

Distancias en el Universo

Introducción

En las secciones anteriores vimos que la geometría y dinámica del Universo se puede parametrizar con los observables H_0 y q_0 (ó Ω_0).

¿Cómo investigamos los valores de estos parámetros?

La clave es medir distancias. Por ejemplo si medimos la distancia a un objeto a $r=100$ Mpc, y su velocidad de expansión dr/dt , podemos medir H_0

$$H_0 = \frac{\dot{r}}{r}$$

Y si medimos como H varía con el tiempo, podemos obtener el parámetro de desaceleración, q , o la densidad, Ω .

Escala de Distancia

La determinación de distancias cosmológicas se hace a través de técnicas sobrepuestas. En otras palabras, se construye una escala de distancias, en donde hay un chequeo cruzado entre técnicas.

Lectura:

”A critical review of selected techniques for measuring extragalactic distances”

Jacoby, George H.; Branch, David; Clardullo, Robin; Davies, Roger L.;

Harris, William E.; Pierce, Michael J.; Pritchett, Christopher J.;

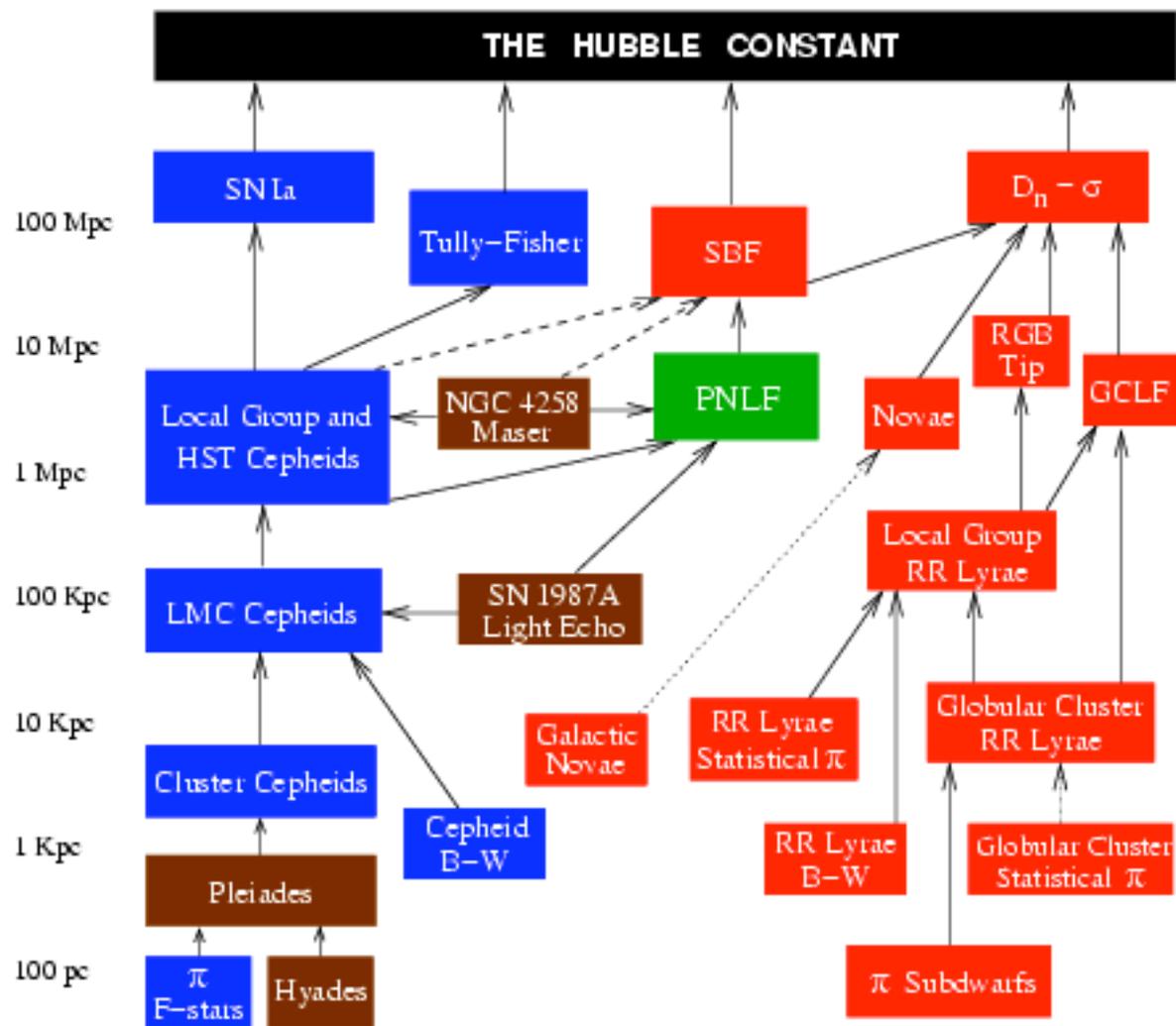
Tonry, John L.; Welch, Douglas L.

Astronomical Society of the Pacific, Publications (ISSN 0004-6280), vol. 104, no. 678, Aug. 1992, p. 599-662.

Bibliografía moderna: “Post-Hipparcus Cosmic Candels” Ed. Heck y Caputo, Kluwer Academic Publishers, 1999

Hay dos indicadores en la escala de distancias – indicadores de Población I (cúmulos abiertos, Cefeidas, galaxias con formación de estrellas) y de Población II (cúmulos globulares, RR Lyraes, galaxias elípticas).

De mayor importancia en ambos sistemas son las estrellas PULSANTES



Pob. I

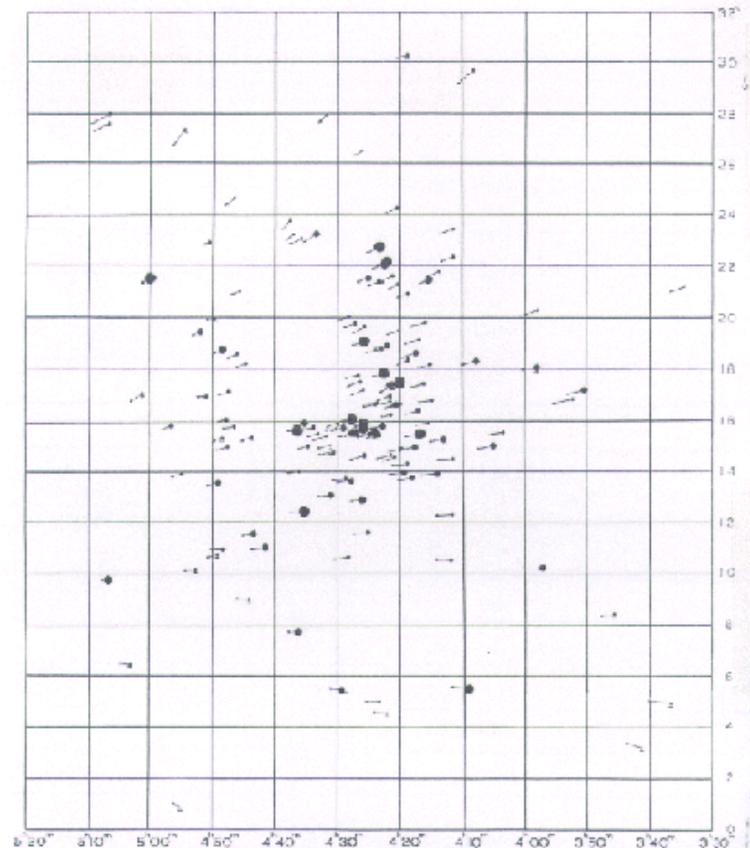
Pob. II

Base de la Escala de Distancias

- **Paralajes (π)**: Basado en el movimiento de la Tierra alrededor del Sol. Este provee la definición de parsec. $D(\text{pc})=1/\pi$, con π en segundos de arco.
- **Grupo de Estrellas co-móviles**: El ángulo entre el punto de convergencia aparente de las estrellas en el grupo y la posición del grupo da la razón entre la velocidad radial y velocidad transversal; Este radio junto con el movimiento propio da la distancia al grupo.

Estos métodos son útiles para unos pocos cientos de estrellas. La mayoría son estrellas tipo solar, G,K o M de la Secuencia Principal.

FIGURE 4.



Map of the Hyades brighter than 9th visual. The size of the dots is a measure for the magnitude of the stars; the arrows show the annual proper motion (μ , mas, 47° 45°). The stars in the very outer regions of the cluster are not shown on the map. Underlined dots indicate stars of which no radial velocity is known.

Proper motion vectors for the Hyades stars from the classic paper by van Buren in *Bull. Astron. Inst. Netherlands XI* (1952). Note that the vectors appear to converge at a point about 20 degrees from the center of the cluster.

**En general, para medir distancias hay que recurrir a
"Patrones de Luz"**

Type of Object	Distance (pc)	Number within Distance
Open Clusters	200	5
Metal-Poor Main Sequence	200	$\gtrsim 10$
Cepheid Variables	500	8
RR Lyrae Variables	500	1
Horizontal Branch Stars	600	$\gtrsim 7$
Red Supergiants	500	0
Blue Supergiants	500	1
Planetary Nebulae	500	10
Cataclysmic Variables	350	29
White Dwarfs	500	many!

Métodos y Calibradores

Primario

No necesitan calibradores

- Paralajes
- Grupo de estrellas co-óviles
- Baade-Wesselink (obs. Temperaturas, Flujos y Velocidad de expansión)

Secundarios

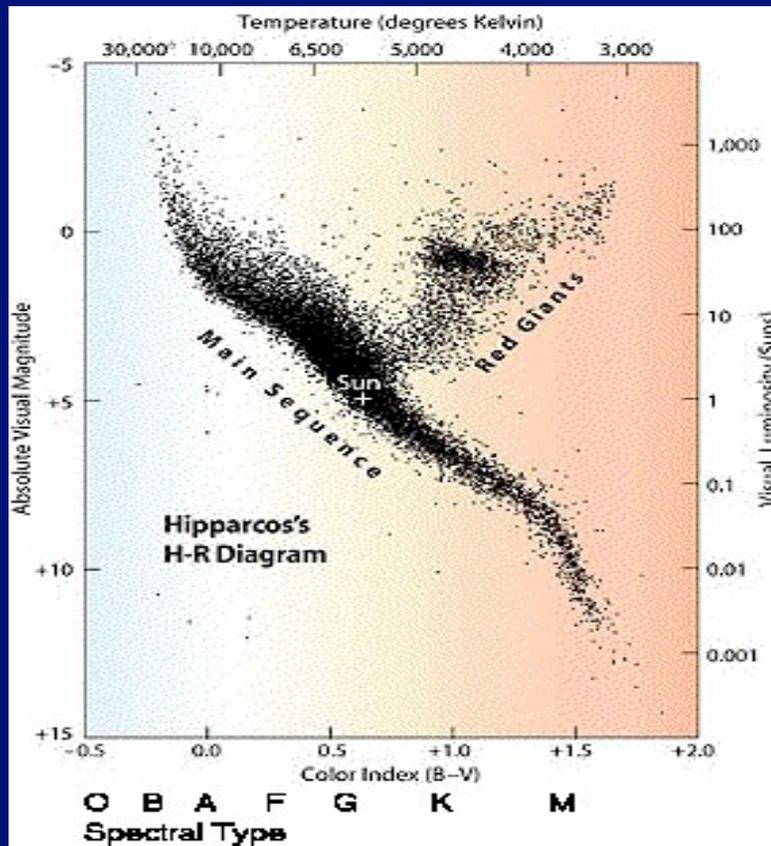
Necesitan calibración por primarios

- Ajuste de la Secuencia Principal
- Estrellas Pulsantes
 - RR Lyrae
 - Cefeidas

Terciarios

- Funciones de Luminosidad
- Tope de la rama gigante roja
- Nebulosas planetarias
- Fluctuaciones de brillo superficial
- Tully-Fisher
- Faber-Jackson
- Plano Fundamental
- Galaxia más brillante
- SN Ia, SNII

Paralajes Fotométricos



- Se deduce la magnitud absoluta, M , a partir de un observable independiente de la distancia, e.g. Tipo espectral.
- Se mide la magnitud aparente, m
- Se calcula la distancia a partir de:

$$m - M = 5 \log(D) - 5$$

Estrellas Pulsantes

Con el fin de entender la importancia de las estrella pulsantes (cefeidas, RR Lyrae) para la determinación de distancias, consideremos una estrella genérica que es inestable a pulsaciones.

- Supongamos que la mitad del tiempo es expansión y la otra mitad compresión.
- Supongamos que el cambio de radio es proporcional al radio medio, $\delta R \propto R$
- Supongamos que la estrellas recién llegó al máximo, entonces

$$\delta R = gt^2/2$$

- El tiempo, t , es una fracción del período de pulsación, P . Entonces

$$P \propto t$$

- La atracción gravitacional es simplemente,

$$GM/R^2$$

- Entonces,

$$P^2 \propto \left(\frac{R^3}{M} \right) \quad (\text{Tercera Ley de Kepler}), \text{ o}$$

$$P \propto \frac{1}{\sqrt{\langle \rho \rangle}}, \text{ donde } \rho \text{ es la densidad promedio de la estrella.}$$

Es posible llegar a la misma ecuación por otro camino. Consideremos una perturbación en el interior de la estrella, y que esta se propaga a la velocidad del sonido local,

$$v_s = \sqrt{\frac{\gamma p}{\rho}},$$

donde p es a presión.

El tiempo que demora la estrella en re-ajustarse es,

$$t = P \propto \frac{R}{v_s} \propto R \sqrt{\frac{\rho}{p}}$$

Si la estrella está en equilibrio quasi-hidrostático, recordando la primera ecuación de estructura estelar,

$$\frac{dp}{dR} = - \frac{GM(R)\rho(R)}{R^2}$$

si consideramos $M(R)\rho(R)$ constante, integrando,

$$p \propto \frac{M\rho}{R}$$

sustituyendo en la ec. anterior,

$$P \propto R \sqrt{\frac{\rho}{p}} \propto R \sqrt{\frac{R}{M}} \propto \sqrt{\frac{R^3}{M}} \propto \frac{1}{\sqrt{\langle \rho \rangle}}$$

(se obtiene la misma relación, independiente si usamos caída libre, Kepler o propagación de ondas de sonido.)

Consideremos, $P \propto \sqrt{\frac{R^3}{M}}$, y la ley de Stefan-Boltzmann,

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{eff}^4$$

eliminando R, $P \propto \frac{L^{3/4}}{T_{eff}^3 \sqrt{M}}$, o

$$\log P = 0.75 \log L - 3 \log T_{eff} - 0.5 \log M + Q$$

$$\log P = 0.75 \log L - 3 \log T_{\text{eff}} - 0.5 \log M + Q$$

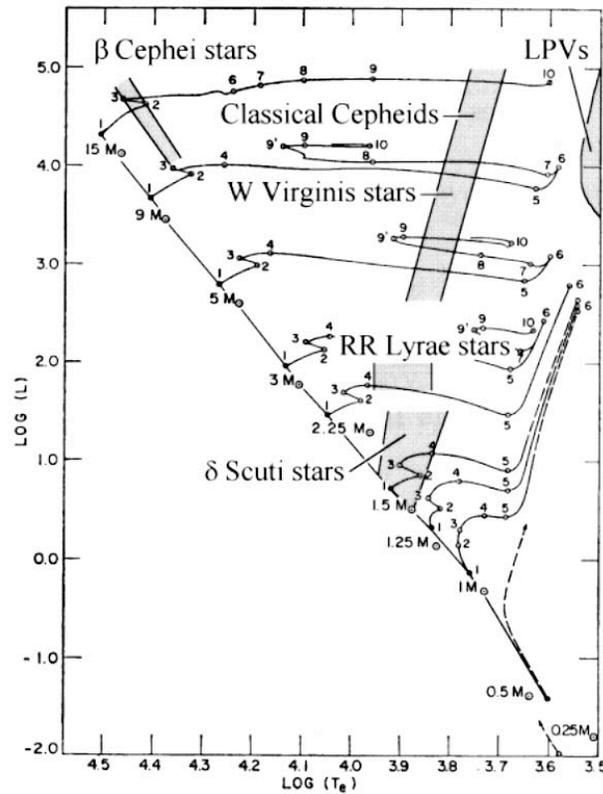
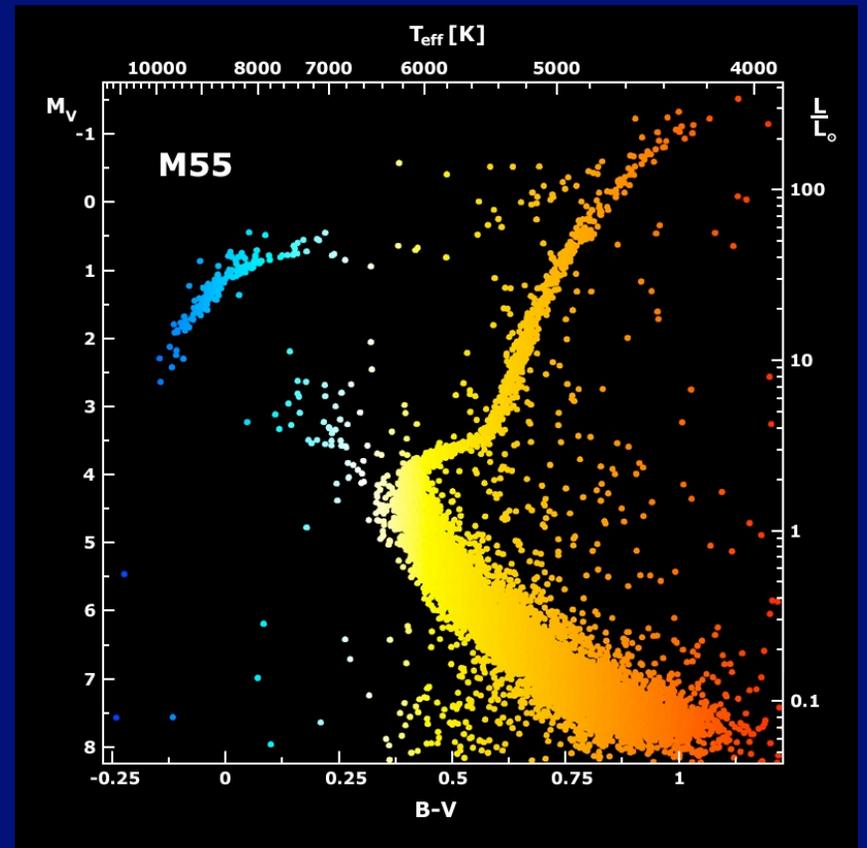
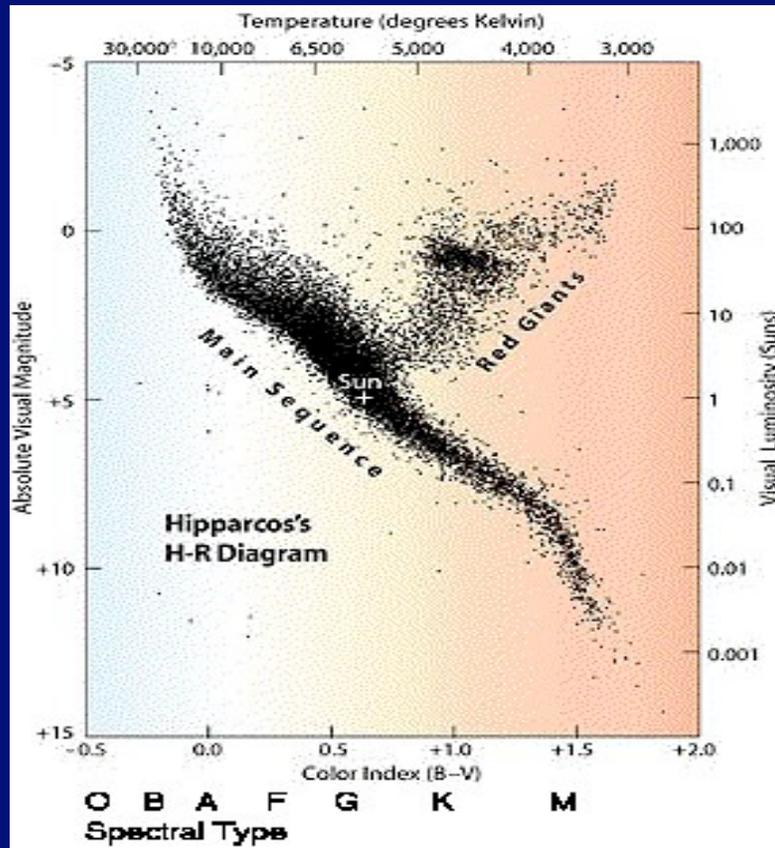


Figure 14.6 Pulsating stars on the H–R diagram. The evolutionary tracks are incomplete, and those of the lower-mass stars extend into the LPV (long-period variable) region. (The evolutionary tracks are from Iben, *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 5, 571, 1967. Reproduced with permission from the *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, Volume 5, ©1967 by Annual Reviews Inc.)



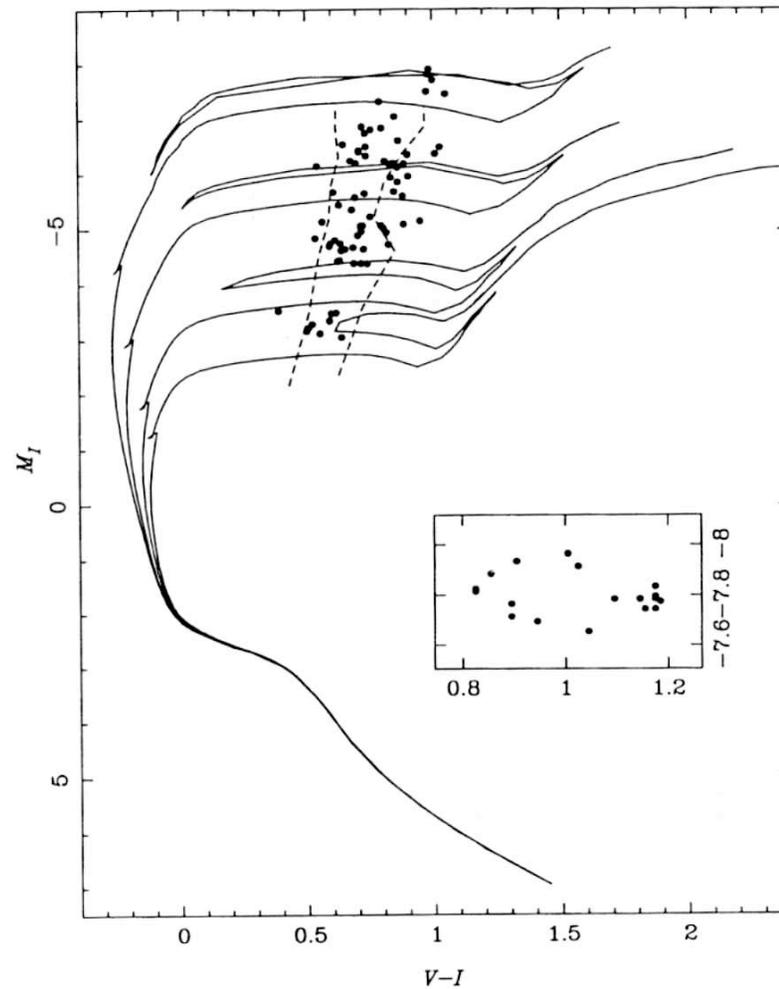


Figure 1. An $I, V - I$ colour-magnitude diagram showing a sample of LMC fundamental mode Cepheids (see Tanvir 1997 for sources of data) with a set of representative isochrones (ages 16, 40, 100 and 160 Myrs). The dashed lines show the boundaries of the instability strip used in the theoretical study of Chiosi, Capitanio and Wood (1993; note loci are actually for their mass-luminosity relation c and chemical composition $Y = 0.25$, $Z = 0.008$). The position of the red-edge is thought to be controlled by convection which is difficult to model theoretically. The inset shows the track of one particular Cepheid in colour and magnitude through its pulsation cycle.

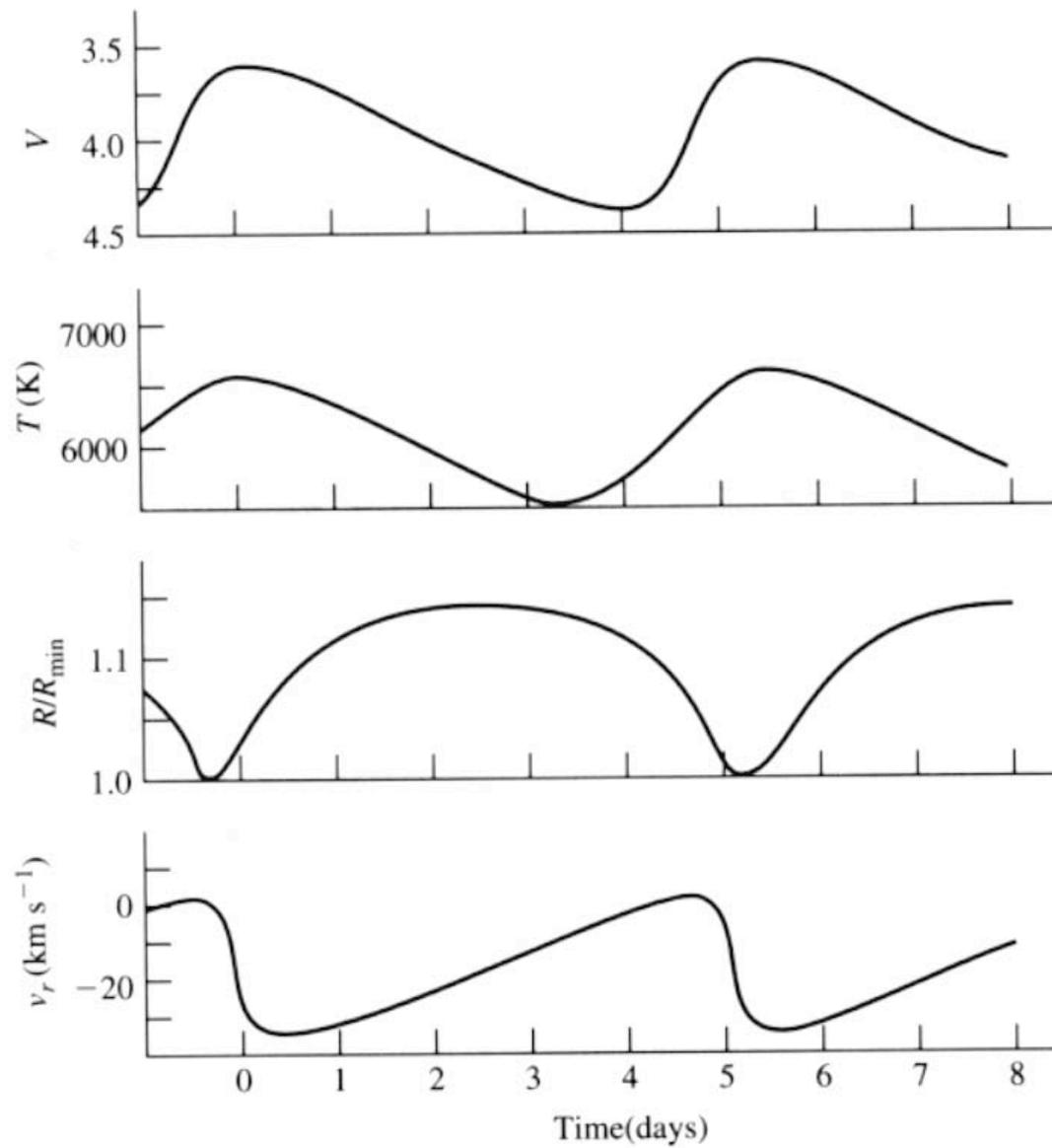


Figure 14.5 Observed pulsation properties of δ Cephei.

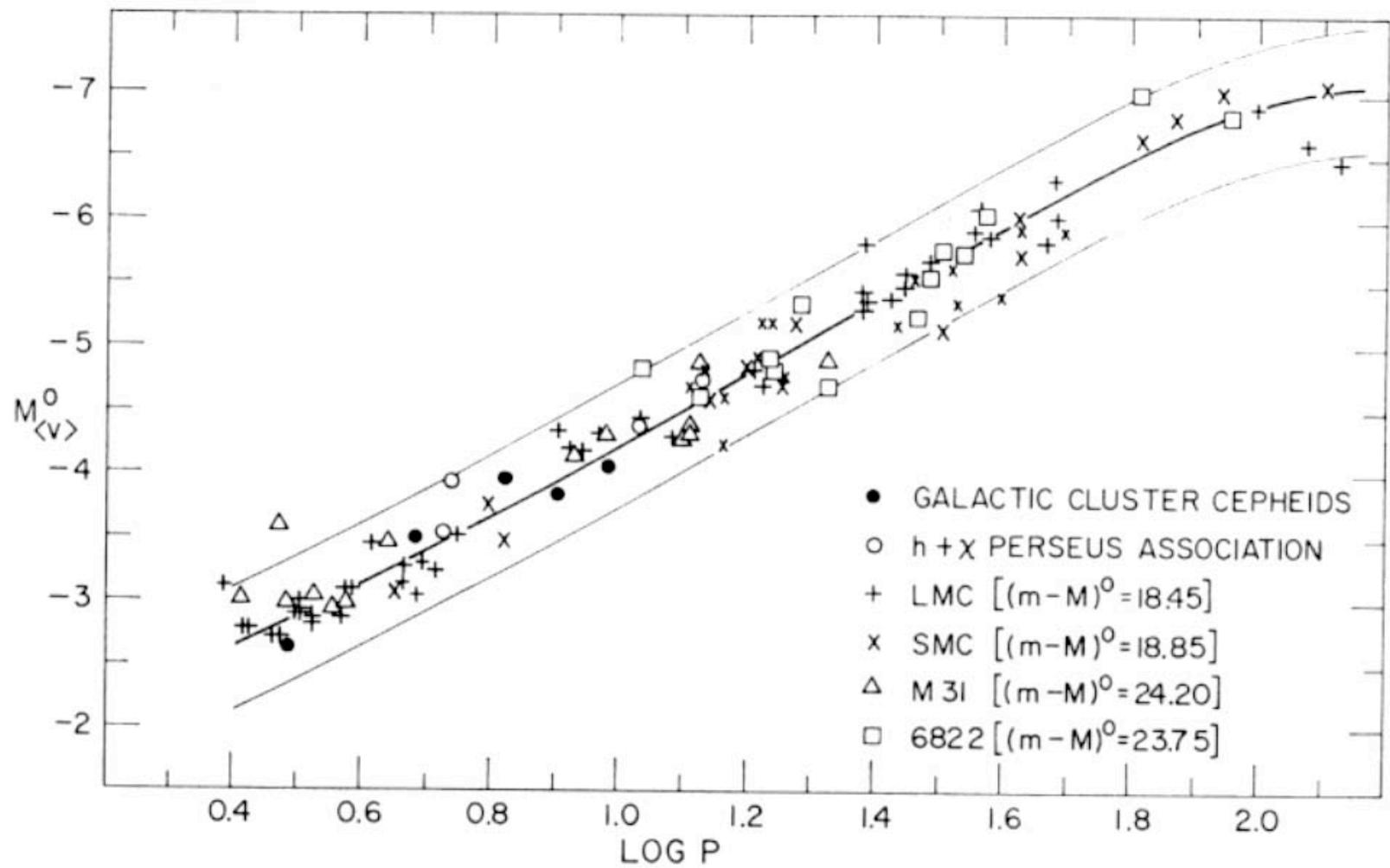


Figure 14.4 The period–luminosity relation for classical Cepheids.
 (Figure from Sandage and Tammann, *Ap. J.*, 151, 531, 1968.)

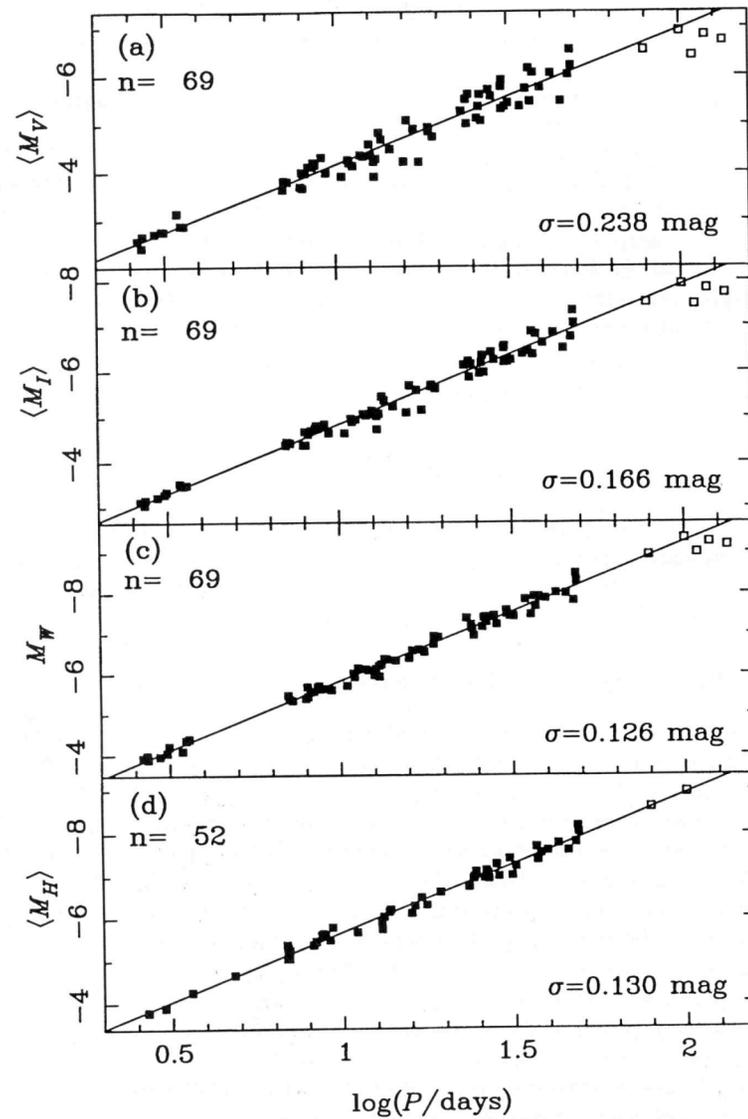
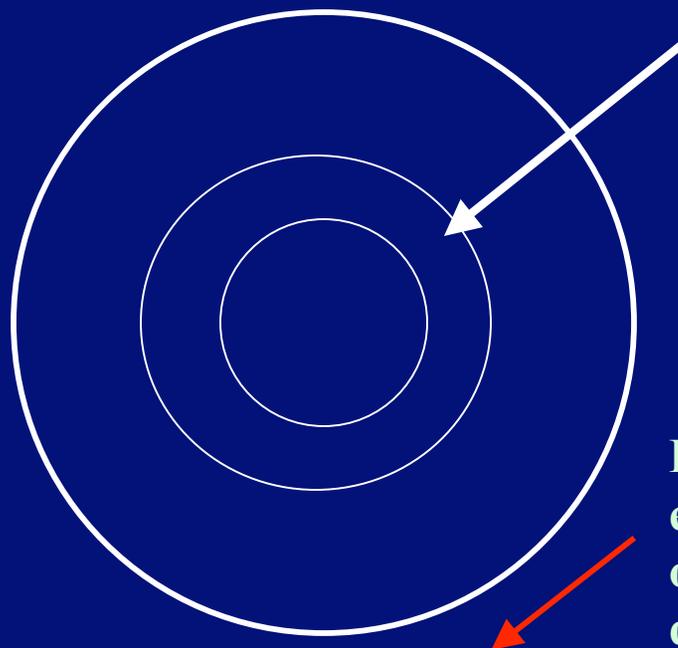


Figure 3. Period luminosity relations for a sample of 74 Cepheids in the Large Magellanic cloud with V and I photometry (see Tanvir 1997 for sources of photometry). The 54 H band magnitudes are mainly from Laney & Stobie (1992) and Welch *et al.* (1987). Only Cepheids with $\log(P) < 1.8$ are used in the fits (filled symbols).

Type	Range of Periods	Population Type	Radial or Nonradial
Long-Period Variables	100–700 days	I,II	R
Classical Cepheids	1–50 days	I	R
W Virginis stars	2–45 days	II	R
RR Lyrae stars	1.5–24 hours	II	R
δ Scuti stars	1–3 hours	I	R,NR
β Cephei stars	3–7 hours	I	R,NR
ZZ Ceti stars	100–1000 seconds	I	NR

Table 14.1 Pulsating Stars.

Mecanismo de pulsación



Zona He I, parcialmente ionizado

Cuando la estrella se comprime, el aumento de densidad y temperatura hace que el He se ionice aun mas.

Este proceso de ionización genera electrones libres, aumentando la opacidad, impidiendo la difusión de fotones hacia el exterior.

El gas se calienta y la estrella se expande.

En el máximo de expansión,

- la temperatura en la zona de ionización declina
- los electrones se recombinan
- disminuye la opacidad
- Energía fluye \Rightarrow temperatura y presión bajan

La estrella se contrae.

No todas las estrellas pulsan; depende de la posición de la zona de ionización.

- En **estrellas calientes** la zona está muy cerca de la superficie, donde la densidad es pequeña y el movimiento de algunos átomos es irrelevante.
 - En **estrellas frías**, la zona está tan profunda que el peso de la estrella no permite las pulsaciones.
- \Rightarrow **Franja de inestabilidad en diagrama HR angosto**
 \Rightarrow Cefeidas (brillantes), RR Lyrae (rama horizontal), δ Scuti (secuencia principal), ZZ Ceti (enanas blancas)

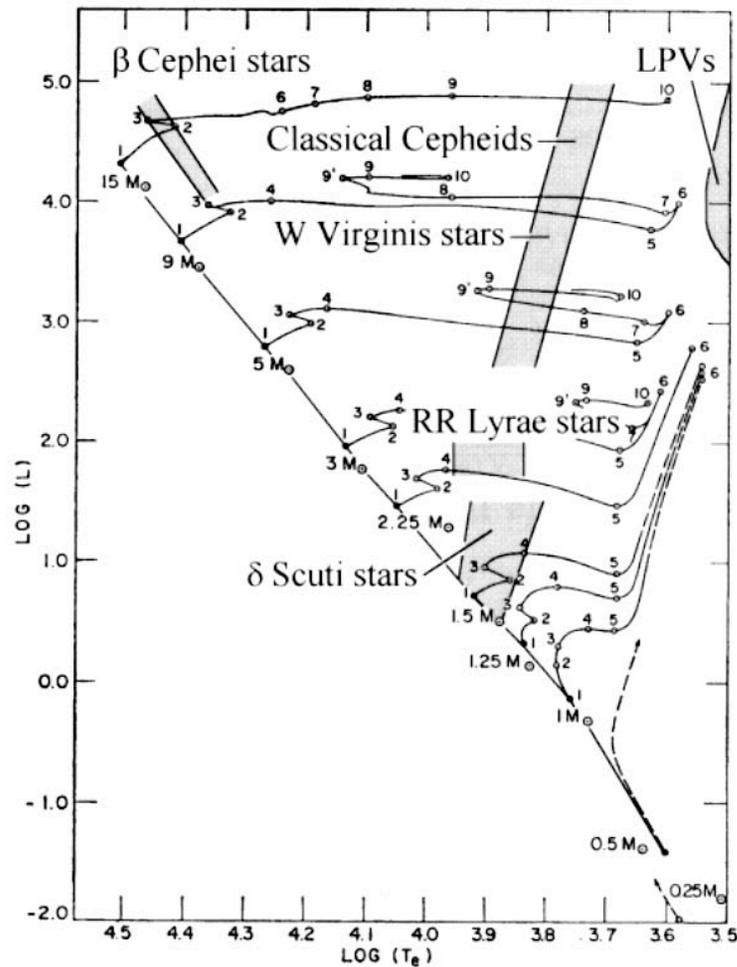


Figure 14.6 Pulsating stars on the H–R diagram. The evolutionary tracks are incomplete, and those of the lower-mass stars extend into the LPV (long-period variable) region. (The evolutionary tracks are from Iben, *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 5, 571, 1967. Reproduced with permission from the *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, Volume 5, ©1967 by Annual Reviews Inc.)

La importancia de estrellas pulsantes como patrones de luminosidad, para escala de distancias es que

- Son brillantes,
- Fácilmente identificables,
- Su ubicación en el diagrama HR se define por su pulsación.

Ejemplos,

RR Lyraes

- En el diagrama HR se ubican en la rama horizontal
- Tienen más o menos la misma magnitud absoluta.

Cefeidas

- Para estrellas post secuencia gigante, hay una relación Luminosidad – Masa. Por lo tanto,

$$L \propto M^\alpha$$

$$\text{En } P \propto \frac{L^{3/4}}{T_{eff}^3 \sqrt{M}},$$

resulta

$$P \propto \frac{L^{\frac{3\alpha-2}{4\alpha}}}{T_{eff}^3} \quad \text{o, con } \alpha = 4, \quad \log L = 1.6 \log P + 4.8 \log T_{eff}$$

En otras palabras, el periodo de una variable Cefeida es tanto una función de la luminosidad como de la temperatura. Sin embargo, en el lugar de las Cefeidas del diagrama HR, la franja de inestabilidad es delgada, y tiene una pendiente de,

$$\log L \approx 20 \log T_{eff}$$

Por lo tanto, siempre que la franja sea delgada, o homogéneamente poblada en la galaxia, entonces tenemos una relación periodo-luminosidad simple

$$\log L = 2.1 \log P + C$$

Supernovas

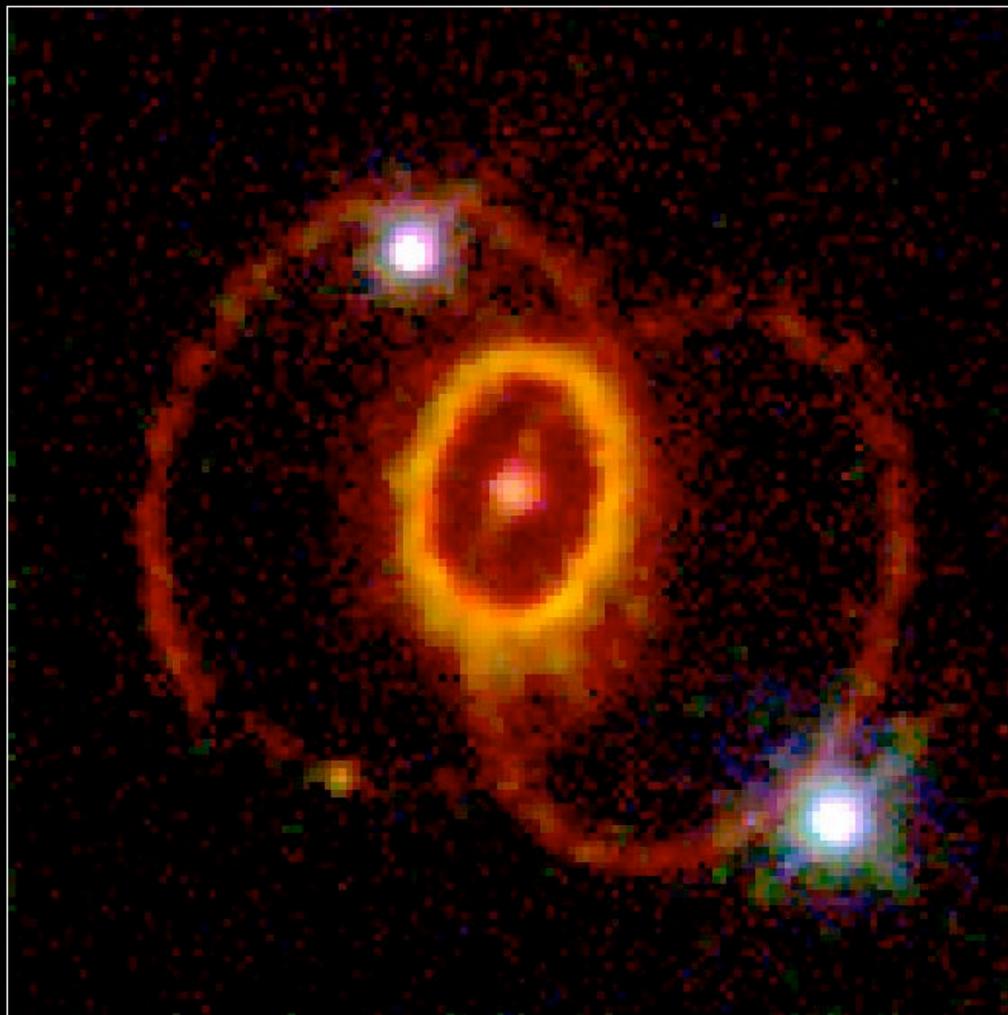
Posiblemente los patrones para estimar distancia más confiables son Cefeidas y RR Lyraes. Sin embargo, en las nubes de Magallanes el módulo de distancia (18.50) difiere por 0.2 magnitudes si se usa Cefeidas o RR Lyraes. **Módulo de distancia $\mu \equiv m - M = 5 \log d - 5$**

Afortunadamente SN 1987A explotó en la LMC, lo que ayudó a resolver esta diferencia. (Historia)

- Febrero 1987, erupción. Gas se expande a $\sim 10,000 \text{ Km. s}^{-1}$.
- Satélite *International Ultraviolet Explorer (IUE)*, observa la emisión continua y líneas de absorción anchas, provenientes del gas eyectado.
- 83.6 ± 6 días de la explosión, IUE detecta líneas de emisión angostas.
 - Estas líneas se hicieron más brillantes hasta el día 413 ± 24 .
 - Posteriormente la emisión se mantuvo constante.

Ya que estas líneas eran líneas no resueltas por IUE, entonces el material que emitía no podía ser material eyectado, sino material estacionario alrededor de la supernova.

Supernova 1987A Rings

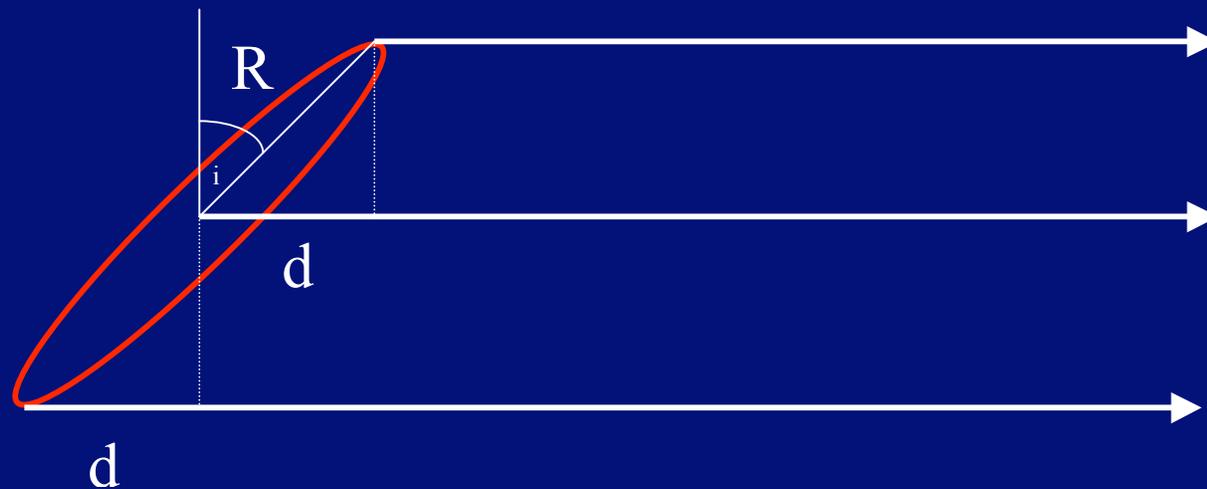


Hubble Space Telescope
Wide Field Planetary Camera 2



Años más tarde, HST observó la supernova. Además de detectar el remanente (aún no resuelto espacialmente), HST detectó un anillo de emisión alrededor del remanente. Si suponemos que este anillo es circular, entonces la razón entre eje mayor y menor observada ($b/a=0.73$) implica una inclinación de $i = 43^\circ \pm 2^\circ$

Consideremos la geometría siguiente:



Supongamos que el anillo es circular, y que las líneas de emisión vista por IUE vienen del anillo. La diferencia de camino de la luz directa de la supernova y la reflejada en la parte superior del anillo es:

$$\Delta p = R - d = R - R \sin i = R(1 - \sin i)$$

Por lo tanto la emisión del anillo debió recibirse primero en tiempo:

$$t_1 - t_0 = \frac{R}{c} (1 - \sin i)$$

El anillo se hace más brillante hasta que recibimos la luz de la parte más alejada.

$$t_2 - t_0 = \frac{R}{c} (1 + \sin i)$$

Usando ambas ecuaciones
con $t_0=0$

$$\sin i = \frac{t_2 - t_1}{t_2 + t_1}$$

El tamaño físico del anillo, R , se calcula a partir de:

$$R = c \cdot \frac{t_1 - t_0}{1 - \sin i}$$

Y la distancia resulta de la comparación de R con el tamaño angular del anillo, 1.66 ± 0.03 segundos de arco.

Cuando se hace esto, la distancia que se calcula a SN 1987A resulta 51.2 ± 3.1 kpc (módulo de distancia 18.54), en excelente acuerdo con la distancia calculada con Cefeidas. Más aún, la inclinación calculada visualmente y con los tiempos coinciden muy bien.

El enorme brillo de las supernovas hacen que estas sean muy buenas patrones de distancia.

Proyecto "High Redshift Spernova Search":

<..\Images\Supernovas\High Redshift Supernova Search.html>

Lectura 3: Trabajo reciente

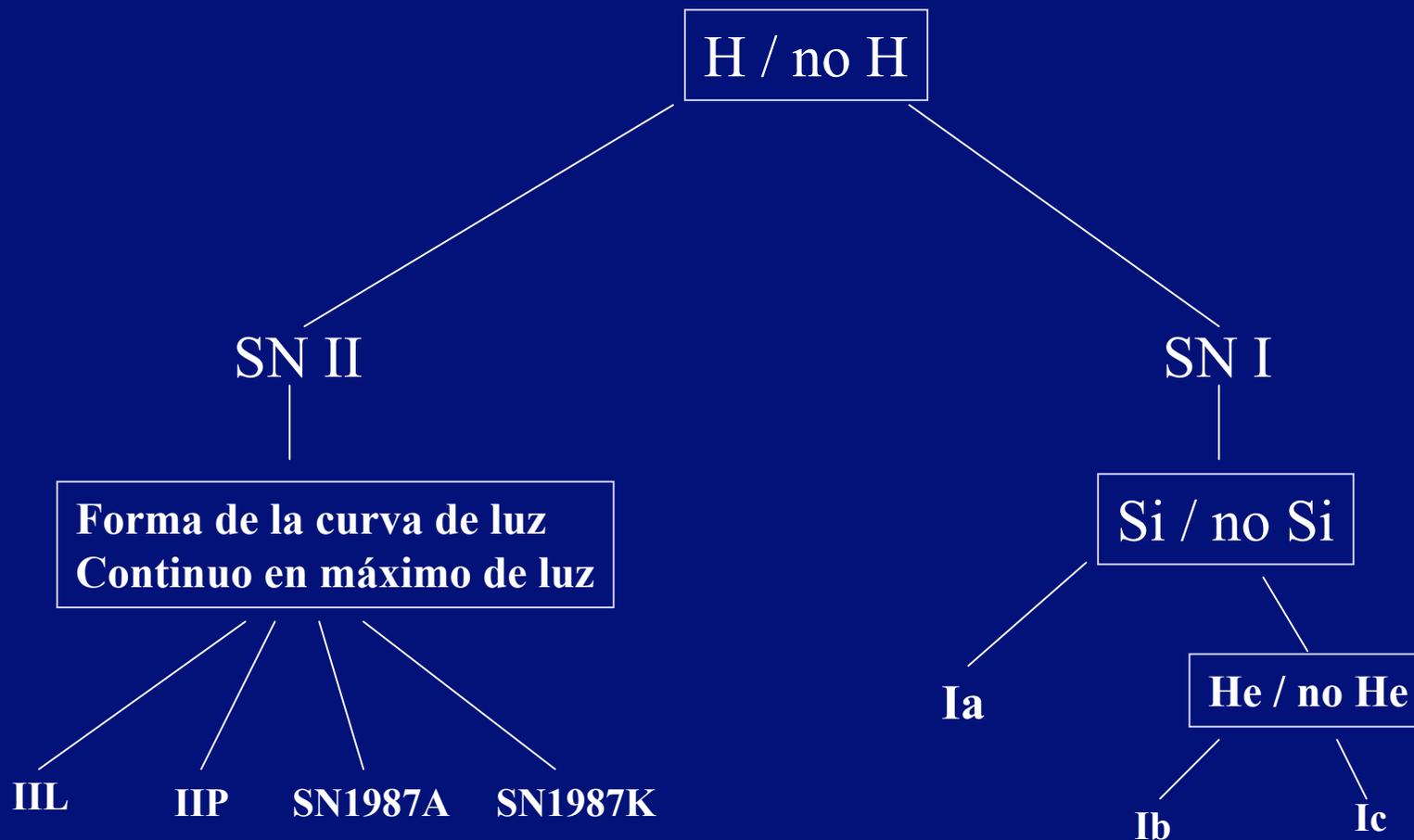
..\Images\Supernovas\hosts_astroph_02.ps

Animación Supernova:

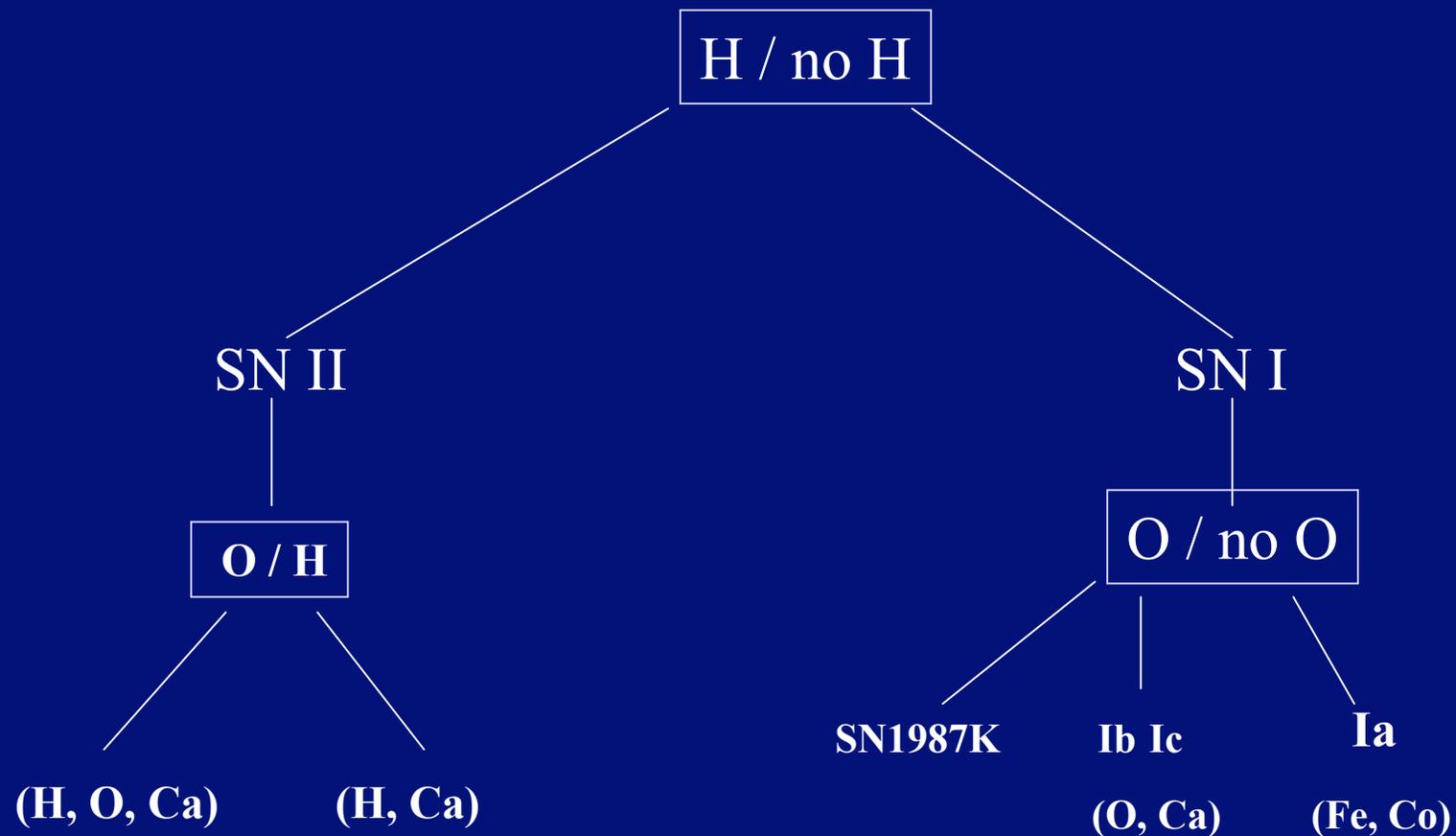
..\Images\Supernovas\saul_sm.qt.mov

Los espectros de supernovas caen en dos categorías, SN I y SN II, sin embargo, físicamente hay sólo dos tipos, Tipo Ia y Tipo II. Ambos pueden ser usados como indicadores de distancia, pero el análisis de las Tipo Ia es más simple.

Clasificación de Supernovas espectros en máxima luz

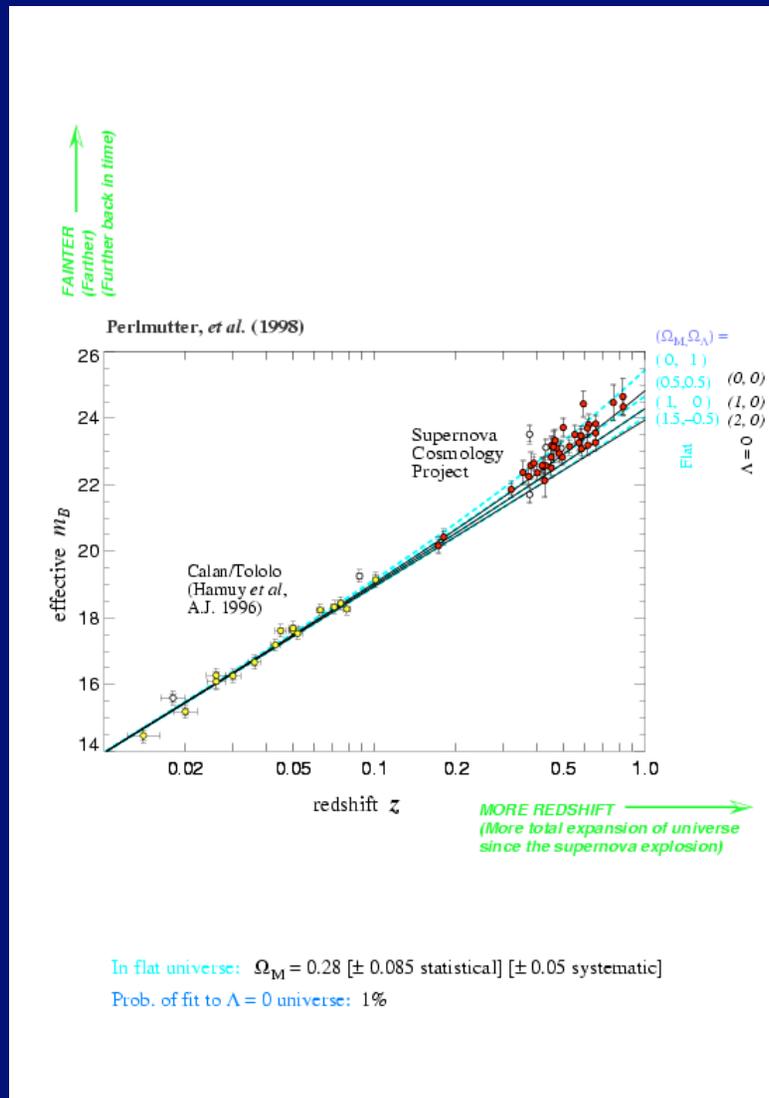


Clasificación de Supernovas 6 meses más tarde (supernebular)



- **SN tipo Ia se encuentran principalmente en galaxias con formación de estrella, pero también hay en elípticas y en ambientes de estrellas antiguas.**
- **Sus espectros no presentan líneas de hidrógeno en absorción,**
 - **lo que hace pensar que sus progenitores son enanas blancas de carbón/oxígeno,**
 - **y por acreción o por coalescencia con otra enana blanca, sobrepasa el límite Chandrasekhar.**
- **En la catástrofe que sigue, la estrella cambia a Ni^{56} que posteriormente decae en Fe^{56} , para producir la curva de luz característica de una SN Ia.**

Diagrama de Hubble



ANTES DE 1990

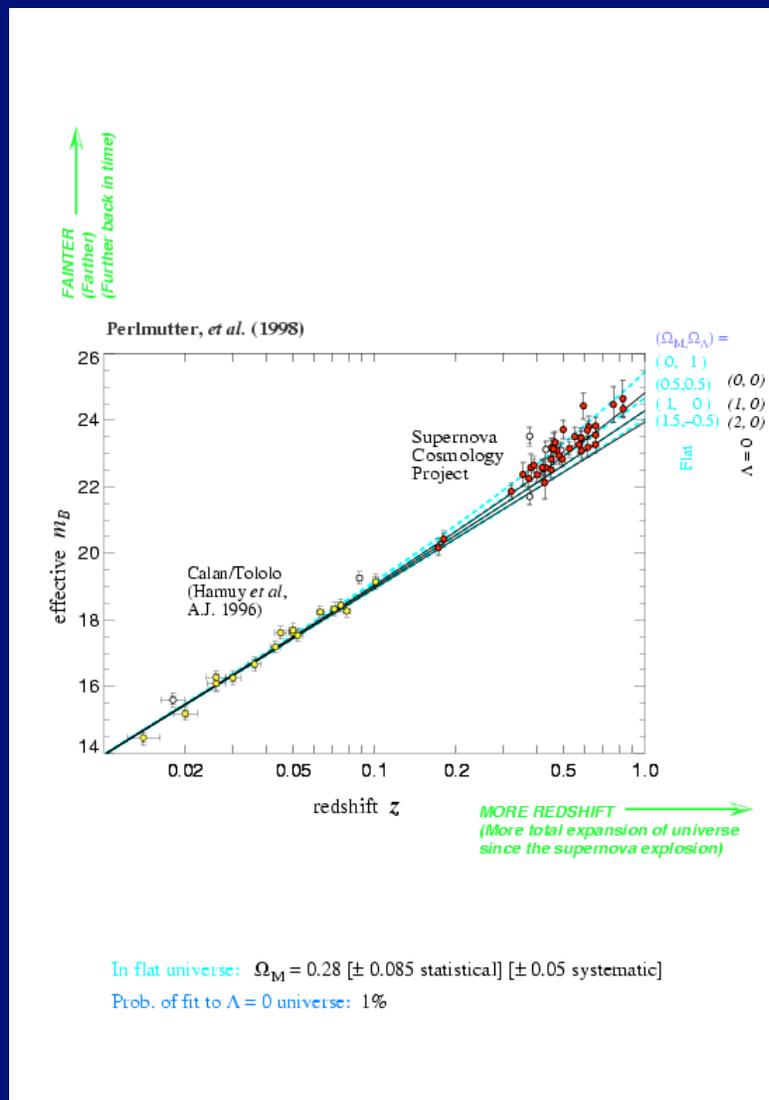
- Pequeña dispersión (0.36 mag.)
 - SN Tipo Ia son idénticas
 - SN Tipo Ia buenos patrones
- La dispersión viene de las observaciones.
- Antiguamente la calibración se hacía con SN 1937C, ocurrida en la galaxia IC4182
 - $H_0 = 50 \text{ km/seg/Mpc}$

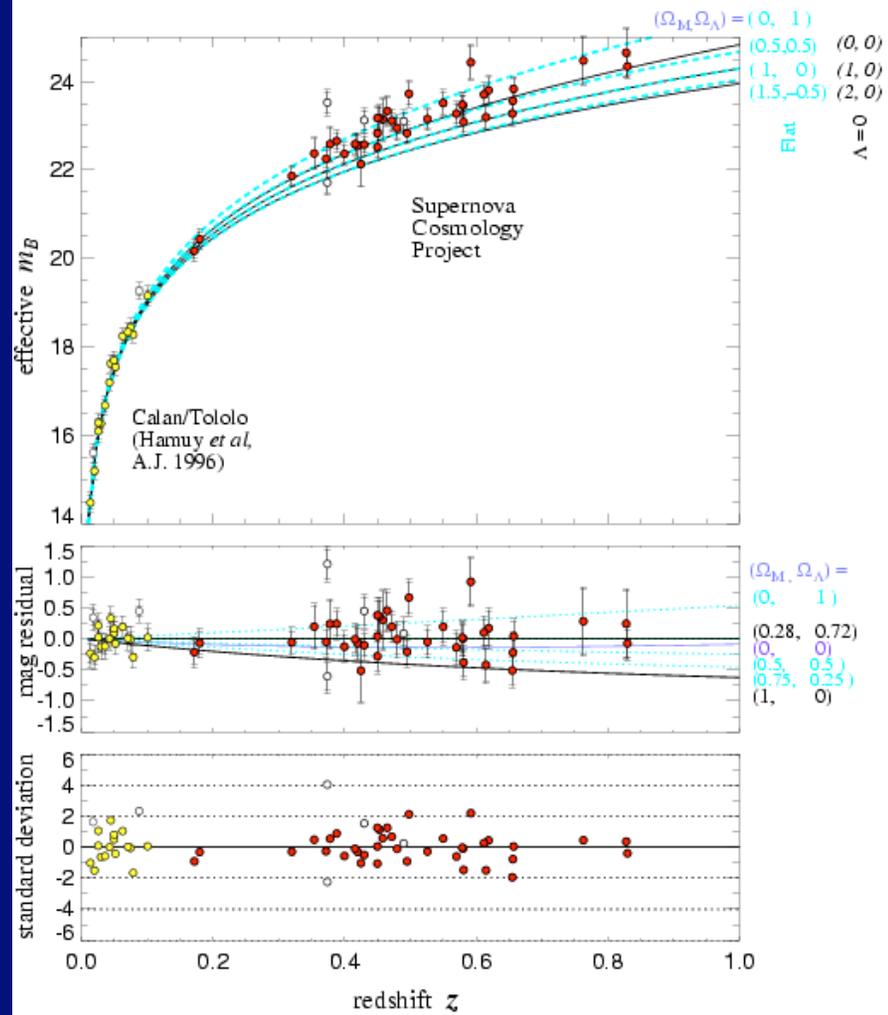
DESPUES DE 1990

- Aumenta número de SN observadas, hasta $z \approx 1$.
- No todas la Ia son idénticas

Relación entre la magnitud absoluta en el máximo y el tiempo que demora en decaer (brillantes decaen más lento).

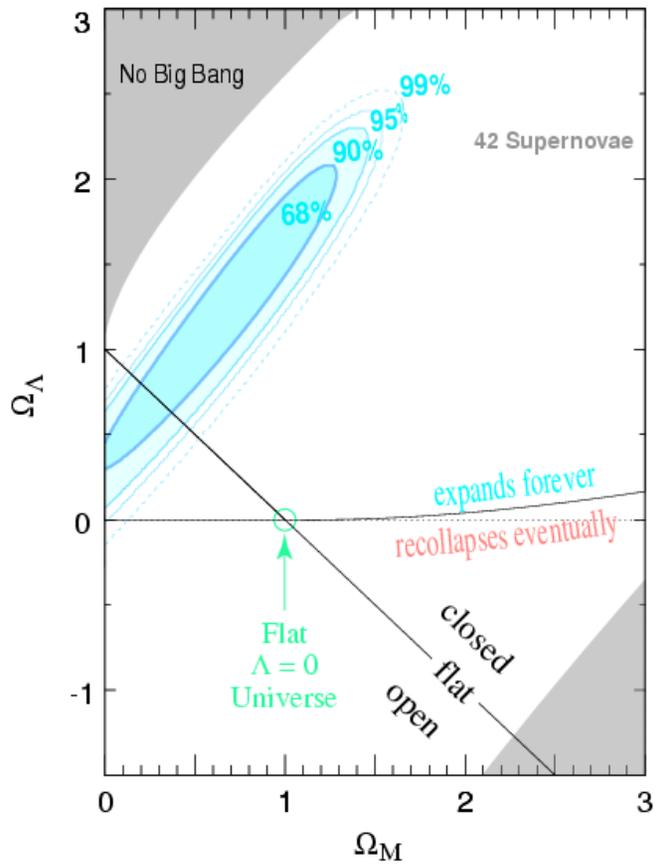
Los resultados más recientes indican una aceleración del universo, por lo que se necesita una constante cosmológica, Ω_Λ .



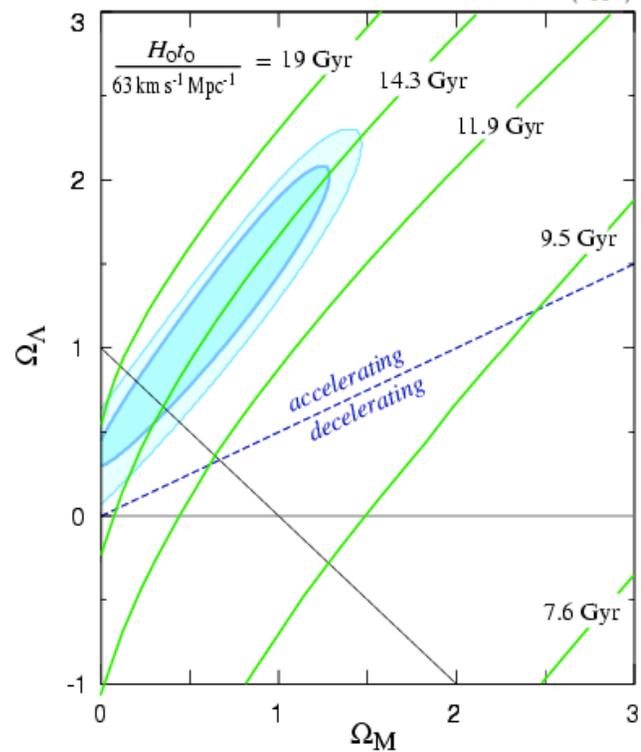


Perlmutter, *et al.* (1998)

Supernova Cosmology Project
Perlmutter *et al.* (1998)



Supernova Cosmology Project
Perlmutter *et al.* (1998)



Best fit age of universe: $t_0 = 14.5 \pm 1 \text{ (0.63/h) Gyr}$

Best fit in flat universe: $t_0 = 14.9 \pm 1 \text{ (0.63/h) Gyr}$