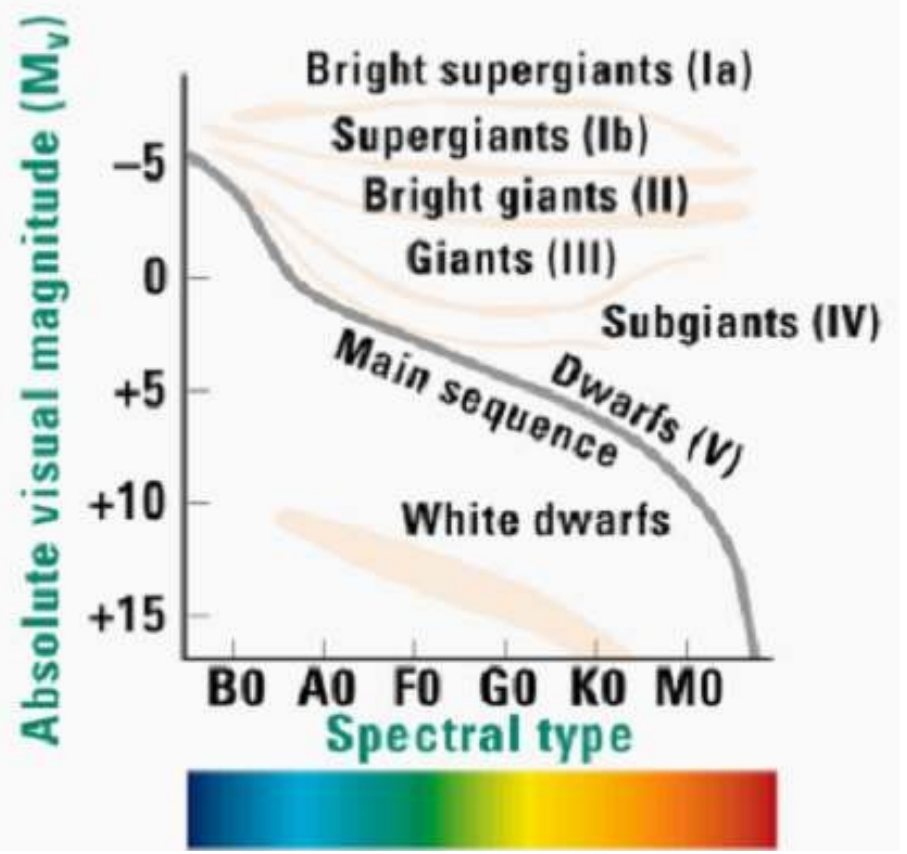
  Aun así, las Cefeidas son las indicadoras de distancia por excelencia.

4.1.7.- Paralaje espectroscópica

Permite medir la distancia de estrellas a partir del tipo espectral y clase de luminosidad de éstas.

- Tipo espectral: OBAFGKMRNS -> Temperatura
  - *Tipo O (>30000K): líneas de HeI, HeII, CIII*
  - *Tipo B (~ 20000K) : He*
  - *Tipo A (<11000K): H, metales ionizados*
  - *Tipo F-G (~ 7000K): metales neutros*
  - *Tipo K-M (4000K): líneas moleculares*

Sabiendo el tipo espectral de una estrella, puedo 'colocarla' en una vertical del diagrama H-R



- Clase de luminosidad -> Gravedad superficial

Estrellas del mismo tipo espectral presentan diferencias en las intensidades relativas y anchura de las líneas espectrales.

Clase I: presión alta en atmósfera, líneas anchas

Clase VI: presión baja en atmósfera, líneas muy estrechas

- *Clase I : supergigantes*
- *Clase II: Gigantes brillantes*
- *Clase III: Gigantes normales*
- *Clase V: Secuencia Principal*
- *Clase VI: enanas blancas*

Técnica imprecisa para determinar distancias de una única estrella.

Se obtienen incertidumbres ~0.7-1.25 mag en Mv, que implican errores en las distancias de incluso un 70%.

Se disminuyen los errores aplicándolo a cúmulos.

Tipo espectral + clase de luminosidad → diagrama H-R → magnitud absoluta → L → Distancia

4.2) Indicadores de distancias extragalácticas secundarios.

<u>Indicadores de distancias secundarios</u>

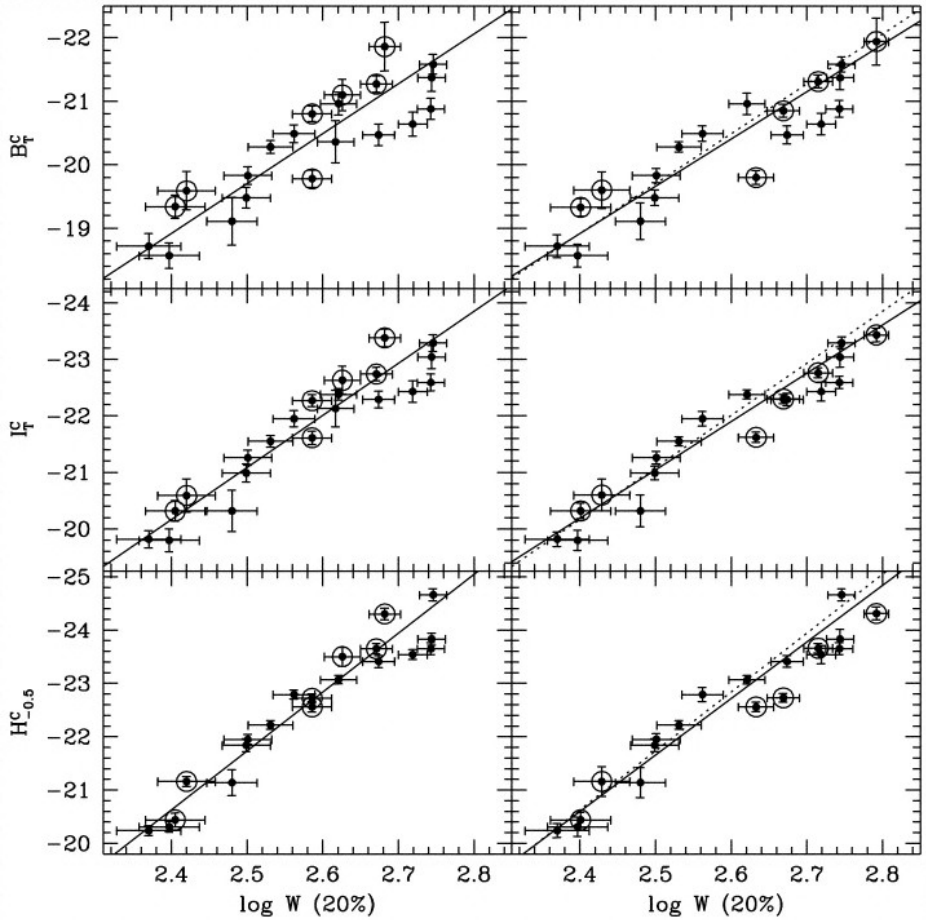
4.2.1.- Relación Tully-Fischer
4.2.2.- Relación Dn-σ (o relación Faber-Jackson)
4.2.3.- Supernovas
4.2.4.- Función de luminosidad de cúmulos globulares
4.2.5.- Función de luminosidad de nebulosas planetarias
4.2.6.- Fluctuaciones de Brillo superficial
4.2.7.- Miembros más brillantes de un cúmulo
4.2.8.- Regiones HII
4.2.9.- Efecto Sunyaev-Zeldovich
4.2.10.- Retardo temporal de lentes gravitatorias

4.2.1.- Relación de Tully-Fischer

Las galaxias como tales no son candelas estandares: es evidente que el brillo que recibimos de ellas varía de una galaxia a otra, incluso para las que están dentro de un mismo cúmulo y por tanto a la misma distancia.

Sin embargo, si hay relaciones útiles entre parámetros de las galaxias que se pueden emplear para medir distancias:

- Cuanto más masiva es una galaxia, mayor es su luminosidad intrínseca
- Cuanto más masiva es, mayor es la velocidad de rotación promedio de sus estrellas (*Teorema del virial*).



Sakai et al. (2000). B,I, H-band Tully-Fischer relations. Círculos indican galaxias barradas. Líneas sólidas representan ajustes con todas las galaxias, y discontinuas con sólo las barradas

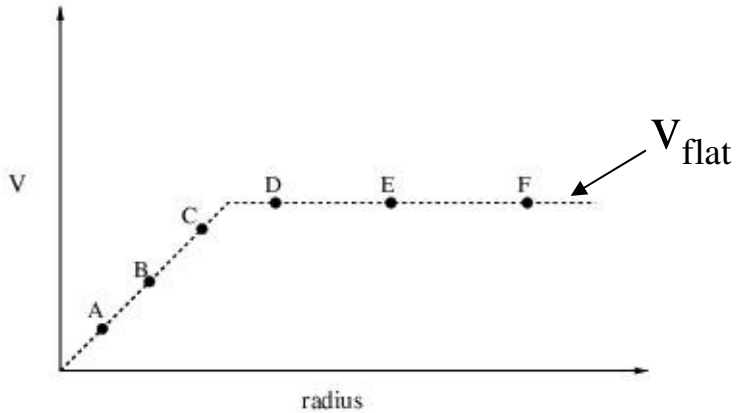
<u>Relación de Tully-Fischer</u>

La luminosidad de una <u>galaxia espiral</u> está fuertemente correlacionada con su velocidad de rotación ($L \propto V_{max}^4$). *Tully & Fischer 1977*

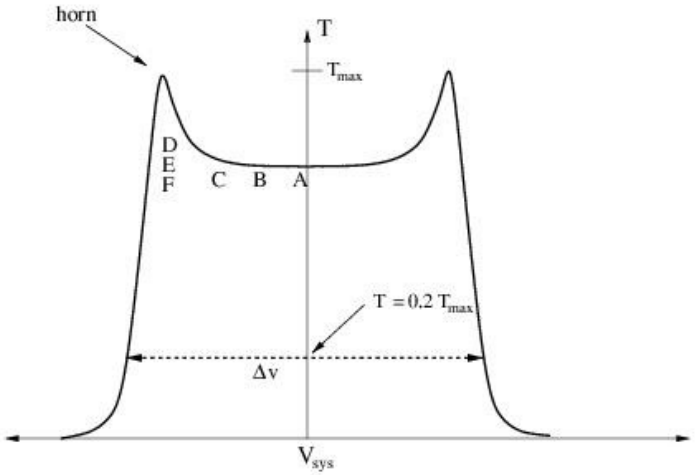
Mide velocidad de rotación y magnitud aparente -> usa relación TF para sacar magnitud absoluta -> calcula distancia

4.2.1.- Relación de Tully-Fischer

- La distribución superficial de gas atómico en una galaxia es aproximadamente constante con el radio. Dado que las curvas de rotación tienden a un valor aproximadamente constante a partir de cierto radio galactocéntrico, hay más superficie de galaxia emitiendo en HI en dicha longitud de onda o velocidad de la parte 'plana' de la curva que en el resto. Esto provoca la forma de doble pico en los espectros integrados en la línea de HI de las galaxias espirales (o máximos de emisividad). Los picos coinciden con $v_{sys} \pm v_{flat}$ (hay que corregir de inclinación, claro!).



Curva de rotación



Espectro integrado de HI

Por tanto, midiendo la anchura de la línea, se obtiene una estimación directa de la velocidad de rotación. Convencionalmente, se usa la anchura de la línea donde la intensidad ha bajado al 20% del pico y se nota W_{20} .

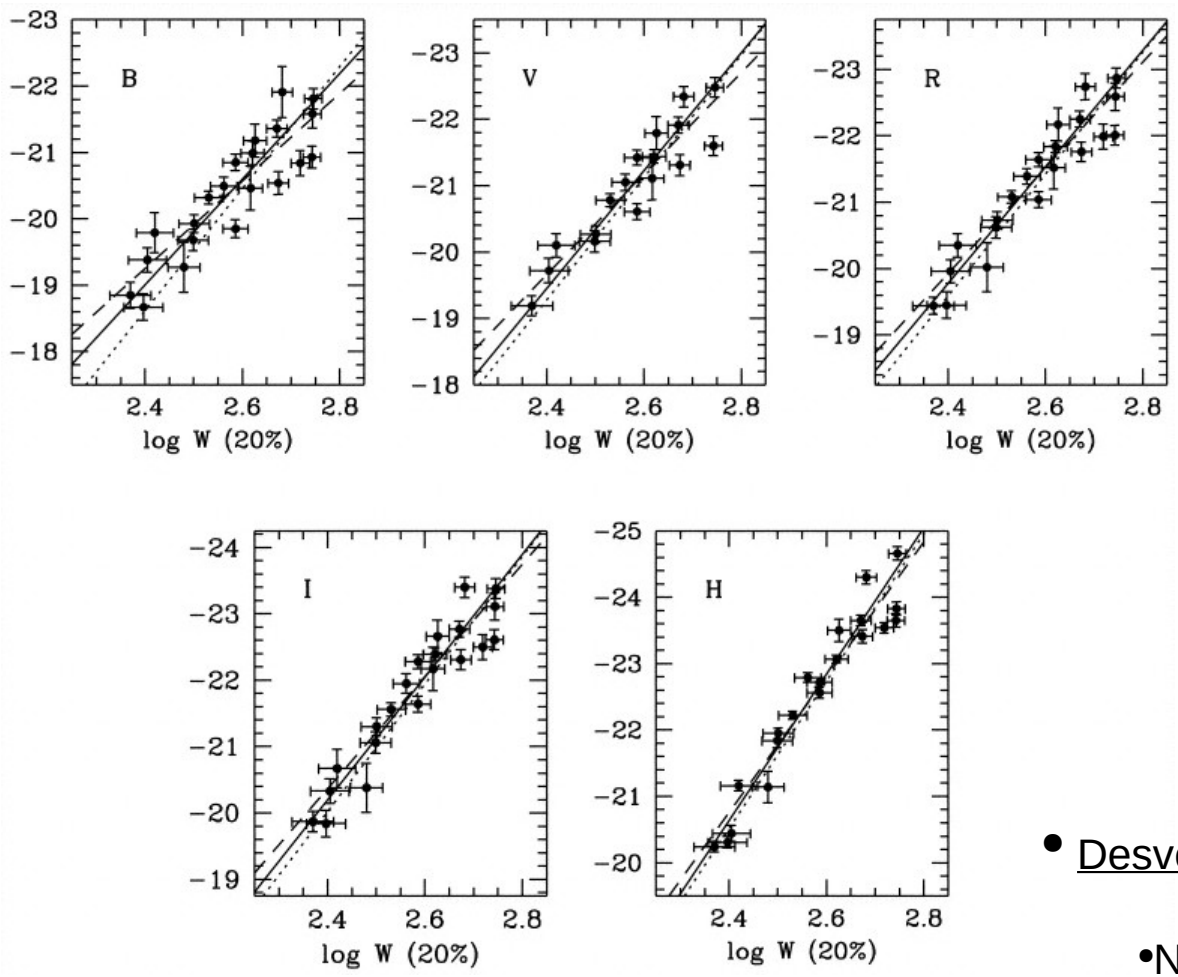
- IMPORTANTE:

- Se puede aplicar en galaxias espirales tan distantes que no podemos resolverlas espacialmente
- Necesita correcciones: -inclinación de galaxia ($W_{20} \sim 2\ V_{max}\ \sin i$)

-movimientos no circulares puros, tambien movimientos aleatorios que ensanchan la línea.

$$W_R = (W_{20} - W_{rand}) / \sin i$$

4.2.1.- Relación de Tully-Fischer



- La relación de Tully-Fischer se calibra con galaxias cercanas en las que se conoce la distancia a partir de Cefeidas.
- Las mejores bandas para medir el brillo de las galaxias son las infrarrojas, pues:
  - El efecto de la extinción por polvo interno y externo a las galaxias es menor
  - Representan mejor a la masa de las poblaciones estelares (bandas azules muy influenciadas por formación estelar reciente)

$$M_H = -9.5\,(\log W_R - 2.5) - 21.67$$

$$M_I = -8.72(\log W_R - 2.5) - 20.94$$

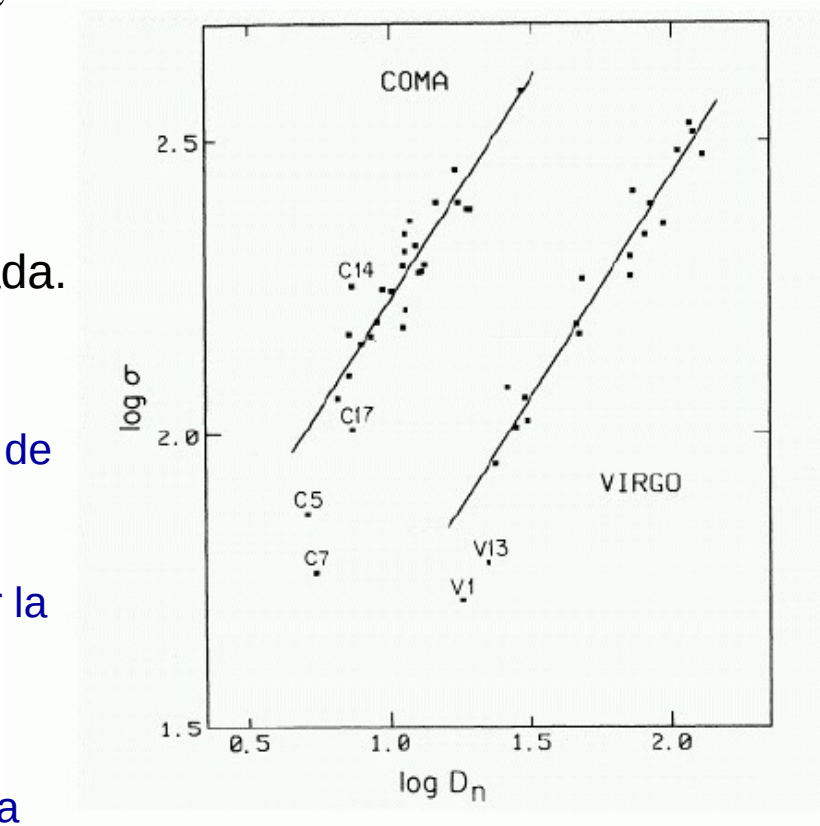
- <u>Desventajas de método de TF:</u>
  - No válido para galaxias de cara
  - Extinción por polvo
  - Base física no está completamente clara
  - Dispersión aún alta.
  - La relación depende del tipo morfológico (Sa, Sb, Sc,…) y de la banda (menos pendiente en bandas más azules).

4.2.2.- Relación **Dn-σ**

En las galaxias elípticas existen también relaciones entre su tamaño, velocidad de dispersión y luminosidad.

La relación más útil para medir distancias a galaxias elípticas relaciona el diámetro dentro del cual el brillo superficial promedio es m_n=20.75 mag/arcsec^2 en la banda B con su velocidad de dispersión en la zona central.
Cuanto mayor es la luminosidad de una elíptica, mayor es la dispersión de velocidad.

La relación calibrada es: $D_n = 2.05\ (\sigma/100\ \mathrm{km/s})^{1.33}\ \mathrm{kpc}$



Para obtener la distancia, sólo tenemos que obtener el tamaño angular D_n y compararlo con la relación calibrada.

La relación D_n-s tiene una <u>dispersión alta</u>, de ~15%, lo cual implica errores intrínsecos de este orden en la determinación de distancias.
Las Cefeidas no se encuentran en las elípticas, y por tanto necesitan otros métodos de medida de distancia para calibrar la relación.

Suele usarse para determinar distancias a cúmulos, promediando las medidas obtenidas para cada galaxia elíptica de éste.

4.2.3.- Supernovas

Explosiones tremendas en las fases finales de la vida de una estrella.

- **Tipo Ia -** se cree que están asociadas a estrellas viejas con masa relativamente baja, $M<M_{sun}$ (se encuentran en galaxias espirales y elípticas). *Origen probable:* explosión de enana blanca (compuesta de C & O) como resultado de la acreción de materia desde una compañera que hasta alcanzar una masa de ~1.4 M_{sun} y la hace inestable dando lugar a una explosión. Tras la explosión, alcanzan magnitudes máximas (M_{max}) que son prácticamente independientes de condiciones locales.

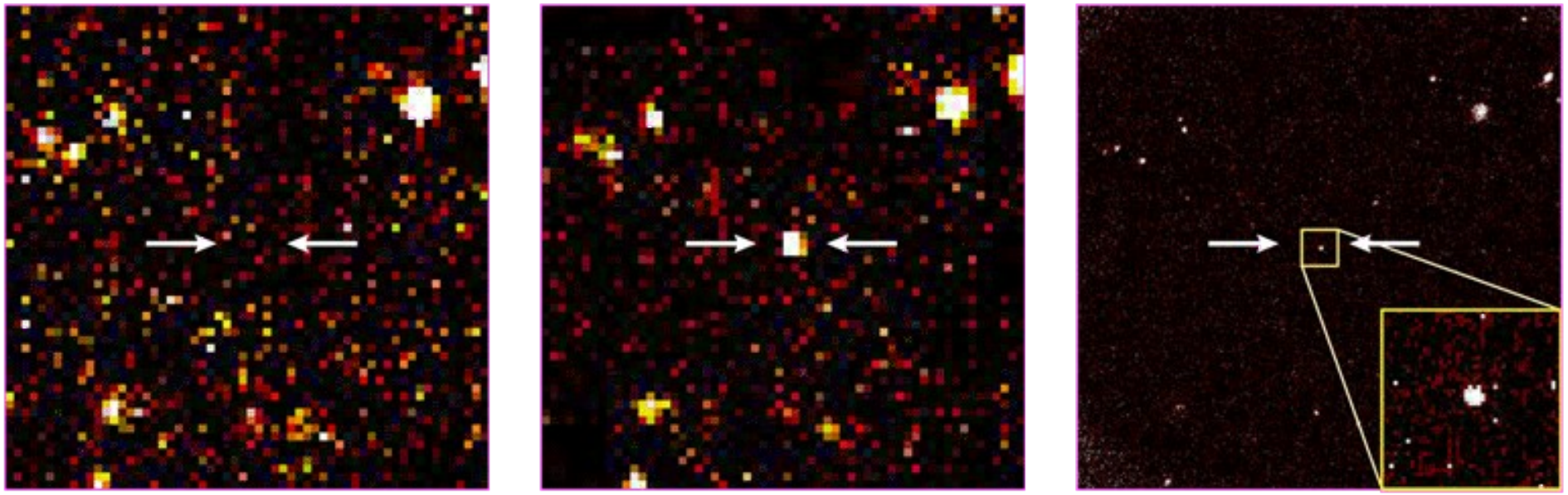
Son excelentes "candelas estándares", sus altas luminosidades intrínsecas implican que pueden ser observadas a distancias cosmológicas (d > 100 Mpc), M_v (max) = -19.52 +/-0.07

En la práctica no es tan simple, y M_{max} varía de SNe a SNe, pero M_{max} está correlacionada con el modo en que decrece con el tiempo su brillo.

- **Tipo II** – se cree que tienen lugar en estrellas masivas (>8 M_{sun}), por encontrarse siempre en los brazos de las galaxias espirales. Estas SNe Tipo II se cree son el último estado de una estrella masiva, tras la formación de un núcleo de Fe. El núcleo colapsa alcanzando gran densidad y generando una onda de choque que se propaga hacia las partes externas de la estrella.

4.2.3.- Supernovas

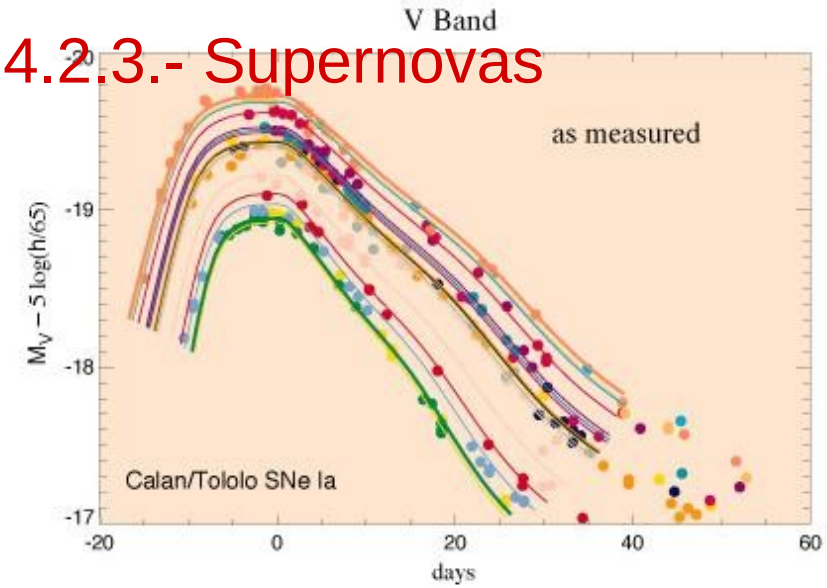
Before SN 1997ap discovery	SN 1997ap discovery	SN 1997ap follow-up
Cerro Tololo Interamerican Observatory 4-meter Telescope	Cerro Tololo Interamerican Observatory 4-meter Telescope	Hubble Space Telescope
February 1997	March 1997	April/May 1997

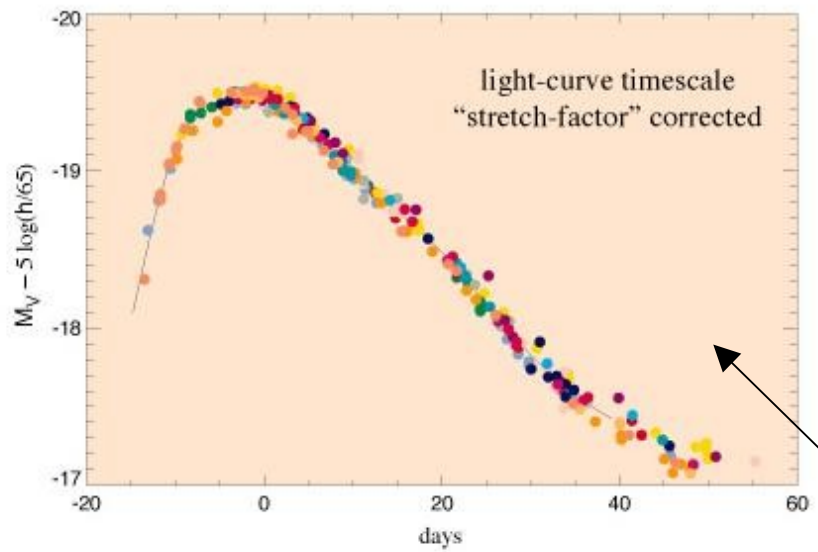


False-color images from observations by the Supernova Cosmology Project of one of the two most distant spectroscopically supernova. From the left: the first two images, from the Cerro Tololo Interamerican Observatory 4-meter telescope, sho region of sky just before and just after the the appearance of a type-Ia supernova that exploded when the universe was ab present age. The third image shows the same supernova as observed with the Hubble Space Telescope. This much sharp allows a much better measurement of the apparent brightness and hence the distance of this supernova. Because thei brightness is predictable, such supernovae help to determine the deceleration, and so the eventual fate, of the universe.

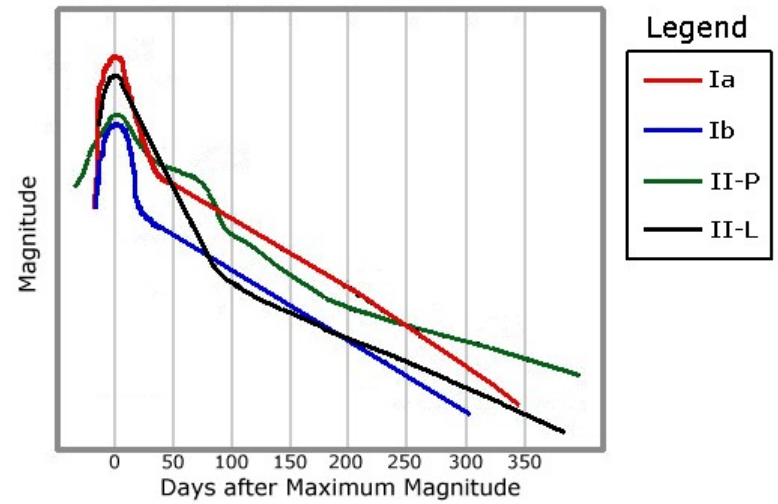
Credit: Perlmutter *et al.*, The Supernova Cosmology Project

4.2.3.- Supernovas





Type Ia supernovae observed "nearby" show a relationship between their peak absolute luminosity and the timescale of their light curve: the brighter supernovae are slower and the fainter supernovae are faster (see Phillips, Ap.J.Lett., 1993 and Riess, Press, & Kirshner, Ap.J.Lett., 1995). We have found that a simple linear relation between the absolute magnitude and a "stretch factor" multiplying the lightcurve timescale fits the data quite well until over 45 restframe days past peak. The lower plot shows the "nearby" supernovae from the upper plot, after fitting and removing the stretch factor, and "correcting" peak magnitude with this simple calibration relation.



- Cada tipo de SNe tiene una curva de luz característica, bastante constante dentro de cada tipo.
- A partir de su curva de luz (magnitud relativa máxima y tasa de decaimiento de brillo tras la explosión), podemos obtener la magnitud absoluta y por tanto la distancia.

Curva de luz de SNe tipo Ia

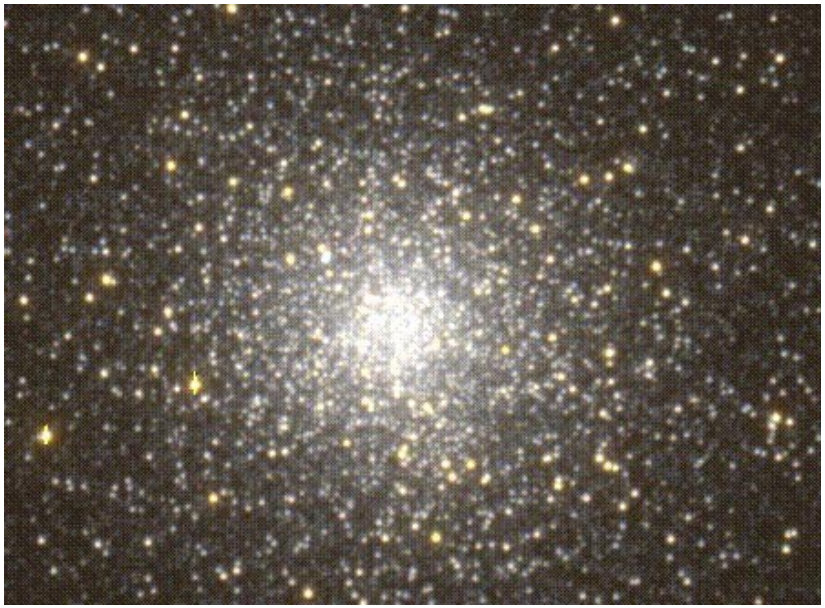
4.2.4.-Funciones de luminosidad

Las FLs son representaciones del número de objetos de un cierto tipo en cada intervalo de luminosidad, *la distribución de luminosidades de estos objetos.*
Hay ciertos objetos en las galaxias que tienen una amplia variedad de luminosidades (estrellas, nebulosas planetarias, regiones HII), y por tanto no pueden usarse como candelas estándares. Sin embargo, en ciertos casos las FLs parecen ser invariantes de un sistema a otro, con lo cual comparando la distribución de luminosidades entre distintos sistemas, podemos obtener sus distancias relativas.

- **Cúmulos globulares**

Son concentraciones de cientos de miles de estrellas ligadas gravitacionalmente, en una región de unos 10 pc de diámetro. Hay más de 125 cúmulos globulares en Vía Láctea. Constituídos principalmente por estrellas de población II (gigantes rojas y de tipo solar). Los cúmulos más brillantes pueden observarse incluso a 100 Mpc de distancia.

La función de luminosidad promedio de los cúmulos globulares en torno a la Vía Láctea, la LMC y M31 parecen ser la misma.
Suponemos por tanto que lo mismo ocurre en otras galaxias. Podemos por tanto usar la FL promedio de los cúmulos globulares como una candela estándar que nos permite calcular la distancia a su galaxia padre.



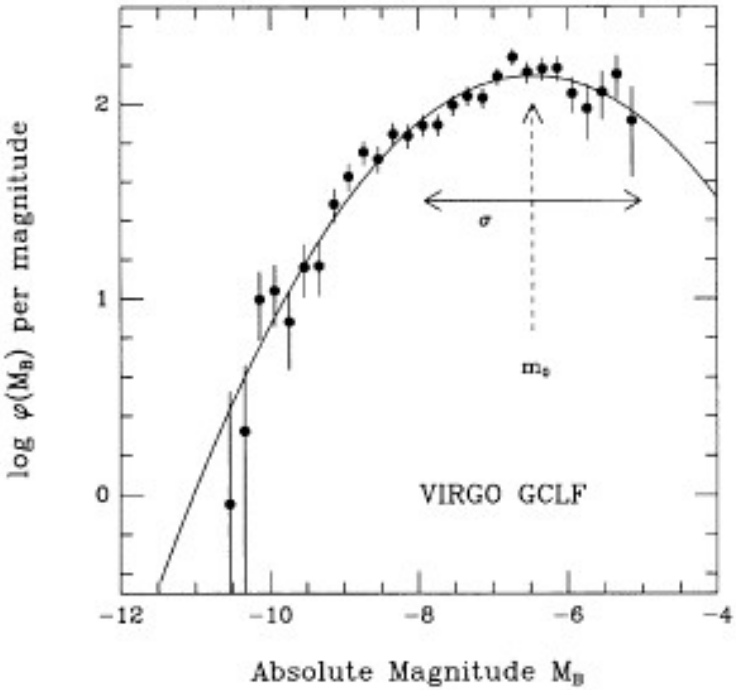
4.2.4.-Funciones de luminosidad

La FL de los cúmulos globulares, o número de cúmulos (ϕ_{GC}) en función de la magnitud m, se ajusta bien a la función:

$$\phi_{GC} \propto \exp\left[-(m-\langle m_{GC}\rangle)^2/(2\,\sigma_{GC}^2)\right]$$

Ajustando la función de luminosidad de un cúmulo globular dado de una galaxia, obtenemos $\langle m_{GC}\rangle$, magnitud a la que la función tiene un máximo. La comparación de $\langle m_{GC}\rangle$ entre diferentes galaxias nos proporciona su distancia relativa.
La luminosidad absoluta del pico para la Vía Láctea es $\langle M_{GC}\rangle$=-7.4+/-0.1

•Este método tiene mejor aplicación en galaxias elípticas, pues allí los cúmulos globulares son más fácilmente identificables. Sin embargo, la única galaxia para la que hay medidas precisas de magnitudes absolutas en cúmulos globulares es la Vía Láctea que como bien sabemos es espiral. La GCLF se ha calibrado usando RR Lyrae.



Ha permitido medir distancias de galaxias en cúmulos de Virgo y Coma.

Notar que para poder medir con relativa precisión $\langle m_{GC}\rangle$ es necesario tener límites de detectabilidad muy bajos, que permitan mapear bien la bajada de la FL.

El método está limitado a la distancia a la cual el pico de la FL es detectable (~50 Mpc).

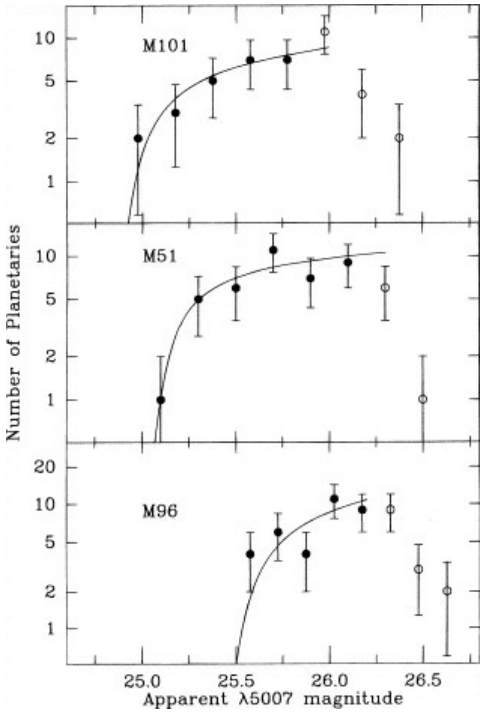
4.2.5.- Nebulosas planetarias (PNe)

Nebulosas formadas por cáscaras de gas arrojadas por estrellas gigantes rojas (aquellas que han agotado su H y "brillan al convertir He en C"). Es el fin de una estrella de entre 1 y 8 M_{sun} ; su núcleo acabará convirtiéndose en una enana blanca. Será el fin de nuestro Sol.

Las Nebulosas planetarias se reconocen fácilmente por su intensa emisión en la línea de [OIII] a 5007A. Son muy comunes en cualquier tipo de galaxia.

La función de luminosidad de las PNe parece tener un rasgo universal: límite superior en luminosidad. No hay PNe más brillantes que un cierto valor (m_{PN}^{cut}). Este valor parece ser independiente del tipo de galaxia.

$$\phi_{PN} \propto \exp(0.307m)\ [1-\exp[3(m_{PN}^{cut}-m)]]$$

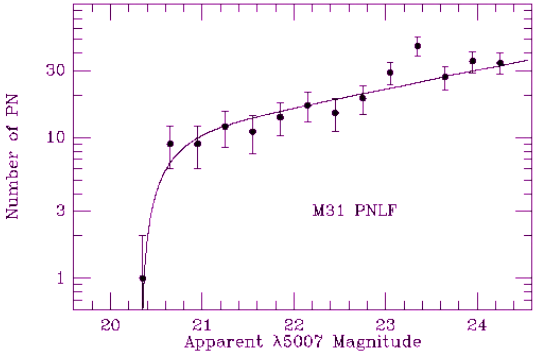


- El hecho de que haya un corte abrupto a altas luminosidades en la LF, implica que es posible aplicar el método incluso si sólo se han observado las PNe más brillantes de una galaxia.

- Este método se calibra usando Cefeidas. Para M31, usando la distancia de Cefeidas de 740+/-40 kpc, M_{PN}^{cut} = -4.6+/-0.1

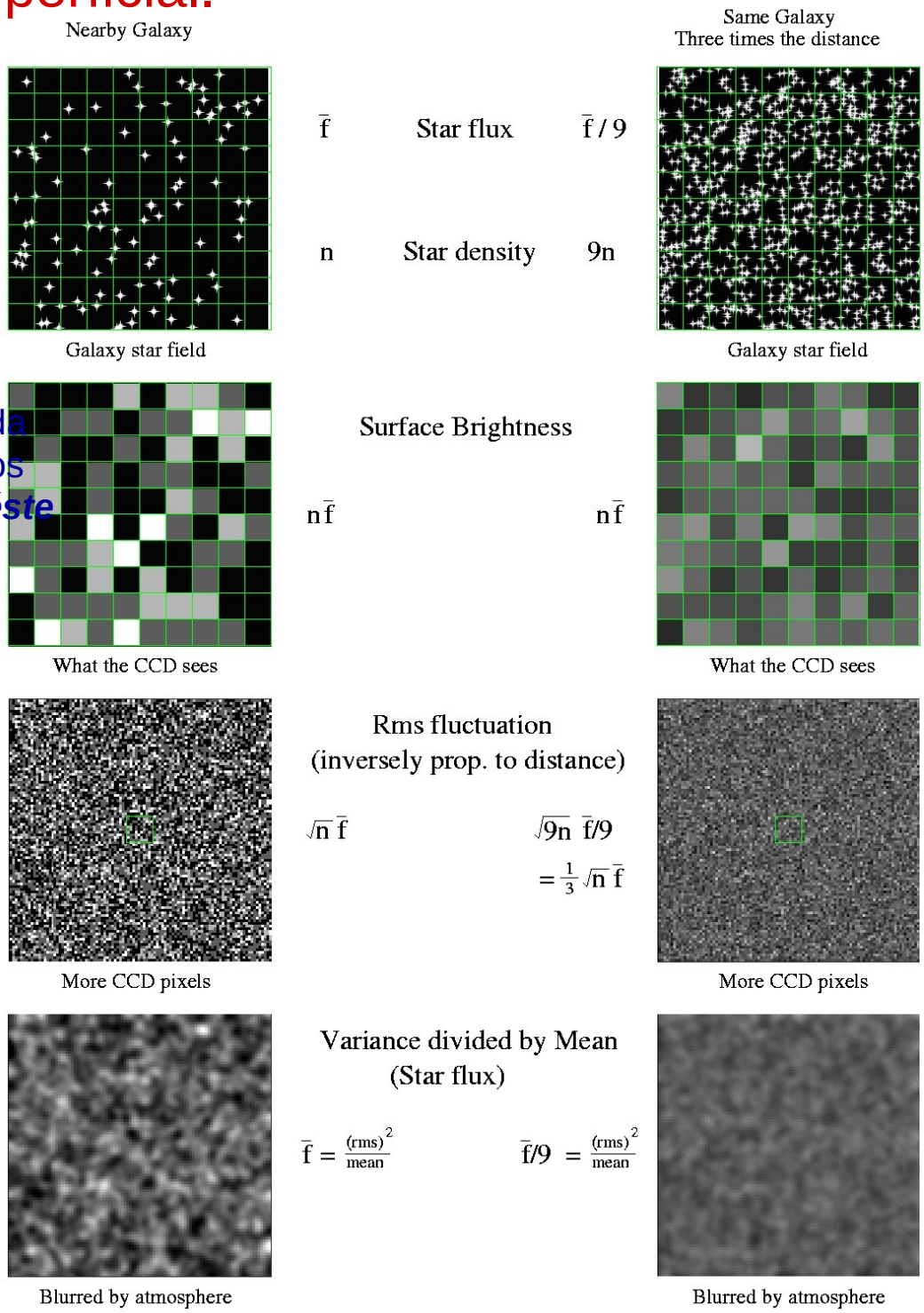
- La dispersión es baja (~0.1 mag), alcance ~20 Mpc

- Inconvenientes: Aún no hay una explicación física del fenómeno y parece haber una dependencia con la

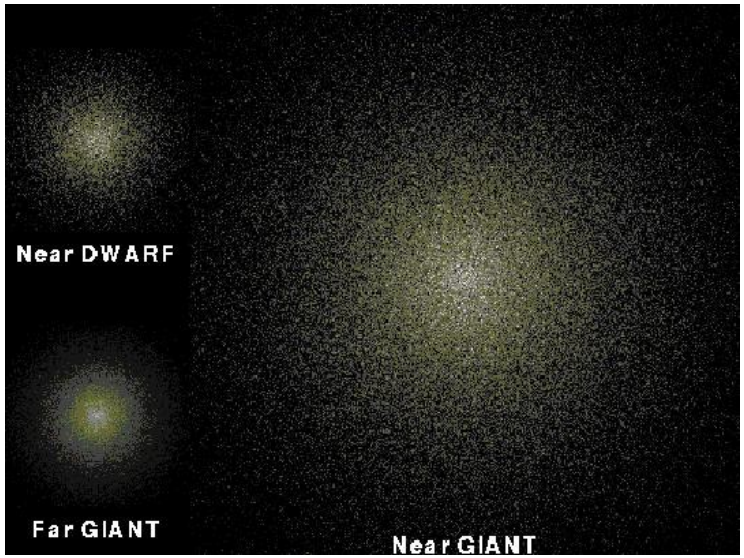


4.2.6.- Fluctuaciones en brillo superficial.

Método basado en variación de las fluctuaciones en brillo a través de la *superficie* de una galaxia elíptica debido a fluctuaciones de Poisson en el número de estrellas que hay por pixel. *Cuanto más lejana es una galaxia, tanto más suave es su distribución de luz.* Comparando el brillo superficial (flujo medio por pixel, nf), entre dos galaxias, no podemos distinguir entre qué galaxia está más lejos, pues es una medida independiente de la distancia. Sin embargo, podemos hacerlo ***comparando el flujo medio, obteniendo éste como razón entre la varianza (el cuadrado de la fluctuación rms de brillo) y el brillo superficial.***



- Dispersión método: ~0.08-0.15mag
- Fuentes incertidumbre: calibración método
- Alcance ~50 Mpc



4.2.7.- Miembro más brillante de un cúmulo.

Método que supone que todos los cúmulos de galaxias son
similares, y que la galaxia más brillante de cada cúmulo tiene similar luminosidad en todos ellos.

Calibración del método usando cúmulos cercanos.
Usando 10 cúmulos de galaxias cercanos, se obtiene un
Valor para la magnitud absoluta de la galaxia más brillante:

$$M_V = 22.82 \pm 0.61$$

Dicho error en M_V implica ~60% de error en la luminosidad !

- *Ventaja:* se puede usar a distancias muy grandes (más de 100 Mpc)

- *Inconvenientes:*
  - Método impreciso, pues hay garn dispersión en la luminosidad de la galaxia más brillante
  - Evolución ? Canibalismo ?

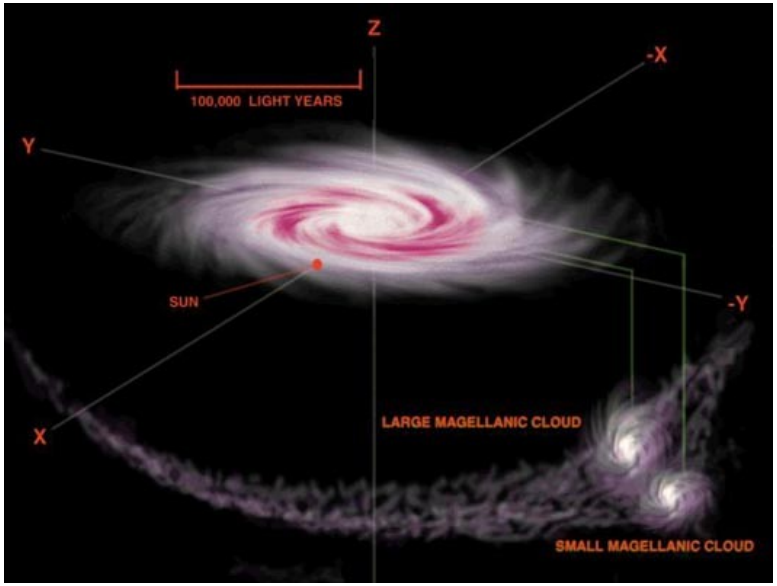
5) Distancias en el Grupo Local.

Gran Nube de Magallanes (LMC)

Galaxia irregular enana, satélite de la Vía Láctea. Hasta 1994 (en que se descubrió la enana elíptica Sagitarius), se la consideraba la galaxia externa más cercana a La Vía Láctea.
La distancia a la LMC constituye el punto de partida de
La escala extragaláctica de distancias).

- Indicador absoluto de distancia a la LMC, el método del *retardo temporal* para una supernova SN1987 A

- Indicadores relativos
  - Ajuste de la secuencia principal de cúmulos globulares
  - RR Lyrae
  - Cefeidas

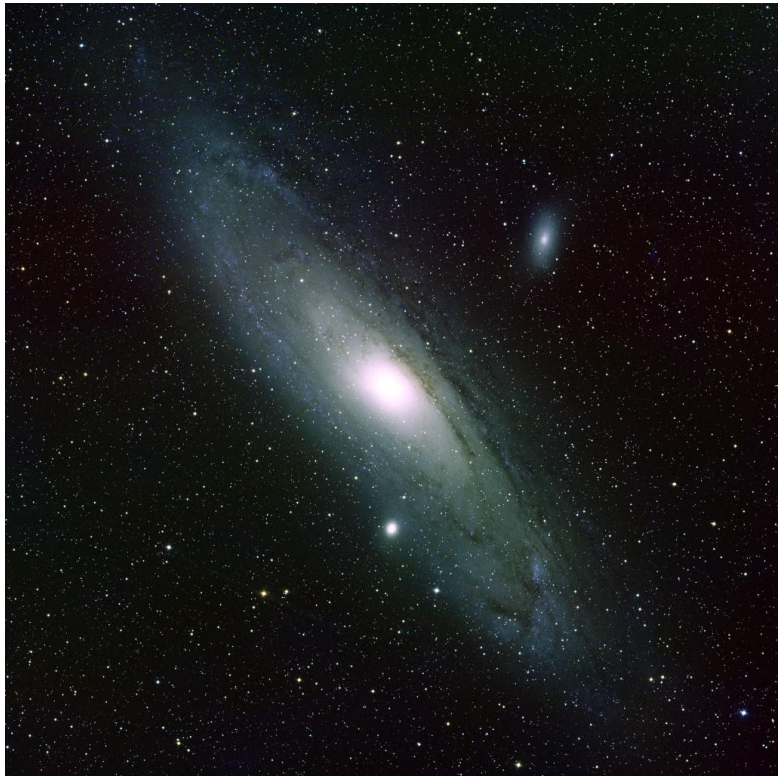


Método	Distancia (kpc)
SN1987A, retardo temporal	52±3
RR Lyrae	44±2
Cefeidas	50±2
Ajuste de secuencia principal	50±5

5) Distancias en el Grupo Local.

M31, la galaxia de Andrómeda

Galaxia espiral más cercana a la Vía Láctea. Su distancia se suele dar referida a la de la LMC



- Comparación de Cefeidas en M31 y en LMC, indican que M31 está 15.3 ±0.8 veces más distante que LMC
- RR Lyrae en M31 y LMC, y comparación de FLs de cúmulos globulares, proporcionan una razón en distancia de 15 ±1
- Comparación de FLs de PNe en M31 y Vía Láctea proporcionan distancia de 700 ± 60 kpc. El hecho de que este valor (que no da distancia en función de la de LMC) está en buen acuerdo con las obtenidas por comparación con LMC, da confianza a los resultados.

Método	Distancia (kpc)
Novas	710±80
RR Lyrae	750±50
Cefeidas	760±50
FL de PNe	750±50
FL de CG	700±60

6) Distancias al Cúmulo de Virgo.

Medida de distancias más allá del Grupo Local:

- Hay varios métodos de medida aplicables a galaxias que se encuentran justo fuera de nuestro Grupo Local de galaxias. Proporcionan resultados consistentes hasta distancias de ~20 Mpc.
- PNLF y GCLF están en general en buen acuerdo
- Las distancias obtenidas usando el método de Tully-Fischer, no están en buen acuerdo con las obtenidas para elípticas. Es esta diferencia debida a errores de calibración de los métodos de medida, o acaso es diferencia real que refleja distinta posición física de estos tipos de galaxias dentro del cúmulo ?

Distancias al Cúmulo de Virgo

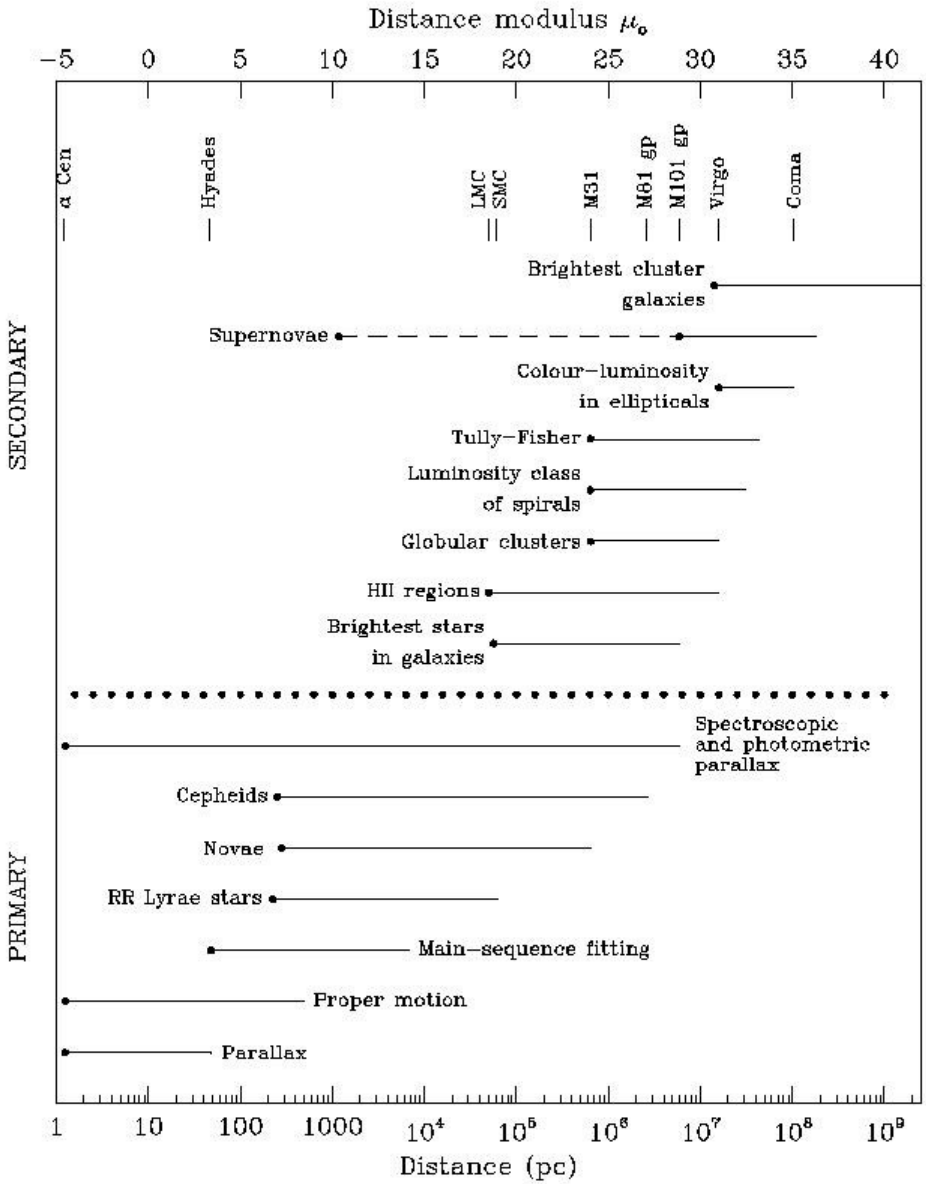
- Cúmulo de gran importancia en la escala de distancias extragalácticas
  - Es el cúmulo de galaxias más cercano
  - Contiene un gran número de galaxias espirales y elípticas
  - Ha hospedado varias SNe
  - Se han observado Cefeidas recientemente, y se ha mejorado por tanto su distancia
  - Las distancias de cúmulos más distantes se dan referidas al de Virgo

6) Distancias al Cúmulo de Virgo.

Método	**Distancia (Mpc)**
Cefeidas	14.9±1.2
Novas	21.1±3.9
PNe	15.4±1.1
Cúmulos Globulares	18.8±3.8
Fluctuaciones de Brillo Superficial	15.9±0.9
Tully-Fischer	15.8±1.5
Faber Jackson	16.8±2.4
SNe Tipo Ia	19.4±5.0

Jacoby et al. 1992

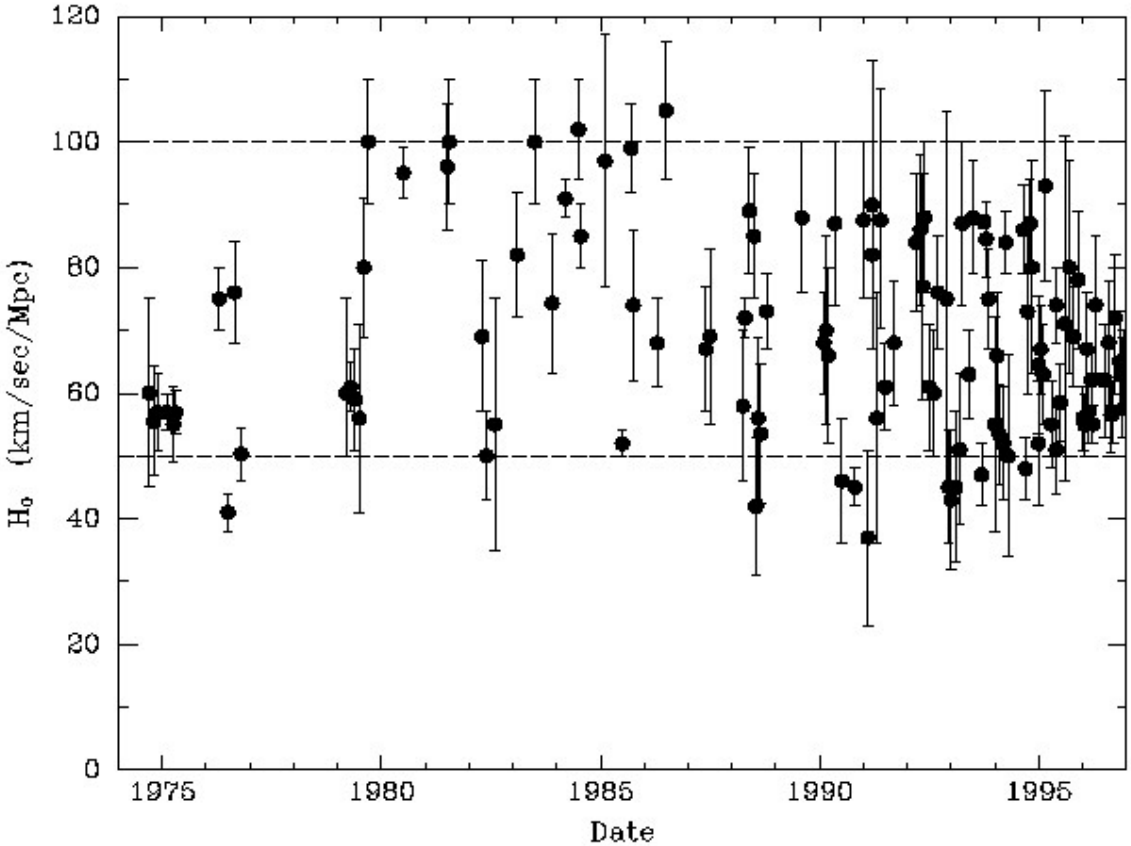
Resumen de los distintos métodos primarios y secundarios de medida de distancias



Es una *escalera hacia distancias cosmológicas (**The Cosmic distance ladder**)*, donde cada escalón hacia distancias mayores depende de los anteriores, que son usados como calibradores.

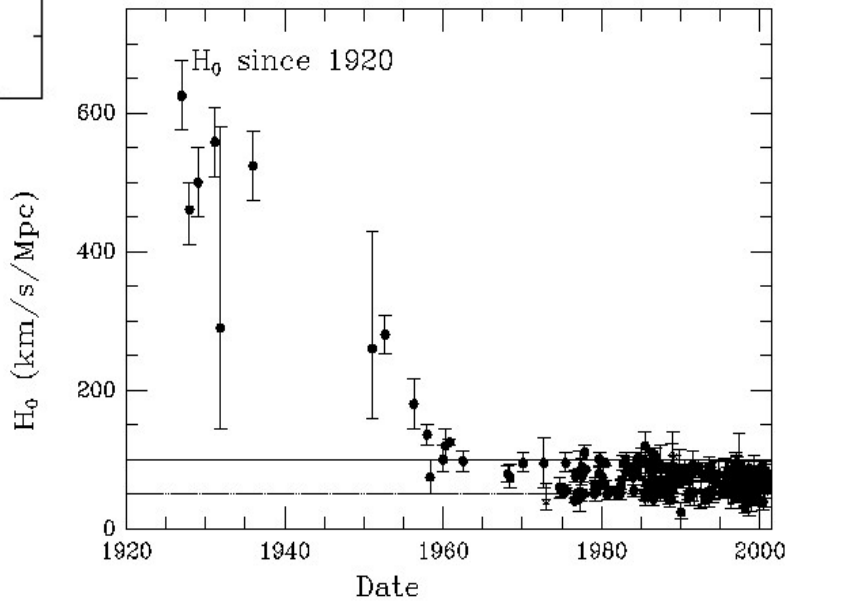
¿ Y entonces, cuánto vale la constante de Hubble ?

H_o, probablemente el parámetro más importante en Astronomía…



Factor dos de discrepancia entre distintos valores de la constante de Hubble

$$cz = v = H_o\, d$$

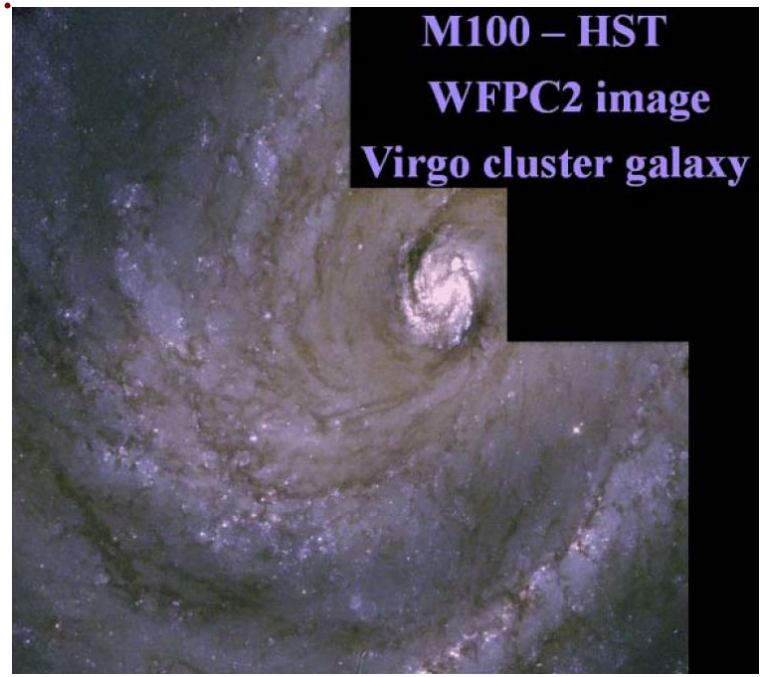


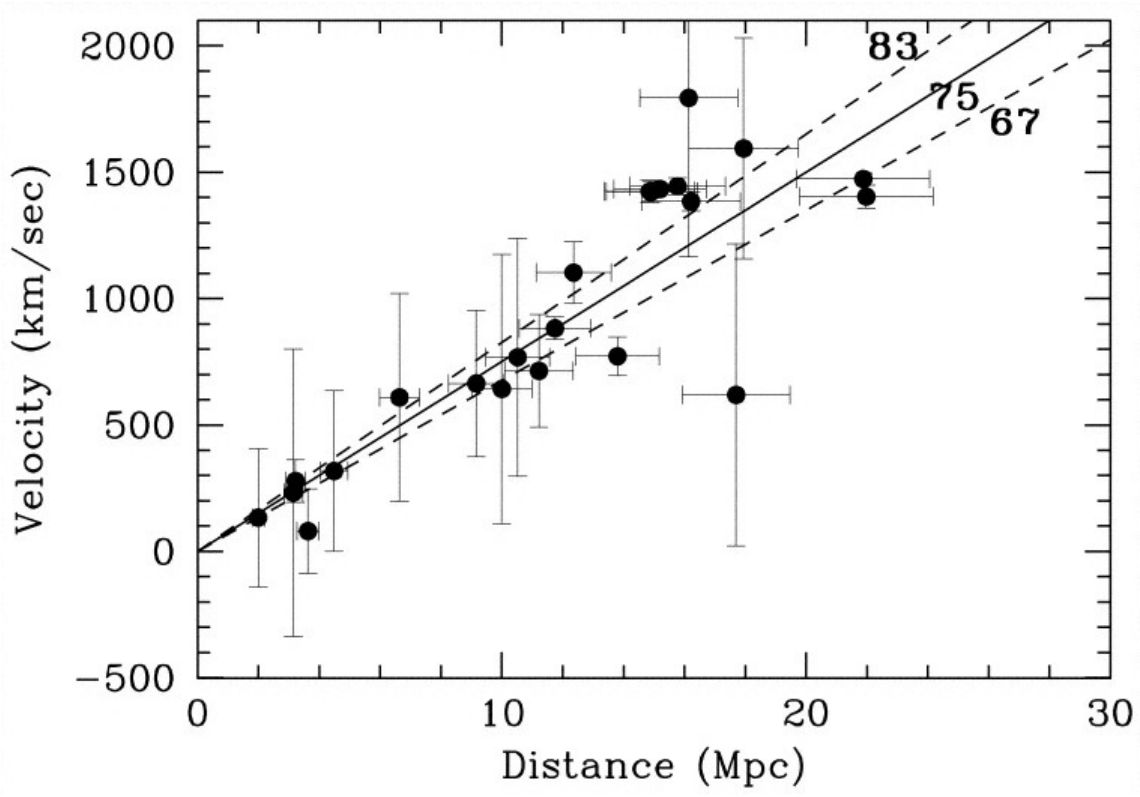
Copyright SAO 2001

- **El proyecto estrella del telescopio espacial Hubble**
  (The HST Key Project)

El proyecto científico principal del HST, tenía como objetivo principal reducir los errores en la calibración de la escala de distancias y determinar Ho con precisión.

- Usar Cefeidas como indicadores de distancia primarios, en galaxias no accesibles desde Tierra
- Con dichas medidas, calibrar indicadores secundarios:
  - Tully-Fischer
  - Supernovas Tipo Ia
  - Fluctuaciones de Brillo superficial
  - Relación Faber-Jackson ($L \propto \sigma^4$)
- Comparar errores sistemáticos en cada caso
- Determinar Ho con precisión de +/-10%



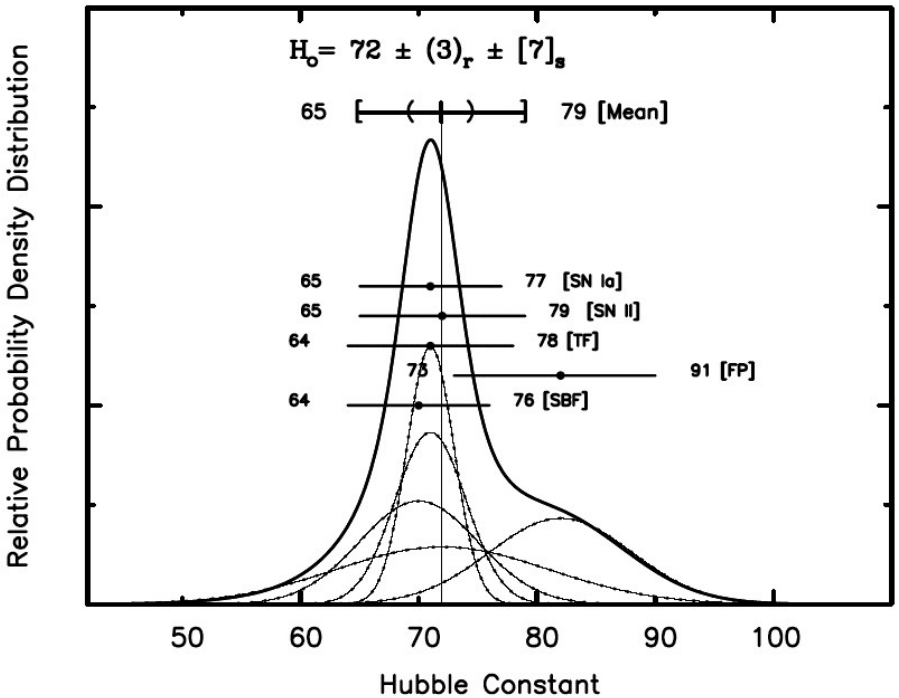


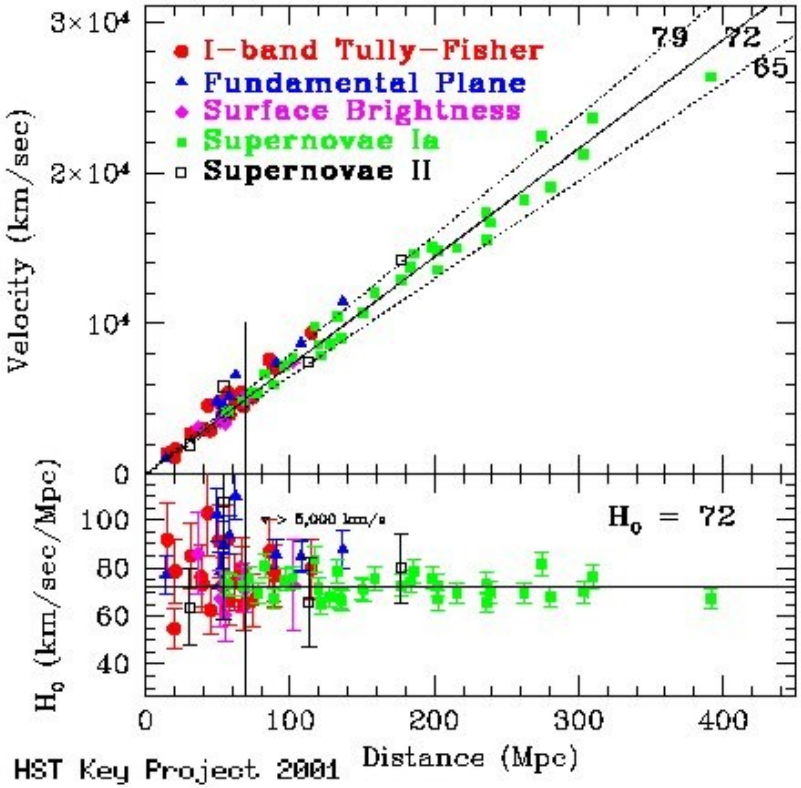
Velocidad en función de distancia para galaxias en las que la distancia se ha medido usando Cefeidas. Las velocidades han sido corregidas usando un modelo de flujo de Hubble (Mould et al. 2000a) y las distancias de Cefeidas corregidas de metalicidad. El ajuste proporciona Ho=74+/-10 km/s/Mpc.

Extraído de Freedman et al. (2001)

Combinación de métodos secundarios

(calibrados con los datos del HST Key Project)





Ho = 71 +/- 7 km/s/Mpc

La mayor parte de la incertidumbre proviene aún de la relación P-L de las Cefeidas

Resumen

- Existen muchos indicadores de distancias distintos (aquí hemos visto sólo algunos!)

- Indicadores de distancia primarios (aquellos que podemos calibrar en nuestra galaxia)

- Indicadores de distancia secundarios: Aquellos que son calibrados con indicadores primarios y que nos sirven para medir objetos más lejanos

- Confiamos en los indicadores primarios para calibrar a los secundarios

- Obtenemos la llamada "Distance ladder", donde cada escalón es calibrado con el anterior...

- ...y por tanto vamos acumulando los errores sistemáticos de los distintos métodos

- El Proyecto estrella del HST tuvo como objetivo calibrar usando nuevas medidas de Cefeidas en otras galaxias, algunos de los principales indicadores secundarios

- Se ha conseguido determinar Ho con un 10% de error

Bibliografía

- ***The Cosmological Distance Ladder. Distance and time in the Universe.***
  Michael Rowan-Robinson, WH Freeman and Company, New York 1985

- ***Final results from the Hubble Space Telescope Key project to measure the Hubble constant.***
  W. L. Freedman, B.F. Madore, et al., 2001, ApJ, 553, 47

- ***Measuring the Hubble Constant with the Hubble Space Telescope.***
  R. C. Jr. Kennicutt, W. L. Freedman, J. L. Mould, 1995, AJ, 110, 1476

- ***http://astro.uchicago.edu/home/web/olinto/courses/A18200/kawai/page5.html***