

# Tema 3:

# Parámetros físicos básicos de las galaxias

Consultar: "*Galactic Astronomy*", Binney & Merrifield, 1998, Princeton, temas 4, 7.

"*Galaxies and the Cosmic Frontier*", Waller & Hodge, 2003, Harvard, temas 1 y 2.

"*Galaxies and Cosmology*", Jones & Lambourne, 2007, Cambridge, temas 2-6 (J&L07).

"*An Introduction to Modern Astrophysics*", Carroll & Ostlie, 2007, Pearson, temas 25, 27 (C&O07).

"*Galaxies in the Universe*", Sparke & Gallagher III, 2008, Cambridge, tema 4.

"*Galaxy Formation and Evolution*", Mo, van den Bosch, White, 2010, Cambridge, Tema 2.

NASA Extragalactic Database (NED) Level 5: <http://ned.ipac.caltech.edu>.



# Objetivos del tema

- **Describir los parámetros físicos fundamentales que caracterizan las galaxias.**
  - ◆ **¿Cuáles son las propiedades físicas esenciales de las galaxias?**
  - ◆ **¿Cómo se miden?**
  - ◆ **Especial atención a distancias.**



# 3.1. Escala de distancias

La **distancia es el parámetro físico más importante** en Astrofísica y uno de los más difíciles de determinar. Su importancia radica en la necesidad de conocer la distancia a un objeto para saber sus **propiedades intrínsecas** (tamaño, luminosidad, etc...) en vez de aparentes, así como en la posibilidad de estudiar la **Historia del Universo** mediante la observación de las galaxias más distantes.

Existen muchos métodos para determinar distancias y es un área de continua investigación (debido a su importancia capital). La calibración de unos estimadores suele depender de otros (se suele hablar de **escala/escalera de distancias**), en gran parte porque cada método es válido solo para un rango de distancias. Esto significa que la calibración de los distintos estimadores es muy importante.

La unidad básica en astronomía es el parsec (pc). Un parsec son  $3.0856776 \times 10^{16}$  m. En Astrofísica Extragaláctica se suele hablar en el rango de los kpc para escalas intergalácticas y Mpc en escalas cosmológicas (secciones de Universo).

Desde el punto de vista cosmológico existen varios **tipos de distancia**: distancia de luminosidad, distancia comóvil, distancia angular, ... Se explicarán en los temas de Cosmología.

En Astrofísica **la distancia va íntimamente ligada al tiempo**, dadas las escalas inmensas con las que trabajamos y que el dato observacional más importante que tenemos es la luz, que tiene una velocidad finita, lo que permite ligar distancia y tiempo.

# 3.1. Escala de distancias: paralaje

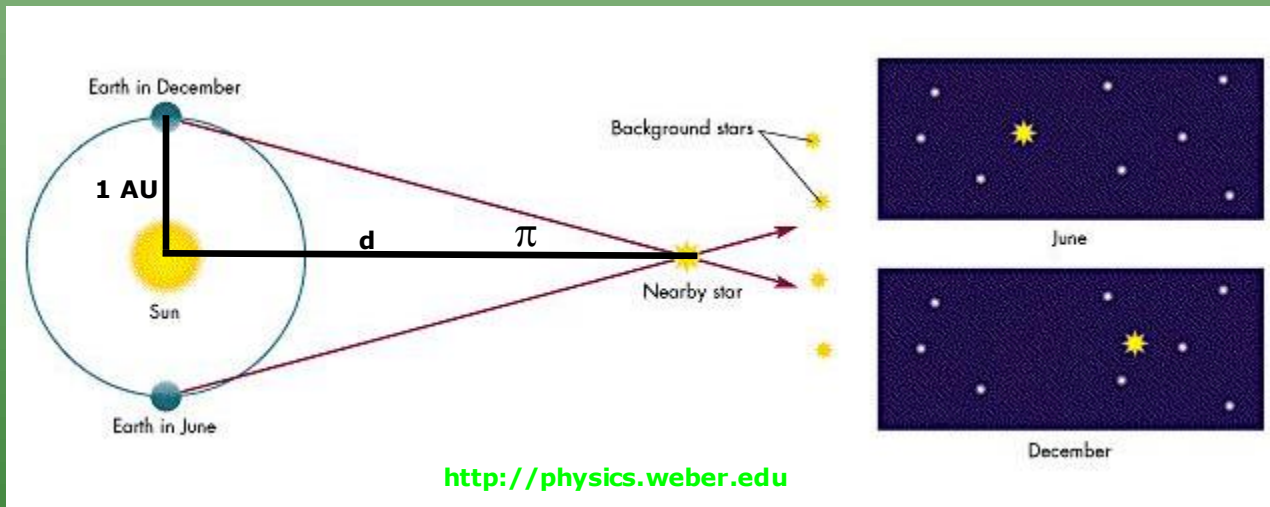
Los indicadores de distancia más simples son los trigonométricos.

El indicador de distancia trigonométrico por excelencia es el paralaje. El paralaje es el desplazamiento aparente de la posición de un objeto celeste visto desde dos líneas de visión, y se mide como el ángulo o semi-ángulo de inclinación entre esas dos visuales.

$$\pi = 1'' \Rightarrow \tan \pi \approx \pi = \frac{1 \text{ AU}}{d} \Rightarrow d \approx 206265 \text{ AU} \equiv 1 \text{ pc}$$

$$1 \text{ pc} = 3.08568 \times 10^{16} \text{ m}$$

$$1 \text{ AU} = 149597870700 \pm 0.003 \text{ km}$$



# 3.1. Escala de distancias: paralaje

Hipparcos se lanzó para medir paralajes (y fotometría). Su precisión era de  $0.002''$ , es decir puede medir distancias hasta 0.5 kpc.

Research & Science Home	ESA Public Web Site	Sci-Tech Portal	Hipparcos Public Web Site	Hipparcos Sci-Tech Portal
esa		Hipparcos		European Space Agency
Astrophysics Missions	Planetary Exploration Missions	Solar Terrestrial Science Missions	Fundamental Physics Missions	Science Faculty
				27-September-2010 10:17:47
				Mission Status
				<b>Catalogues Released:</b> June 1997 <b>Operational:</b> August 1989 - March 1993 <b>Launch:</b> August 1989
				Spotlight on ...
				
				<b>Astronomical Applications of Astrometry: 10 Years of Exploitation of the Hipparcos Satellite Data</b>
				Special Feature
				
				<b>The Hipparcos Star Globe</b>
				Related Mission
				
				<b>Gaia - Taking the Galactic Census</b>

- Hipparcos Information
  - Home
  - Background Information
  - Hipparcos News
  - Scientific Results
  - Mission Archive
  - FAQ & Facts
  - Who's who in Hipparcos
- Catalogues
  - Overview of the Catalogues
  - Access the Catalogue Data
  - Celestia 2000
  - The Millennium Star Atlas
  - The Tycho-2 Catalogue
- Educational Resources
  - High Proper Motion Stars
  - Variable Stars
  - Double and Multiple Stars
- Hipparcos Gallery
  - Stereo Images
  - Hipparcos Statistics
  - Satellite Photographs
  - Hipparcos H-R Diagrams
  - Hipparcos Poster
  - Animations

## The Hipparcos Space Astrometry Mission



ESA's Hipparcos space astrometry mission was a pioneering European project which pinpointed the positions of more than one hundred thousand stars with high precision, and more than one million stars with lesser precision.

Launched in August 1989 Hipparcos successfully observed the celestial sphere for 3.5 years before operations ceased in March 1993. Calculations from observations by the main instrument generated the Hipparcos Catalogue of 118,218 stars charted with the highest precision. An auxiliary star mapper pinpointed many more stars with lesser but still unprecedented accuracy, in the Tycho Catalogue of 1,058,332 stars. The Tycho 2 Catalogue, completed in 2000, brings the total to 2,539,913 stars, and includes 99% of all stars down to magnitude 11, almost 100 000 times fainter than the brightest star, Sirius.

This web site presents background information describing the mission, the satellite and payload, operations and data reduction procedures. The Hipparcos and Tycho catalogues are described, and details on how to access the catalogues are provided. Some scientific highlights from the mission are noted. A number of resources are provided indicating how the Hipparcos and Tycho data can be used as educational tools. Visual material, in the form of photographs, images and animations are available for use.

# 3.1. Escala de distancias: paralaje

Gaia es la siguiente misión de la ESA para medir paralajes (y fotometría). Su precisión será de  $20 \mu\text{as}$ , es decir, podrá medir distancias hasta 50 kpc (para estrellas con  $m < 15$ ).

ESA HOME SCIENCE OUTREACH RESEARCH EDUCATIONAL SUPPORT DIRECTOR'S DESK PRODEX SEARCH

**esa** Science & Technology Science Programme European Space Agency

SOLAR SYSTEM ASTROPHYSICS FUNDAMENTAL PHYSICS ADVANCED STUDIES & PAYLOADS MISSIONS

**Mission Home**  
▶ Summary  
▶ Fact Sheet  
▶ Objectives  
▶ Mission Team

**News**

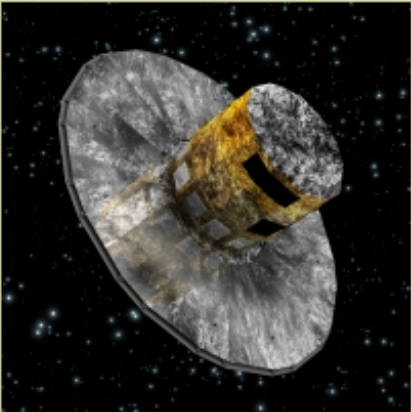
**Mission Science**  
▶ Galactic Structure  
▶ Stars  
▶ Solar System  
▶ Extra-solar Planets

**Spacecraft**  
▶ Payload Module  
▶ Service Module

**Mission Operations**  
▶ Launch Vehicle  
▶ Orbit/Navigation

**Services**  
▶ Publications  
▶ Conferences  
▶ Calendar  
▶ Subscribe  
▶ Glossary

**GAIA**  
Make this your homepage 27-Sep-2010 08:45:30 UT



**LAUNCH DATE:** 2012  
**MISSION END:** nominal mission end after 5 years (2017)  
**LAUNCH VEHICLE:** Soyuz-Fregat  
**LAUNCH MASS:** 2030 kg  
**MISSION PHASE:** Implementation

**ORBIT:**  
Lissajous-type orbit around L2

**OBJECTIVES:**  
To create the largest and most precise three dimensional chart of our Galaxy by providing unprecedented positional and radial velocity measurements for about one billion stars in our Galaxy and throughout the Local Group.

**THE MISSION:**  
Gaia is an ambitious mission to chart a three-dimensional map of our Galaxy, the Milky Way, in the process revealing the composition, formation and evolution of the Galaxy. Gaia will provide unprecedented positional and radial velocity measurements with the accuracies needed to produce a stereoscopic and kinematic census of about one billion stars in our Galaxy and throughout the Local Group. This amounts to about 1 per cent of the Galactic stellar population.

Combined with astrophysical information for each star, provided by on-board multi-colour photometry, these data will have the precision necessary to quantify the early formation, and subsequent dynamical, chemical and star formation evolution of the Milky Way Galaxy.

IMAGES AND VIDEOS



# 3.1. Distancias: otros métodos trigonométricos

Otros métodos trigonométricos de determinar distancias se basan en la identificación de estructuras de tamaño físico (en pc) conocido y para las que se pueden medir distancias angulares. Para ellas:

$$d = \frac{l[pc]}{\theta[rad]}$$

Desafortunadamente no hay demasiadas estructuras de las que podamos conocer su tamaño físico y la medida de tamaños debe ser muy precisa para conocer distancias con exactitud.

## PROBLEMA A RESOLVER: SN 1987A



# 3.1. Distancias: otros métodos trigonométricos

La distancia a la LMC se puede determinar a través del estudio de la SN1987A. La radiación de la SN se encontró 3.5 años después de la explosión con material eyectado por la estrella anteriormente, produciendo destellos al calentar ese material.

Estos destellos deberían producirse al mismo tiempo, pero no es así porque el disco está inclinado y hay partes más cercanas que otras. La inclinación del disco se puede calcular con otros datos. Podemos relacionar el tamaño de la elipse que forma el frente de onda con el retardo de la radiación que nos llega del arco alrededor de la SN1987A.

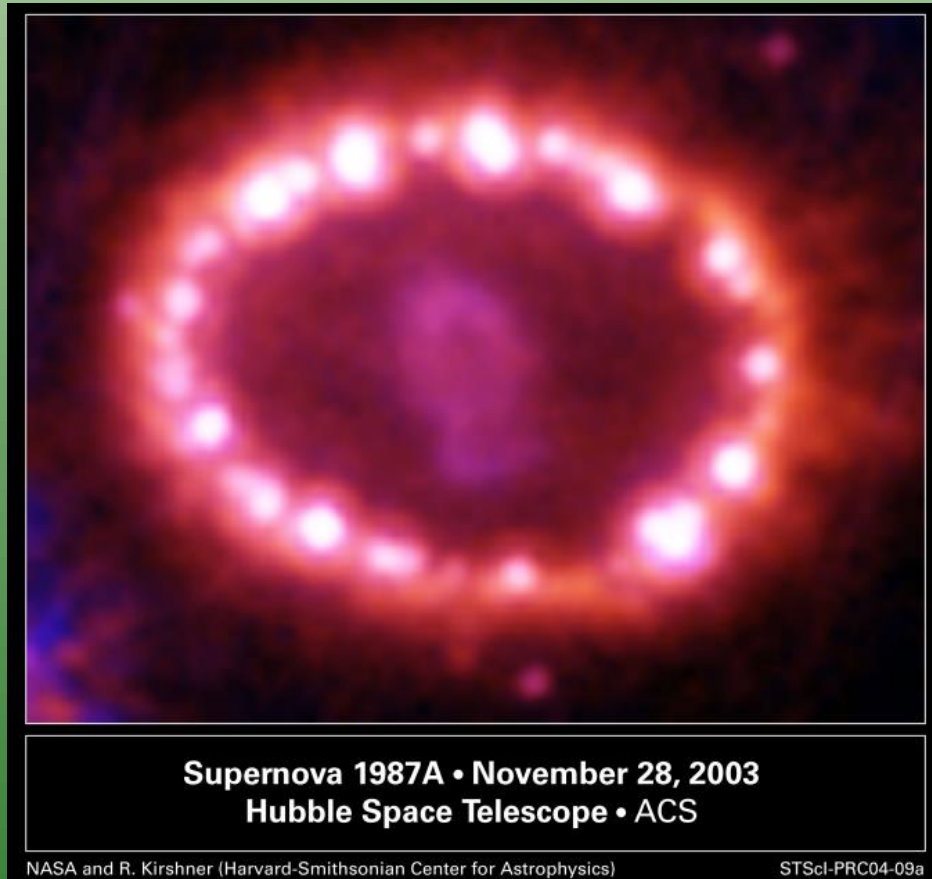




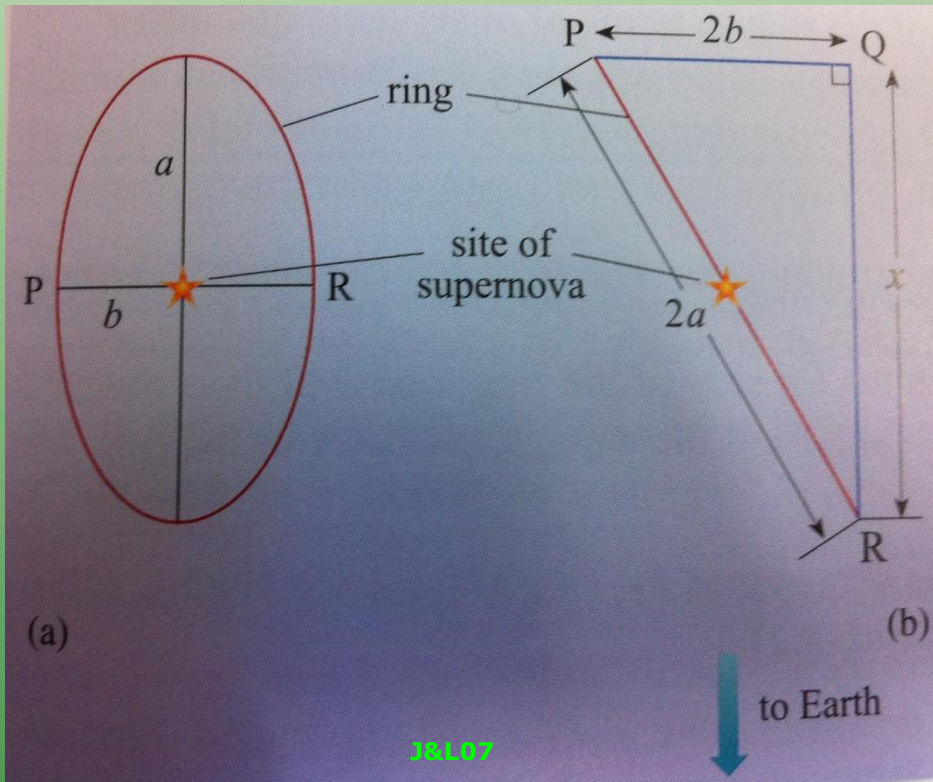
# 3.1. Distancias: otros métodos trigonométricos

La distancia a la LMC se puede determinar a través del estudio de la SN1987A. La radiación de la SN se encontró 3.5 años después de la explosión con material eyectado por la estrella anteriormente, produciendo destellos al calentar ese material.

Estos destellos deberían producirse al mismo tiempo, pero no es así porque el disco está inclinado y hay partes más cercanas que otras. La inclinación del disco se puede calcular con otros datos



# 3.1. Distancias: otros métodos trigonométricos



$$(2a)^2 = (2b)^2 + x^2$$

$$1 = (b/a)^2 + [x/(2a)]^2$$

$$\frac{x}{2a} = \sqrt{1 - (b/a)^2}$$

$$2a = \frac{x}{\sqrt{1 - (b/a)^2}}$$



### 3.1. Distancias: otros métodos trigonométricos

$$2a = \frac{c\Delta t}{\sqrt{1 - \left(\frac{b}{a}\right)^2}}$$

Para SN1987A la parte más lejana del disco se iluminó 340 días después de que se iluminara la más cercana, el diámetro angular es de 1.66", y  $b/a=0.710$ .

$$2a = \frac{3.00 \times 10^8 \text{ m/s} \times 340 \times 24 \times 3600 \text{ s}}{\sqrt{1 - (0.710)^2}} =$$

$$= \frac{8.81 \times 10^{15} \text{ m}}{0.704} = 1.25 \times 10^{16} \text{ m}$$

$$d = \frac{l}{\theta} = \frac{1.25 \times 10^{16} \text{ m}}{1.66 / 3600 \times \pi / 180}$$

$$= 1.55 \times 10^{21} \text{ m} = 50.2 \text{ kpc}$$



# 3.1. Distancias: candelas estándar

Una candela estándar es un objeto cuya luminosidad conocemos a priori y que está localizado en una galaxia para la que queremos calcular la distancia. Este es uno de los métodos más extendidos en Astrofísica Extragaláctica, pero tiene el problema de que las candelas deben estar bien calibradas, no tener diferencias de galaxia a galaxia, ser identificables con certidumbre, no haber evolucionado con el tiempo, y tenemos que ser capaces de corregir de extinción de forma adecuada.

Por ejemplo, la supernovas de tipo Ia son quizás la candela estándar que se puede utilizar para medir las distancias más grandes, pero hay dudas sobre si una supernova a redshift 1 es igual a una a  $z=0$ , es decir, si tiene ambas tienen la misma luminosidad y la misma curva de luz.

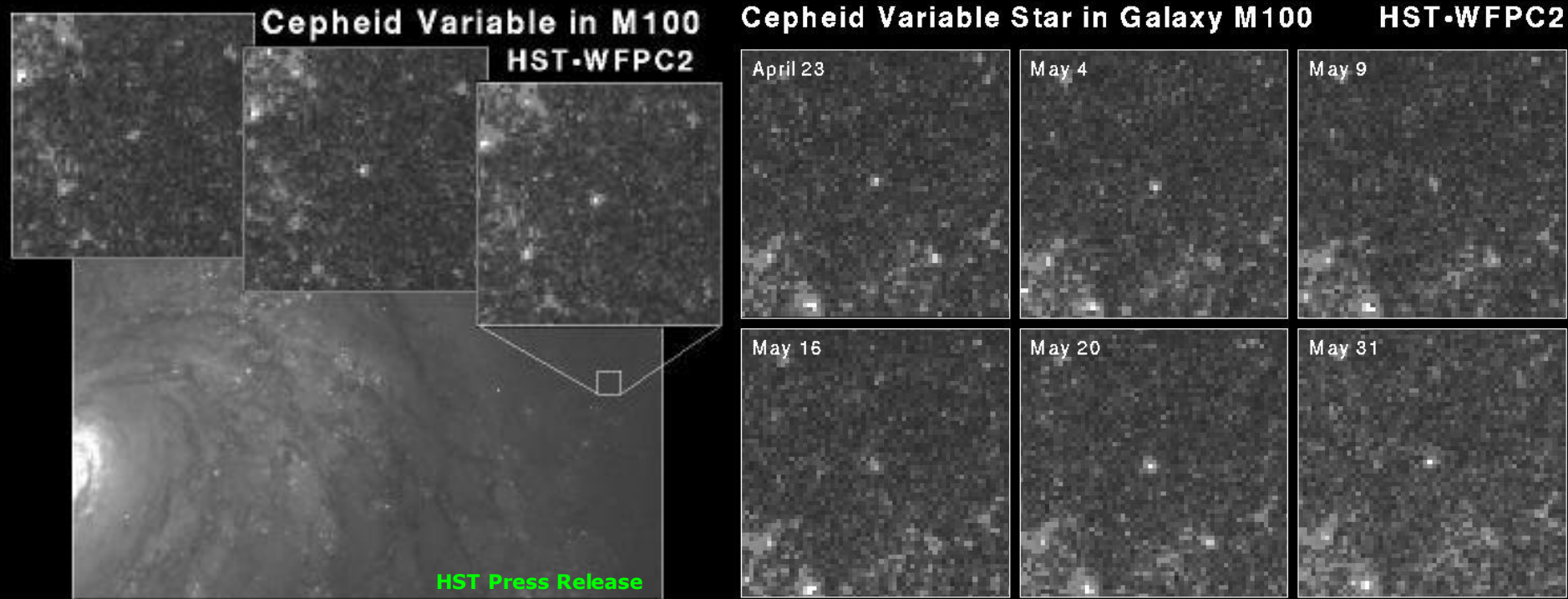
Si la luminosidad de un objeto es conocida a priori, entonces se puede calcular la distancia a partir de su flujo observado:

$$d = \sqrt{\frac{L}{4\pi F}}$$

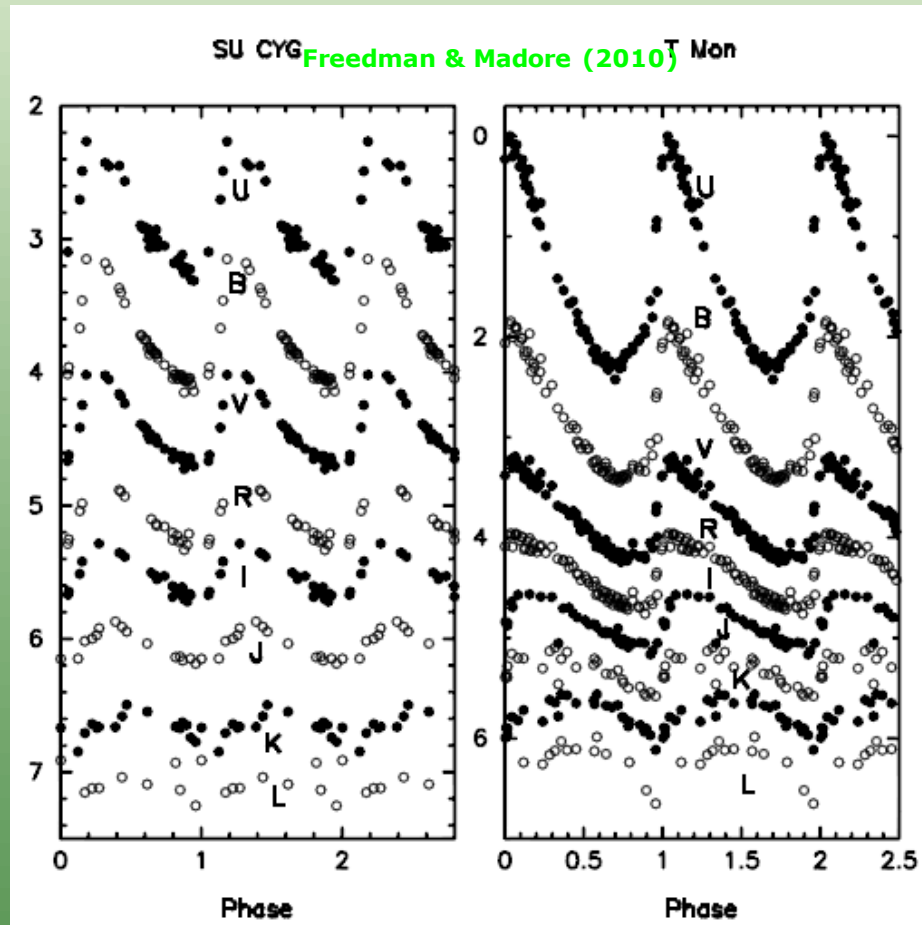


# 3.1. Distancias: candelas estándar (cefeidas)

La cefeida es una estrella gigante o supergigante con variabilidad en su luminosidad (hasta un factor 10 en un periodo de 1-100 días). Debe su nombre a la estrella  $\delta$  Cepheid, la primera estrella de este tipo estudiada. Su luminosidad es alta, por lo que es un método que se puede utilizar hasta distancias de unos 10 Mpc. Existe una relación entre su periodo de variación y su luminosidad, que ha sido calibrada hasta una incertidumbre relativa del 15%. También existen modelos teóricos que explican la variabilidad de las cefeidas en función de la pulsación de su envoltorio, que depende de su masa (y, por tanto, de su temperatura y su luminosidad).



# 3.1. Distancias: candelas estándar (cefeidas)



Feast & Catchpole (1997)

$$M_V = -2.81 \log_{10}(P / \text{days}) - (1.43 \pm 0.1)$$

$$M_V = -3.53 \log_{10}(P / \text{days}) - 2.13 + 2.13(B - V)$$

Di Benedetto (1995)



# 3.1. Distancias: candelas estándar (otras variables)

Hay otras estrellas variables que pueden utilizarse como candelas estándar.

Este método exige buscar este tipo de estrellas, estar seguro de su identificación, conocer sus propiedades de manera que se pueda estimar su magnitud absoluta, y “confiar” que la estrella que utilizas no sea diferente a las que conoces!!

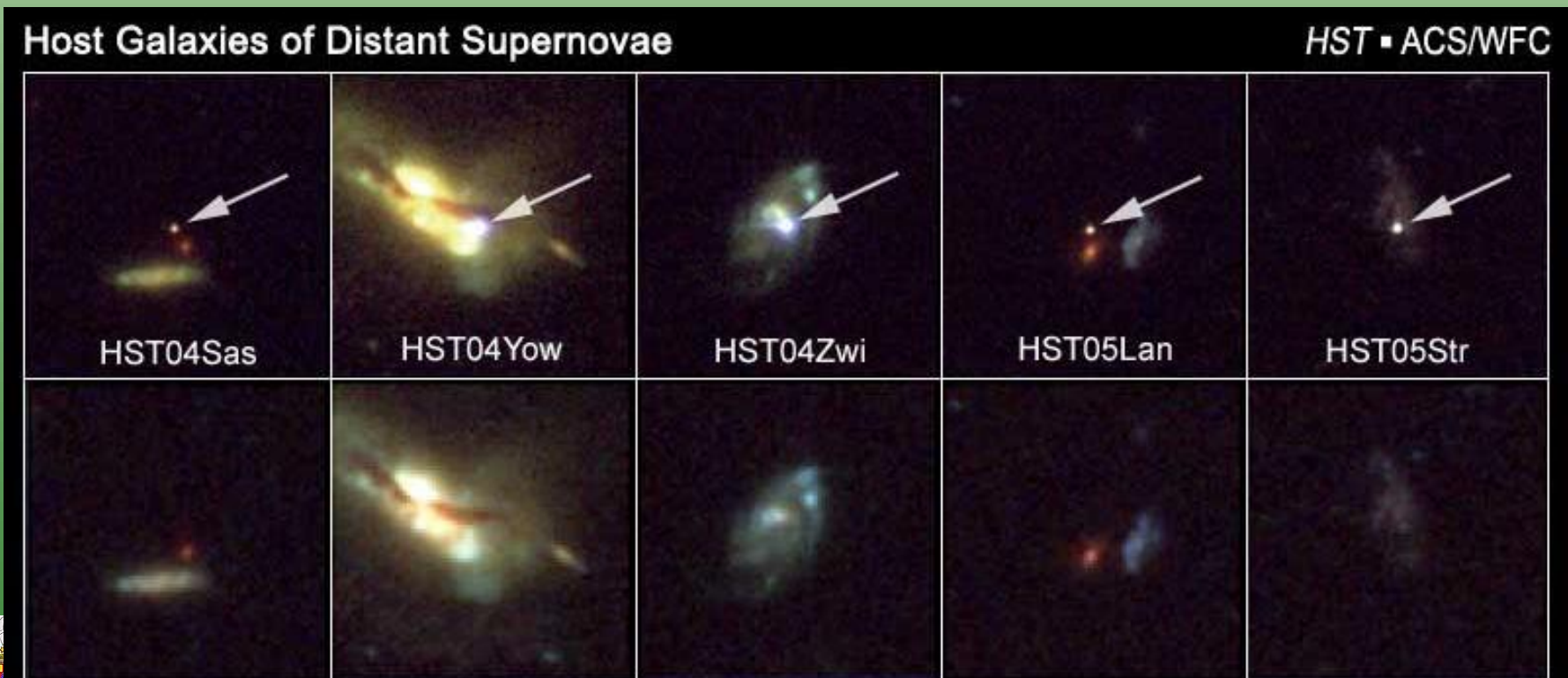
Ejemplos de otras estrellas utilizadas como candelas estándar:

- ◆ RR Lyrae: son estrellas variables de tipo A y F y localizadas en la rama horizontal de las gigantes (por tanto con luminosidad más o menos constante:  $M_V = 0.6 \pm 0.3$ ) con periodos de hasta un día. Suelen aparecer en cúmulos globulares.
- ◆ W Virginis es otro tipo de estrella variable, parecido a la cefeida, pero con una masa más pequeña y con una magnitud absoluta más débil que una cefeida, entre 0.7 y 2 magnitudes.



# 3.1. Distancias: candelas estándar (SN-Ia)

Existen varios métodos de medir distancias con supernovas. El más extendido y el más útil hasta distancias más grandes es el que se basa en la curva de luz de las supernovas de tipo Ia (resultado de la explosión cataclísmica de una enana blanca en un sistema binario). Las distancias con SN Ia se pueden calcular con una incertidumbre del 5% y llegan a distancias del orden de 1000 Mpc (o incluso 15 Gpc= $z \sim 2$ ). El gran problema de este método es detectar las SN Ia, identificarlas como tales (sin líneas de hidrógeno pero son silicio), su posible evolución y el efecto de la extinción por polvo.

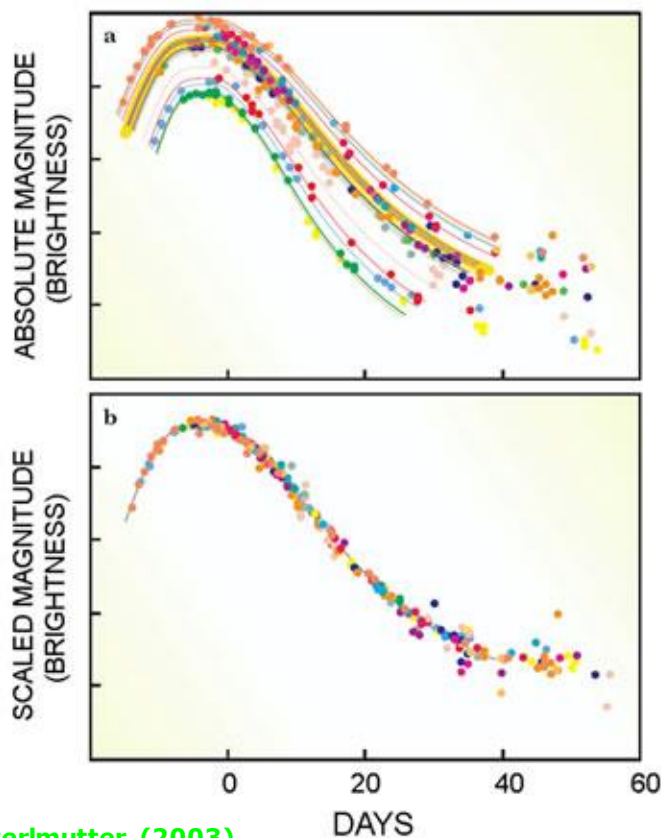




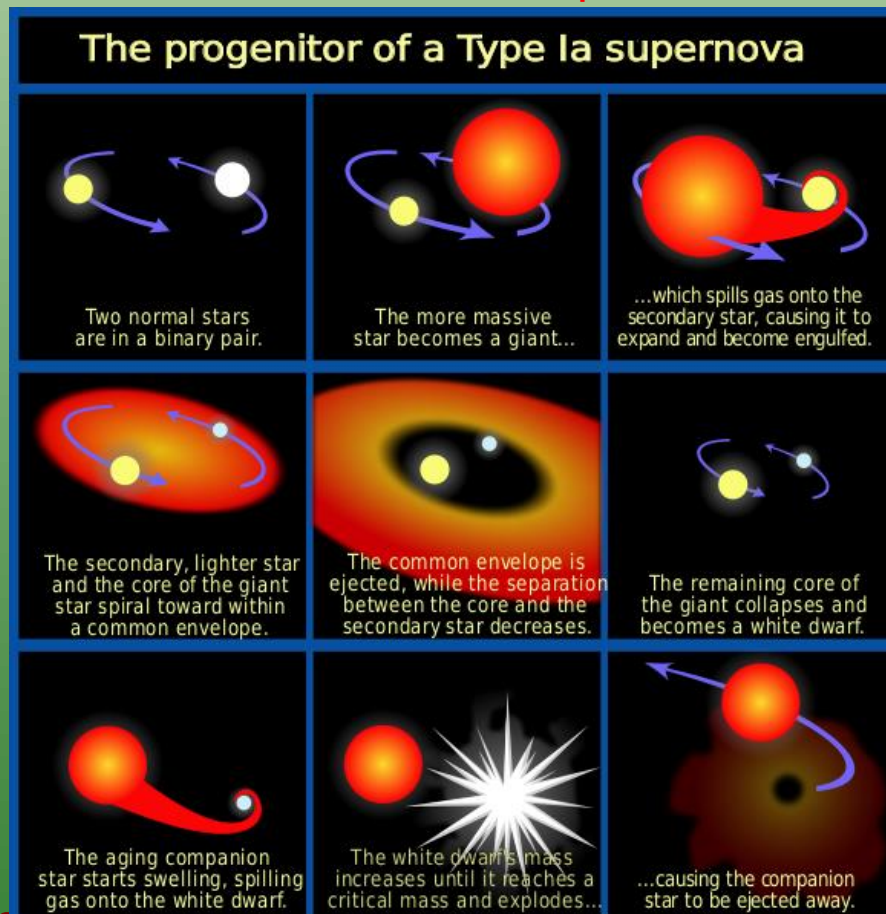
# 3.1. Distancias: candelas estándar (SN-Ia)

Las SN Ia tienen un pico de luminosidad en torno a  $M_B=M_V=-19.3$  y una curva de luz (evolución de su luminosidad con el tiempo) bastante estándar. En primera aproximación se puede considerar el pico como constante y se puede inferir el momento del máximo de la curva de luz. Actualmente hay estudios en los que se relaciona la forma exacta de la curva de luz y el pico de luminosidad de manera más precisa.

Wikipedia



Perlmutter (2003)



# 3.1. Distancias: otras candelas estándar

Hay otras candelas estándar, en general menos usadas que las cefeidas y las SN Ia: novae (hasta 20 Mpc), las regiones HII más brillantes de una galaxia (10 Mpc), las supergigantes rojas más brillantes de una galaxia (hasta 7 Mpc), la función de luminosidad (LF) de cúmulos globulares (50 Mpc), la LF de nebulosas planetarias (20 Mpc), las fluctuaciones de brillos superficiales (125 Mpc), relación Tully-Fisher (90 Mpc, ver más adelante), la relación  $D-\sigma$  de Faber-Jackson (100 Mpc), las galaxias más brillantes de los cúmulos (40000 Mpc),...

TABLE 27.1 Distance Indicators. (Adapted from Jacoby et al., *Publ. Astron. Soc. Pac.*, 104, 599, 1992.)

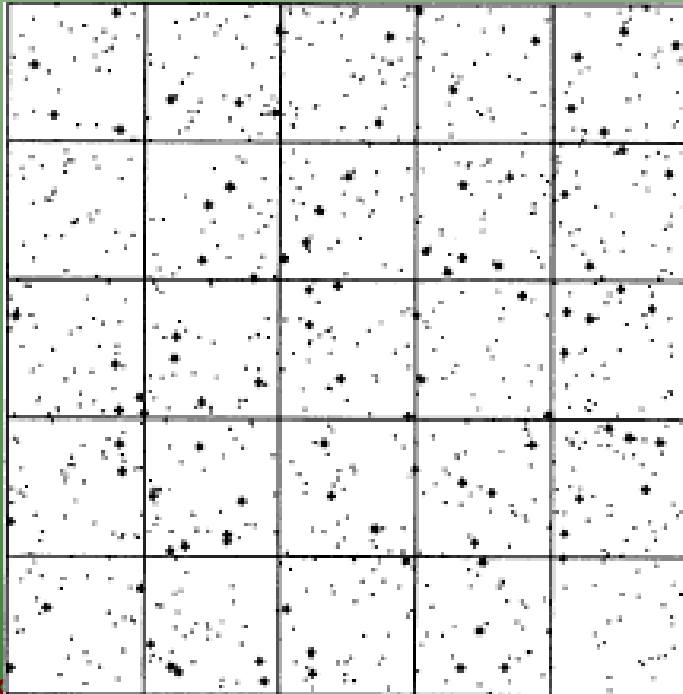
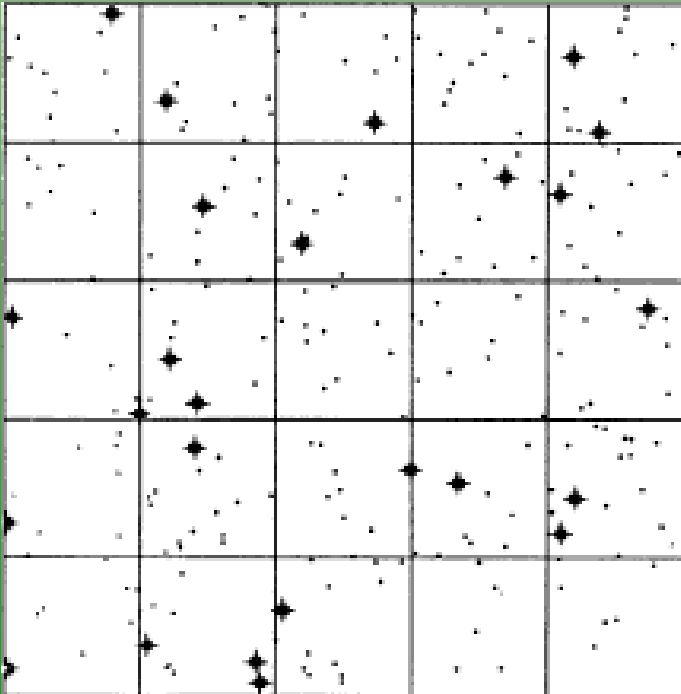
Method	Uncertainty for Single Galaxy (mag)	Distance to Virgo Cluster (Mpc)	Range (Mpc)
Cepheids	0.16	15 – 25	29
Novae	0.4	$21.1 \pm 3.9$	20
Planetary nebula luminosity function	0.3	$15.4 \pm 1.1$	50
Globular cluster luminosity function	0.4	$18.8 \pm 3.8$	50
Surface brightness fluctuations	0.3	$15.9 \pm 0.9$	50
Tully-Fisher relation	0.4	$15.8 \pm 1.5$	> 100
$D-\sigma$ relation	0.5	$16.8 \pm 2.4$	> 100
Type Ia supernovae	0.10	$19.4 \pm 5.0$	> 1000



# 3.1. Distancias: SBF

Otro método para estimar distancias son las fluctuaciones de brillo superficial (SBF). Se estudia la distribución de brillo superficial de una galaxia dividiéndola en sectores. Si se consideran galaxias de una mismo tipo (p.e., E's) y se ajusta un perfil de brillo típico, los residuos tendrán un determinado ruido (fluctuaciones) debido a que los distintos sectores englobarán más o menos estrellas. A medida que consideramos galaxias más lejanas esas fluctuaciones deben ser más pequeñas, i.e, las SBF's dependen de la distancia ( $\sim d^{-1}$ ).

Este método debe tener cuidado con el polvo (que produce ruido), por lo que se suelen utilizar E's, S0's o bulbos. Se podría aplicar hasta unos 125 Mpc, pero se suele utilizar más cerca.



NED

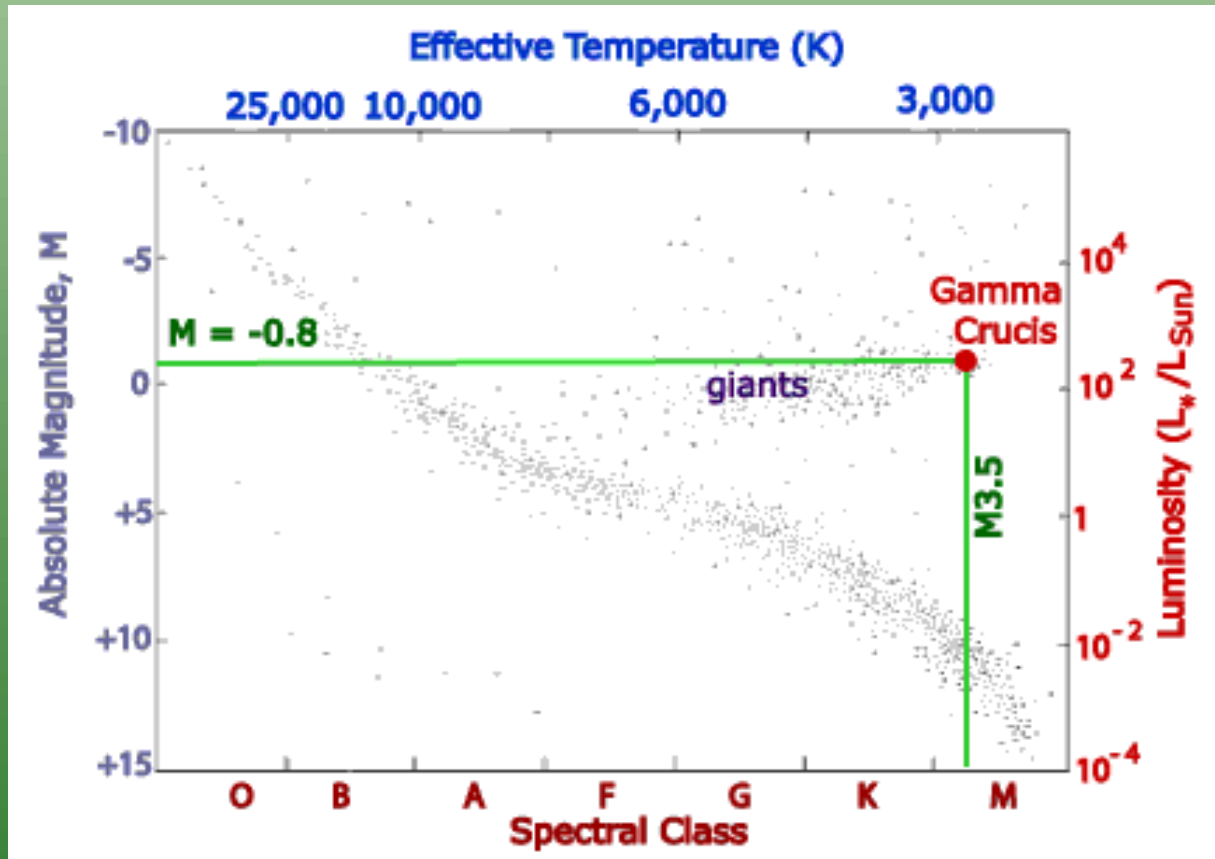


# 3.1. Distancias: métodos espectroscópicos

Se pueden determinar distancias estudiando el tipo espectral de una estrella. Esto nos daría la luminosidad de la estrella, que comparada con su flujo nos proporcionaría la distancia (salvo efectos de extinción por polvo).

Para una sola estrella la incertidumbre es alta, pero se utiliza de forma estadística hasta distancias del orden de 10 Mpc (con la RGB).

<http://sciencevault.net/ibphysics/astrophysics/stellardistances.htm>



# 3.1. Distancias: la ley de Hubble

Desde las primeras décadas siglo XX sabemos, gracias a Edwin Hubble, que las galaxias se están alejando de nosotros y unas de otras: el Universo se está expandiendo. La ley de Hubble establece:

$$v = H_0 d \quad v = z c$$

$d$  se suele dar en Mpc y  $v$  en km/s, así que las unidades de la constante de Hubble (local) son km/s/Mpc.  $z$  es el redshift.

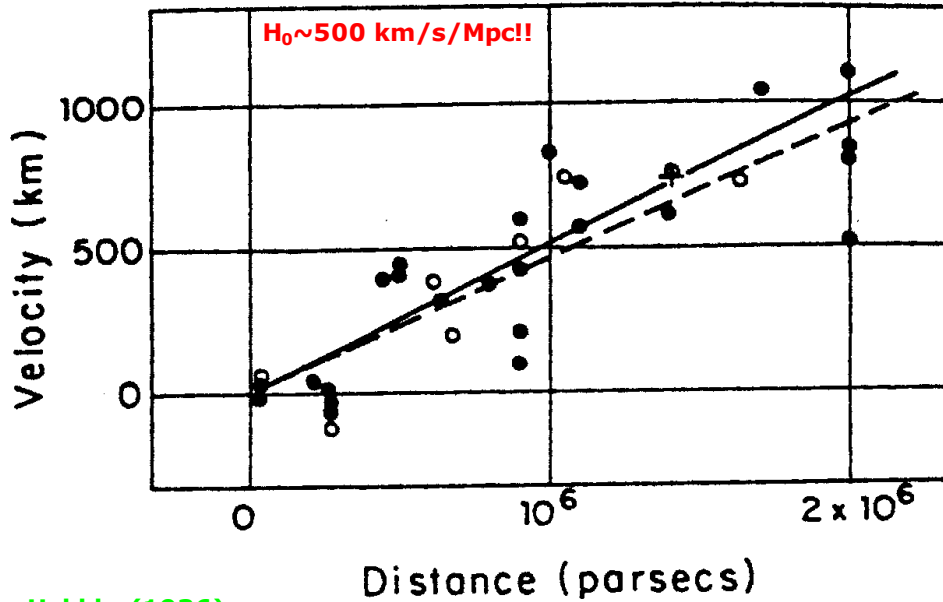
Las galaxias cuya velocidad está dominada por la expansión del Universo se dice que siguen el "flujo de Hubble" (Hubble flow). La velocidad de una galaxia puede verse afectada localmente por objetos masivos cercanos. Por ejemplo, en un cúmulo lejano un porcentaje alto de la velocidad medida para un objeto se debe al flujo de Hubble pero puede haber diferencias pequeñas de galaxia a galaxia (estando a la misma distancia) debido a movimientos intrínsecos dentro del cúmulo.

Una de las estimaciones más recientes proporciona  $H_0 = 70.6 \pm 3.1$  km/s/Mpc (Suyu et al. 2010).

La ley de Hubble en su forma de arriba sirve para distancias relativamente cortas ( $z < 0.2$ ). Existe una generalización que tiene en cuenta la geometría del Universo (se verá en Cosmología).

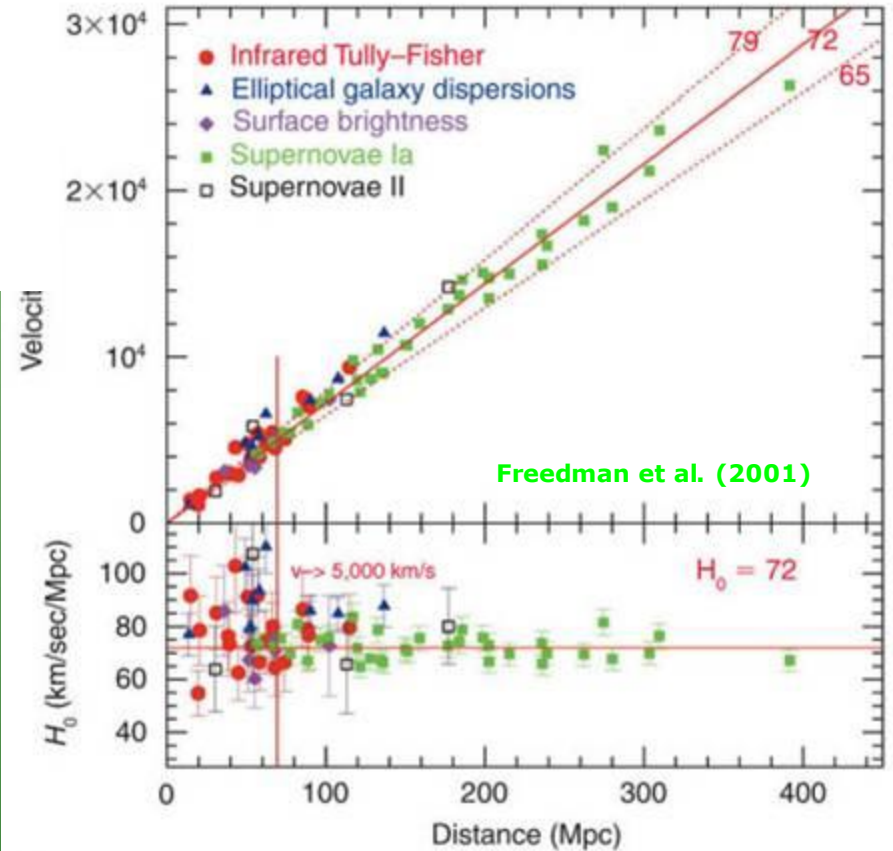


# 3.1. Distancias: la ley de Hubble



$$H_0 = 70.6 \pm 3.1 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$$

$$t_H = \frac{1}{H_0} \Rightarrow t_H = 13.9 \pm 0.6 \text{ Gyr}$$

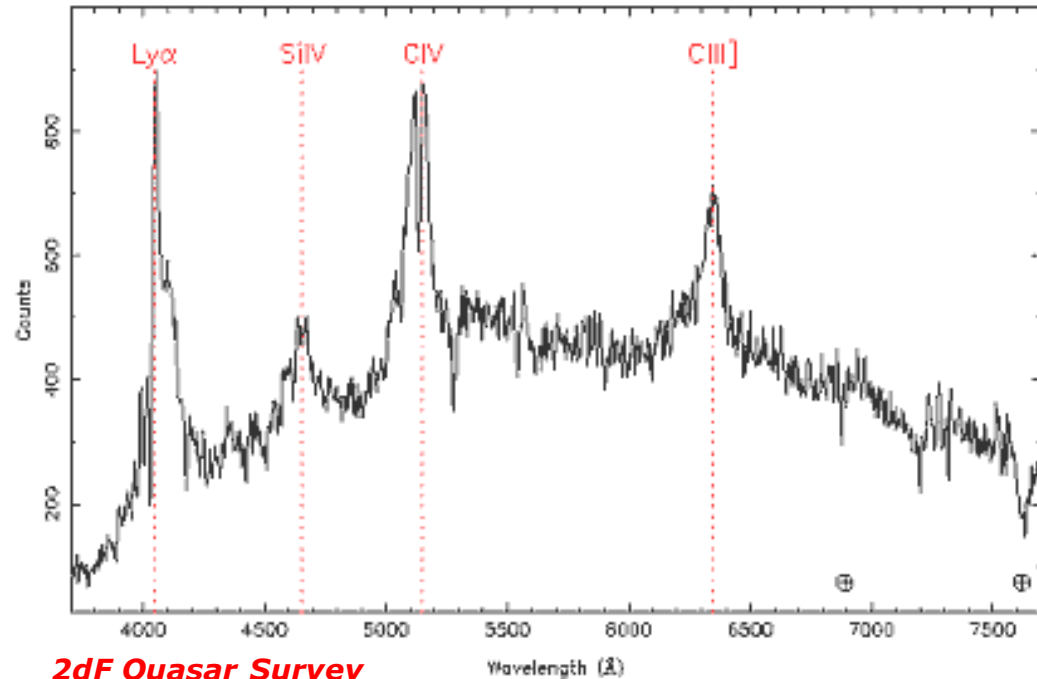


**B** (Wendy L. Freedman, Observatories of the Carnegie Institution of Washington, and NASA)



# 3.1. Distancias: la ley de Hubble

J120838.1-025712  $b_j=18.70$  ID=OSO  $z=2.3251$



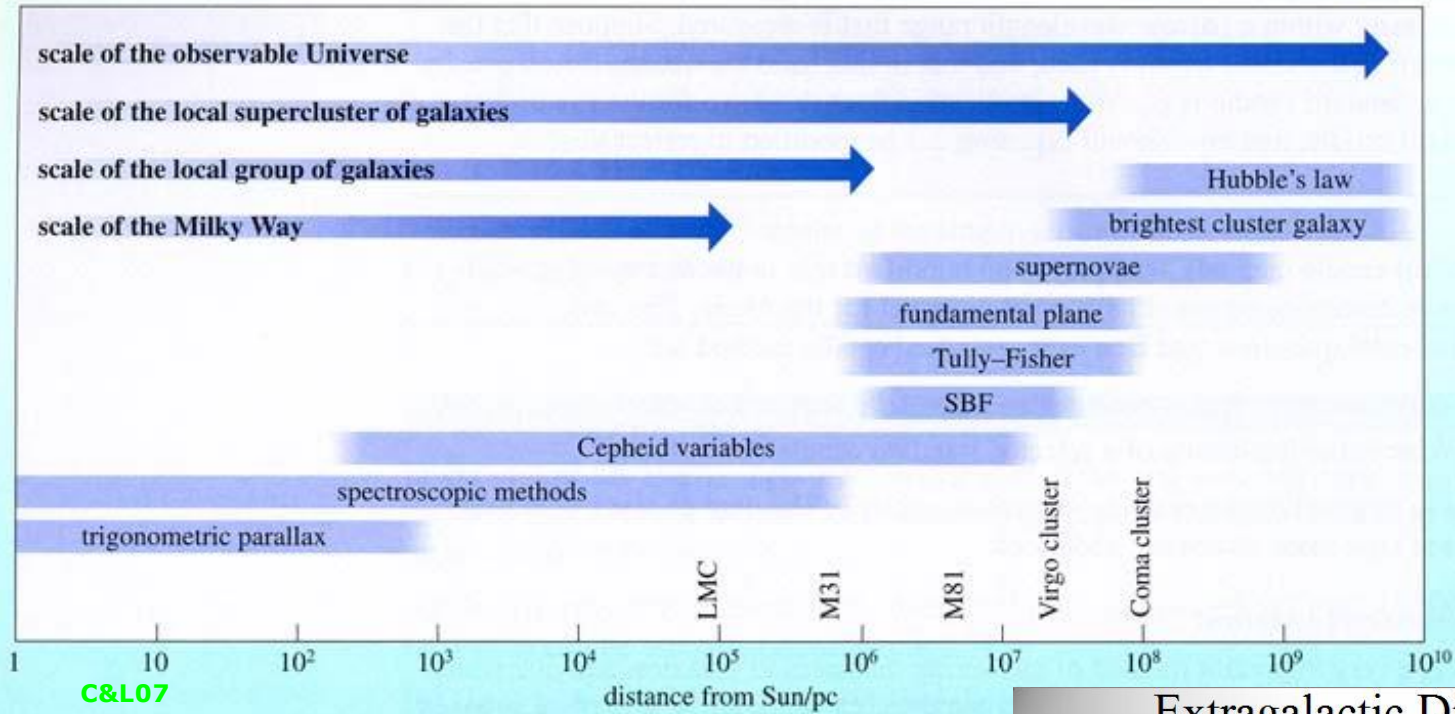
$$d = \frac{v}{H_0}$$

$$z = \frac{\lambda_{obs} - \lambda_{emitida}}{\lambda_{emitida}} = \frac{\lambda_{obs} - \lambda_{rf}}{\lambda_{rf}}$$

$$1 + z = \frac{\lambda_{obs}}{\lambda_{rf}} = \sqrt{\frac{1 + \frac{v}{c}}{1 - \frac{v}{c}}} \xrightarrow{\frac{v}{c} \sim 0} 1 + \frac{v}{c}$$

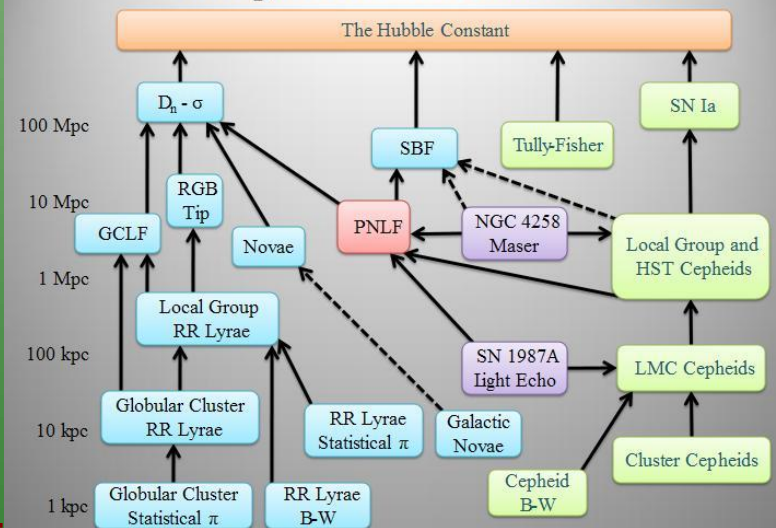


# 3.1. Distancias: resumen



Wikipedia

## Extragalactic Distance Ladder





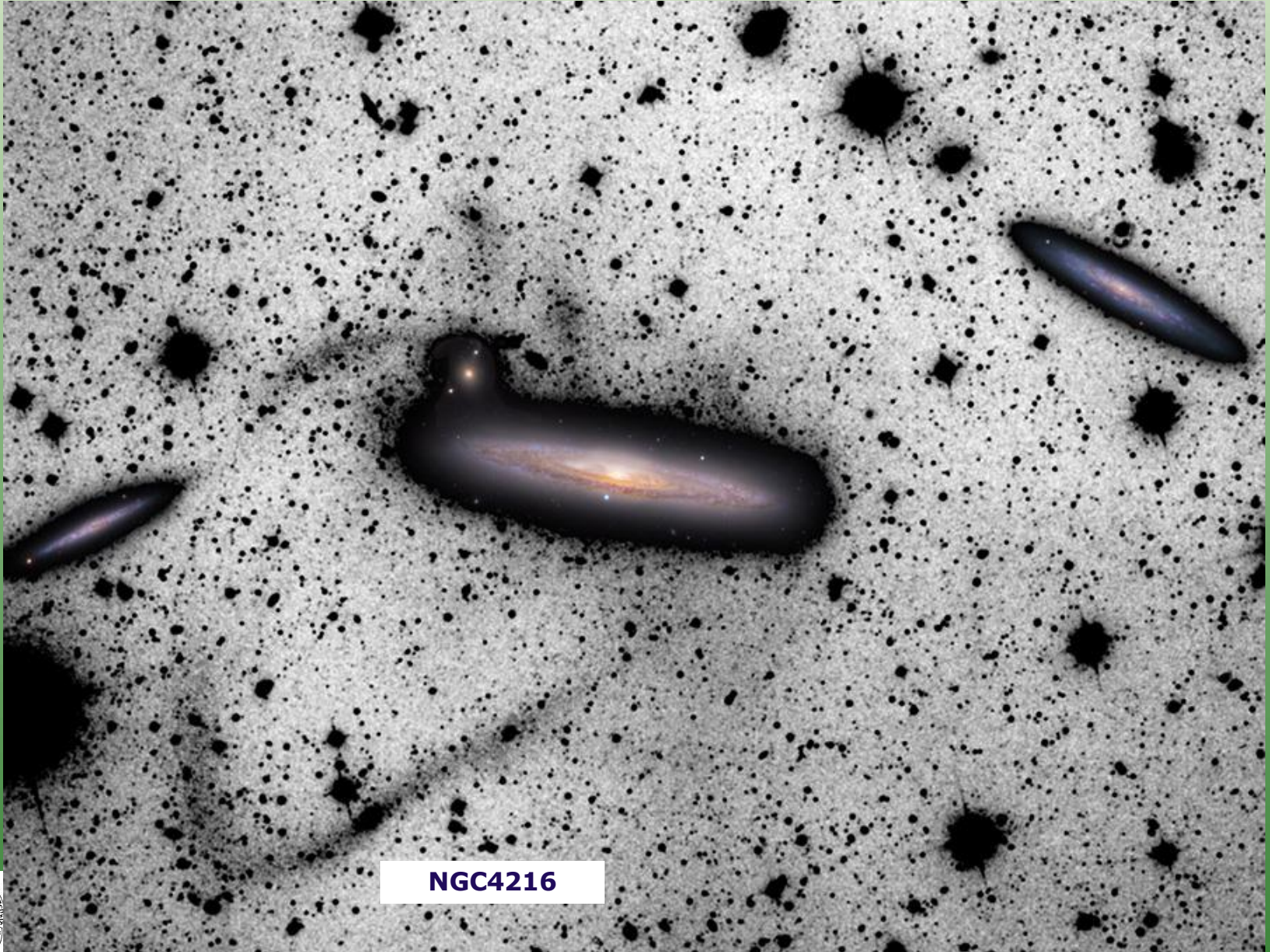
## 3.2.Fotometría de galaxias

Algunos parámetros fotométricos básicos de una galaxia son:

- Magnitud integrada (total), aparente o absoluta, o luminosidad:  $m$ ,  $m_T$ ,  $L$ ,  $L_T$ ,  $M_T$ .



## 3.2.Fotometría de galaxias



NGC4216

Martínez-Delgado et al. (20\*)



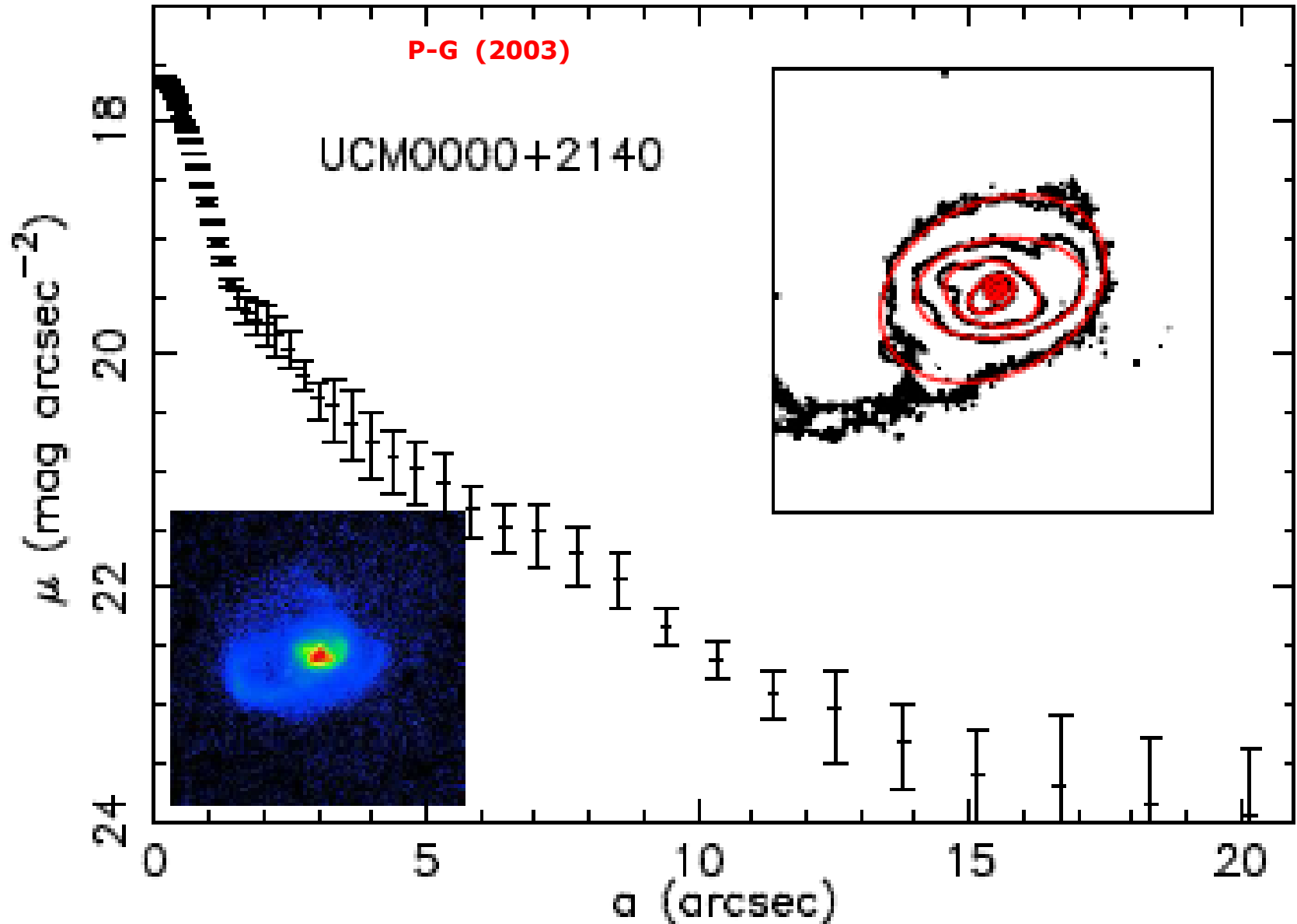
## 3.2.Fotometría de galaxias

Algunos parámetros fotométricos básicos de una galaxia son:

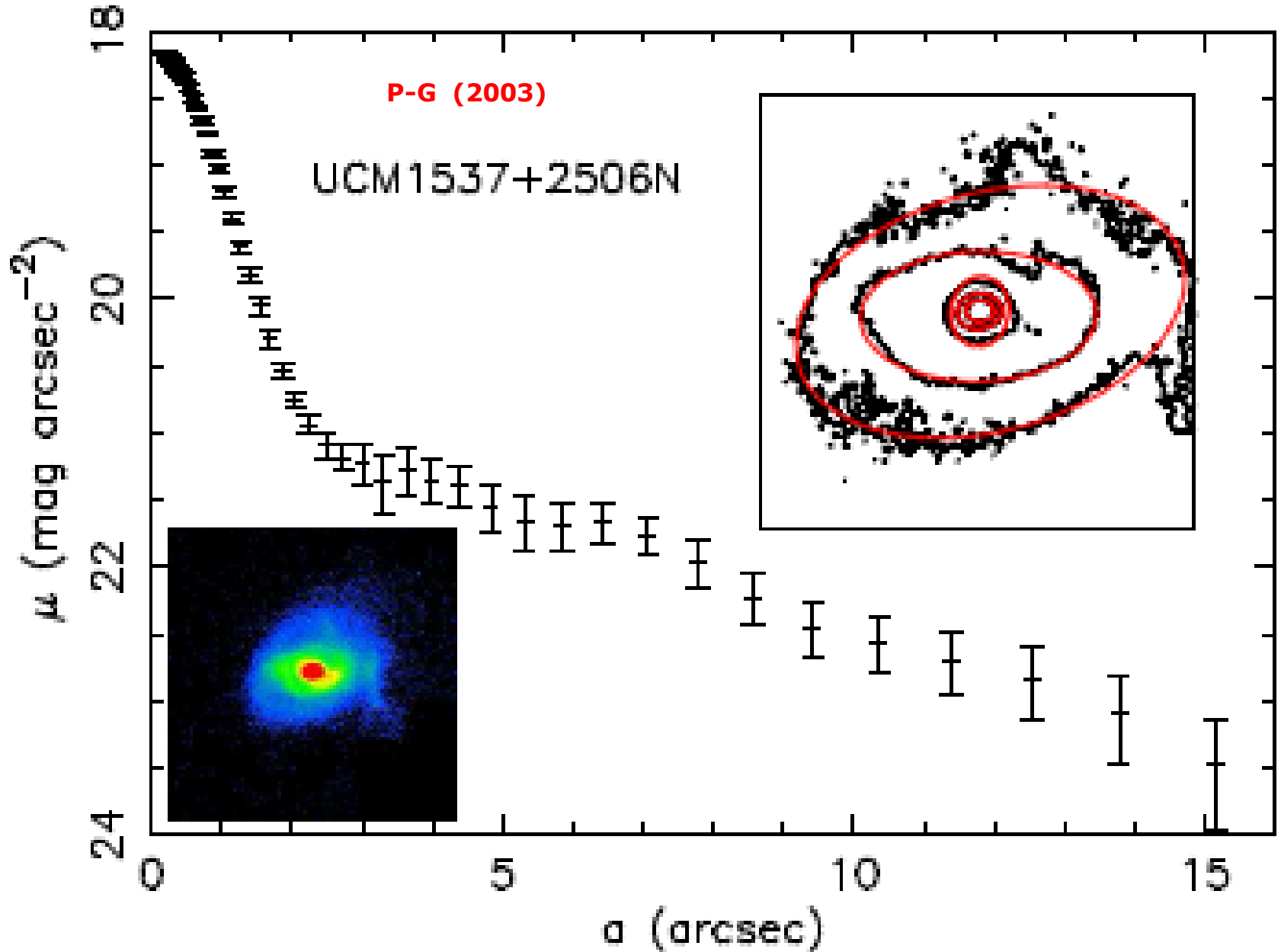
- Magnitud integrada (total), aparente o absoluta, o luminosidad:  $m$ ,  $m_T$ ,  $L$ ,  $L_T$ ,  $M_T$ .
- Brillo superficial medio:  $\langle \mu_{25} \rangle$ ,  $\langle \mu_{\text{eff}} \rangle$ .
- Radio a una determinada isofota:  $R_{25}$ .
- Radio efectivo:  $R_e$ ,  $R_{\text{eff}}$ .



# 3.2. Galaxias elípticas: perfiles de brillo



# 3.2. Galaxias elípticas: perfiles de brillo



## 3.2. Fotometría de galaxias

Algunos parámetros fotométricos básicos de una galaxia son:

- Magnitud integrada (total), aparente o absoluta, o luminosidad:  $m$ ,  $m_T$ ,  $L$ ,  $L_T$ ,  $M_T$ .
- Brillo superficial medio:  $\langle \mu_{25} \rangle$ ,  $\langle \mu_{\text{eff}} \rangle$ .
- Radio a una determinada isofota:  $R_{25}$ .
- Radio efectivo:  $R_e$ ,  $R_{\text{eff}}$ .
- Radio de Kron:  $r_{\text{Kron}}$ ,  $r_K$ .
- Radio y magnitud Petrosian:  $r_{\text{Pet}}$ ,  $m_{\text{Pet}}$ .



## 3.2. Fotometría de galaxias

Radio de Kron (de su artículo de 1980) se define como el primer momento de la intensidad (promediada azimutalmente):

$$r_{Kron} = \frac{\int_0^{\infty} r I dr}{\int_0^{\infty} I dr} \approx \frac{\sum_i r_i I_i}{\sum_i I_i}$$

Multiplicando el radio de Kron por  $k=2.0-3.0$  (o más) se asegura que la apertura encierra 90%-95% del flujo de la galaxia.

Radio de Petrosian (de su artículo de 1976), con  $N_p=2$  y  $r_p$  con  $\mathcal{R}_p(r_p)=2$ :

$$\mathcal{R}_P(r) \equiv \frac{\int_{0.8r}^{1.25r} dr' 2\pi r' I(r') / [\pi(1.25^2 - 0.8^2)r^2]}{\int_0^r dr' 2\pi r' I(r') / (\pi r^2)},$$

$$F_P \equiv \int_0^{N_P r_P} 2\pi r' dr' I(r').$$



## 3.2. Fotometría de galaxias

Algunos parámetros fotométricos básicos de una galaxia son:

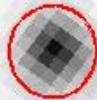
- Magnitud integrada (total), aparente o absoluta, o luminosidad:  $m$ ,  $m_T$ ,  $L$ ,  $L_T$ ,  $M_T$ .
- Brillo superficial medio:  $\langle \mu_{25} \rangle$ ,  $\langle \mu_{\text{eff}} \rangle$ .
- Radio a una determinada isofota:  $R_{25}$ .
- Radio efectivo:  $R_e$ ,  $R_{\text{eff}}$ .
- Radio de Kron:  $r_{\text{Kron}}$ ,  $r_K$ .
- Radio y magnitud Petrosian:  $r_{\text{Pet}}$ ,  $m_{\text{Pet}}$ .
- ¿Cómo medir colores?



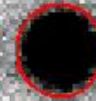


## 3.2. Fotometría de galaxias

**3.6  $\mu\text{m}$**



**0.6  $\mu\text{m}$**



**Barro et al. (2011)**



## 3.2.Fotometría de galaxias

A la hora de utilizar fotometría para estudiar una galaxia hay que tener en cuenta la extinción interna y Galáctica, el desplazamiento al rojo y la conocida como corrección K.

Extinción:

$$m_{emit}(V) = m_{obs}(V) - A_{Gal}(V) - A_{int}(V)$$

$$F_{emit}(V) = F_{obs}(V) \times 10^{0.4[A_{Gal}(V) + A_{int}(V)]}$$



## 3.2. Fotometría de galaxias

- ◆ Observamos una galaxia a  $z=1$  en banda I ( $\lambda_c=800$  nm,  $\Delta\lambda=120$  nm):

En realidad estamos viendo el espectro de la galaxia alrededor de  $800/(1+z)=400$  nm (con una anchura de 60 nm).

- ◆ Observamos una galaxia a  $z=1.2$  en banda I ( $\lambda_c=800$  nm,  $\Delta\lambda=120$  nm):

En realidad estamos viendo el espectro de la galaxia alrededor de  $800/(1+z)=364$  nm (con una anchura de 55 nm).

¿Cómo comparar las dos galaxias? Hay que hablar de una misma banda, por ejemplo, en este caso, la banda B (440 nm, anchura de 90 nm). Se necesita la corrección K (y quizás la E).



## 3.2. Fotometría de galaxias

Corrección K (véase también [Hogg+ 2002, astro-ph/0210394](#)):

$$\nu_{obs} = \frac{\nu_{emit}}{1+z} \Rightarrow d\nu_{obs} = \frac{d\nu_{emit}}{1+z} \Rightarrow \frac{d\nu_{emit}}{d\nu_{obs}} = 1+z$$

$$f_{\nu}(\nu_{obs})d\nu_{obs} = f_{\nu}(\nu_{emit})d\nu_{emit} \Rightarrow f_{\nu}(\nu_{obs}) = (1+z)f_{\nu}(\nu_{emit})$$

$$f_{\nu}(\nu_{obs}) = \frac{L_{\nu}(\nu_{emit})}{4\pi d^2} (1+z)$$

$$f_{\nu}(\nu_{obs}) = \frac{L_{\nu}(\nu_{obs})}{4\pi d^2} (1+z) \frac{L_{\nu}(\nu_{emit})}{L_{\nu}(\nu_{obs})}$$

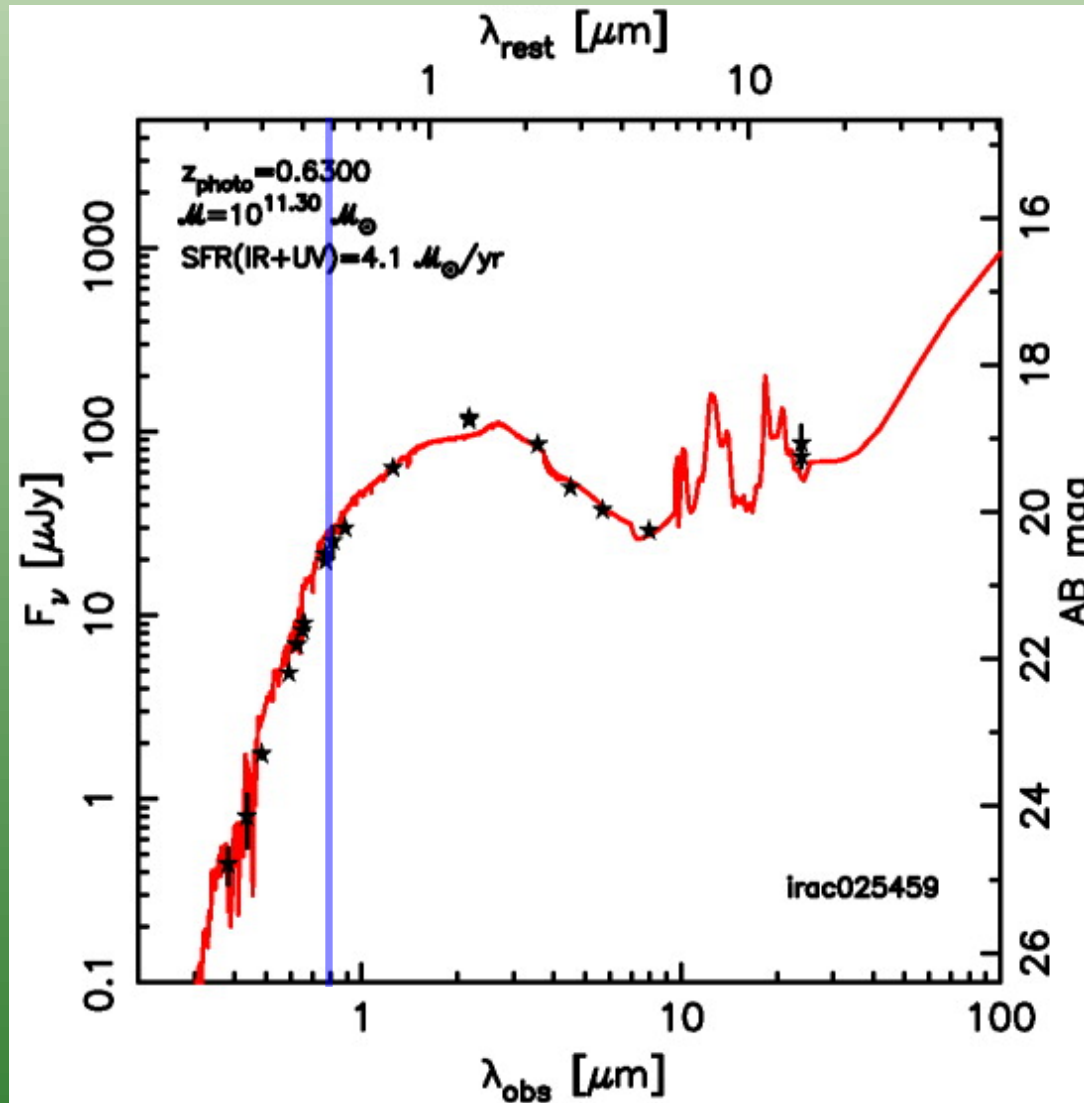
$$m_j = M_j + 5 \log \left( \frac{d_L(z)}{10 \text{ pc}} \right) + K_j(z)$$

$$K_j(z) = -2.5 \log(1+z) - 2.5 \log \left( \frac{L(\nu_{emit})}{L(\nu_{obs})} \right)$$



## 3.2. Fotometría de galaxias

En la actualidad y de forma práctica ya no se utilizan mucho las correcciones K (o, mejor dicho, se utilizan de otra manera):



## 3.2.Fotometría de galaxias

También podría considerarse una corrección E, que se refiere a la evolución temporal que sufre la población estelar de una galaxia. Por ejemplo, para comparar dos galaxias del mismo tipo (que tienen la misma SFH, pero cada una tiene una edad) a dos redshifts diferentes:

$$E_j(z) = -2.5 \log \left( \frac{L(\nu_{emit}, t)}{L(\nu_{emit}, t_0)} \right)$$



# 3.3.Morfología

El primer esfuerzo por entender las propiedades de las galaxias comenzó con una clasificación visual de su apariencia. La motivación para realizar una clasificación de este tipo es que si varias galaxias parecen iguales **es probable que sus propiedades físicas sean parecidas** y se puedan elegir ejemplos representativos para estudiar la población de galaxias completa. A principios del siglo XX se instauró el esquema de clasificación que aún hoy utilizamos, aunque tiene sus inconvenientes y detalles a tener en cuenta. Hubble en la década de 1920 clasificó las galaxias cercanas de acuerdo con su forma y estructuras.

El esquema de clasificación de Hubble establece 4 grandes categorías: galaxias elípticas, espirales, lenticulares e irregulares.

## EXTRA-GALACTIC NEBULAE<sup>1</sup>

Hubble (1926)

By EDWIN HUBBLE

### ABSTRACT

This contribution gives the results of a statistical investigation of 400 extra-galactic nebulae for which Holetschek has determined total visual magnitudes. The list is complete for the brighter nebulae in the northern sky and is representative to 12.5 mag. or fainter.

*The classification* employed is based on the forms of the photographic images. About 3 per cent are irregular, but the remaining nebulae fall into a sequence of type forms characterized by rotational symmetry about dominating nuclei. The sequence is composed of two sections, the elliptical nebulae and the spirals, which merge into each other.



# 3.3.Morfología

PLATE XII

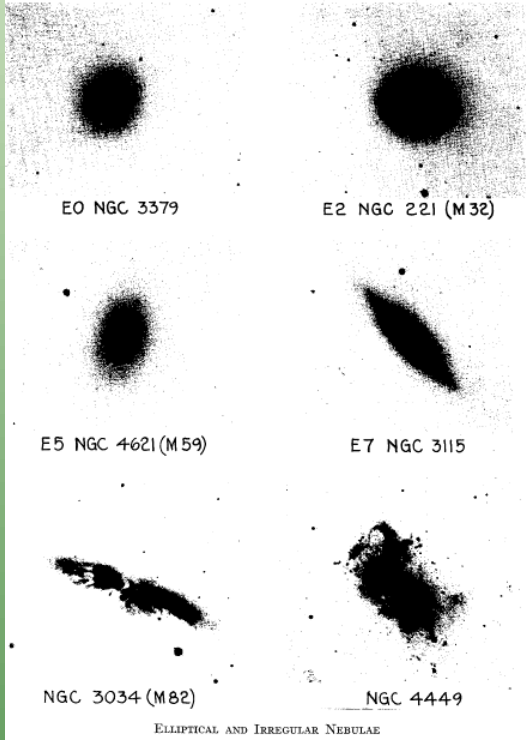


PLATE XIII

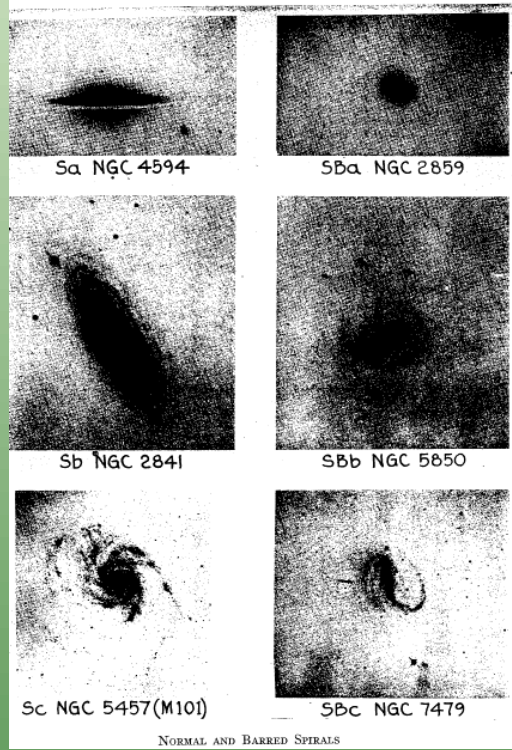
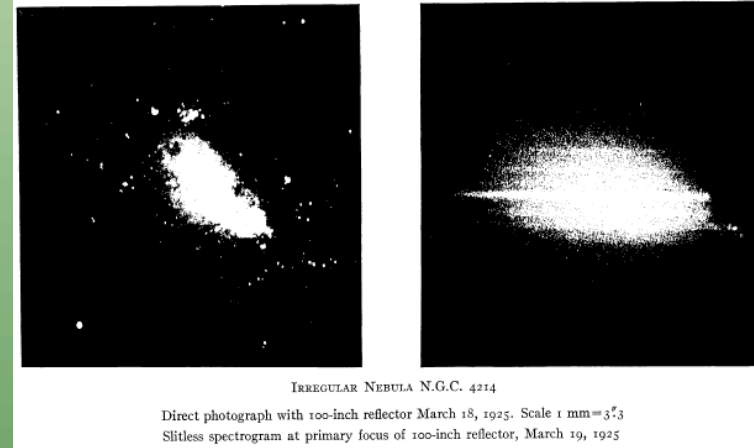


PLATE XIV

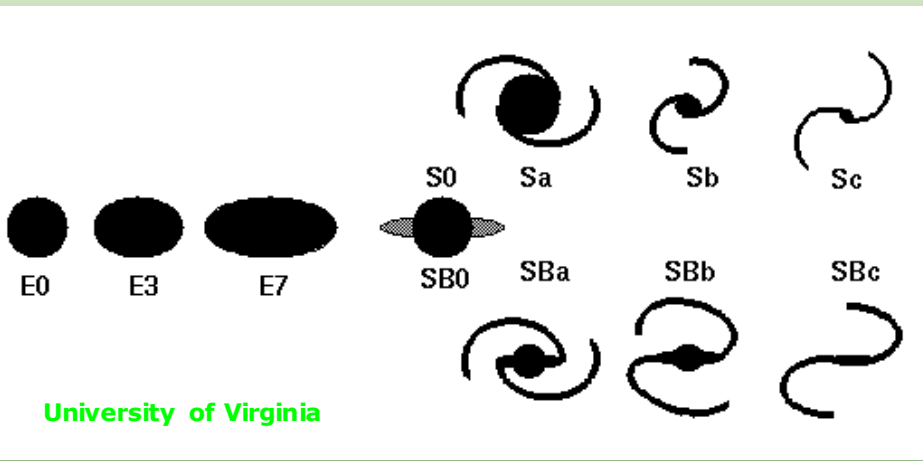


Hubble (1926)



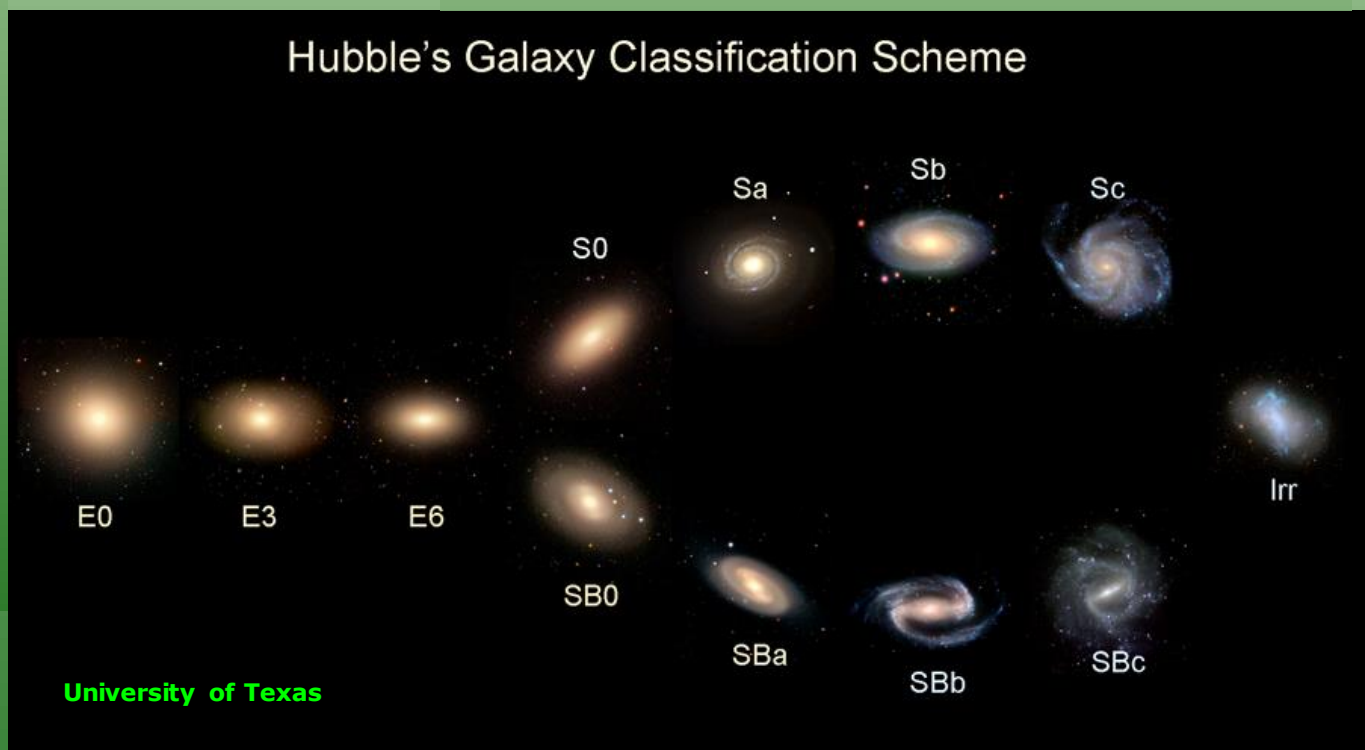


# 3.3.Morfología



El diagrama de diapasón (“tuning fork”) de Hubble surge al colocar las galaxias en lo que se creía que era una secuencia evolutiva (pero puede no serlo!!) y tener en cuenta que hay galaxias espirales barradas y no barradas. Esa idea de evolución lleva a hablar de tipos tempranos y tardíos.

El esquema clasificador se basa esencialmente en 4 puntos: ¿la forma es regular o simétrica?, ¿se concentra la luz en el centro del objeto?, ¿hay un disco?, ¿hay una barra?



# 3.3.Morfología

La clasificación de Hubble se realizó con placas fotográficas, es decir, está sesgada hacia lo que es detectable en el óptico y con la profundidad (relacionada con la sensibilidad de las placas) de esas imágenes. Esto nos lleva a pensar que existen varios problemas de esta clasificación que hay que tener en cuenta:

- ◆ La clasificación es visual, altamente subjetiva.
- ◆ La morfología de una galaxia depende de la longitud de onda.
- ◆ La morfología asignada a una galaxia depende de la resolución espacial que tengamos y, por tanto, de la distancia a la galaxia.
- ◆ La morfología depende de la profundidad de las imágenes.
- ◆ La clasificación depende de la orientación de la galaxia: por ejemplo, una espiral de canto puede parecer una elíptica o lenticular.
- ◆ También puede haber un efecto de la presencia de extinción por polvo interestelar.

Existen añadidos al sistema ideado por Hubble. Por ejemplo, la presencia de barras, anillos, lentes, etc...



# 3.3.Morfología: subjetividad, Galaxy Zoo

## Welcome to Galaxy Zoo, where you can help astronomers explore the Universe

Galaxy Zoo: Hubble uses gorgeous imagery of hundreds of thousands of galaxies drawn from NASA's Hubble Space Telescope archive. To understand how these galaxies, and our own, formed we need your help to classify them according to their shapes — a task at which your brain is better than even the most advanced computer. If you're quick, you may even be the first person in history to see each of the galaxies you're asked to classify.

More than 250,000 people have taken part in Galaxy Zoo so far, producing a wealth of valuable data and sending telescopes on Earth and in space chasing after their discoveries. The images used in Galaxy Zoo: Hubble are more detailed and beautiful than ever, and will allow us to look deeper into the Universe than ever before. To begin exploring, click the 'How To Take Part' link above, or read [The Story So Far](#) to find out what Galaxy Zoo has achieved to date.

Thanks for your help, and happy classifying.

*The Galaxy Zoo team.*

### Classifier Log In

[Click here to log in](#)

- [Register](#)
- [Forgotten Password?](#)

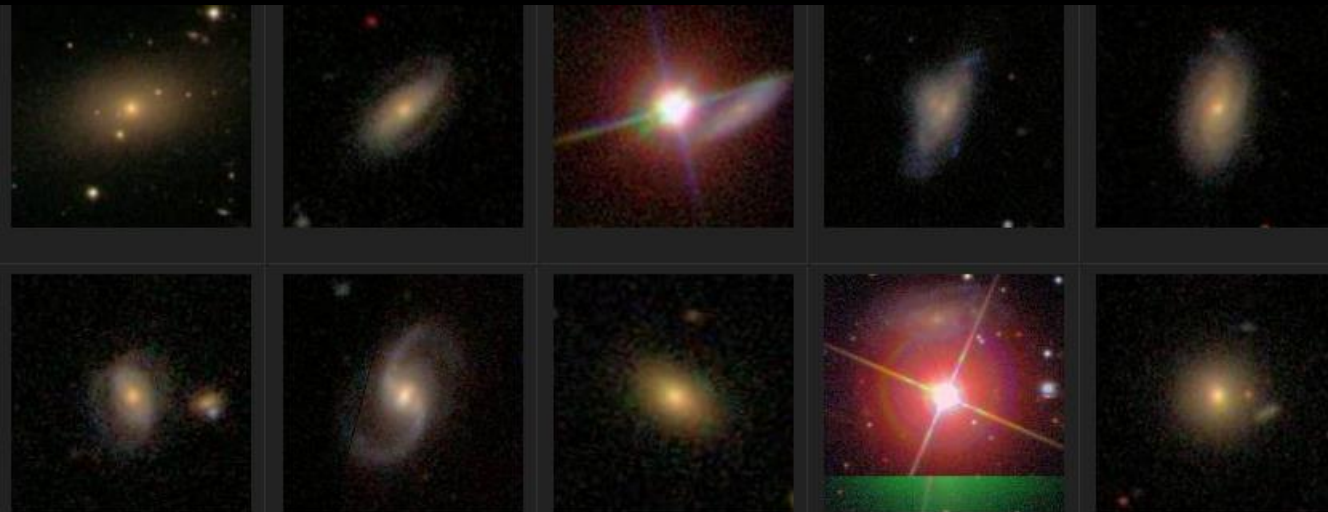
### Latest News

#### Galaxy Zoo gets highlighted by the 2010 Decadal Survey

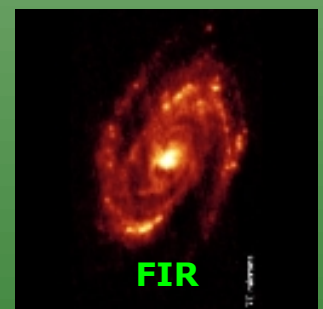
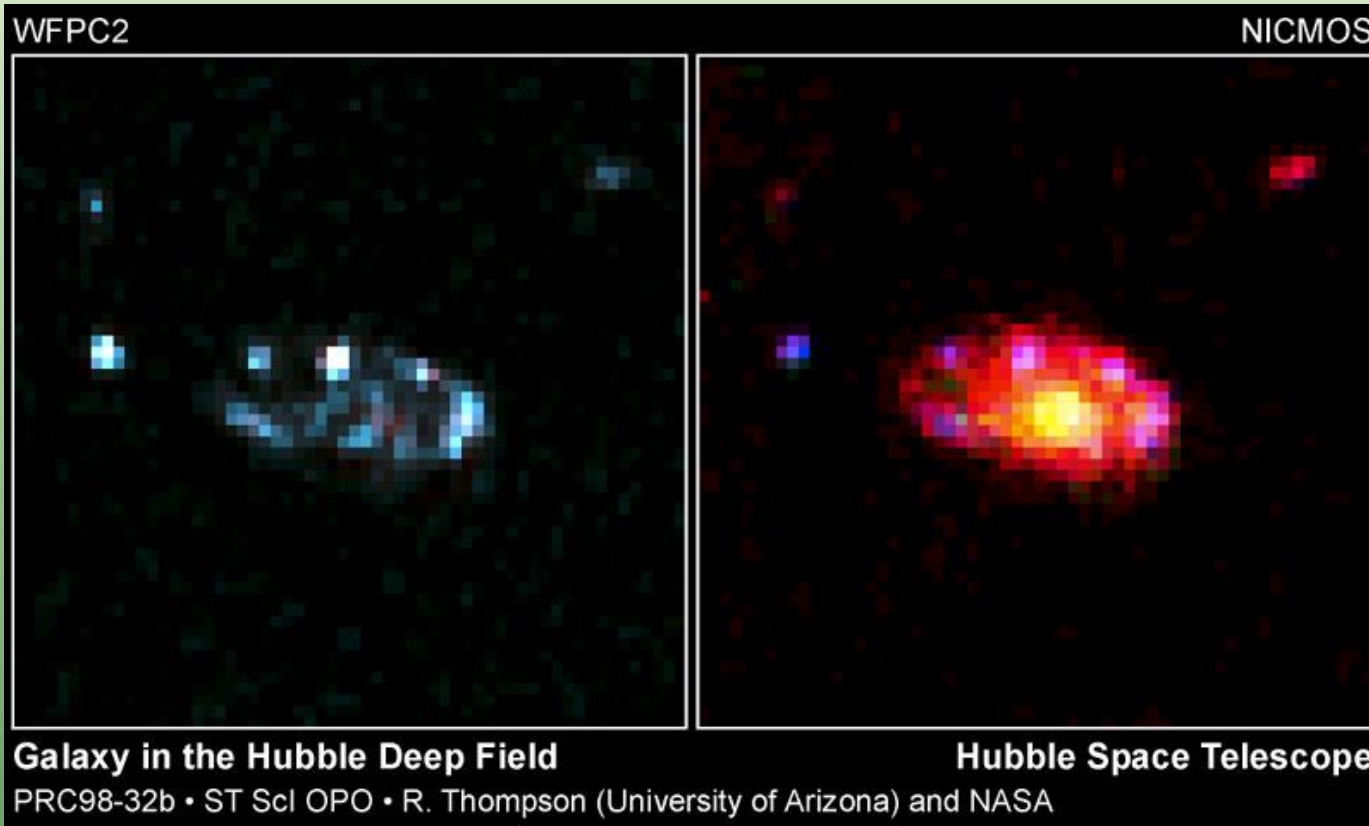
by Kevin - Aug 16, 2010

Every decade, the US astronomy community gets its leaders together to write up a report on the state of the field and to

- [Win a Signed Comic Book](#)
- [Galaxy Zoo gets highlighted by the 2010 Decadal Survey](#)
- [Zoo 1 data set free](#)
- [Happy birthday to us.](#)



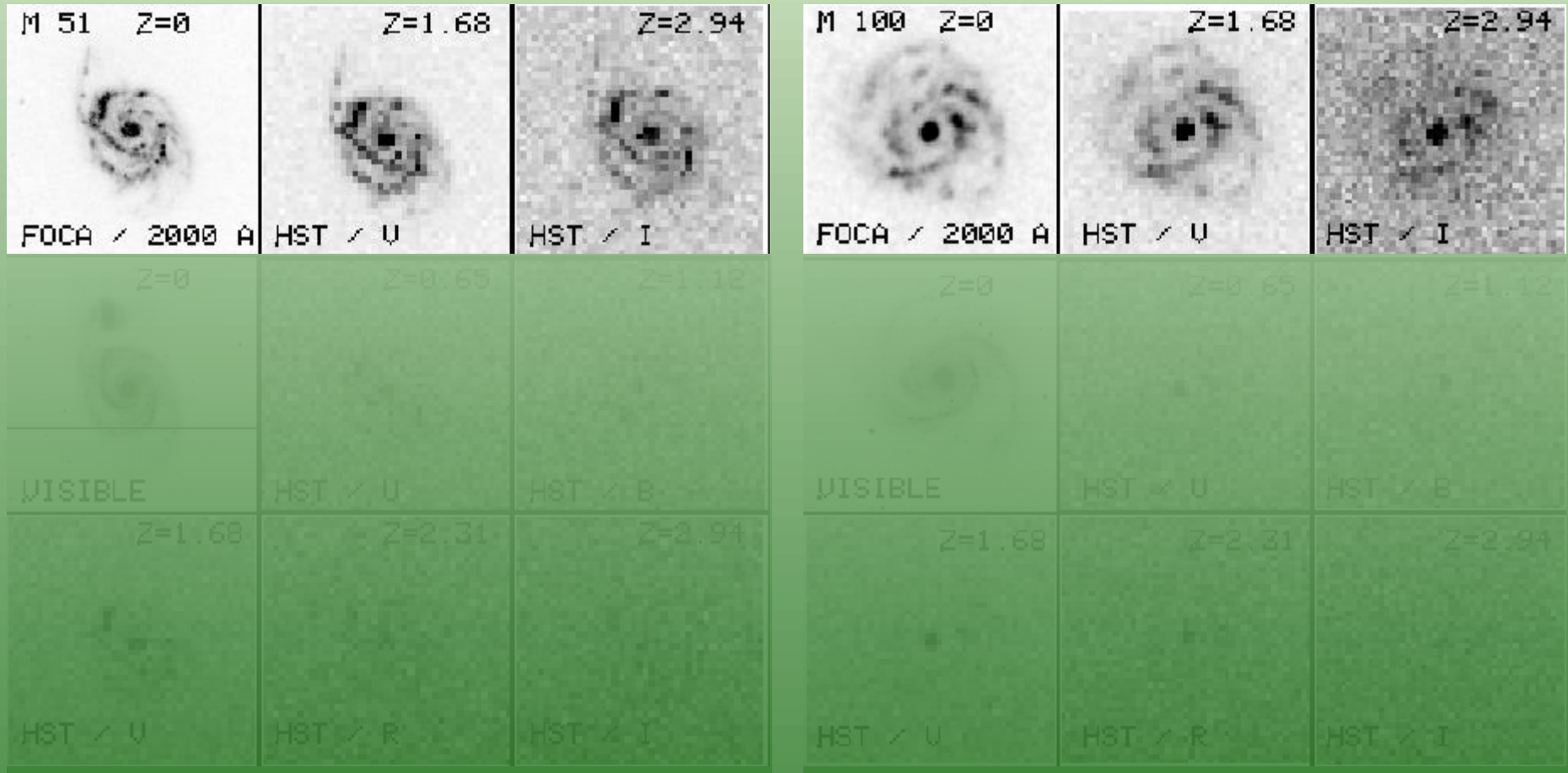
# 3.3. Morfología: dependencia con $\lambda$



Alabama University



# 3.3.Morfología: resolución espacial



Burgarella et al. (2001)



# 3.3.Morfología: profundidad

2MASXJ09133888-1019196:

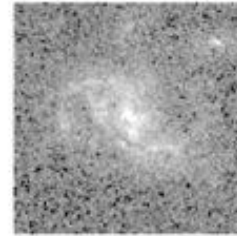
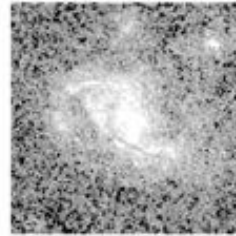
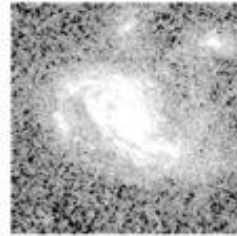
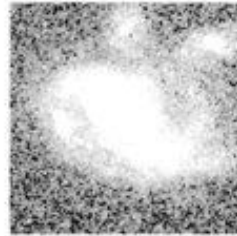
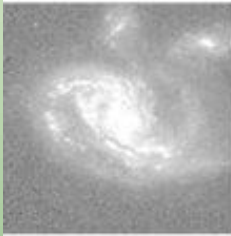
A=0.39

A=0.36

A=0.28

A=0.22

A=0.18



2MASXJ05210136-2521450:

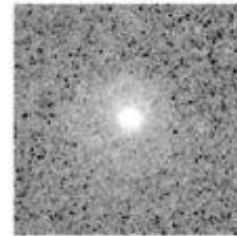
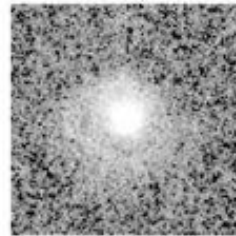
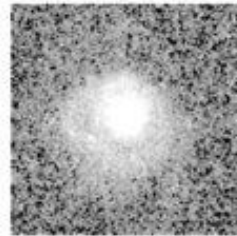
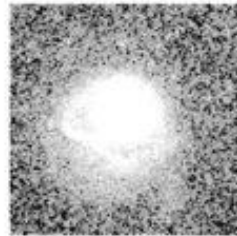
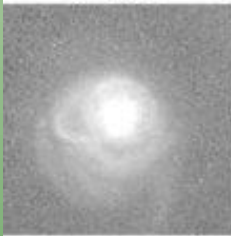
A=0.41

A=0.36

A=0.30

A=0.27

A=0.23



MCG+08-11-002:

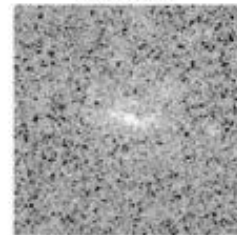
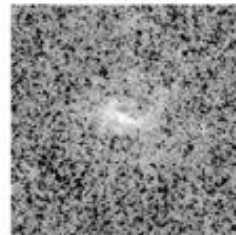
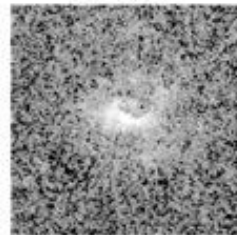
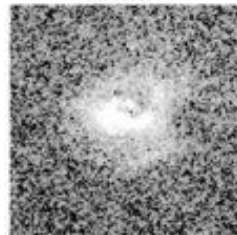
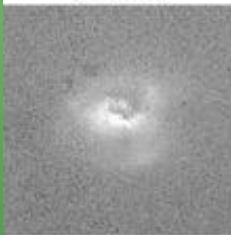
A=0.29

A=0.23

A=0.15

A=0.09

A=0.03



2MASXJ14405901-3704322:

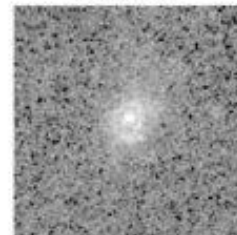
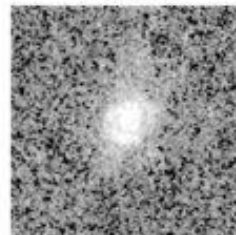
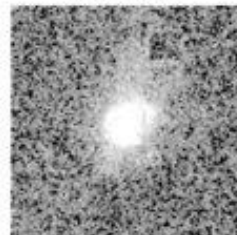
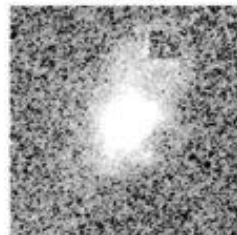
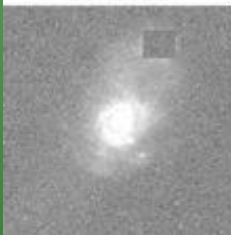
A=0.29

A=0.26

A=0.20

A=0.13

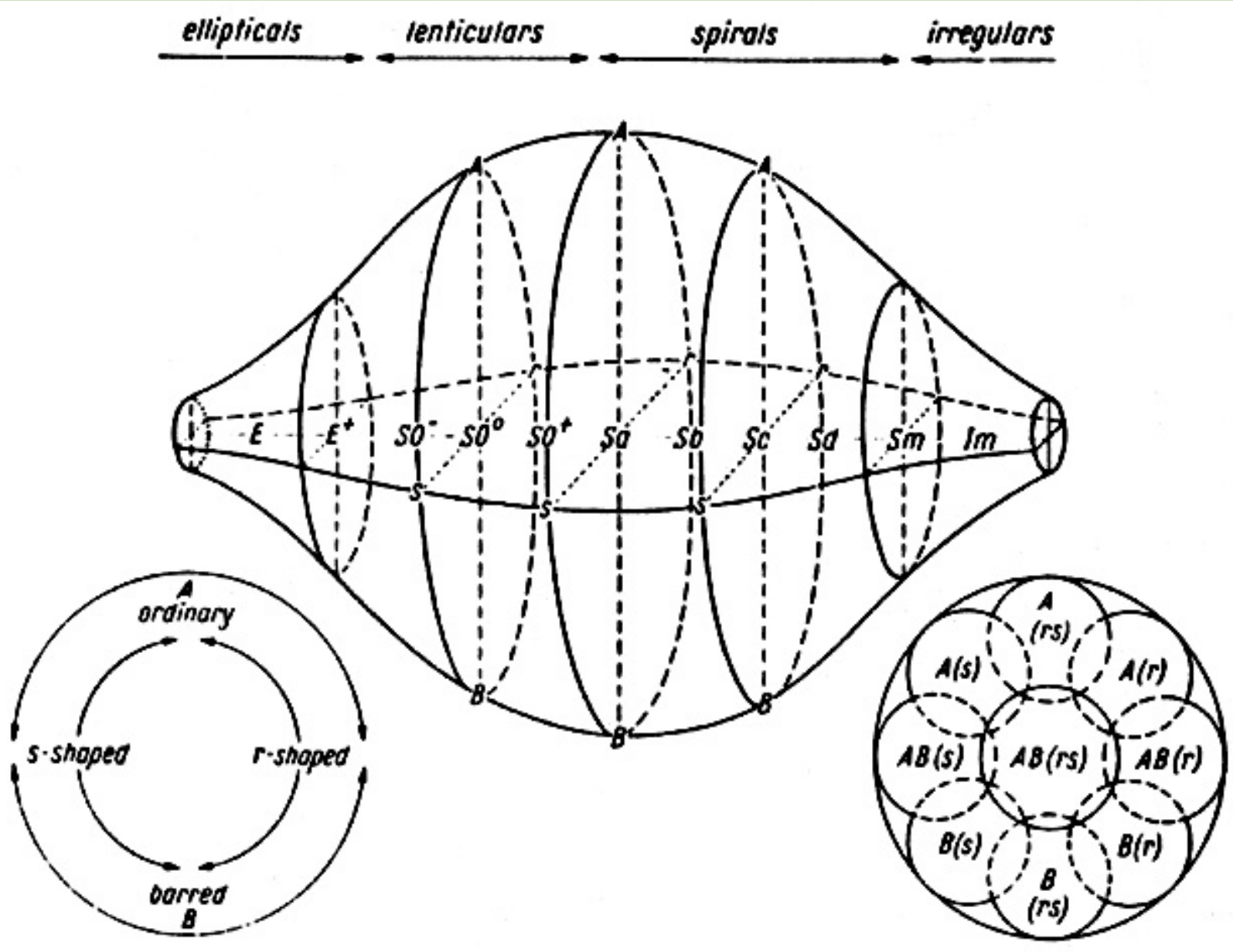
A=0.12



# 3.3.Morfología: orientación y extinción



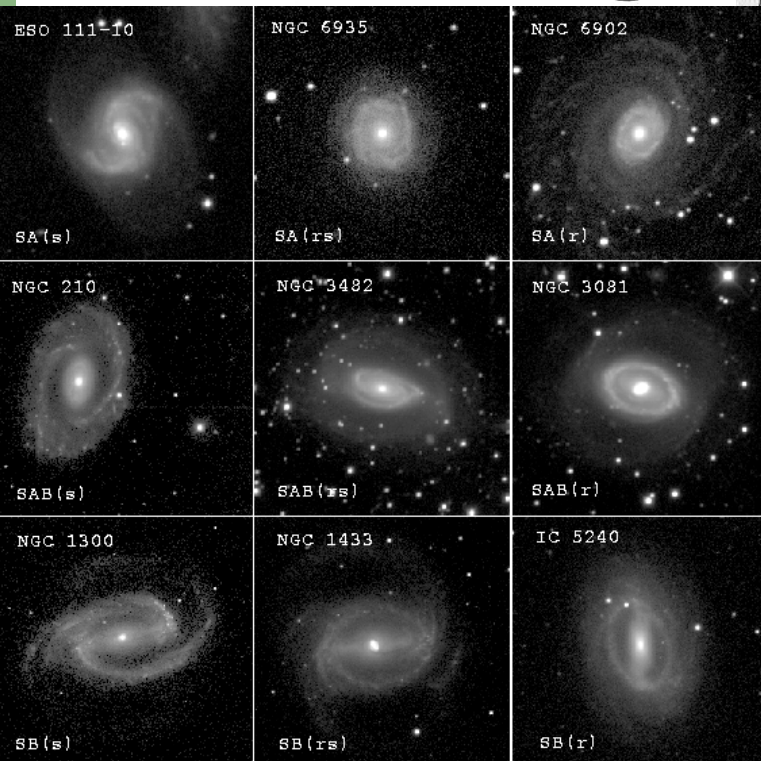
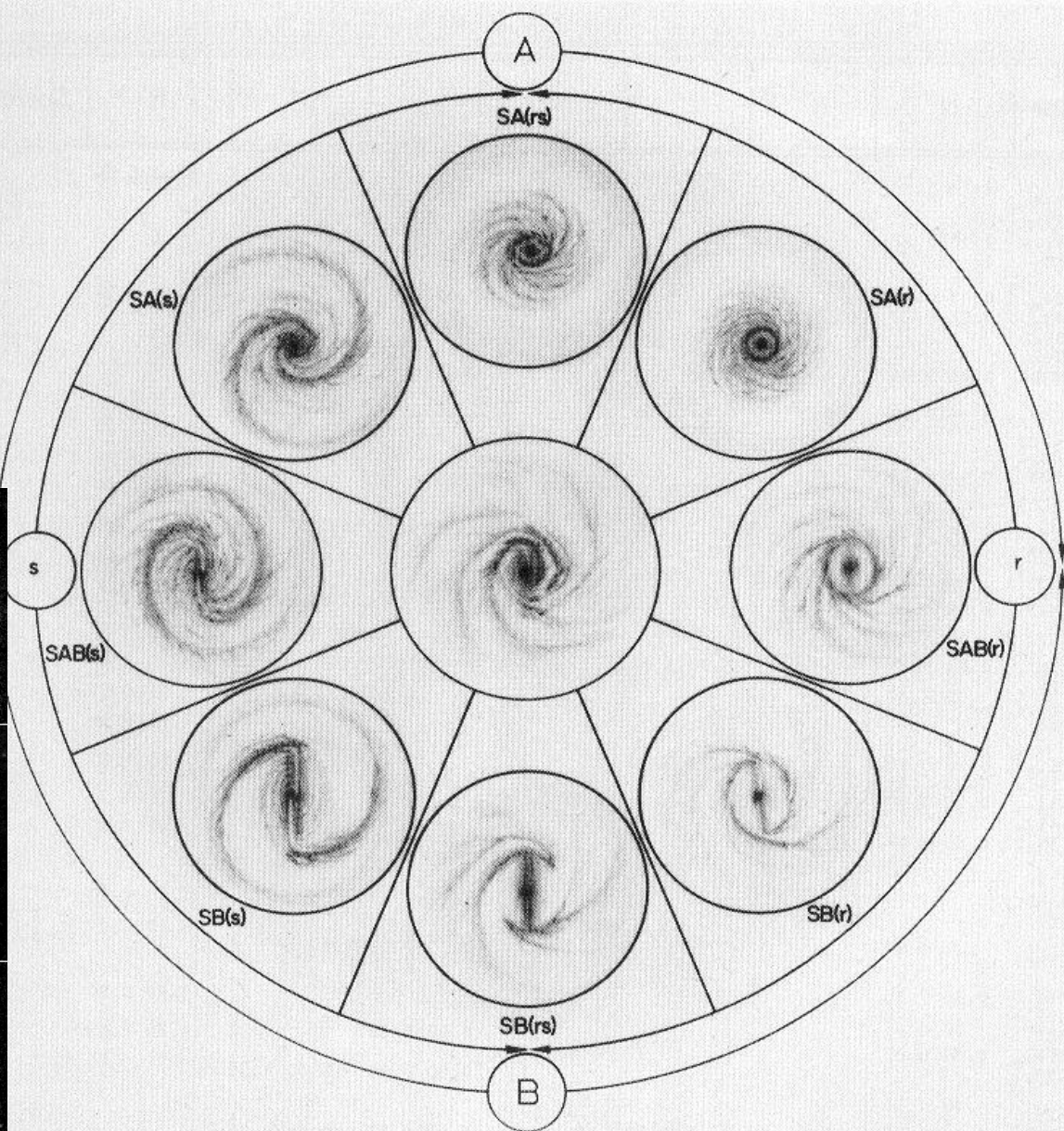
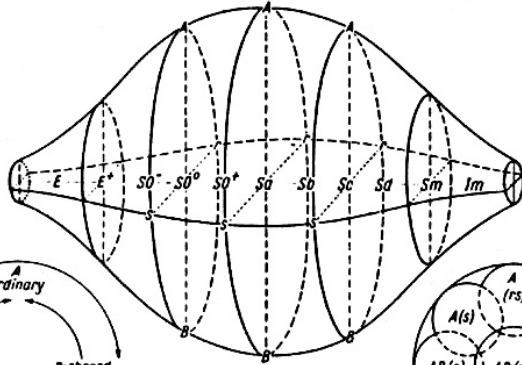
# 3.3.Morfología: sistema de Vaucouleurs





# 3.3.Morfología: sistema de Vaucouleurs

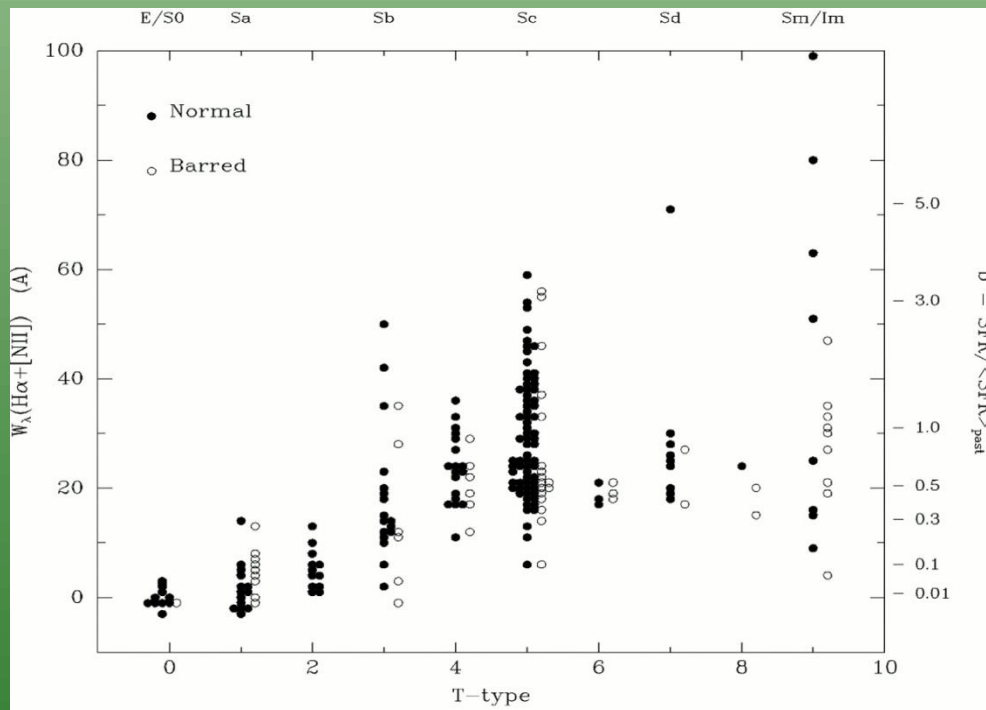
ellipticals    lenticulars    spirals    irregulars



# 3.3.Morfología: sistema numérico

<b>T Hubble</b>	-6	-5	-4	-3	-2	-1	0	1	2	3	4	5	6	7	8	9	10
<b>Clase de Vaucouleurs</b>	cE	E	E+	S0-	S0 <sup>0</sup>	S0+	S0/a	Sa	Sab	Sb	Sbc	Sc	Scd	Sd	Sd <sub>m</sub>	Sm	Im
<b>Tipo Hubble aprox.</b>	E			S0			S0/a	Sa	Sa-b	Sb	Sb-c	Sc			Sc-Irr	Irr I	

wikipedia



Kennicutt (1998)



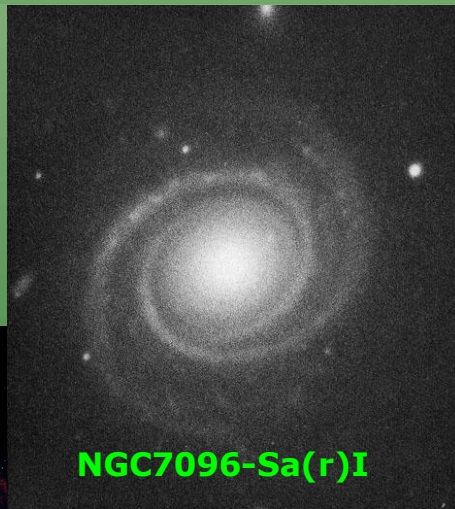
# 3.3.Morfología: otras clasificaciones

Existen otros sistemas de clasificación:

- ◆ van den Bergh introdujo un sistema de clases de luminosidad para espirales. La nomenclatura va desde tipo I a V, con I siendo espirales con brazos muy definidos. Notad que tiene que ver con la luminosidad y forma de los brazos espirales, no con la luminosidad total de la galaxia.
- ◆ A los tipos de Hubble a veces se le añaden letras indicando la presencia de anillos internos en los que terminan los brazos espirales (p.e., NGC7096 es una Sa(r)I), o que los brazos se extienden hasta el centro de la galaxia (p.e., M101 es una Sc(c)I), o hay anillos externos (NGC4340 es una RSB0).



M81-Sab(r)



NGC7096-Sa(r)I

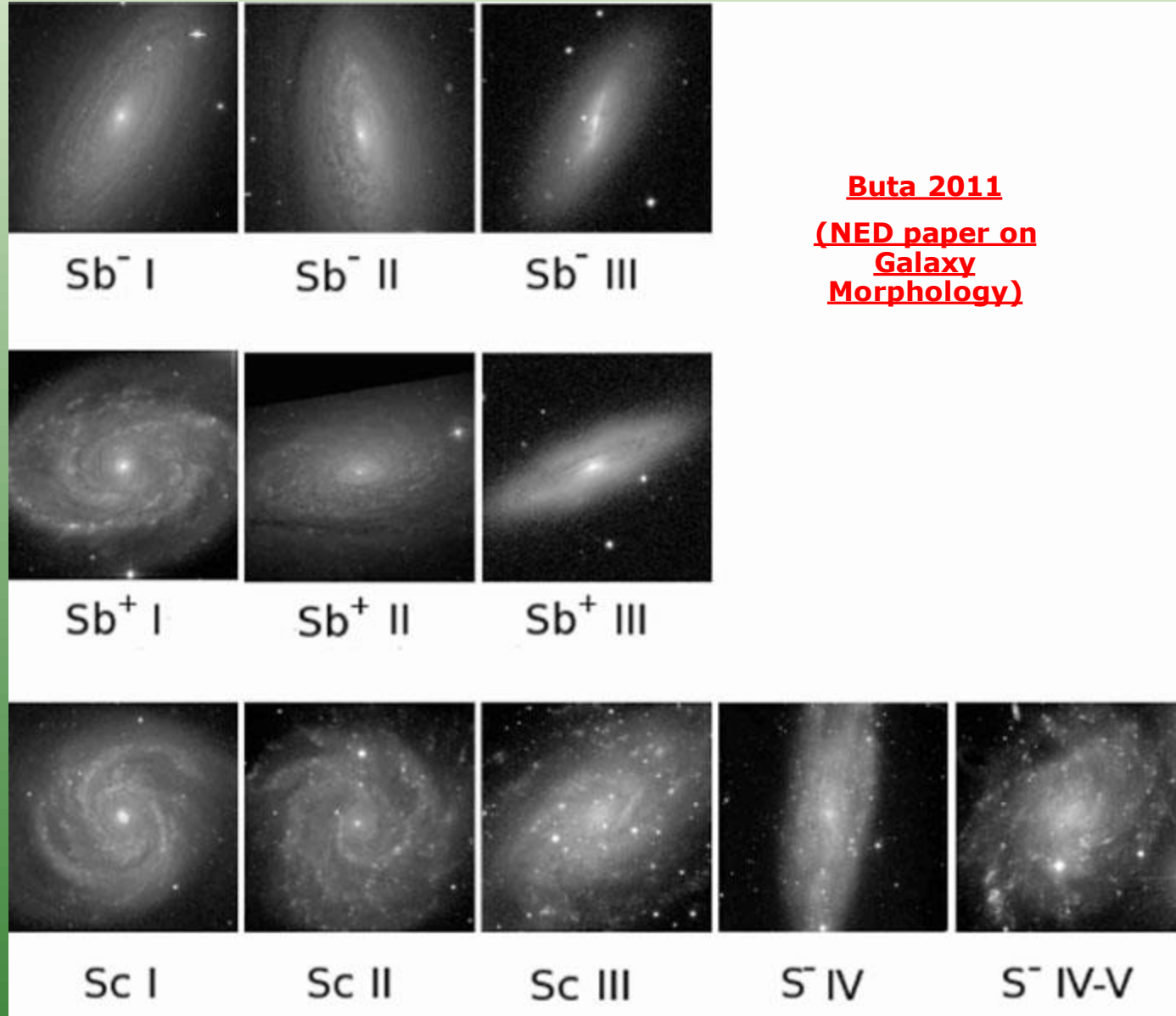


M101-Sc(c)I



NGC4340-RSB0

# 3.3.Morfología: otras clasificaciones



# 3.3.1. Galaxias elípticas (E)

Las galaxias elípticas tienen un perfil de luz brillante en el centro y que decrece continuamente hacia el exterior, con isofotas elípticas y ausencia de otras estructuras brillantes. De acuerdo con la clasificación original de Hubble hay una subdivisión entre E0 (totalmente circulares) y E7 (las más elongadas). El subtipo se calcula como el entero más cercano a la elipticidad aparente de la galaxia.

$$\varepsilon = 10 \times \left( 1 - \frac{b}{a} \right)$$



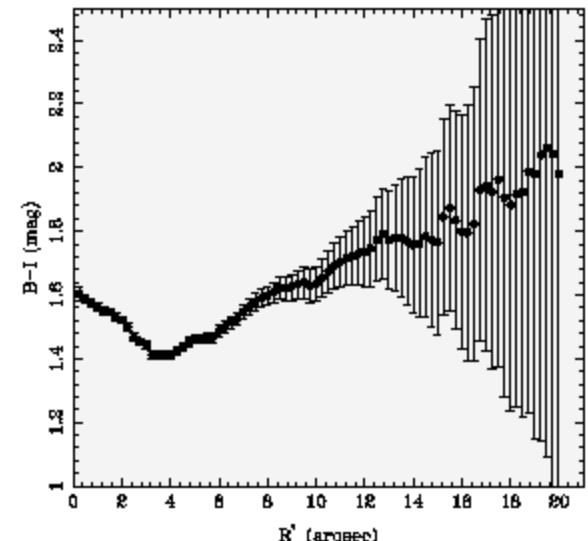
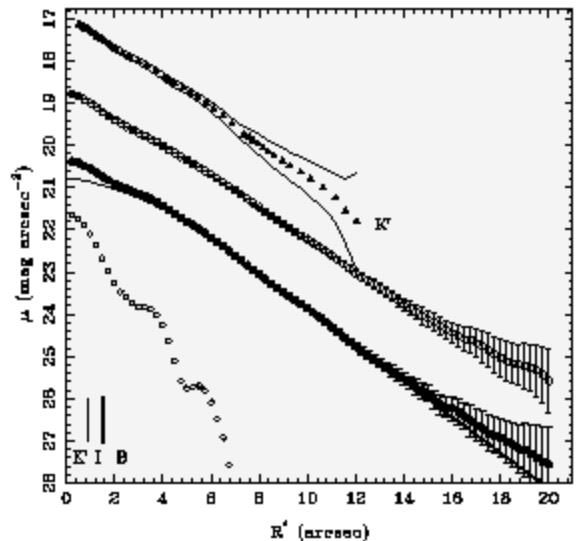
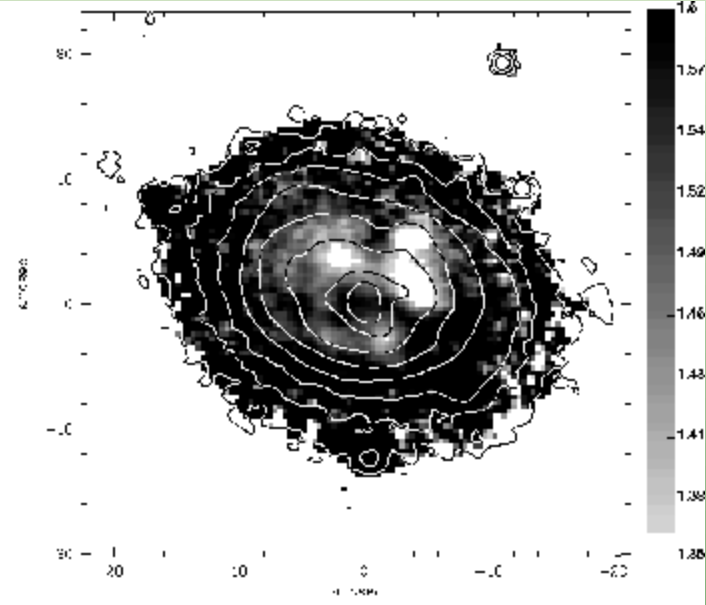
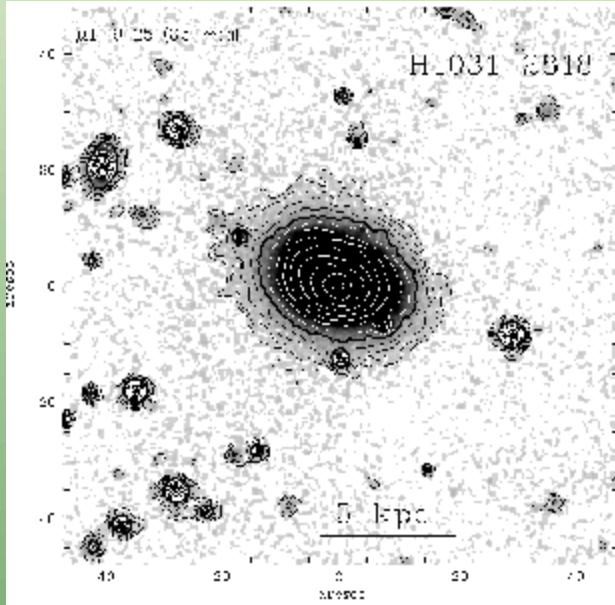
# 3.3.1. Galaxias elípticas

Las galaxias elípticas cubren un amplio rango de propiedades. Hay desde galaxias débiles ( $M_B \sim -8$ ) con masas tan pequeñas como  $10^7 M_\odot$  y tamaños del orden del kpc hasta gigantes brillantes ( $M_B \sim -25$ ) con  $10^{13-14} M_\odot$  y centenares de kpc. Varios subtipos:

- ◆ Elípticas gigantes (cD), en el centro de cúmulos. Poco numerosas, son las más grandes (1 Mpc de diámetro), brillantes  $-22 < M_B < -25$  y masivas ( $10^{13-14} M_\odot$ ), difíciles de caracterizar en sus zonas más externas, muy difusas puesto que suelen canibalizar galaxias cercanas. Tienen decenas de miles de cúmulos globulares con SN muy frecuentes. Tienen grandes cantidades de materia oscura (hasta  $750 M_\odot / L_\odot$ ).
- ◆ Elípticas normales (E), gigantes (gE) o compactas (cE). Algunas se confunden con S0. 1-200 kpc de diámetro,  $-15 < M_B < -23$ ,  $10^8-13 M_\odot$ ,  $7-100 M_\odot / L_\odot$ .
- ◆ Elípticas enanas (dE), menos brillantes que las normales y suelen tener metalicidades menores. 1-10 kpc de diámetro,  $-13 < M_B < -19$ ,  $10^7-9 M_\odot$ .
- ◆ Esferoidales enanas (dwarf spheroidals dSph), las más débiles y difusas. El Grupo Local cuenta con varias, más allá son difíciles de detectar. 0.1-0.5 kpc,  $-8 < M_B < -15$ ,  $10^7-8 M_\odot$ .
- ◆ BCDs, pequeñas y azules,  $< 3$  kpc,  $-14 < M_B < -17$ ,  $10^9 M_\odot$ ,  $0.1 M_\odot / L_\odot$ , mucho gas y formación estelar reciente.



# 3.3.1. Galaxias elípticas: perfiles de brillo



Duc et al. (1999)



## 3.3.1. Galaxias elípticas: perfiles de brillo

El perfil de luz de una galaxia elíptica es igual que el de un bulbo galáctico. Clásicamente se ajustaban los perfiles radiales de brillo superficial con una ley de de Vaucouleurs:

$$\ln I(r) = \ln I_e + 7.67 \left[ 1 - \left( \frac{r}{R_e} \right)^{1/4} \right]$$

De manera más general actualmente se usa un perfil de Sèrsic (1963), con el índice de Sèrsic "n", que tiene la forma:

$$\ln I(r) = \ln I_0 - kr^{1/n}$$

n=4 sería la ley de de Vaucouleurs, y n=1 sería una exponencial simple.

Las galaxias elípticas pueden tener núcleos más intensos (que necesitan una segunda componente de Sèrsic). También pueden mostrar zonas externas difusas que se asemejan a discos (dE, dSph, pasando a las S0 -que no son elípticas, pero se parecen morfológicamente!-).

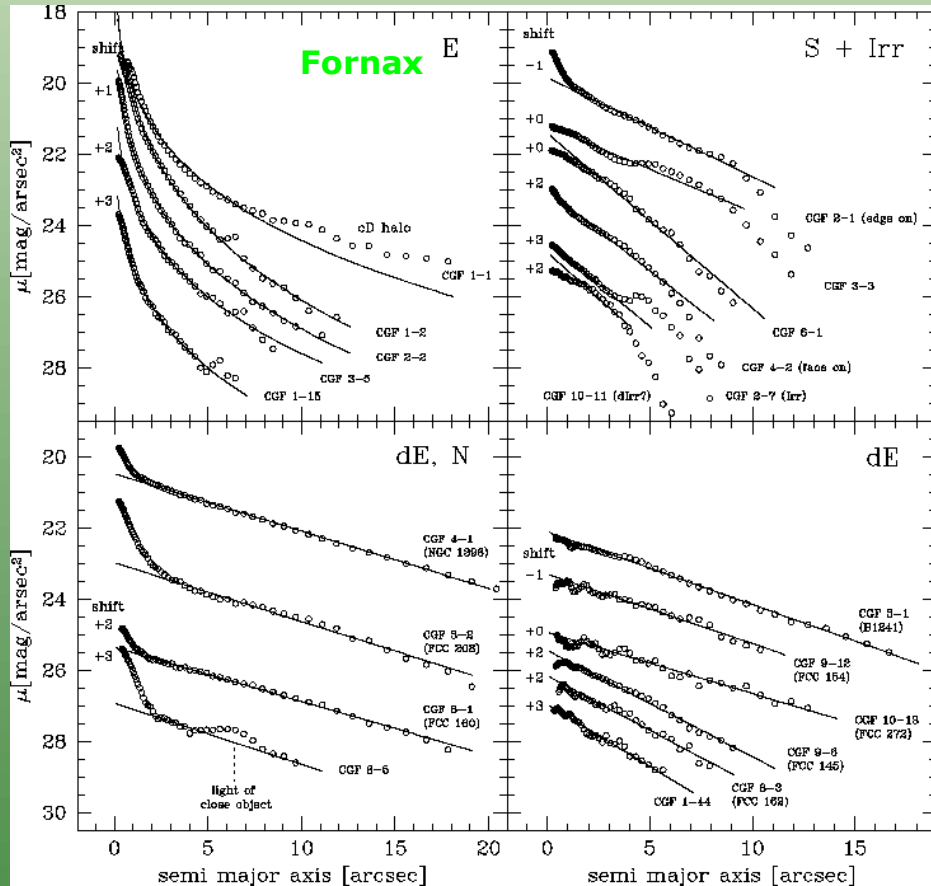
Recordad que el flujo se obtiene de la intensidad como:

$$F = \int_0^{\infty} 2\pi r I(r) dr$$

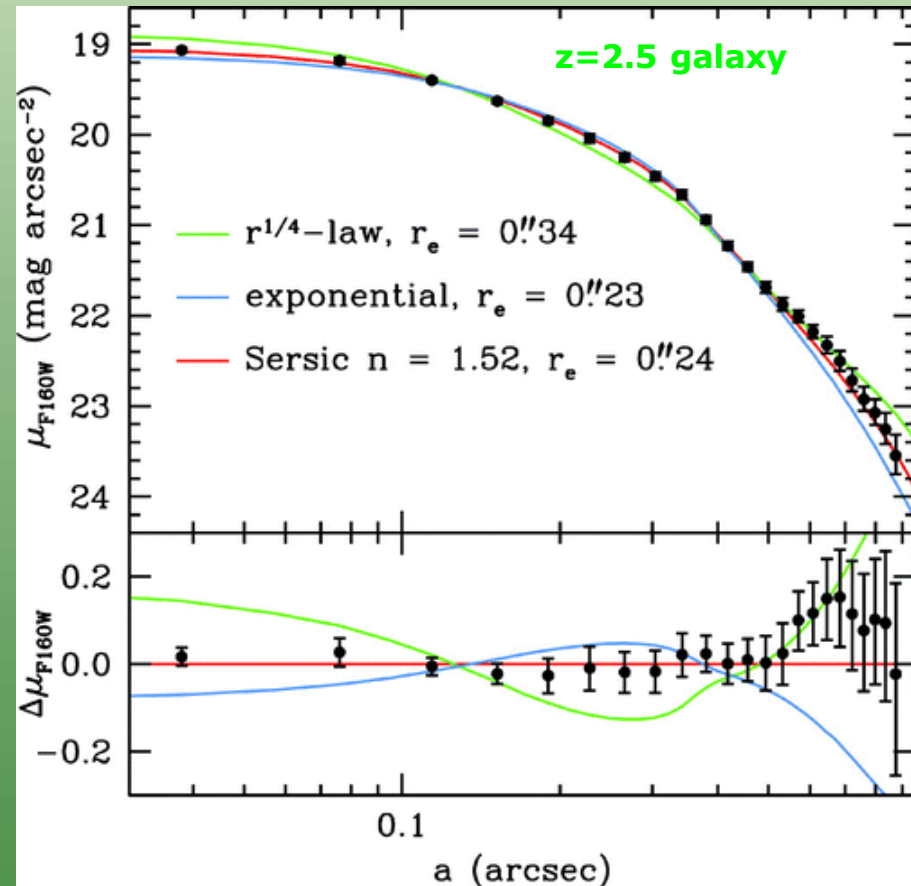




# 3.3.1. Galaxias elípticas: perfiles de brillo



Hilker et al. (1998)



Stockton et al. (2008)



## 3.3.1. Galaxias elípticas: poblaciones estelares

Las galaxias elípticas tiene poblaciones estelares evolucionadas, muchos cúmulos globulares (viejos), estrellas de muy alta y muy baja metalicidad en el caso de enanas, poco gas pero no es inexistente ( $10^{8-9} M_{\odot}$  menos que en espirales y normalmente con componentes calientes), formaciones estelares muy débiles (excepto en BCDs), y también tienen algo de polvo ( $10^{5-6} M_{\odot}$ ), a veces en anillos contrarrotantes que pueden haberse adquirido después de la formación de las estrellas.

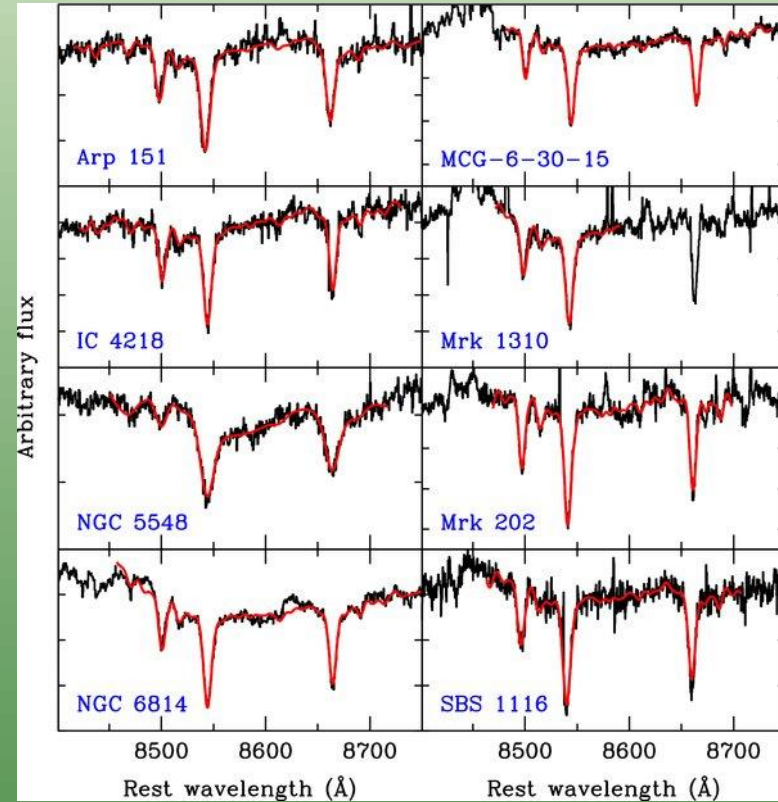
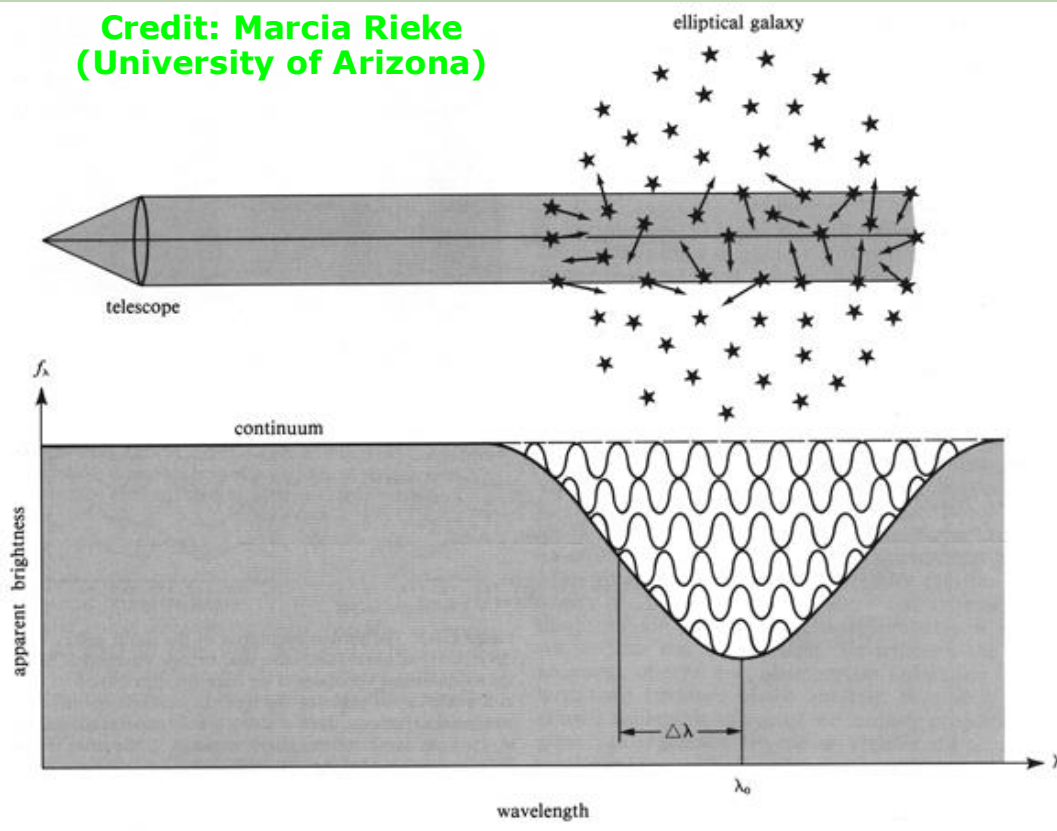
La metalicidad de las elípticas correlaciona con su masa (más masivas, más metálicas) y suelen presentar gradientes con las zonas internas siendo más metálicas que las externas.

Las galaxias elípticas no suelen mostrar rotación, están gobernadas por movimientos orbitales keplerianos en direcciones "aleatorias". Para cuantificar estos movimientos se utiliza la "dispersión de velocidades",  $\sigma$ , que nos da idea del rango de velocidades que muestran las estrellas en sus movimientos en la galaxia. La dispersión de velocidades está relacionada con la masa de la galaxia: a mayor masa, mayores valores de  $\sigma$ . La dispersión de velocidades se mide en km/s.



# 3.3.1. Galaxias elípticas: $\sigma$

Credit: Marcia Rieke  
(University of Arizona)



Woo et al. (2010)

$$\sigma = \frac{\Delta\lambda}{\lambda_0} c$$

$\sigma$  se suele medir en una isofota determinada para poder comparar galaxias diferentes.



# 3.3.1. Galaxias elípticas: Teorema del Virial

La dispersión de velocidades de una galaxia elíptica se suele utilizar para calcular su masa (dinámica) a partir del Teorema del Virial.

El Teorema del Virial se aplica a sistemas en los que sus partículas no colisionan, por ejemplo solo interaccionan gravitacionalmente como las estrellas en un cúmulo globular o una galaxia elíptica, y están en estado de equilibrio. En el caso de una galaxia, el equilibrio se alcanza si no se contrae o se expande, y se habla de que está virializada o termalizada.

El Teorema del Virial establece:

$$2K + U = 0$$

$$U = -\frac{GMm}{r}$$

$$K = \frac{1}{2}mv^2$$

$$mv^2 = \frac{GMm}{r} \Rightarrow v^2 = \frac{GM}{r}$$

Para una galaxia con N estrellas donde medimos  $\sigma_r$  para la dirección radial:

$$\langle v^2 \rangle = 3\langle v_r^2 \rangle = 3\sigma_r^2 \Rightarrow M_{\text{virial}} \sim \frac{3R\sigma_r^2}{G}$$

$$M_{\text{virial}} \sim \frac{5R\sigma_r^2}{G}$$

(esfera  $\rho = \text{cte}$ )



# 3.3.1. Galaxias elípticas: relación Faber-Jackson

Existen dos relaciones (estructurales o de escala) muy importantes cuando se trata con galaxias elípticas: la relación Faber-Jackson y el plano fundamental.

## VELOCITY DISPERSIONS AND MASS-TO-LIGHT RATIOS FOR ELLIPTICAL GALAXIES\*

S. M. FABER AND ROBERT E. JACKSON

Lick Observatory and Board of Studies in Astronomy and Astrophysics, University of California, Santa Cruz

*Received 1975 June 30; revised 1975 August 28*

### ABSTRACT

Velocity dispersions for 25 galaxies have been measured using conventional and Fourier techniques. The resultant velocity system is probably accurate to 10–15 percent. Internal rms errors are on the order of 10 percent. Using unpublished data of King, we have computed core values of  $M/L_B$ . For luminous ellipticals with  $M_B < -20$ ,  $M/L_B$  averages  $7(H/50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1})$ , considerably smaller than previous estimates. This value agrees well with  $M/L_B$  for early-type spirals, indicating that there is no large discontinuity in  $M/L_B$  between ellipticals and early-type spirals. This result is consistent with the observed small color differences between ellipticals and Sa's.

Velocity dispersions increase with luminosity for normal elliptical galaxies of moderate ellipticity. The data also suggest that  $M/L_B$  generally increases with luminosity. This conclusion is consistent with predictions based on King's data on core radii and central surface brightness (to be discussed fully in a separate paper). This increase in  $M/L_B$  might be due at least in part to the known increase in metal abundance with luminosity for normal elliptical galaxies.

The close correlation between luminosity and dynamical properties for normal ellipticals is further evidence that the ellipticals are very nearly a one-parameter family with total mass as the most important independent variable.

*Subject headings:* galaxies: internal motions — galaxies: stellar content

Faber & Jackson (1976)

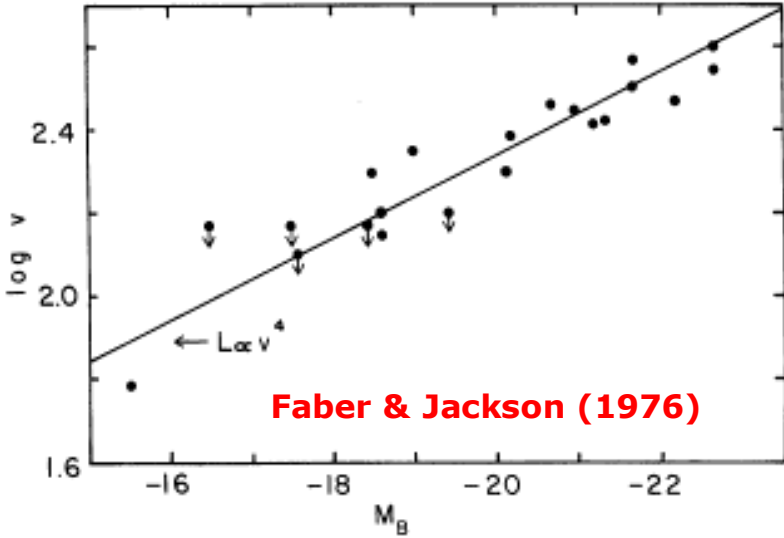


# 3.3.1. Galaxias elípticas : relación Faber-Jackson

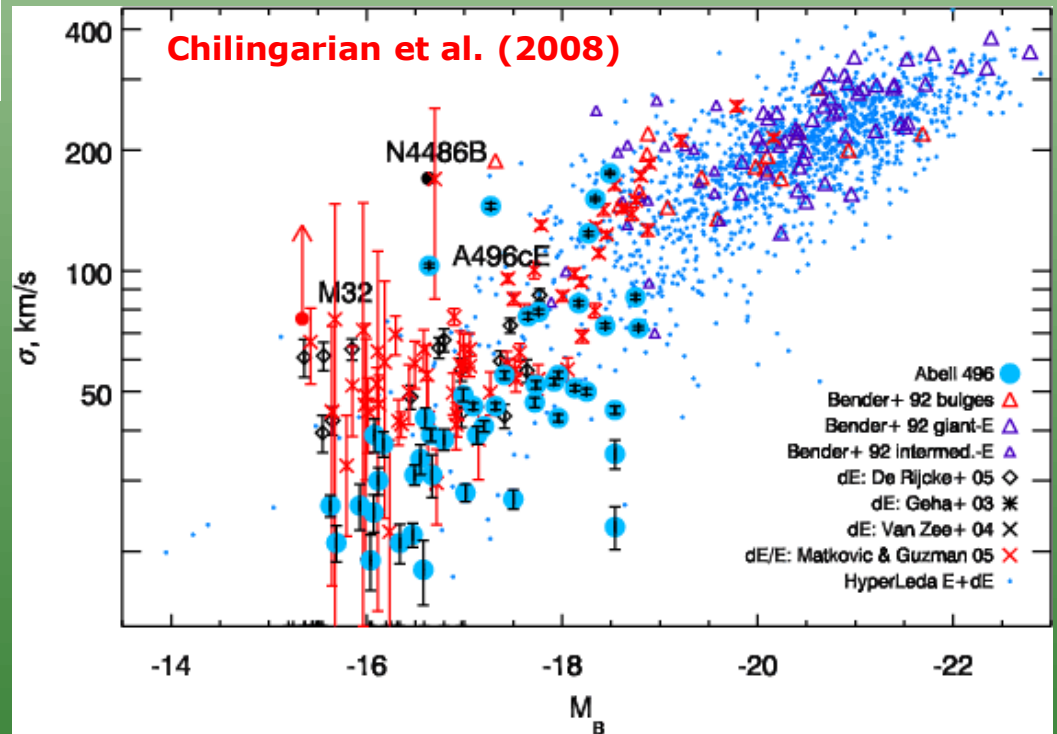
La relación de Faber&Jackson (1976) establece que la luminosidad de las E, S0 y bulbos es proporcional al logaritmo de su dispersión de velocidades:

$$L \propto \sigma_r^4 \Rightarrow M = -10 \log_{10} \sigma_r + CTE$$

Se suele utilizar el valor central  $\sigma_0$ .



La relación F-J permite calcular distancias con una precisión baja (debido a la alta dispersión de la relación), pero útil si no se tienen otras estimaciones.



# 3.3.1. Galaxias elípticas: plano fundamental

La relación de F-J tiene una dispersión considerable y en general se encuentra:

$$L \propto \sigma_0^\alpha, 3 < \alpha < 5$$

Pero si se introduce un segundo parámetro en la ecuación se puede encontrar una relación mucho más precisa. Ese parámetro es el radio efectivo. Contando con él se encuentra:

$$L \propto \sigma_0^{2.65} r_e^{0.65} \quad r_e \propto \sigma_0^{1.24} I_e^{-0.82}$$

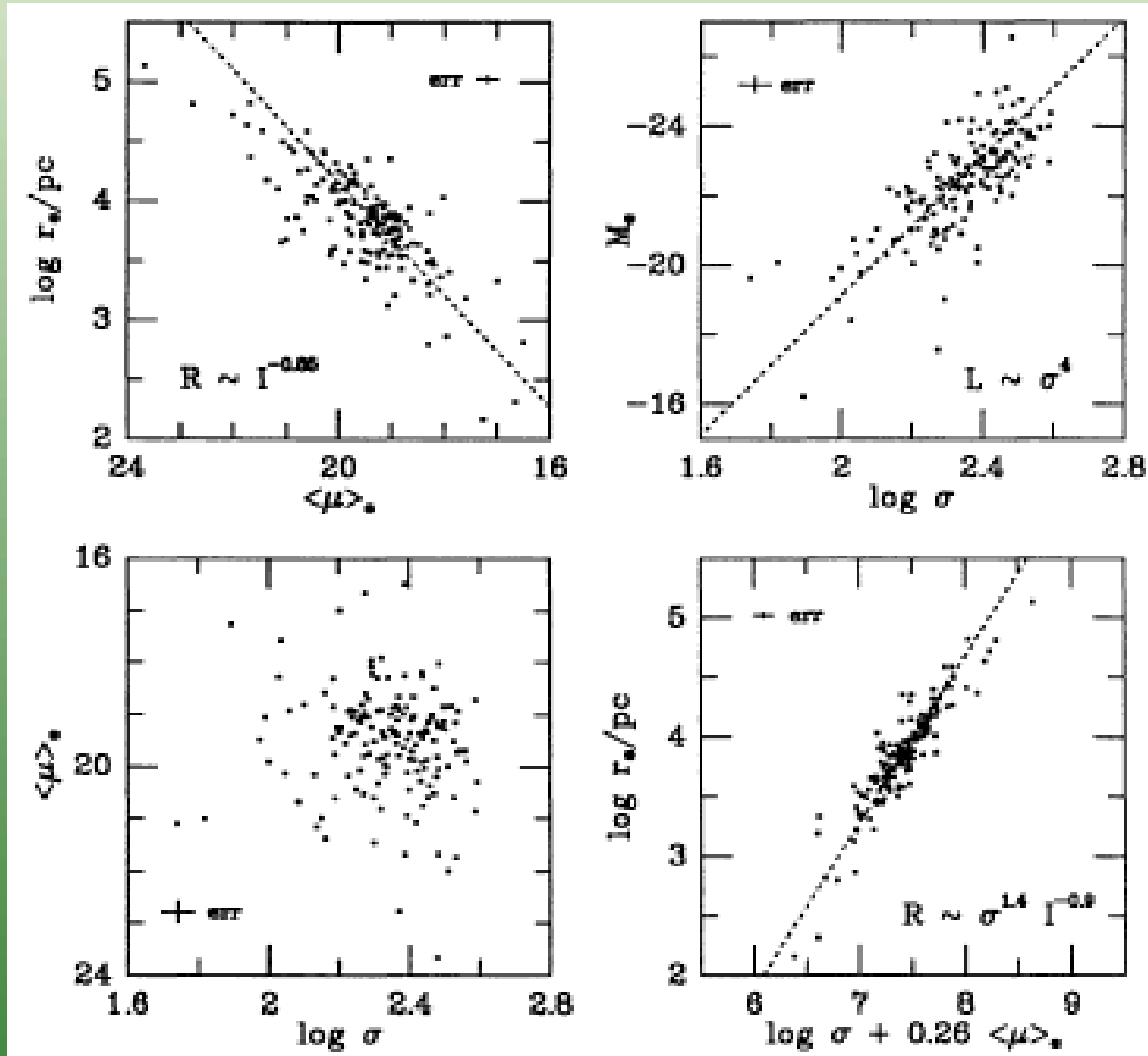
Las galaxias elípticas se encuentran en un plano definido por las tres propiedades en la expresión anterior ( $L$ ,  $\sigma$  y  $r$ ), denominado **plano fundamental (FP)**. De nuevo, esta relación se puede utilizar para calcular distancias con una incertidumbre del 15%.

Directamente relacionado con este plano fundamental también se utiliza la llamada relación  $D_n$ - $\sigma$ , introducida por Dressler et al. (1987). En este artículo se encontró que el diámetro para la isofota en la banda B con  $20.75 \text{ mag/arcsec}^2$ ,  $D_n$ , correlaciona con  $\sigma$  siguiendo la relación:

$$\frac{D_n}{kpc} = 2.05 \left( \frac{\sigma}{100 \text{ km / s}} \right)^{1.33}$$



# 3.3.1. Galaxias elípticas: relación de Kormendy

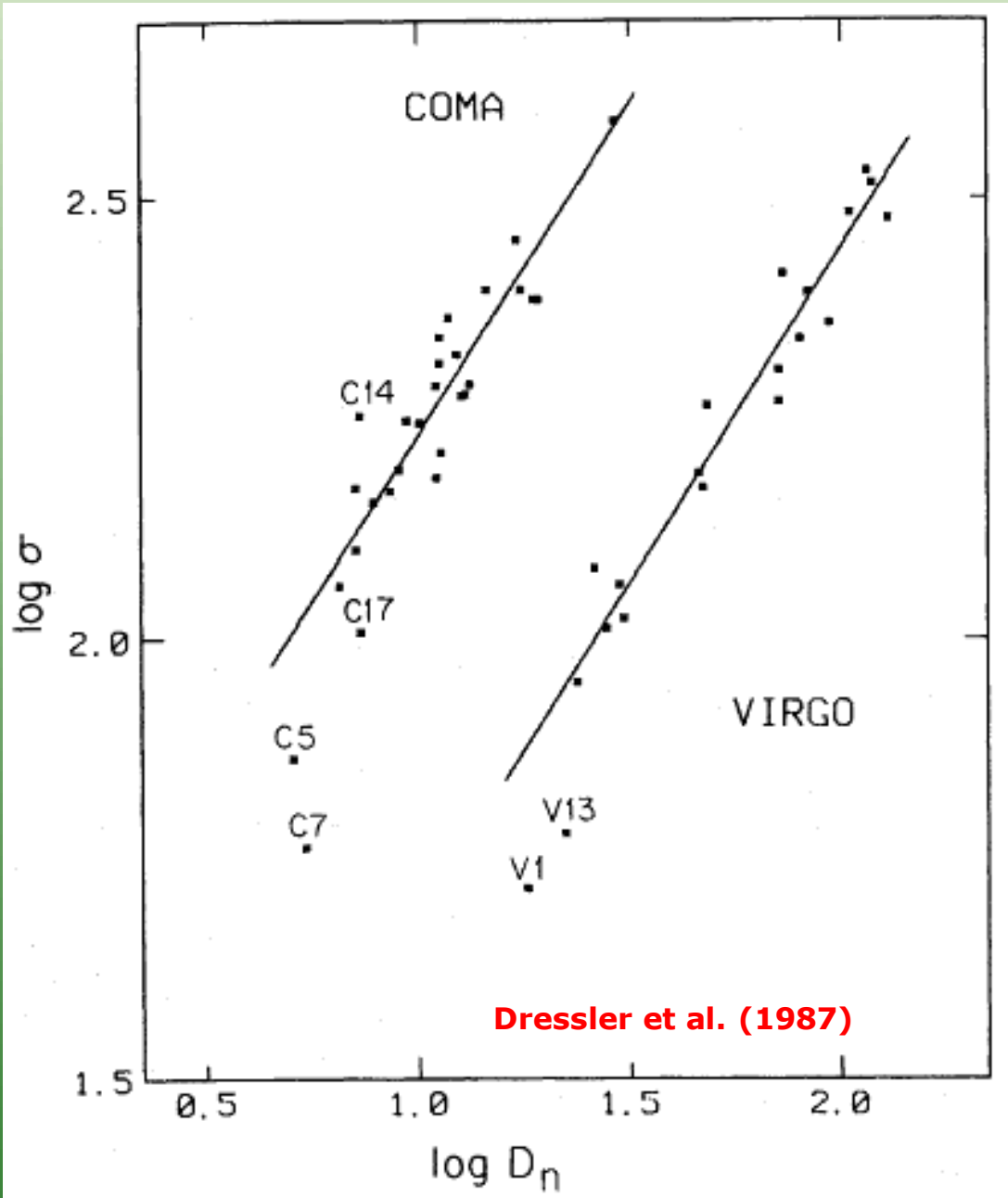


Kormendy & Djorgovski  
(1989)





### 3.3.1. Galaxias elípticas: relación $D_n$ - $\sigma$



## 3.3.1. Galaxias elípticas: isofotas

Aunque en principio las galaxias elípticas están sustentadas gravitacionalmente por movimientos estelares aleatorios, existen estructuras con rotación en la mayoría de elípticas (discos de gas, polvo, conjunto de cúmulos estelares o galaxias enanas canibalizadas), incluso con rotaciones en diferentes sentidos. El grado de rotación es en general muy pequeño comparado con la dispersión de velocidades, aunque las galaxias menos masivas pueden tener rotaciones significativas. Es el caso de galaxias cE y bulbos galácticos.

Las isofotas de las galaxias elípticas son en primer orden elípticas, pero estudiándolas en más detalle se comprueba que tienen un cierto grado de "boxiness" o "diskiness" (tienden hacia un rectángulo o un disco). La forma de las isofotas se suele parametrizar con la relación:

$$a(\theta) = a_0 + a_2 \cos(2\theta) + a_4 \cos(4\theta) + \dots$$

donde el primer término sería una circunferencia, el segundo daría el grado de elipticidad, y el tercero daría una isofota "disky" ( $a_4 > 0$ ) o "boxy" ( $a_4 < 0$ ). Típicamente el grado de "diskiness" y "boxiness" está por debajo del 1% (con respecto a una elipse perfecta,  $|a_4/a_0| \sim 0.01$ ).



# 3.3.1. Galaxias elípticas: isofotas

Bender et al. (1988)

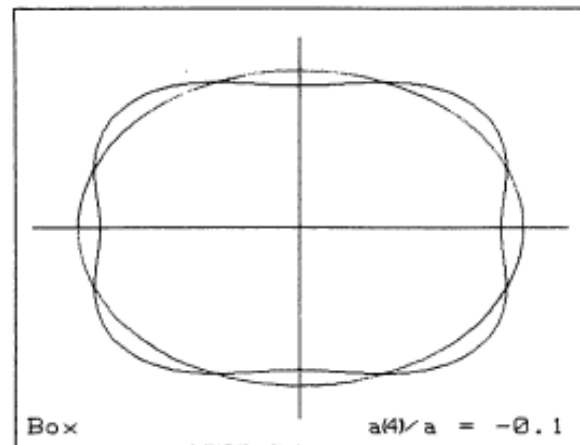
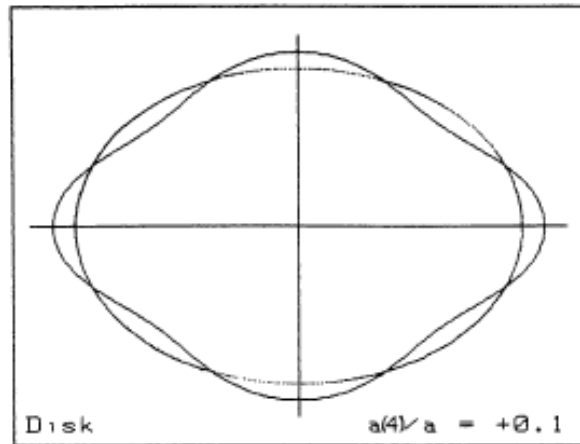


FIGURE 5. — Schematic drawing illustrating isophotes with  $a(4)/a = +0.1$  and  $a(4)/a = -0.1$ .

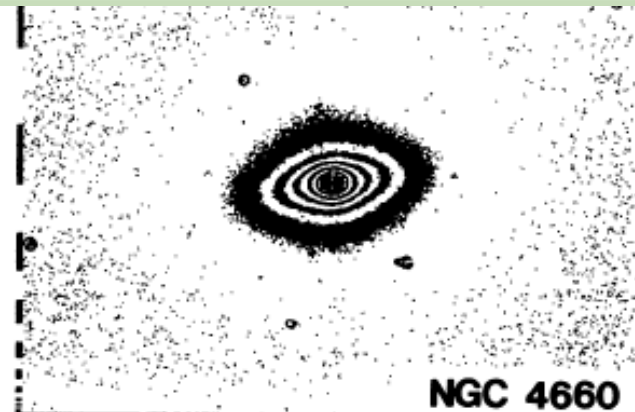


FIGURE 6. — R-image of NGC 4660, an elliptical galaxy with a disk-component in the isophotes ( $a(4)/a \sim +0.03$ ).

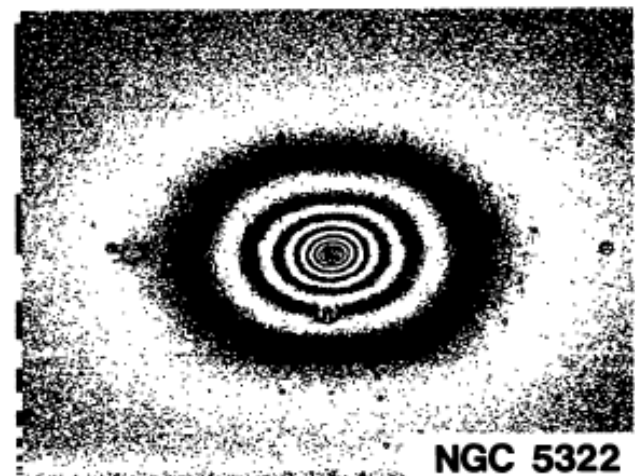
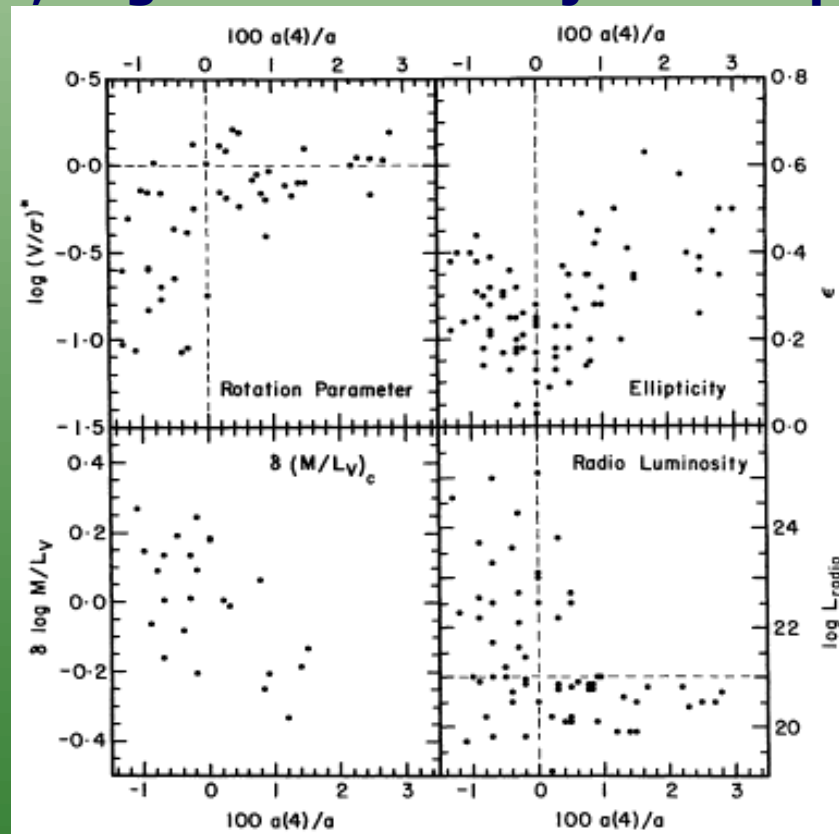


FIGURE 7. — R-image of NGC 5322, an elliptical galaxy with box-shaped isophotes ( $a(4)/a \sim -0.01$ ).



# 3.3.1. Galaxias elípticas: isofotas

“Disky” E’s tendrían una rotación considerable, “boxy” E’s estarían completamente dominadas por presión. El grado de “boxiness”-“diskiness” también se relaciona con otros parámetros como la elipticidad, la relación masa-luminosidad, la luminosidad radio, etc... Esto lleva a pensar en diferencias en la evolución de los distintos tipos de sistemas: las E’s “boxy” podrían ser el resultado de múltiples interacciones y mergers, mientras que las “disky” podría ser una extensión de las galaxias S0, galaxias con cada vez más bulbo y menos disco, seguramente más jóvenes que las “boxy”.

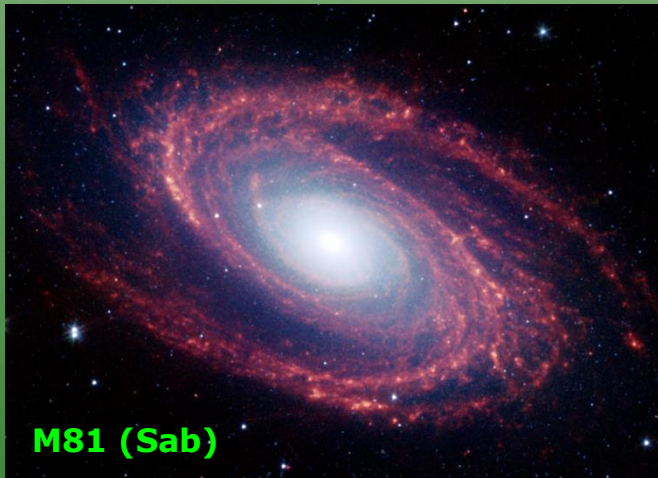


Kormendy & Djorgovski  
(1989)



## 3.3.2. Galaxias espirales (S)

Las galaxias espirales tienen un perfil de luz menos concentrado que las galaxias elípticas. Muestran una componente central con propiedades parecidas a las galaxias elípticas, el bulbo, y una componente extendida de forma plana llamada disco, donde se pueden encontrar varios brazos espirales. De acuerdo con la clasificación original de Hubble hay una subdivisión entre espirales barradas (SB), no barradas (S), e intermedias (SAB). Y en cada subdivisión hay subtipos a, b y c según la relación bulbo-disco (las a tienen un bulbo relativamente más prominente que las c) y la distribución de los brazos espirales (las a tienen brazos más cerrados que las c, en las que además suelen ser más flocculentos y numerosos). Existen tipos intermedios como Sab, y la extensión de de Vaucouleurs añade subtipos d y m.



M81 (Sab)



NGC1300 (SBbc)



M101 (SABcd)

## 3.3.2. Galaxias espirales

Las galaxias espirales de tipo abc presentan masas  $10^9$ - $10^{12} M_{\odot}$ , luminosidades  $-16 < M_B < -23$ , diámetros entre 5 y 100 kpc,  $2.6 < M_{\odot} / L_{\odot} < 6.2$ , velocidades entre 100 y 350 km/s. Tienen bastante gas (entre un 4% y un 20%), como el doble de molecular que atómico.

Las galaxias más tardías (Sd/Sm) son más débiles ( $-15 < M_B < -18$ ), menos masivas ( $10^8$ - $10^{10} M_{\odot}$ ), más pequeñas (0.5-50 kpc), con relaciones masa-luminosidad menores ( $1 M_{\odot} / L_{\odot}$ ), velocidades menores (80-120 km/s) y más gas (25% de la masa total), dominando el gas atómico (5-70%).

Existen **tendencias según se avanza en subtipo**: relaciones masa-luminosidad menores, velocidades menores, colores más azules (poblaciones más jóvenes), mayor fracción de masa en forma de gas, mayor fracción de gas atómico comparado con molecular y mayor cantidad de polvo.

Las galaxias espirales muestran gradientes radiales de color, lo que se interpreta como gradientes de metalicidad y/o edad. Los bulbos son más rojos que los discos, y dentro de los discos suele también haber una gradación, con las partes exteriores presentando formación estelar menos metálica (quizás por llegada de gas "nuevo" del IGM). Valores típicos son  $-0.01 < d[O/H]/dr < -0.10$  dex/kpc.



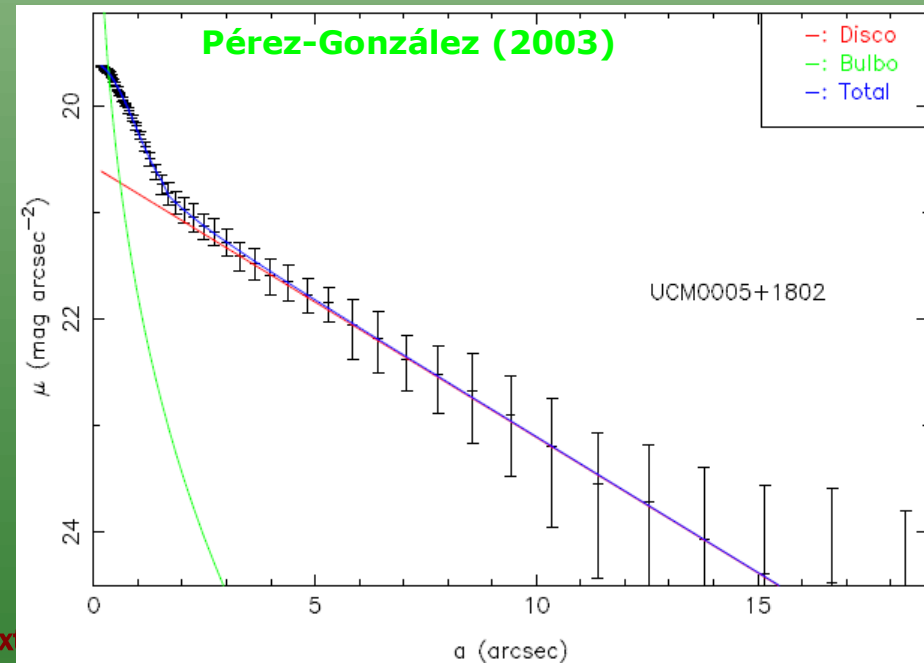
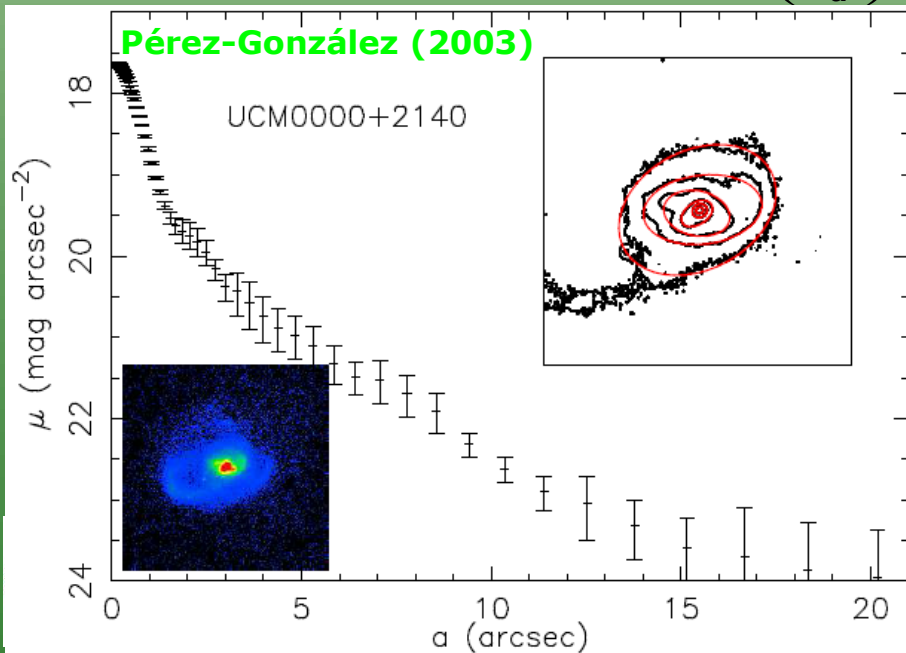
## 3.3.2. Galaxias espirales: perfiles de brillo

El perfil de luz de una galaxia espiral consta de al menos dos componentes: un bulbo y un disco. El bulbo se puede ajustar con una ley  $r=1/4$  o un perfil de Sérsic, contando con un radio efectivo del bulbo:

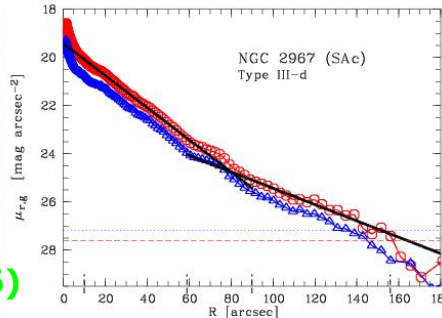
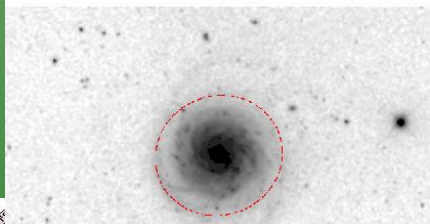
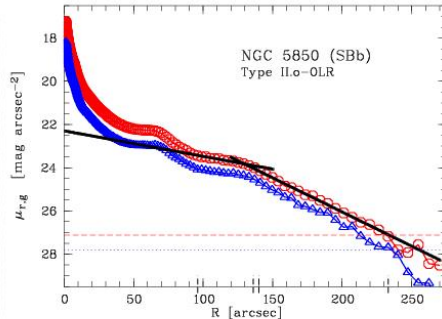
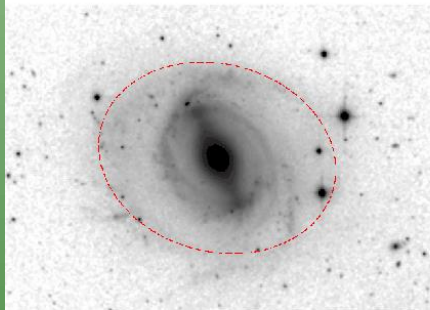
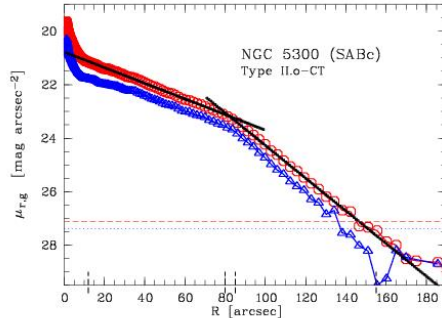
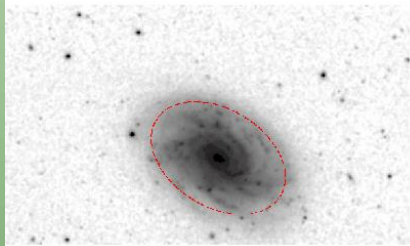
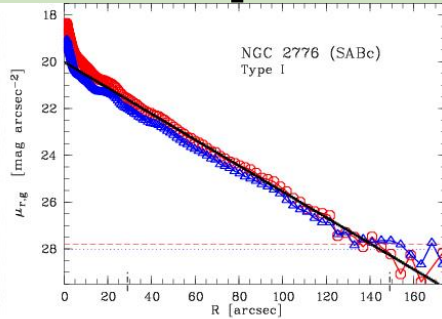
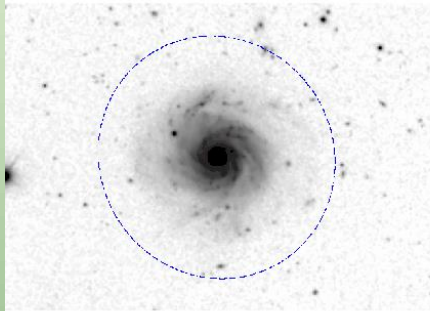
$$\ln I(r) = \ln I_e + 7.67 \left[ 1 - \left( \frac{r}{R_e} \right)^{1/4} \right] \quad \ln I(r) = \ln I_0 - kr^{1/n}$$

El disco se suele ajustar con una exponencial, contando con una escala característica del disco (ley de Freeman):

$$\ln I(r) = \ln I_0 - \left( \frac{r}{r_d} \right) \quad \mu(r) = \mu_0 + 1.086 \frac{r}{d_L}$$



# 3.3.2. Galaxias espirales: truncamientos de disco

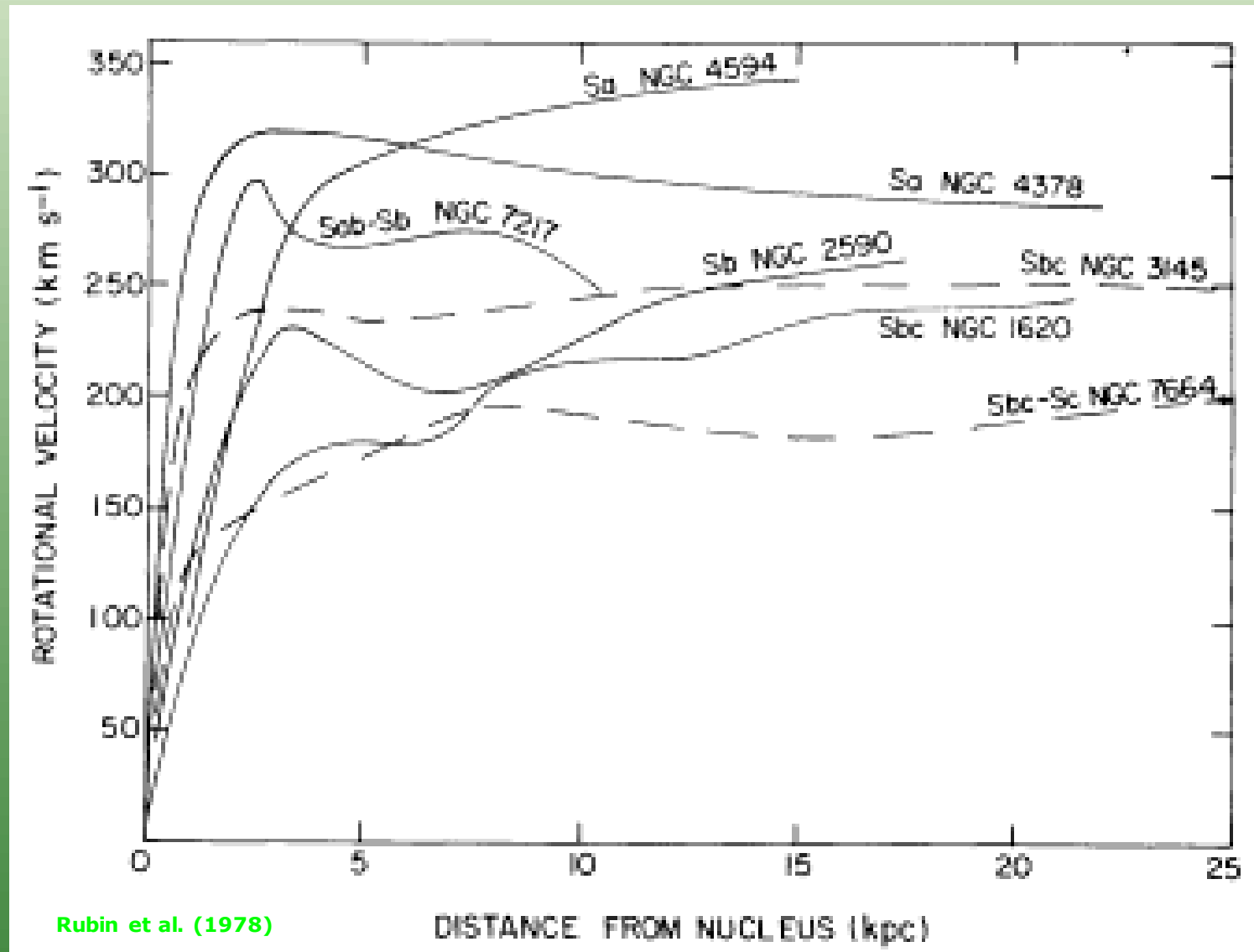


Los discos a veces presentan truncaciones, es decir, cambios de pendiente, lo que hace necesario dos exponenciales para reproducir los perfiles de brillo superficial. Las razones para la existencia de estos truncamientos no están claras, pero deben existir mecanismos de formación diferenciados para cada componente.

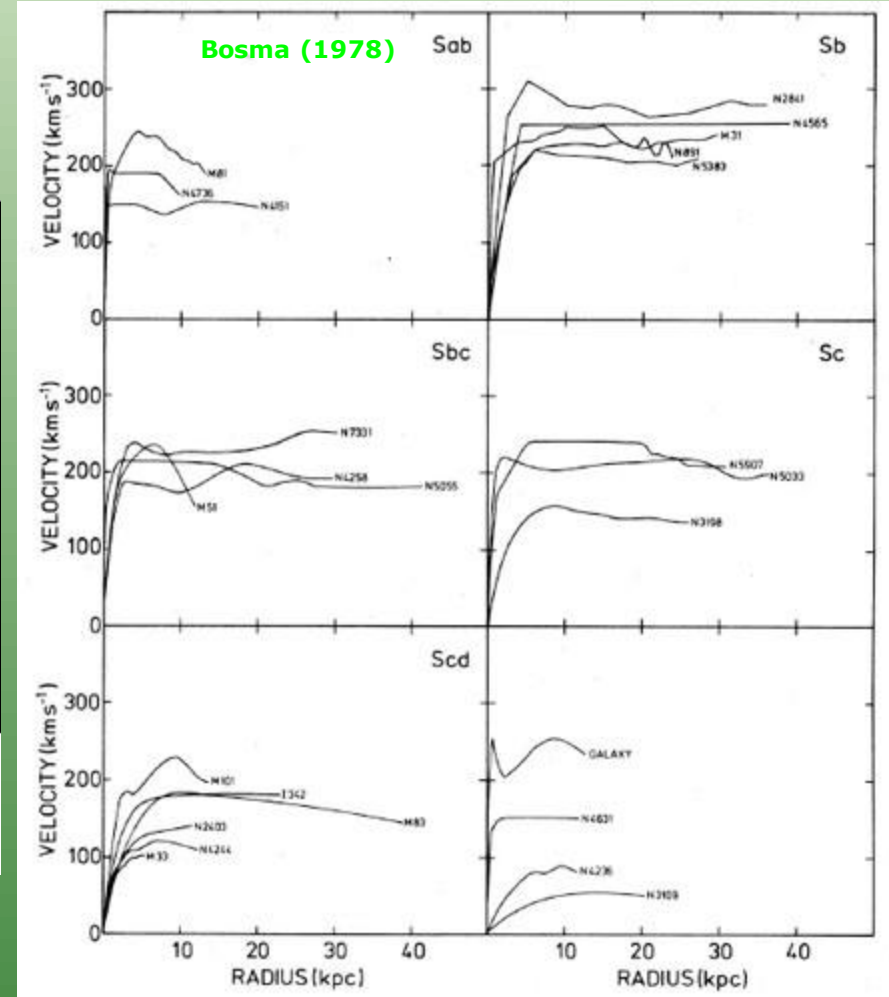
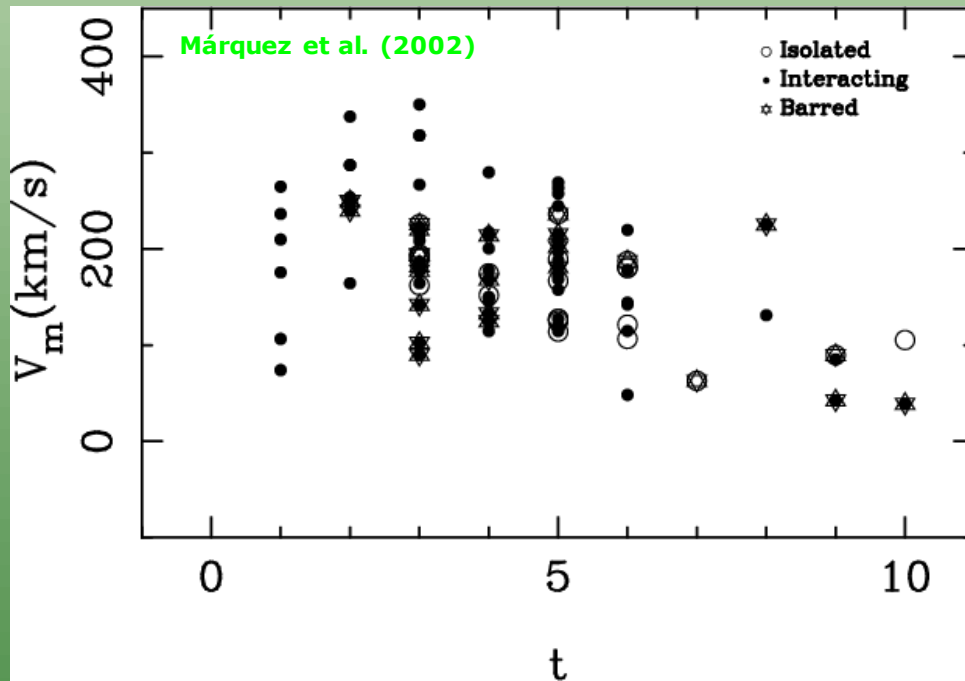
Pohlen & Trujillo (2006)



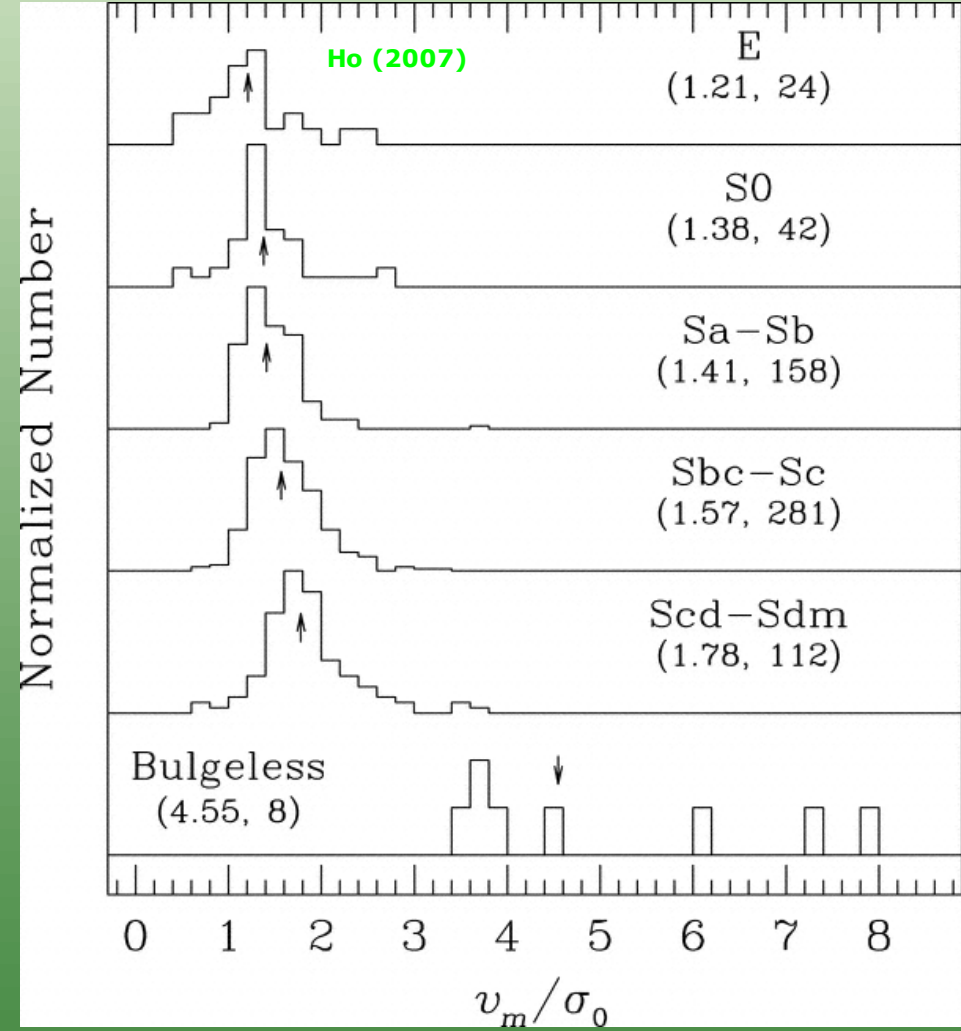
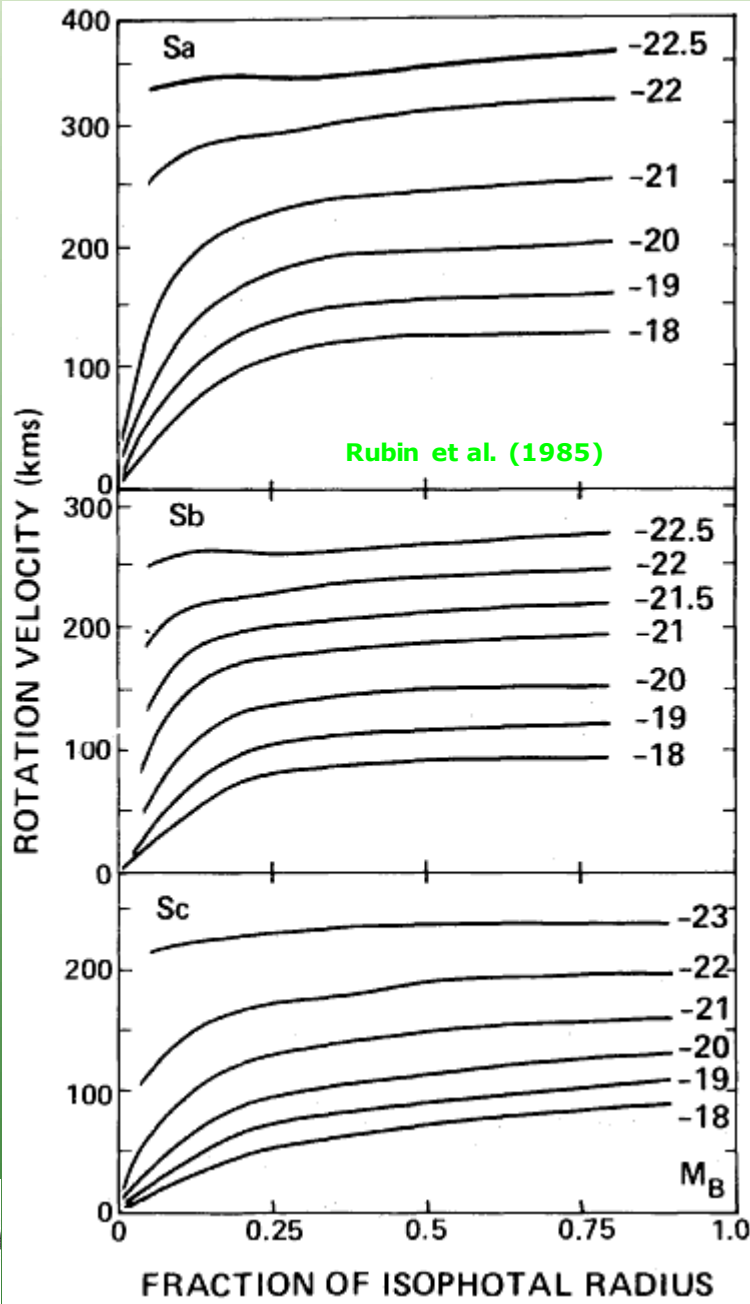
## 3.3.2. Galaxias espirales: curvas de rotación



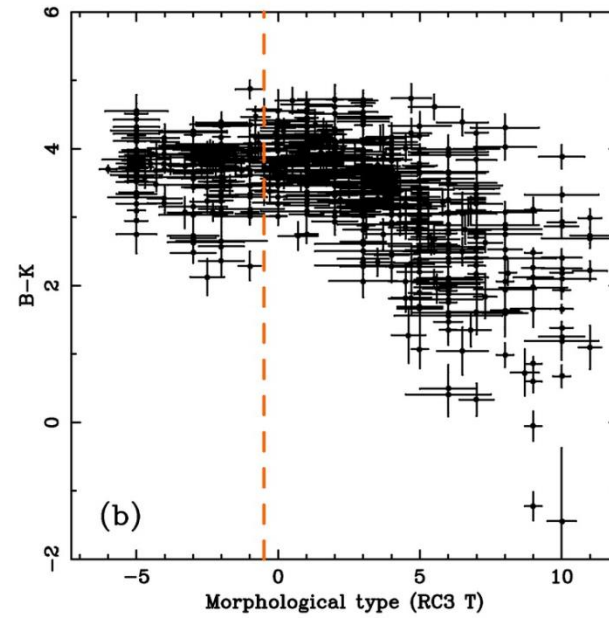
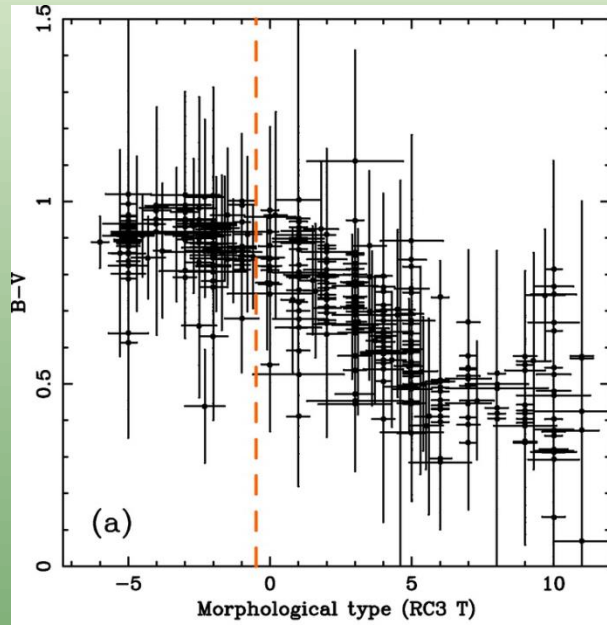
# 3.3.2. Galaxias espirales: propiedades vs. MphT



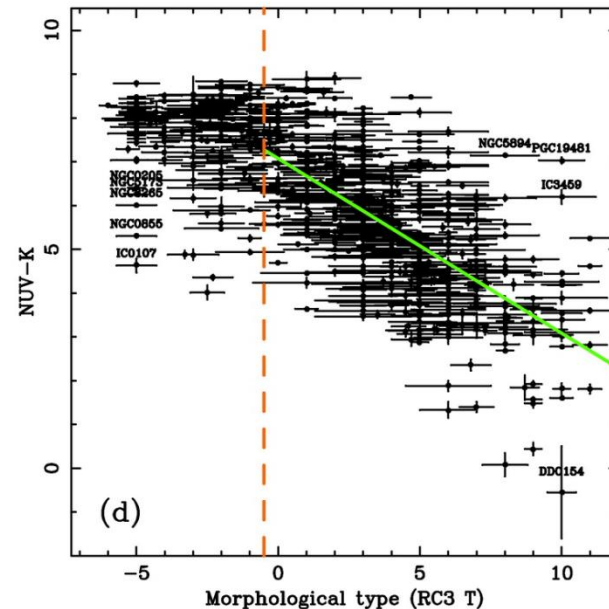
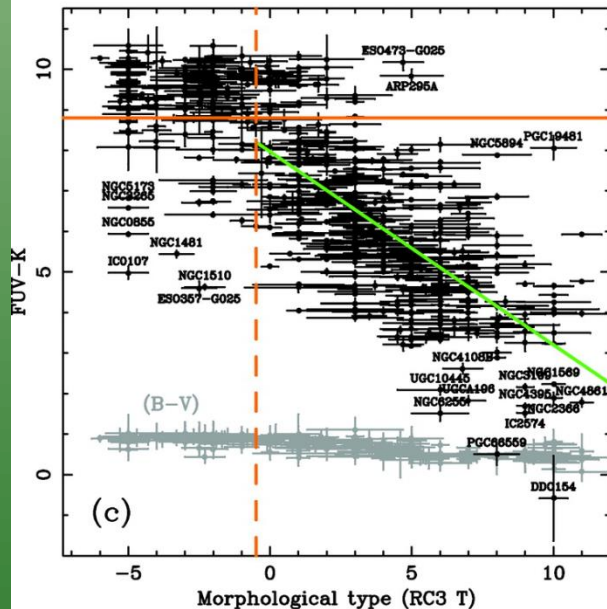
# 3.3.2. Galaxias espirales : propiedades vs. MphT



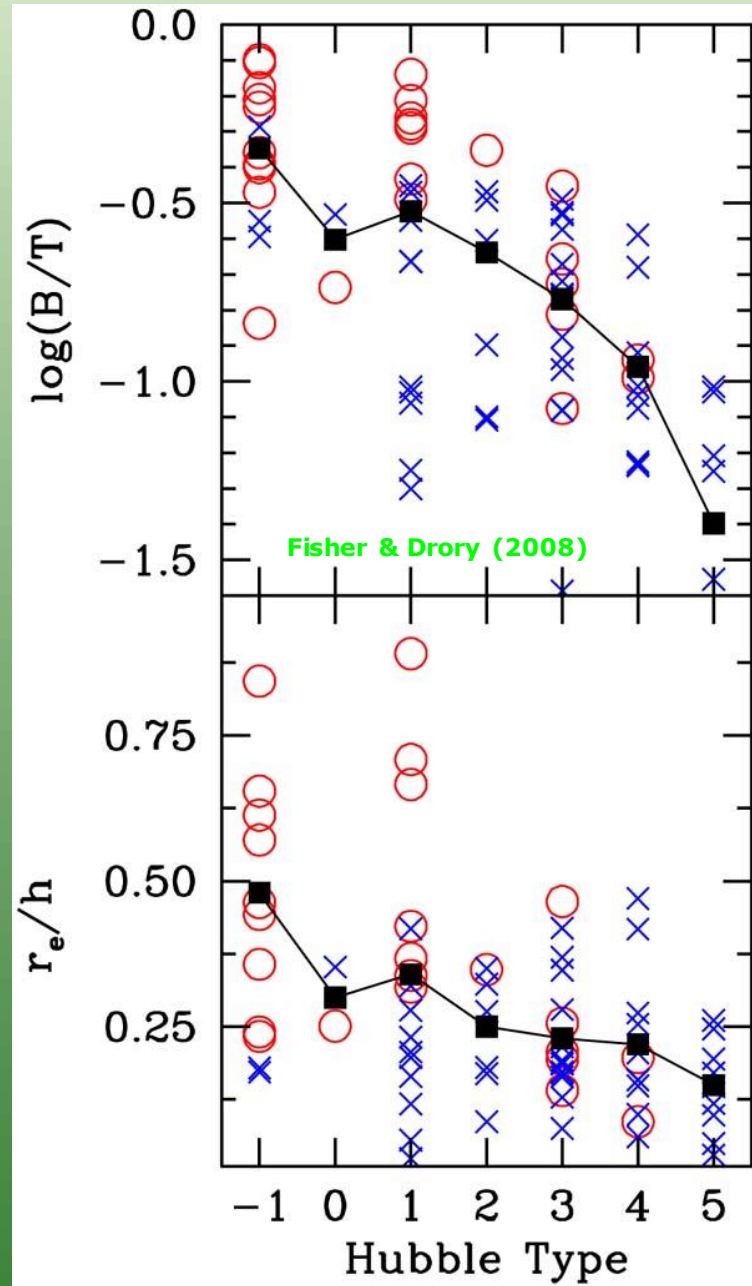
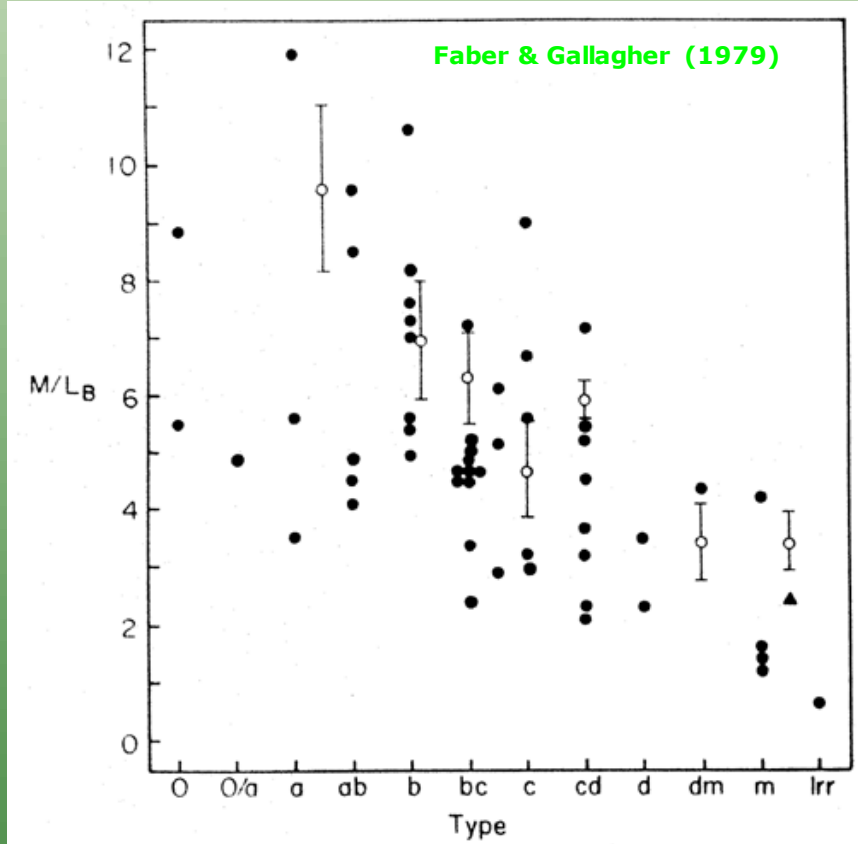
# 3.3.2. Galaxias espirales : propiedades vs. MphT



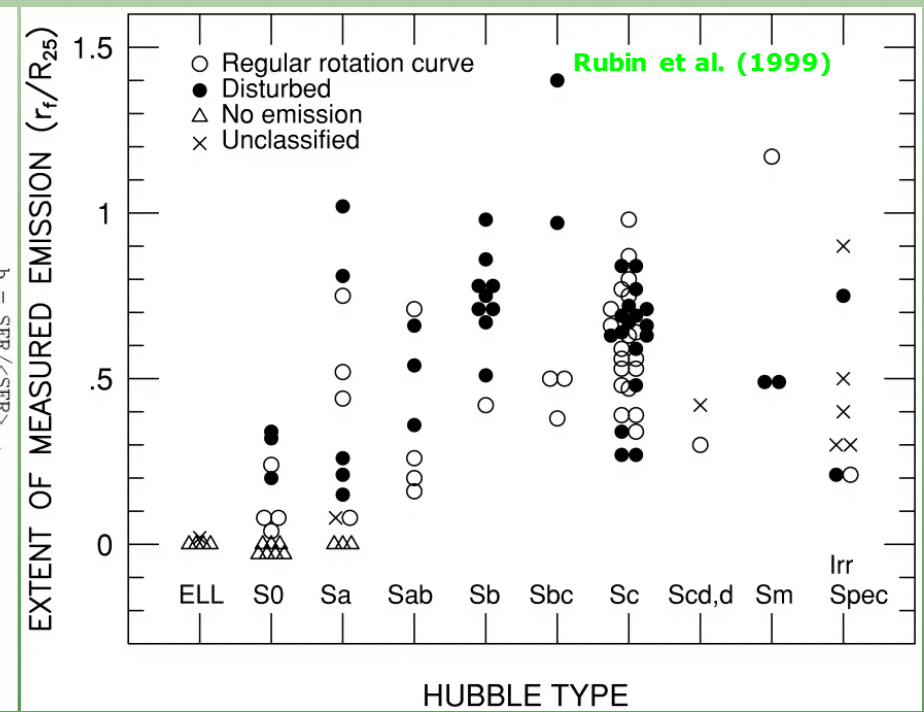
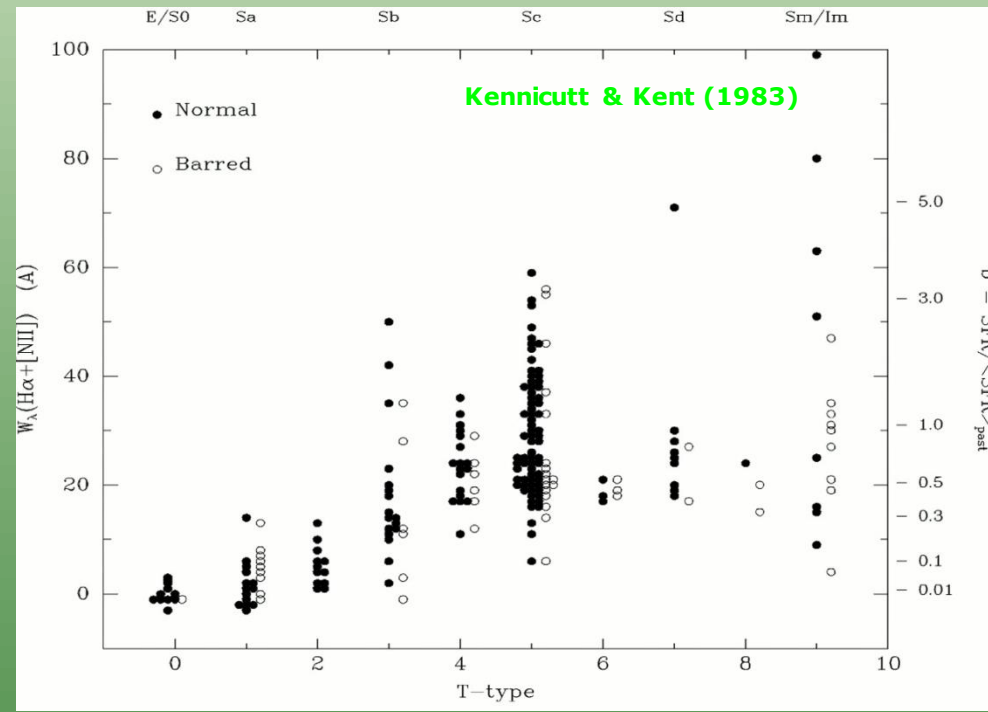
Gil de Paz et al. (2007)



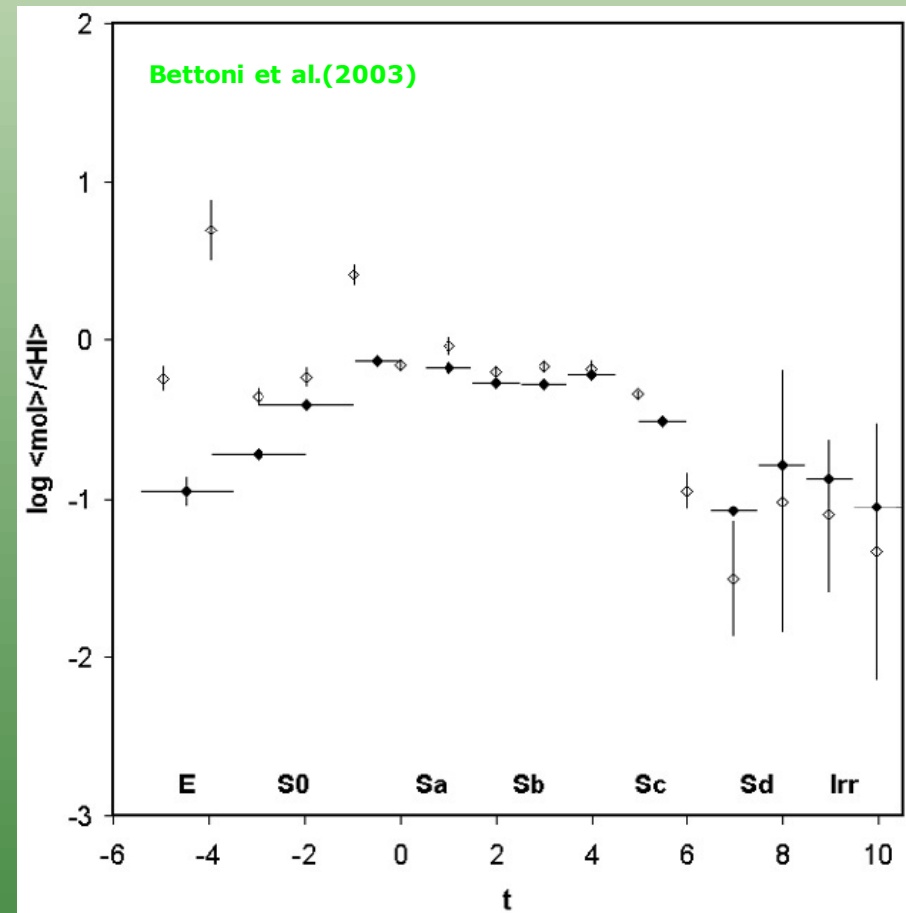
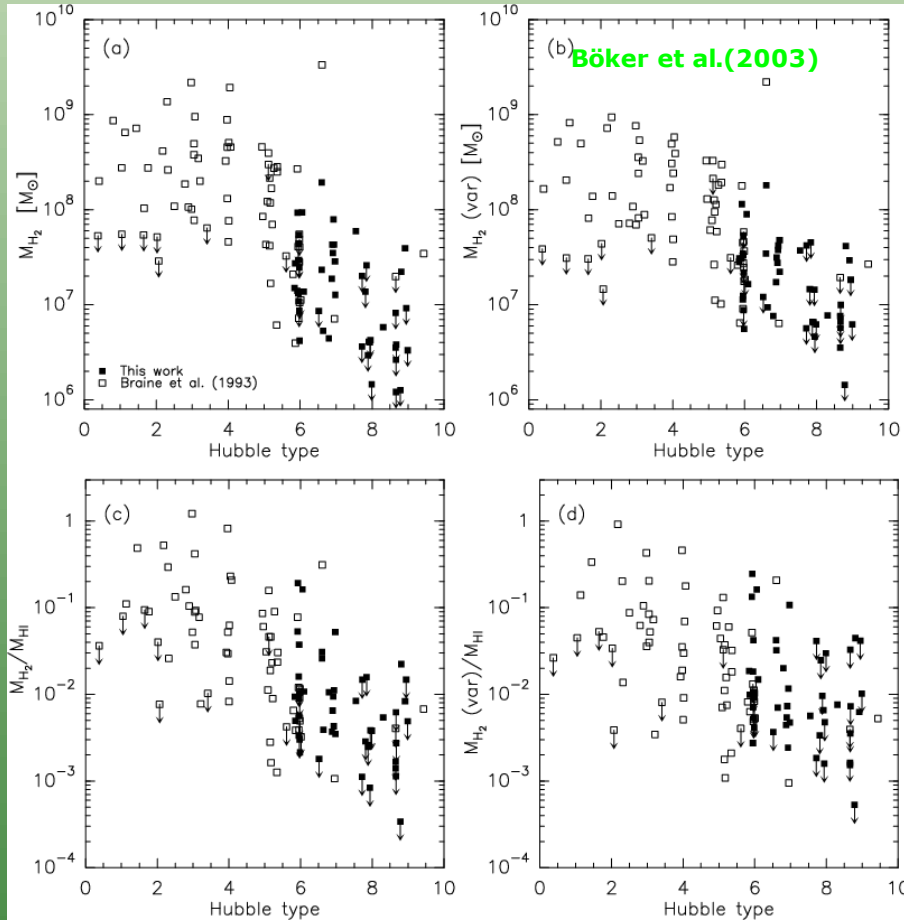
# 3.3.2. Galaxias espirales : propiedades vs. MphT



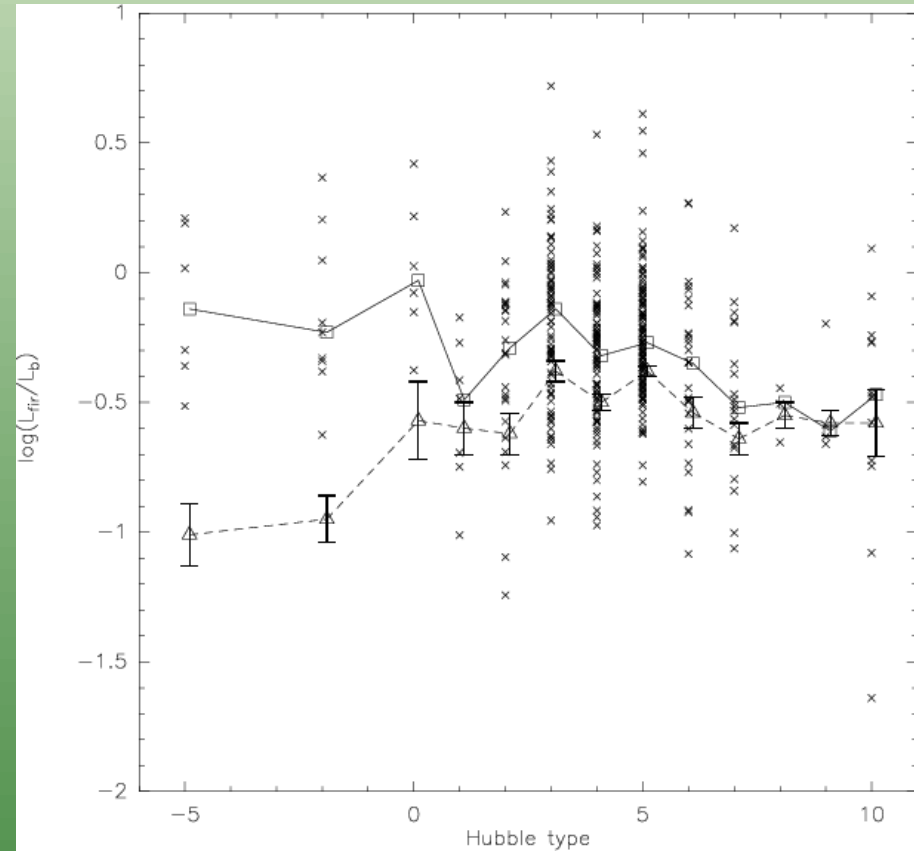
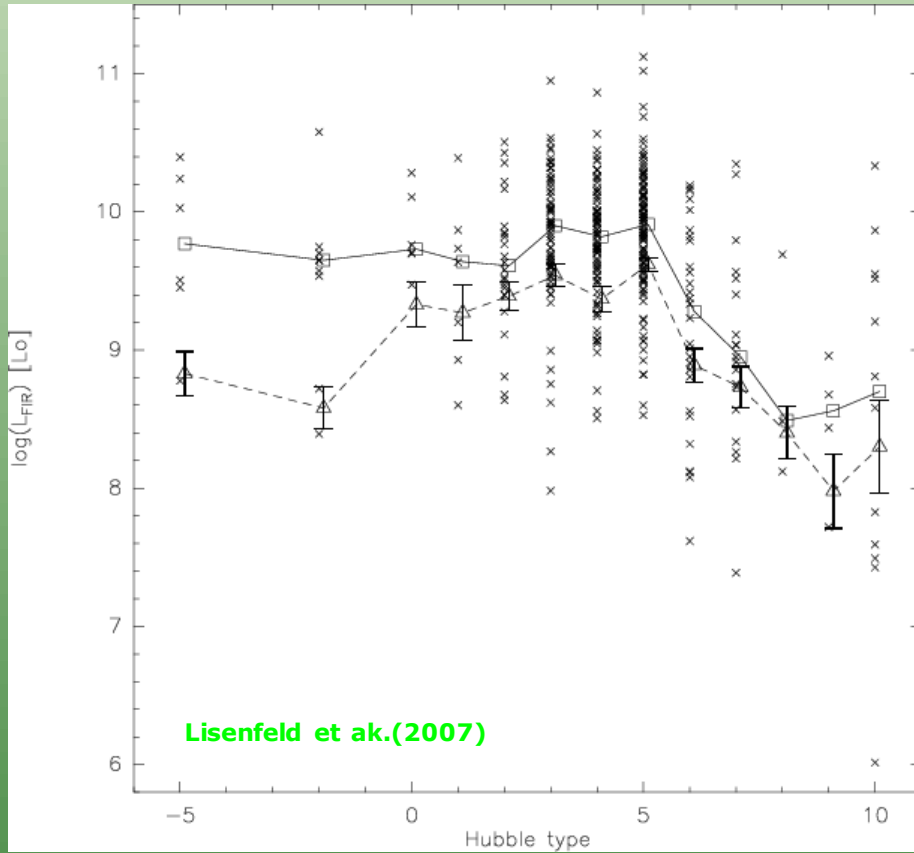
# 3.3.2. Galaxias espirales : propiedades vs. MphT



# 3.3.2. Galaxias espirales : propiedades vs. MphT

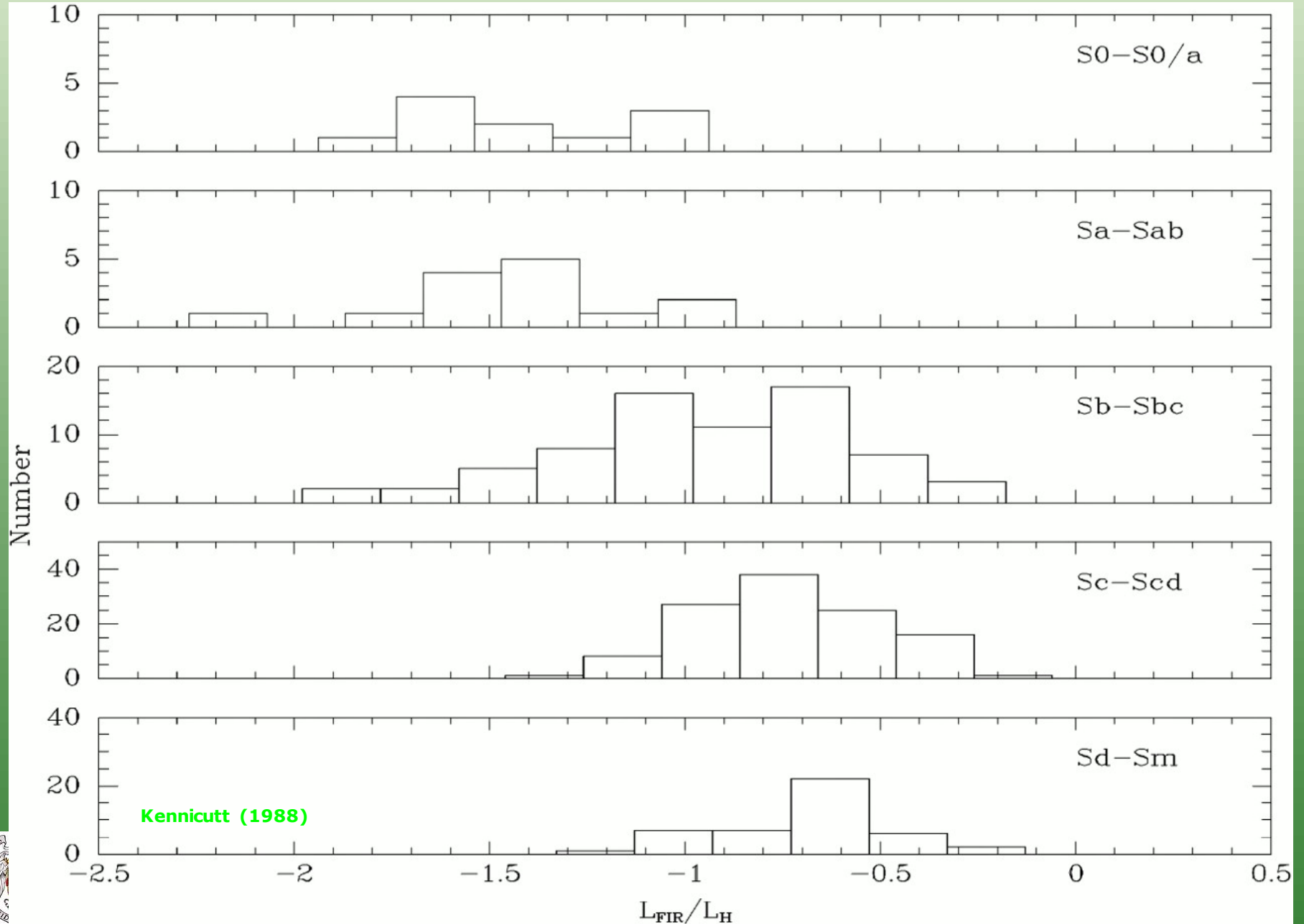


# 3.3.2. Galaxias espirales : propiedades vs. MphT

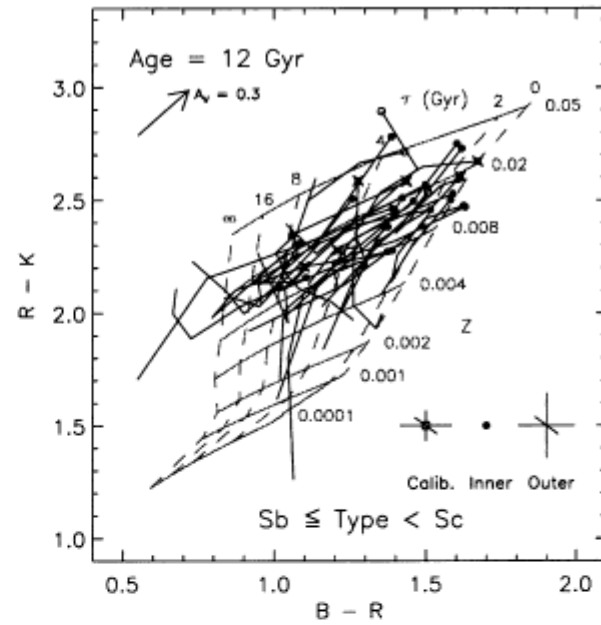
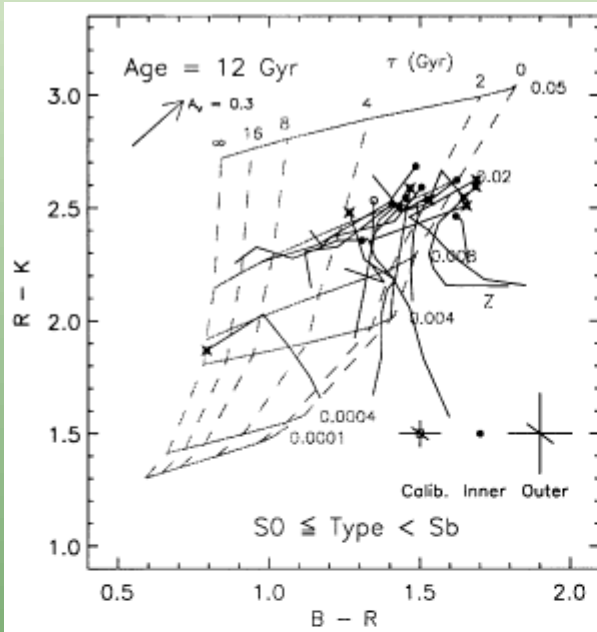




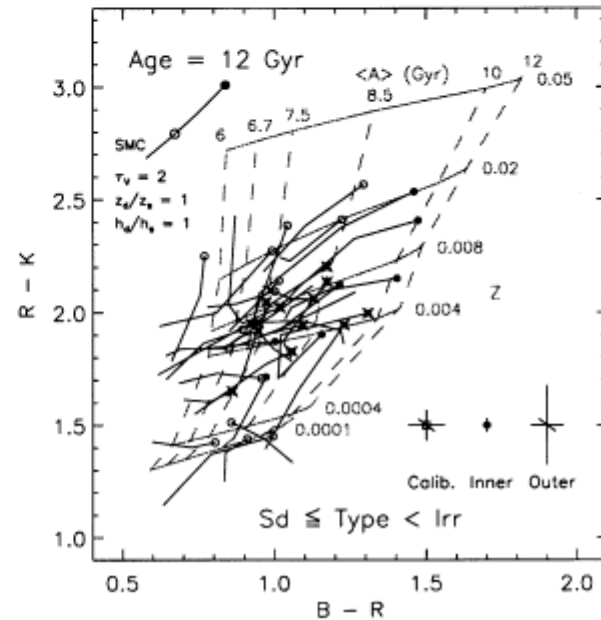
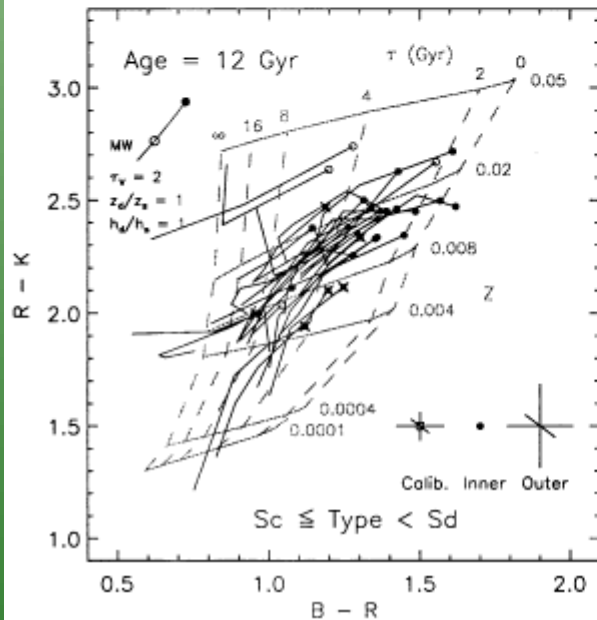
# 3.3.2. Galaxias espirales : propiedades vs. MphT



# 3.3.2. Galaxias espirales : gradientes



Bell & de Jong (2000)



# 3.3.2. Galaxias espirales: relación Tully-Fisher

La relación análoga a la de Faber-Jackson para espirales es la Tully-Fisher (Tully & Fisher 1977). Esta relación establece que la luminosidad de una galaxia espiral está relacionada con su velocidad rotacional máxima.

## A New Method of Determining Distances to Galaxies

R. Brent Tully<sup>1\*</sup> and J. Richard Fisher<sup>2</sup>

<sup>1</sup> Observatoire de Marseille, France

<sup>2</sup> National Radio Astronomy Observatory\*\*, P.O. Box 2, Green Bank, W. Va. 24944, USA

Received July 15, 1975, revised April 26, 1976

**Summary.** A good correlation between a distance-independent observable, global galaxian H I profile widths, and absolute magnitudes or diameters of galaxies offers a new extragalactic distance tool, as well as potentially being fundamental to an understanding of galactic structure. The relationships are calibrated with members of the Local Group, the M81 group, and the M101 group and have been used to derive distances to the Virgo cluster ( $\mu_0 = 30^m6 \pm 0^m2$ ) and the Ursa Major cluster ( $\mu_0 = 30^m5 \pm 0^m35$ ). A preliminary estimate of the Hubble constant is  $H_0 = 80$  km/s/Mpc.

**Key words:** galaxies — distances — neutral hydrogen

### I. Introduction

We propose that for spiral galaxies there is a good correlation between the global neutral hydrogen line profile width, a distance-independent observable, and the absolute magnitude (or diameter). It is well known

total mass and type). It is our contention that this correlation is primarily an accident of the fact that earlier systems that have been studied are intrinsically larger than later systems. The principal correlation should be with luminosity, with modest, if any, type dependence. This point is important with regard to the internal structure of galaxies, as well as offering a valuable tool for the measurement of extragalactic distances.

The basic difficulty with establishing the relation, and presumably the reason why it has essentially escaped notice, is that if the calibrating systems do not have extremely well known absolute or relative distances, the observational scatter thus introduced renders the relation of little use. We will attempt to demonstrate the effect in two ways: (i) based on nearby systems with well determined distances, and (ii) based on systems in clusters, hence at the same relative distance. A comparison of the two analyses will permit a preliminary determination of the Virgo and Ursa Major cluster distances.

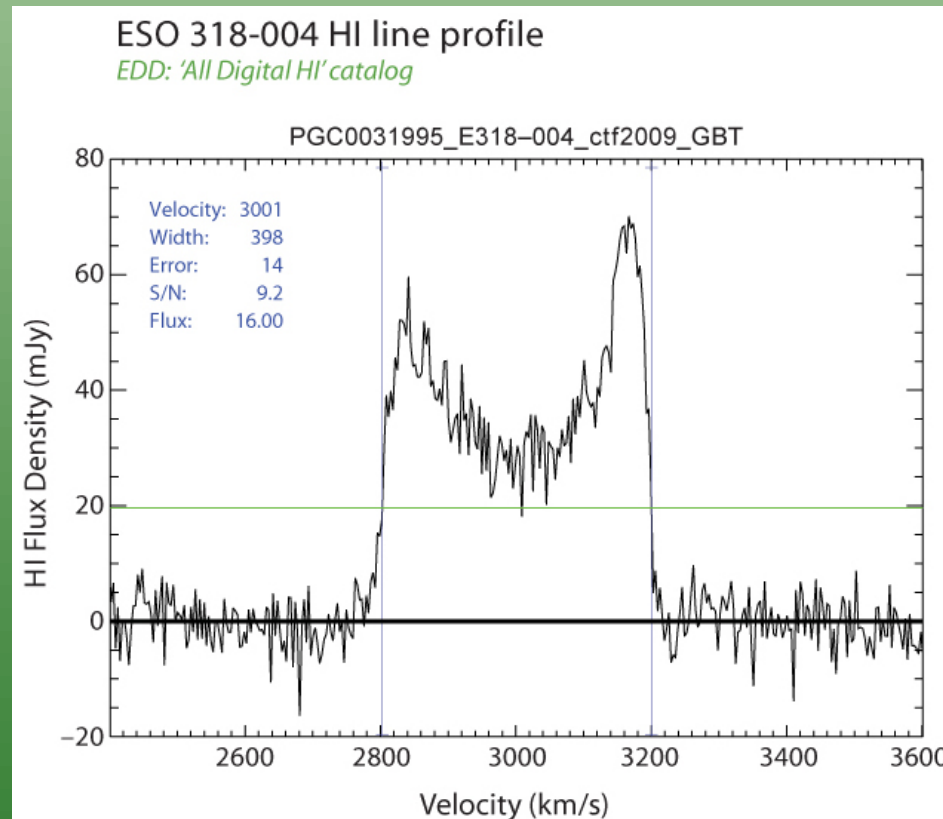


## 3.3.2. Galaxias espirales: relación Tully-Fisher

La relación Tully-Fisher se construyó con datos del perfil de velocidades de HI.

Cuando se usa  $M_B$  hay relaciones diferentes para distintos tipos morfológicos. Si se usan datos NIR la relación converge, dado que se libra de los efectos de poblaciones jóvenes y azules, que son más importantes en tipos espirales tardíos.

La relación también se traduce en una buena correlación entre el radio y la luminosidad, al menos para espirales hasta tipos Sc.



# 3.3.2. Galaxias espirales: relación Tully-Fisher

Origen de la relación T-F:

$$v = \sqrt{\frac{GM_{\odot}}{r}} \Rightarrow M_{\odot} = \frac{v_{\max}^2 R}{G}$$

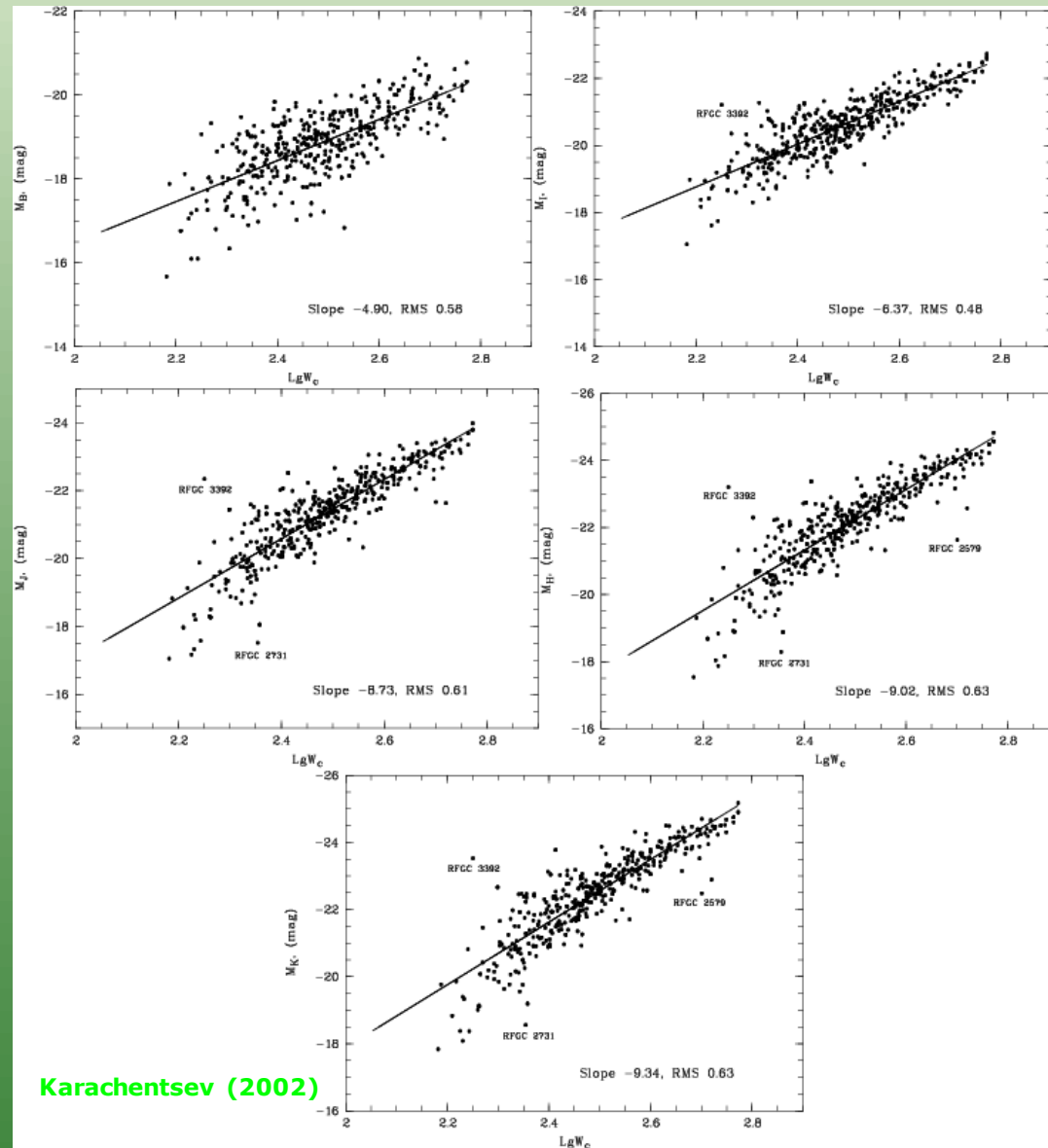
$$\frac{M}{L} = \text{CTE} \equiv C_{ML}^{-1} \Rightarrow L = C_{ML} \frac{v_{\max}^2 R}{G}$$

$$C_{SB} \equiv \frac{L}{R^2} \Rightarrow C_{SB} = \frac{L C_{ML}^2 v_{\max}^4}{G^2 L^2}$$

$$L = \frac{C_{ML}^2 v_{\max}^4}{C_{SB} G^2} = C v_{\max}^4$$

$$M = M_{\odot} - 2.5 \log \frac{L}{L_{\odot}}$$

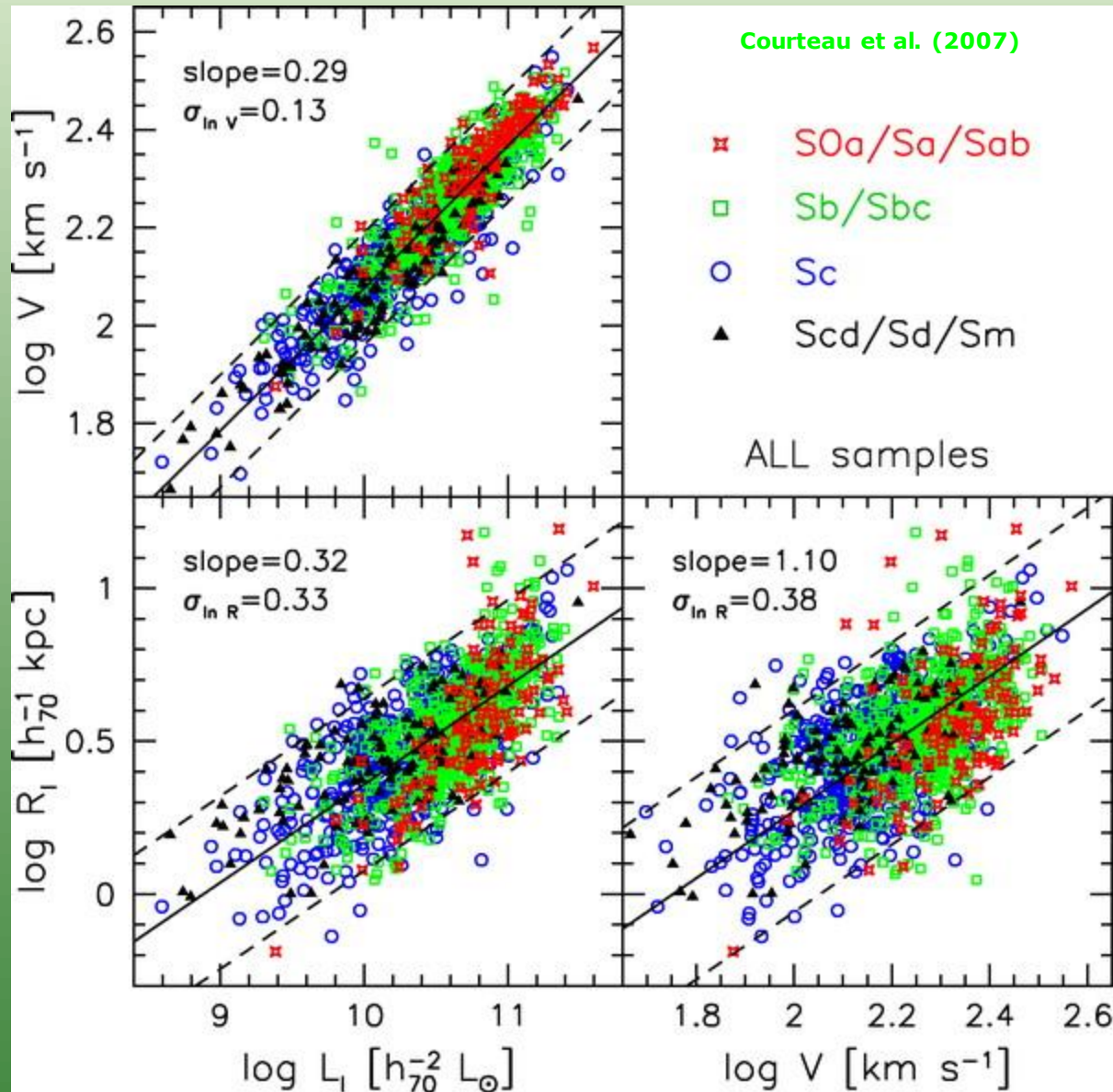
$$M = -10 \log v_{\max} + C$$



Karachentsev (2002)



## 3.3.2. Galaxias espirales: relación Tully-Fisher



## 3.3.2. Galaxias espirales: relación Tully-Fisher

Ejemplos de la relación T-F son (hay varios papers que estudian muestras diferentes y llegan a relaciones ligeramente diferentes, pero consistentes), según Rubin et al. (1985):

$$M_B = -9.95 \log v_{\max} + 3.15 \quad Sa$$

$$M_B = -10.2 \log v_{\max} + 2.71 \quad Sb$$

$$M_B = -11.0 \log v_{\max} + 3.31 \quad Sc$$

También se encuentran relaciones en varias bandas del tipo (Pierce & Tully 1992):

$$M_H = -9.50(\log W_R - 2.50) - 21.67 \pm 0.08$$

donde  $W_R$  es una medida de la rotación de la galaxia definida como:

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

Y  $W_{20}$  es la diferencia de velocidades entre las emisiones desplazadas al rojo y al azul en la banda HI cuando la intensidad de emisión es el 20% del valor en los picos azul y rojo. "i" es la inclinación del disco de la galaxia y  $W_{\text{rand}}$  es una medida de las velocidades aleatorias fruto de movimientos no rotatorios ( $W_{\text{rand}} = 3.6\sigma$  para un movimiento aleatorio Gaussiano.)



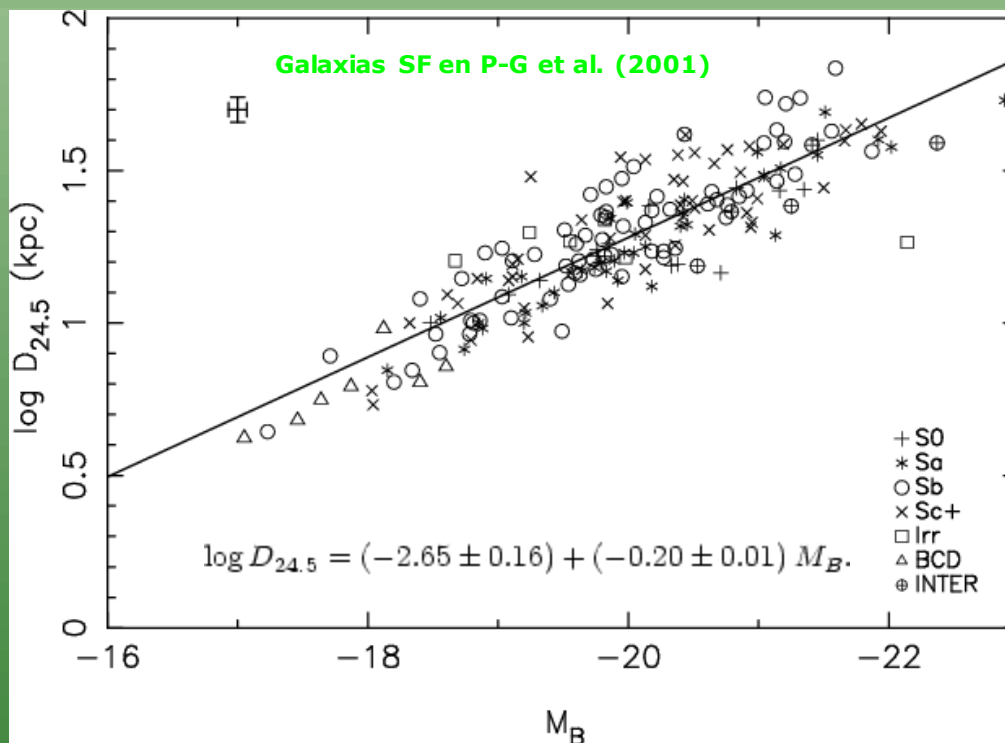
## 3.3.2. Galaxias espirales: relación radio-luminosidad

También existe una relación entre el radio y la luminosidad para galaxias espirales de los primeros tipos (Sa-Sc):

$$\log_{10}(R_{25}) = -0.249M_B - 4.00$$

Con  $R_{25}$  en kpc.

Este tipo de relaciones dependen de la muestra. Por ejemplo, las galaxias con formación estelar activa de la muestra UCM son un poco diferentes.





## 3.3.2. Galaxias espirales: poblaciones estelares

Las galaxias espirales tienen normalmente una mezcla de poblaciones de distintas edades, metalicidades, etc...

Suelen contar con una **población vieja, concentrada en el bulbo**, aunque también albergan cúmulos globulares viejos en el halo. Sobre esta población hay otros brotes más recientes que se distribuyen a lo largo del disco. **Las poblaciones más jóvenes y la formación estelar actual se concentra en los brazos**, donde existen nubes de gas y polvo denso que forman estrellas (regiones HII). Estas distintas poblaciones se revelan a través de observables como los gradientes de color (más rojas en el centro que en el disco) o metalicidad (nuevo gas llega al disco).

Los brazos pueden ser **trailing o leading**, es decir, con las puntas de los brazos apuntando en dirección contraria al movimiento (trailing) o al revés (leading). También a veces presentan **discos internos** que rotan en dirección contraria al disco principal. Estos movimientos "extraños" estarían provocados por **interacciones** con galaxias cercanas.

Otras estructuras importantes en las espirales son las **barras**, que permiten llevar materia de las zonas externas de las galaxias a las internas, lo que fomenta la formación estelar nuclear y los AGN.

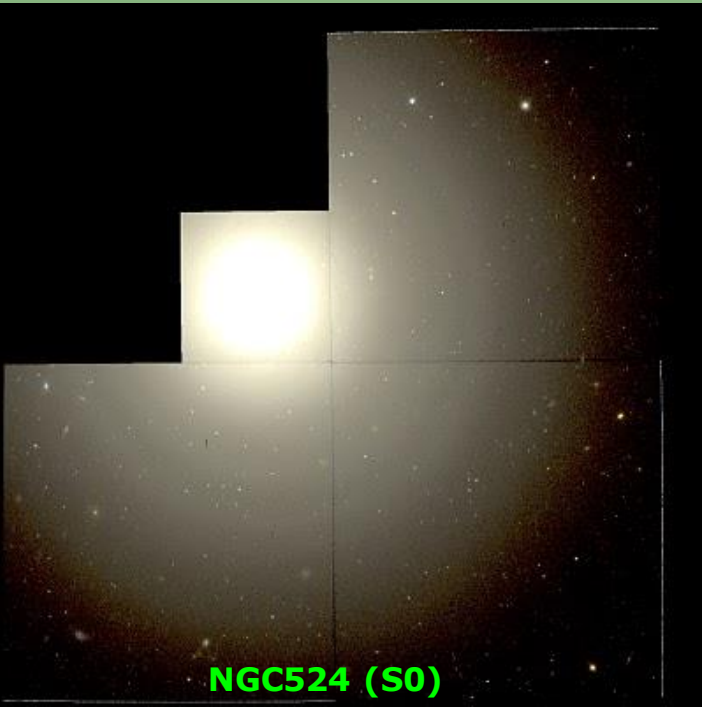


## 3.3.3. Galaxias lenticulares

Las galaxias lenticulares tiene un aspecto intermedio al de elípticas y galaxias de disco, lo que a veces lleva a pensar que son estadios intermedios en la evolución de un tipo de galaxia a otro, lo cual no está probado. Podrían ser espirales que han perdido gran parte de la materia por interacciones con otras galaxias (en cúmulos, por ejemplo) o elípticas que han acretrado materia sin formación estelar o resultado de una interacción.

Las lenticulares tienen un disco y un bulbo, pero no presentan brazos espirales y el bulbo suele ser bastante más prominente que el disco. Hay lenticulares con barras (tipo SB0) o tipo esferoide (S0).

En algunas ocasiones las galaxias S0 se subclasifican en tipo S0<sub>1</sub>, con discos sin polvo, a S0<sub>3</sub>, con discos con bandas de polvo prominentes.



NGC524 (S0)



NGC936 (SB0)

# 3.3.3. Galaxias lenticulares

[http://cosmo.nyu.edu/hogg/rc3/NGC\\_2768\\_UGC\\_4821\\_irg\\_hard.jpg](http://cosmo.nyu.edu/hogg/rc3/NGC_2768_UGC_4821_irg_hard.jpg)

NGC2768 (S0<sub>1/2</sub>)



NGC2787 (SB0)

<http://www.astronet.ru/db/xware/msg/apod/2006-06-12>

NGC5866 (S0<sub>3</sub>)

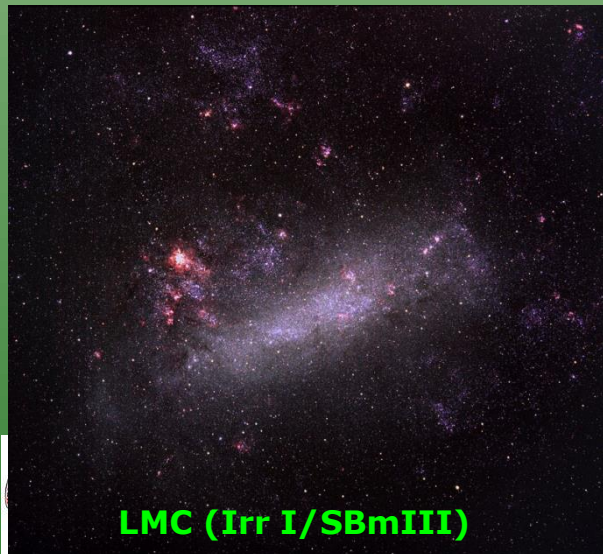


### 3.3.4. Morfología: galaxias irregulares (Irr)

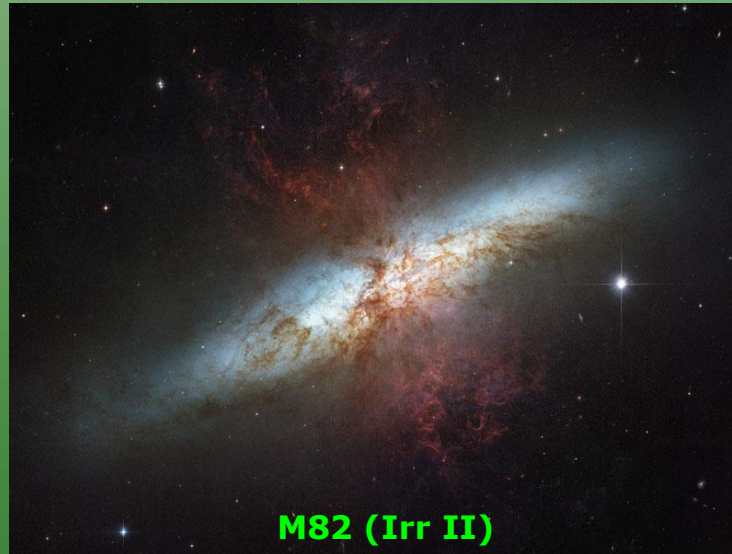
Las galaxias irregulares carecen de simetría o regularidad. Algunas pueden mostrar barras incipientes o signos vagos de brazos espirales.

de Vaucouleurs distingue entre irregulares tipo I y II. Las Irr I en realidad muestran algo de estructura espiral y se suelen nombrar como Sd-m, o irregulares estilo Nubes de Magallanes (Im). Las Irr II serían totalmente amorfas.

Las galaxias Im/Irr son débiles ( $-13 < M_B < -18$ ), poco masivas ( $10^8$ - $10^{10} M_\odot$ ), con tamaños tendiendo a pequeños (0.5-50 kpc), con relaciones masa-luminosidad bajas ( $1 M_\odot/L_\odot$ ), velocidades pequeñas (50-70 km/s) y mucho gas (50-90% de la masa total), dominando completamente el gas atómico.



LMC (Irr I/SBmIII)



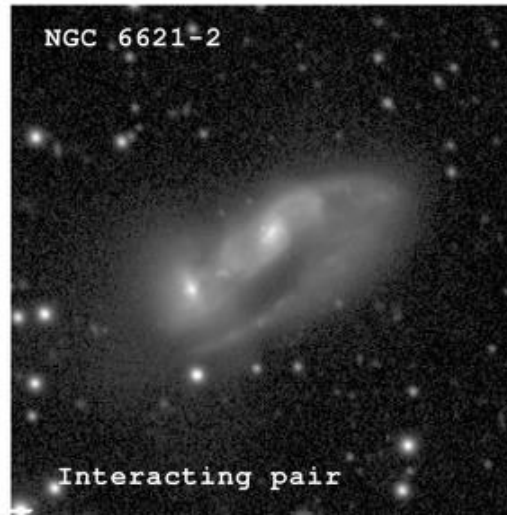
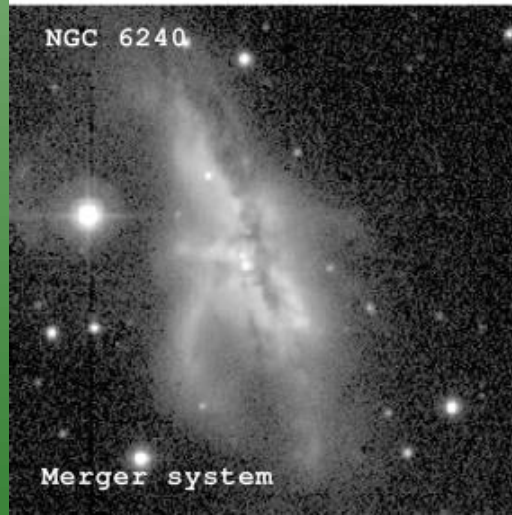
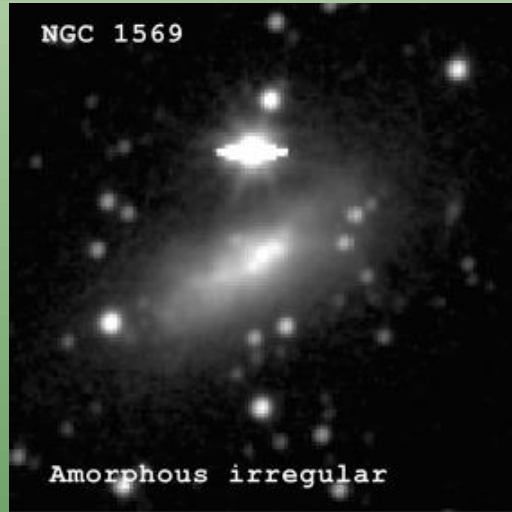
M82 (Irr II)



SMC (Irr I/ImIV-V)

# 3.3.5.Morfología: galaxias peculiares

Un 5-10% de las galaxias cercanas se clasifican como peculiares, es decir, no entran en ningún tipo normal (E, S0, S, Irr). A veces se pueden clasificar como un tipo de Hubble pero tienen características especiales que las convierten en peculiares (p.e., M87 es una E0p o E0pec por la presencia de un jet).



[http://www.astro.virginia.edu/class/whittle/astr553/Topic02/Lecture\\_2.html](http://www.astro.virginia.edu/class/whittle/astr553/Topic02/Lecture_2.html)



# 3.3.5.Morfología: galaxias peculiares

Uno de los subtipos peculiares más importantes son las galaxias en interacción o en fusión.



Arp220

## ATLAS OF PECULIAR GALAXIES

HALTON ARP

Mount Wilson and Palomar Observatories

Carnegie Institution of Washington, California Institute of Technology

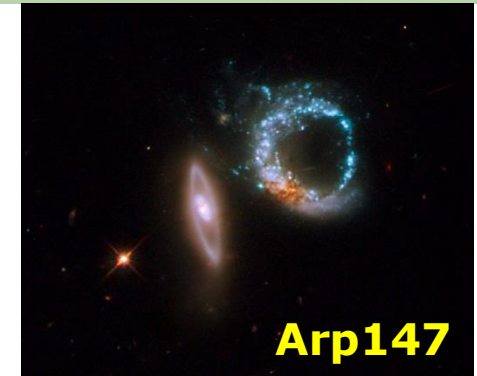
*Received December 27, 1965; revised April 4, 1966*

### ABSTRACT

The *Atlas of Peculiar Galaxies* presents the results of more than four years of direct photography with the 200-inch telescope. Unusual galaxies were selected from lists by Zwicky, Vorontsov-Velyaminov, and unpublished lists by A. G. Wilson, E. Herzog, Wirtanen, the author, and others. Plate files of Mount Wilson and Palomar Observatories were searched for suitable objects, and some of these plates are reproduced. For the most part, however, limiting, good-seeing exposures were obtained on blue-visual sensitive plates at the prime focus (11"1/mm) of the 200-inch.

The objects are arranged 6 on a page, 57 pages, for a total of 338 objects. Magnifications range from 1X to 10X. They are ordered empirically according to their form and visual appearance. Tabular material presents known data for the objects including positions, plate data, radial velocities when known, references, and remarks on both over-all and detailed peculiarities.

The *Atlas* is also available in large size, 11 X 14-inch photographic reproduction, from the California Institute of Technology Bookstore for a price of about \$60 bound.



Arp147



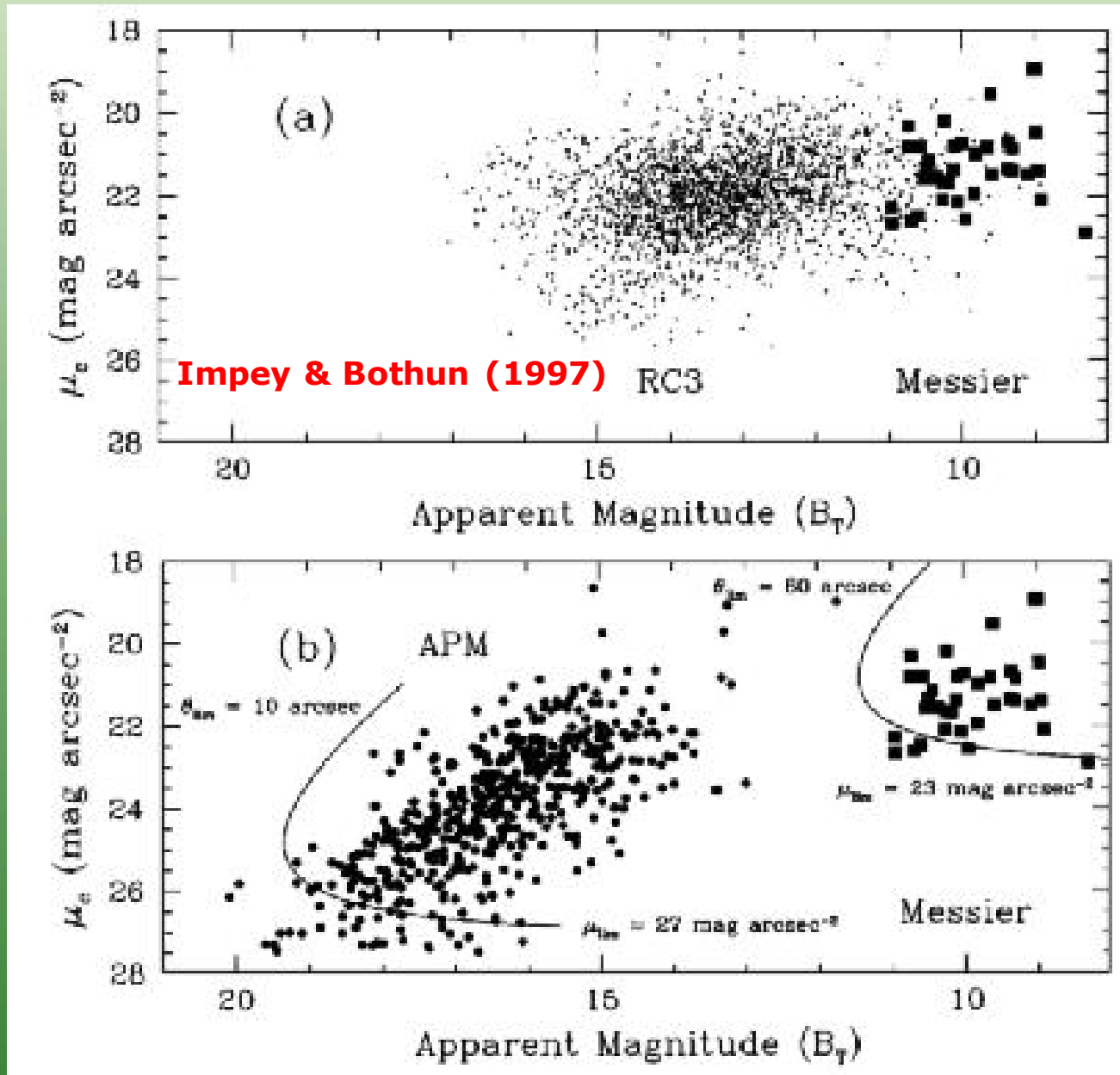
## 3.3.5. Morfología: galaxias LSB

Otro tipo especial son las galaxias de bajo brillo superficial. Son galaxias por debajo del brillo del cielo y que no tienen muchas estrellas o no están muy concentradas, de manera que son muy débiles y difíciles de detectar. Cuentan con pocas estrellas y gas en emisión, por lo que están dominadas por materia no bariónica.

Suelen encontrarse aisladas y deben tener una SFH muy simple (sin mergers).



# 3.3.5. Morfología: galaxias LSB





## 3.3.6. Morfología: morfología cuantitativa

Establecer **parámetros cuantitativos** para clasificar galaxias morfológicamente es esencial hoy en día, cuando existen exploraciones de galaxias con millones de objetos. Sin embargo el problema es tremendamente complicado (ver problemas). Algunos parámetros típicos usados en este tipo de trabajos son:

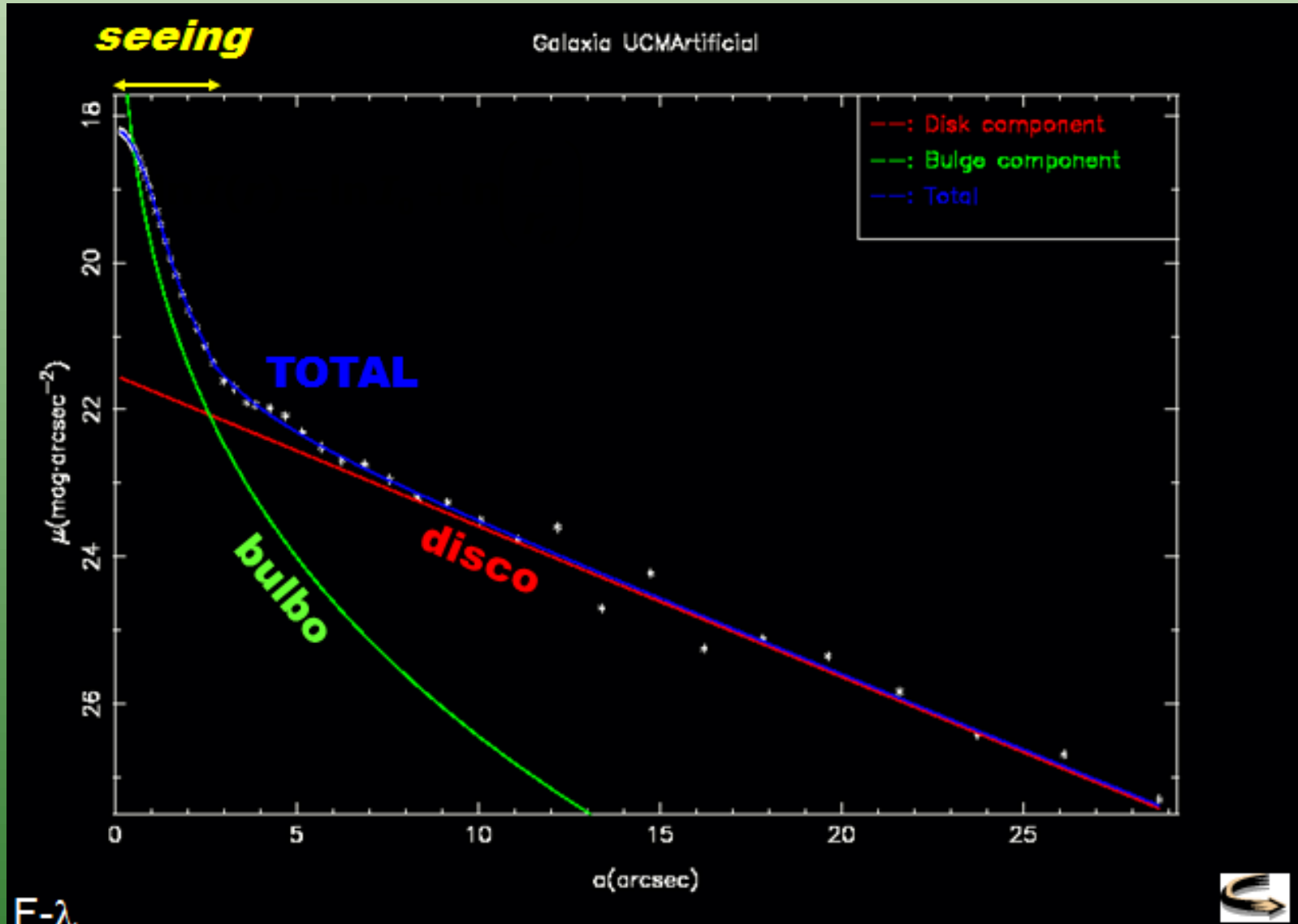
- ◆ relación bulbo-disco.
- ◆ índice de Sèrsic.
- ◆ asimetría.
- ◆ parámetros de concentración.
- ◆ brillo superficial medio dentro de una isofota.
- ◆ “suavidad” (smoothness), parámetro de Gini,  $M_{20}$



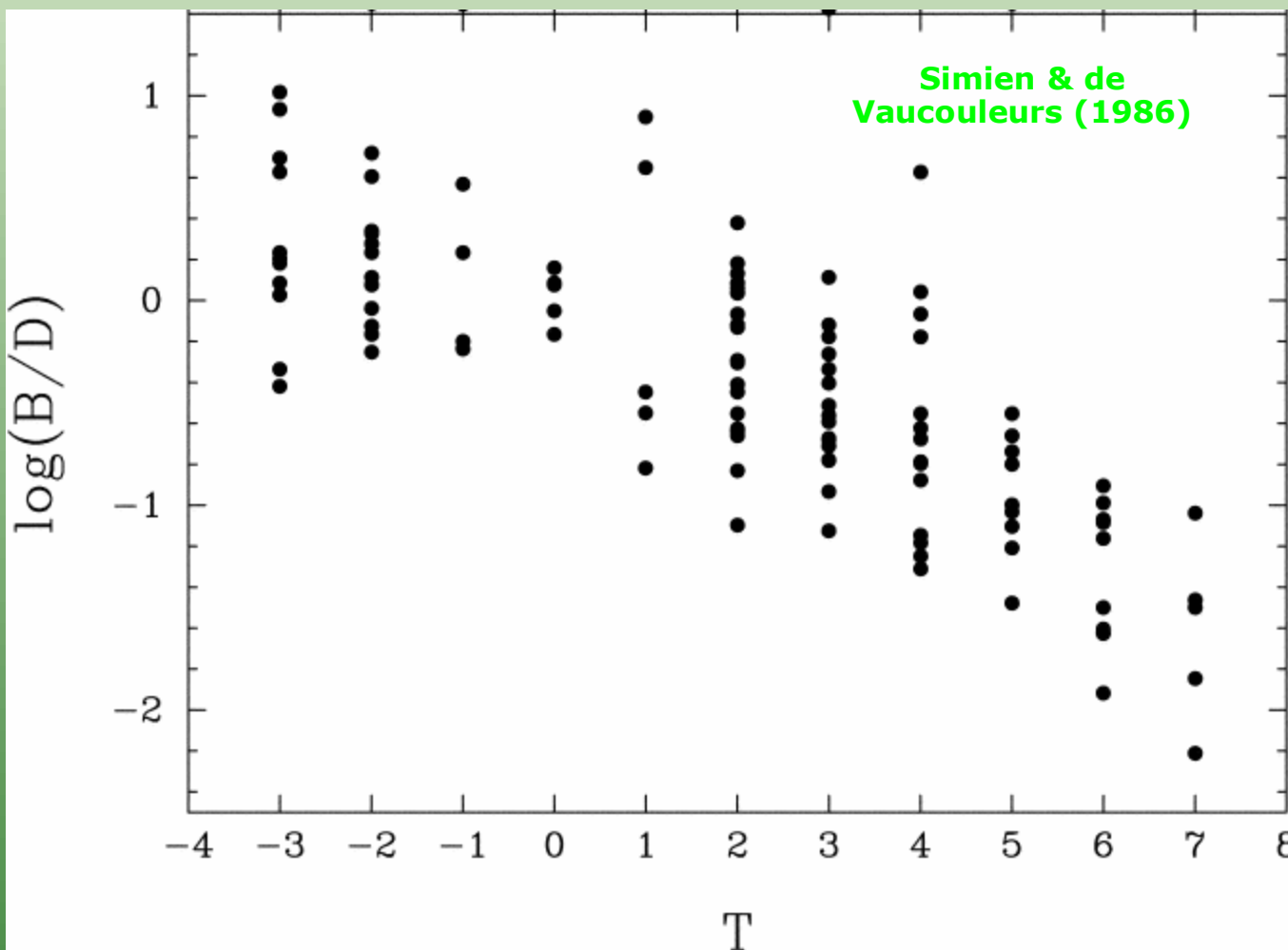
# 3.3.6.Morfología: morfología cuantitativa (B/T)

$$\ln I(r) = \ln I_e + 7.67 \left[ 1 - \left( \frac{r}{R_e} \right)^{1/4} \right] \Rightarrow L(\text{bulge}) = 7.22 \pi R_e^2 I_e$$

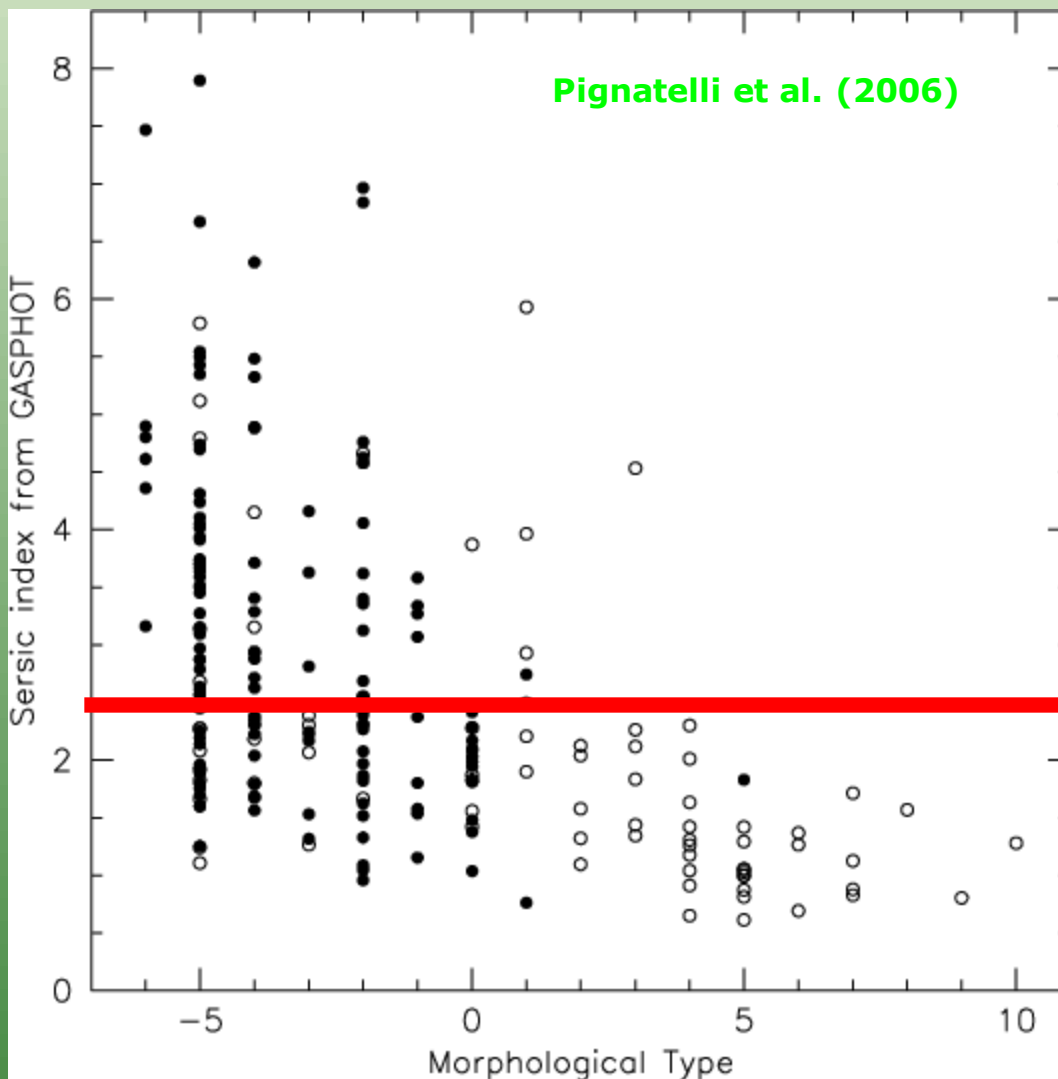
$$\ln I(r) = \ln I_0 - \left( \frac{r}{r_d} \right) \Rightarrow L(\text{disk}) = 2 \pi I_0 r_d^2$$



# 3.3.6. Morfología: morfología cuantitativa



# 3.3.6.Morfología: morfología cuantitativa



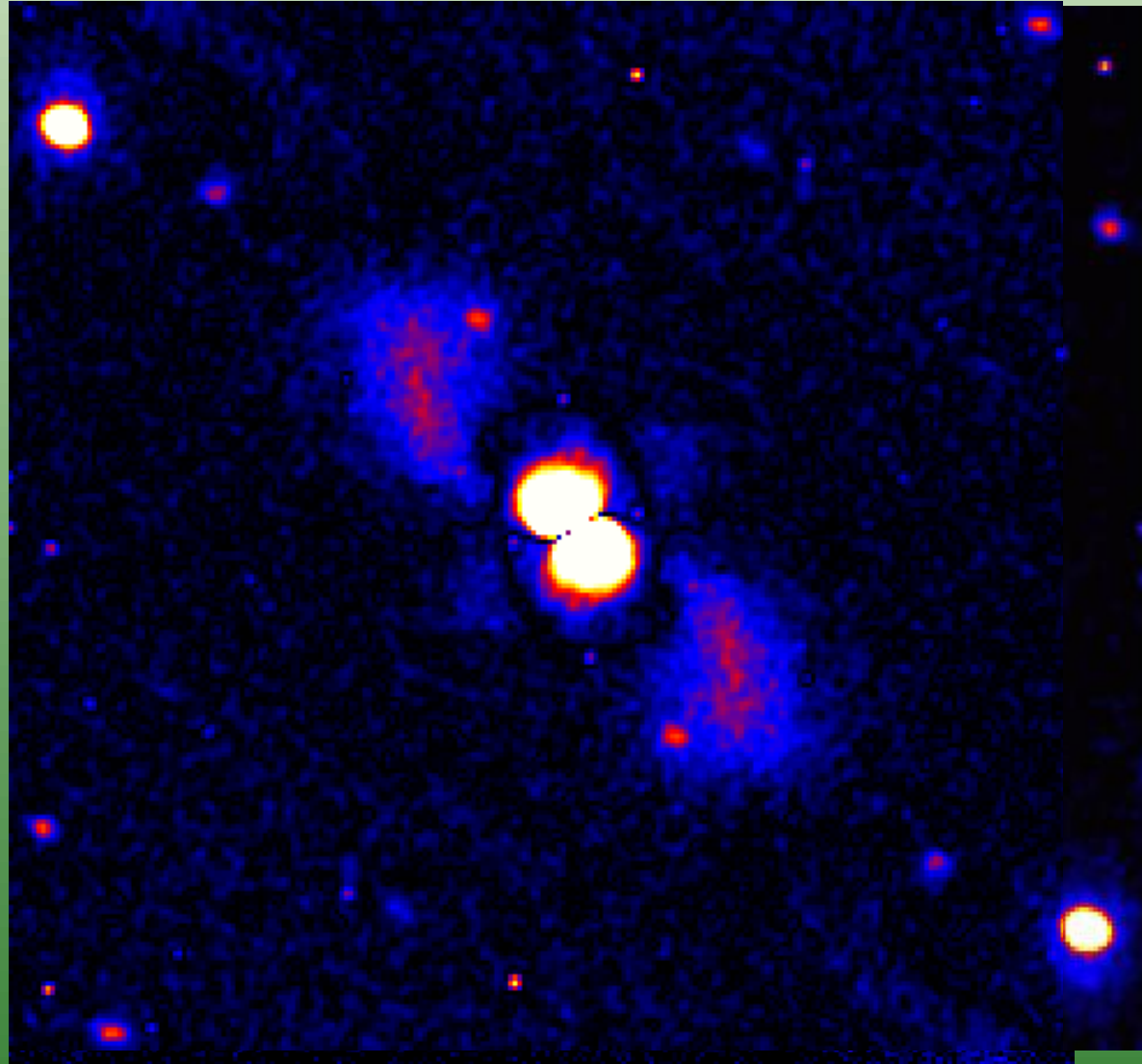
# 3.3.6. Morfología: morfología cuantitativa (A)

➤ Suavizar imagen

➤ Rotar 180°

➤ Restar

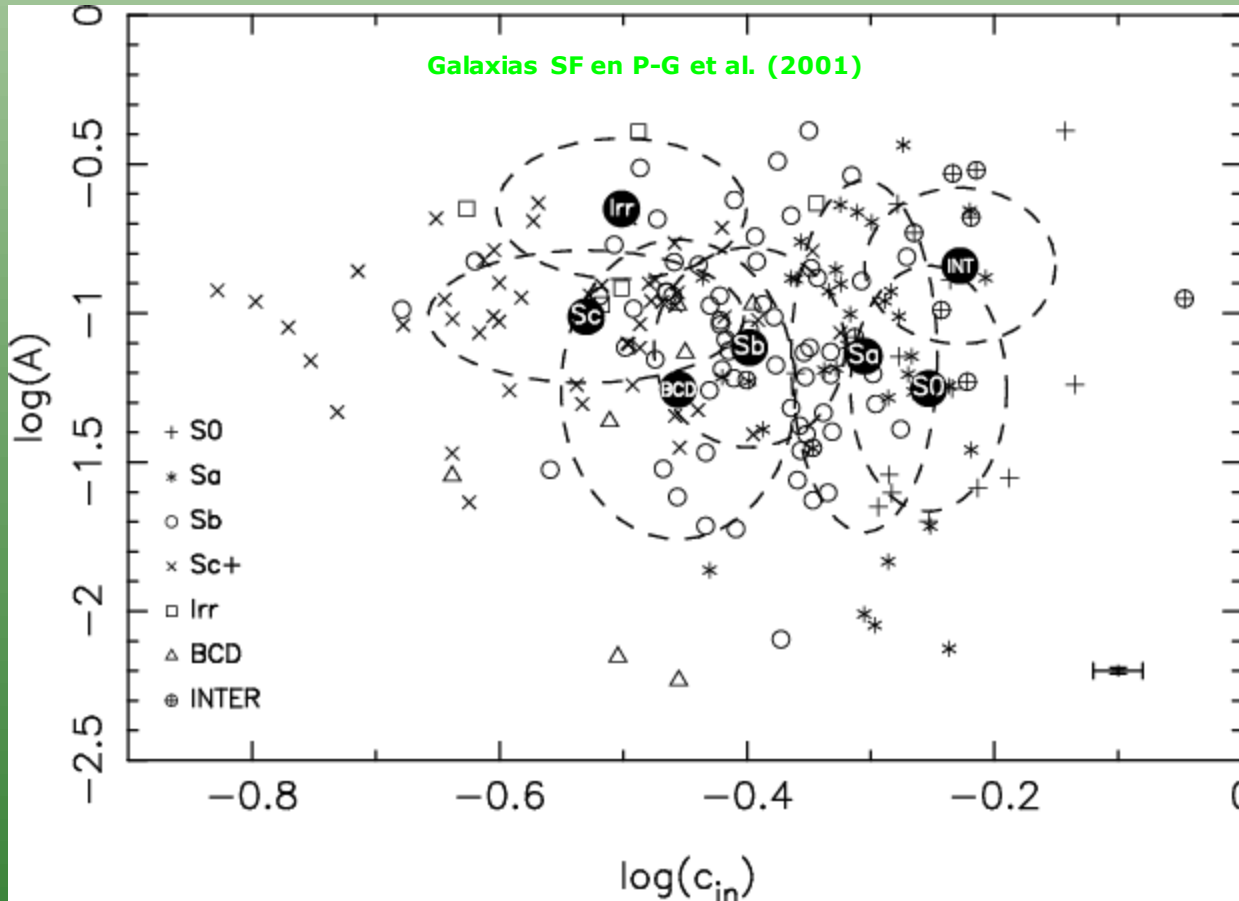
$$A = \frac{\sum |I_0 - I_{180}|}{2 \sum |I_0|}$$



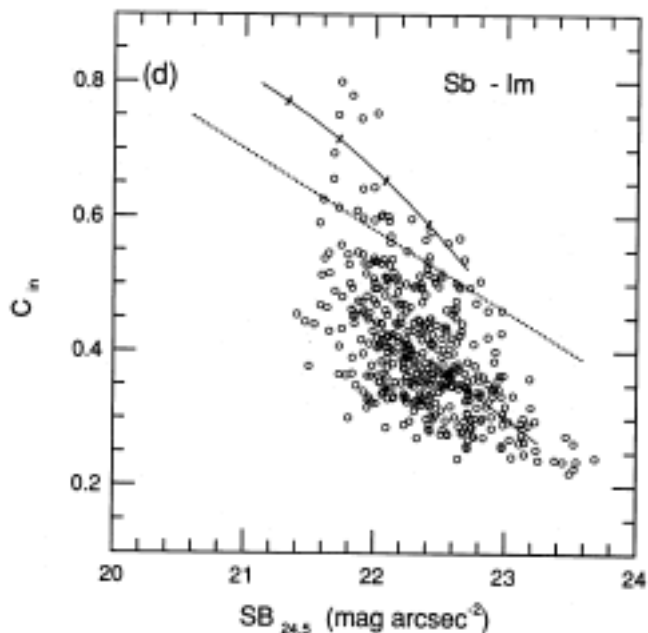
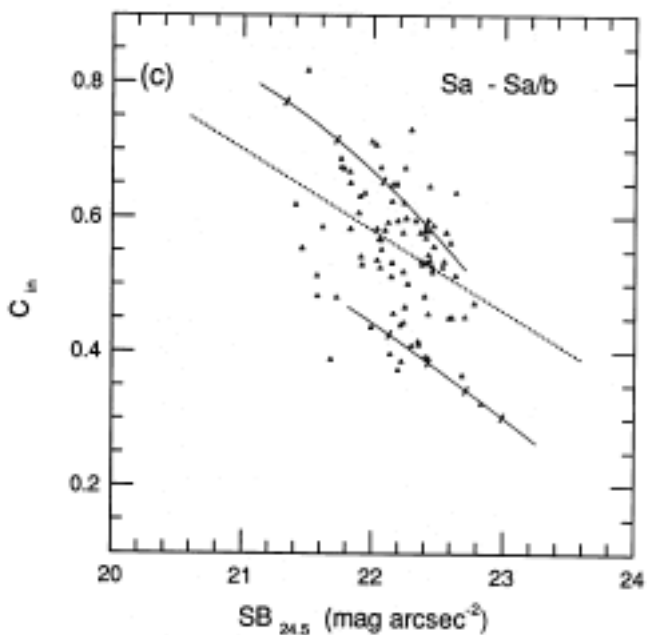
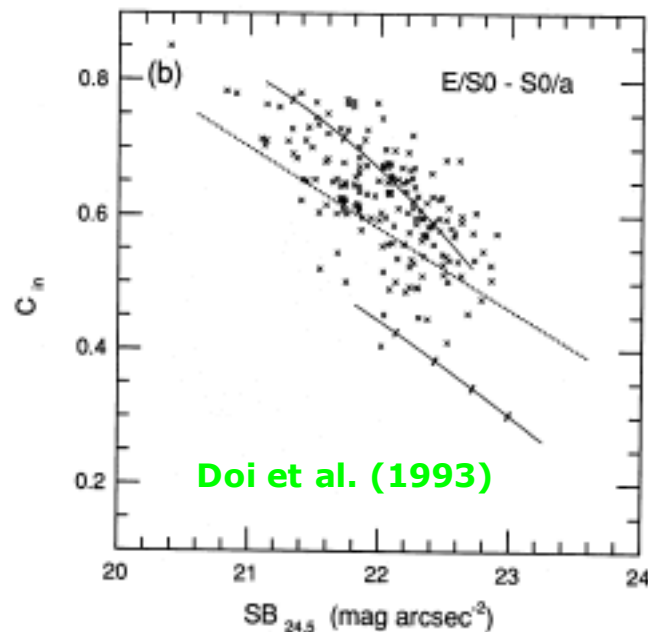
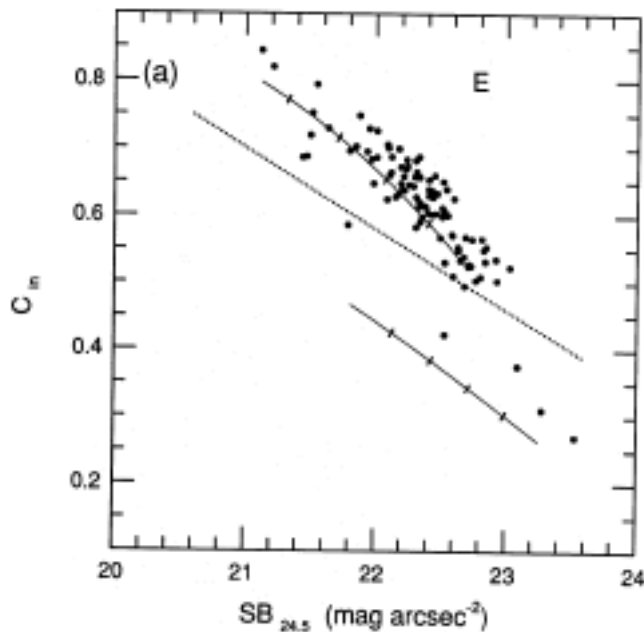
# 3.3.6. Morfología: morfología cuantitativa (C)

Se definen índices que nos informan de cuán concentrada está la luz en una galaxia. Por ejemplo:  $c_{31}$  (de Vaucouleurs 1977) o  $c_{42}$  (Kent 1985) o  $c_{in}$  (Doi et al. 1993).

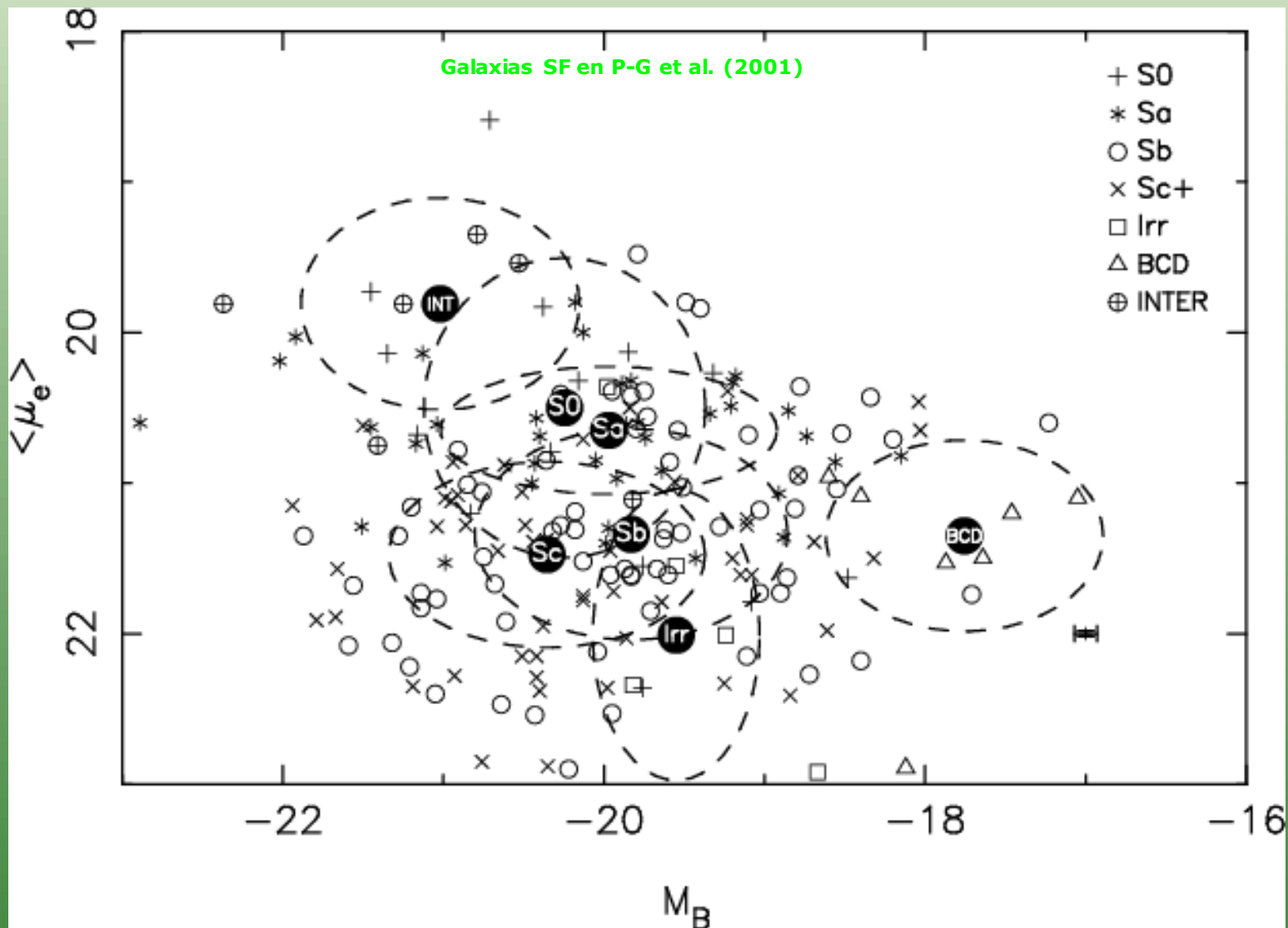
$$c_{31} = \frac{r_{75}}{r_{25}} \quad c_{42} = \log\left(\frac{r_{80}}{r_{20}}\right) \quad c_{in}(\alpha) = \frac{\int_0^{\alpha r(\mu_L)} r I(r) dr}{\int_0^{r(\mu_L)} r I(r) dr} \quad 0 < \alpha < 1$$



# 3.3.6. Morfología: morfología cuantitativa ( $\langle \mu \rangle$ )

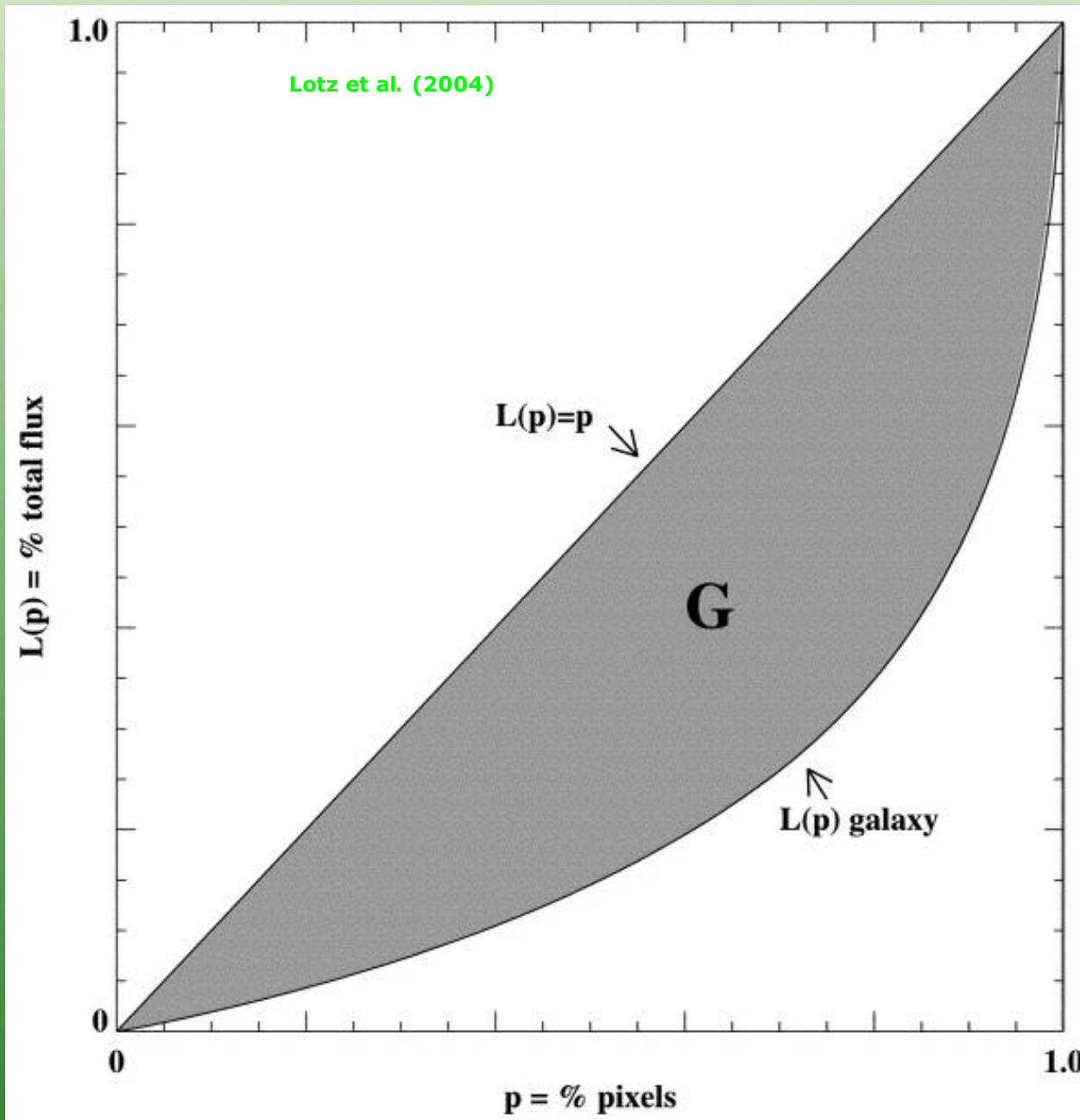


# 3.3.6. Morfología: morfología cuantitativa ( $\langle \mu_e \rangle$ )

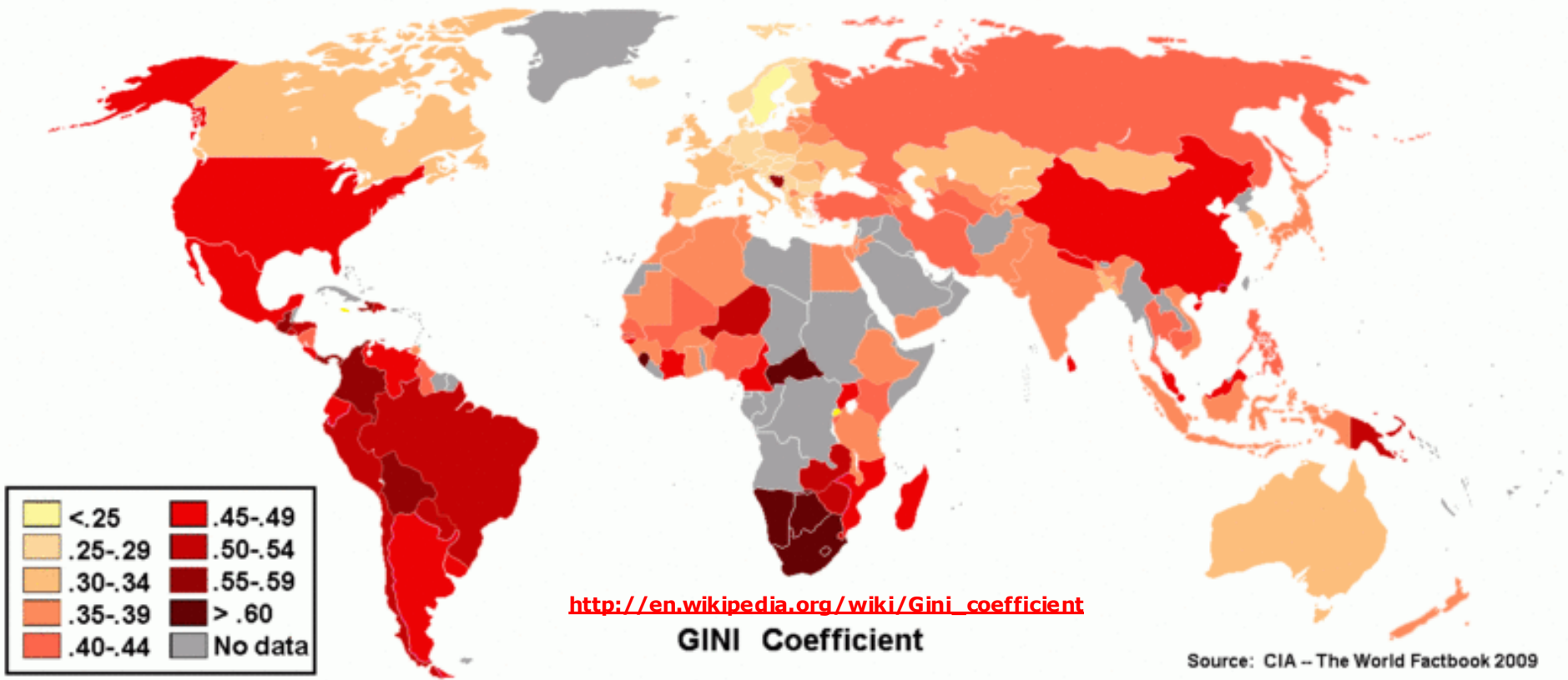




# 3.3.6. Morfología: morfología cuantitativa (Gini)

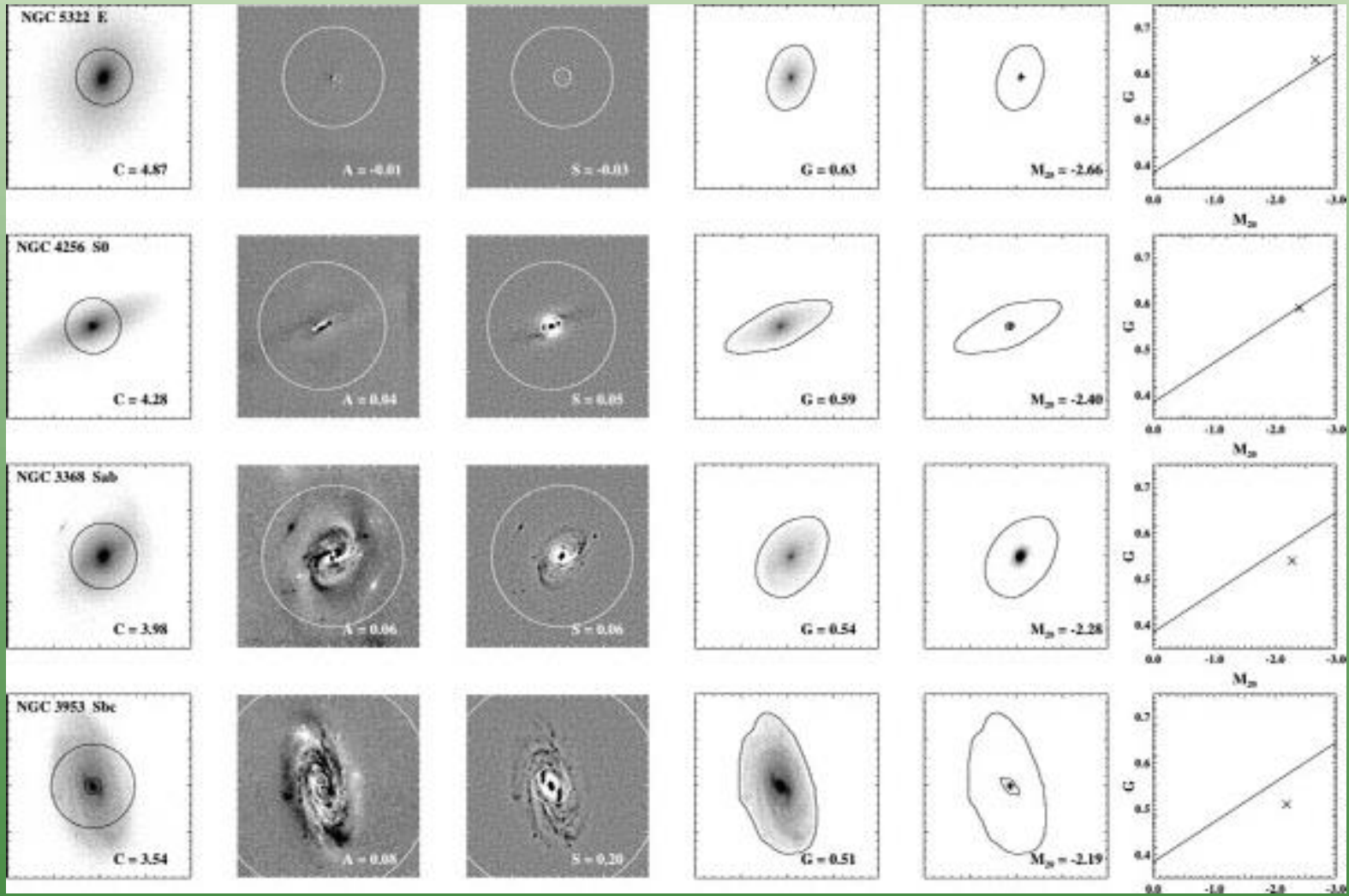


# 3.3.6.Morfología: morfología cuantitativa (Gini)



# 3.3.6. Morfología: morfología cuantitativa (Gini)

Lotz et al. (2004)



## 3.4. Propiedades según su MphT

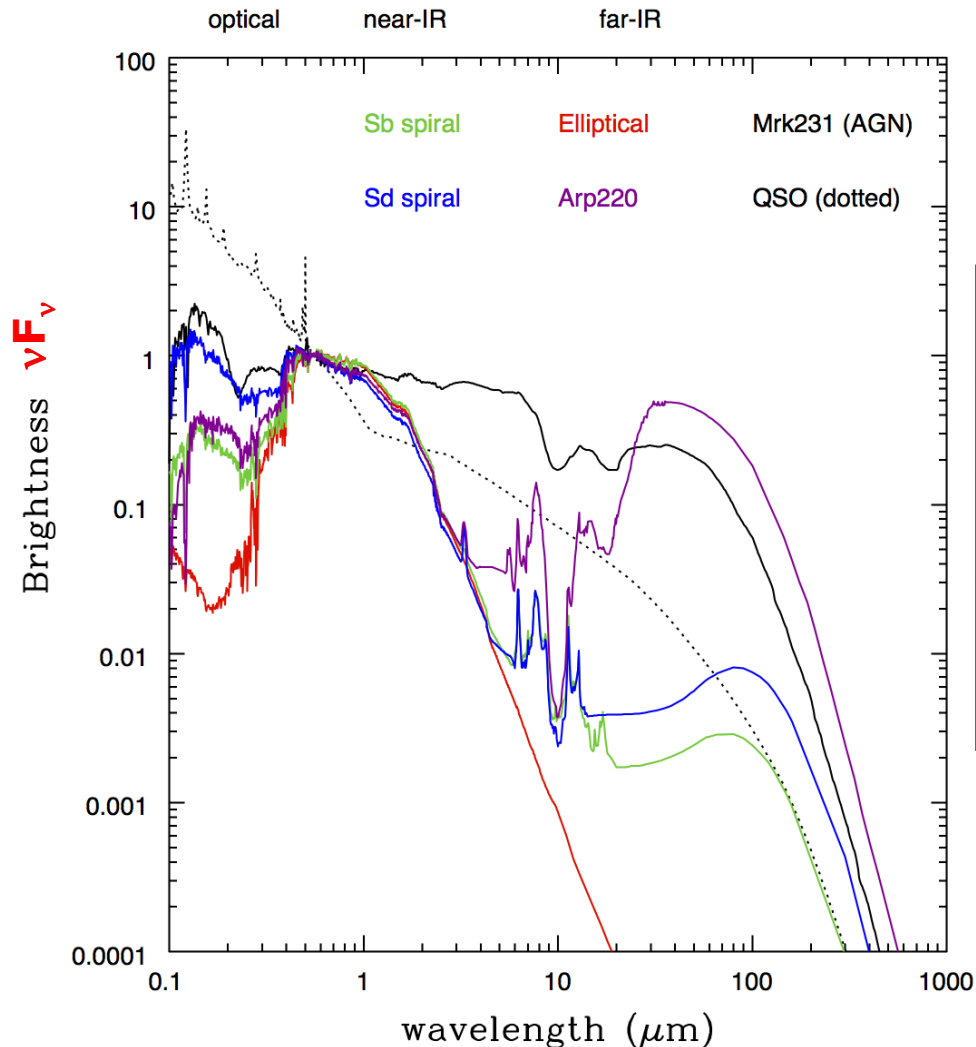
**El tipo morfológico se correlaciona con multitud de propiedades de las galaxias como, por ejemplo, la SFR, cantidad de gas, M/L ratio, etc...**

**Esto quiere decir que la evolución de cada tipo debe ser parecida. A pesar de ello, las propiedades de las galaxias cubren un amplio rango y la dispersión de los datos es considerable. Esto implica que los procesos evolutivos deben ser complejos y quizás se puede obtener una galaxia de un determinado tipo de "varias formas".**



# 3.4.SEDs: galaxias elípticas

La distribución espectral de energía (SED) de una galaxia elíptica está dominada por estrellas viejas (y poco masivas). El espectro estaría lleno de líneas de absorción y la emisión del polvo interestelar sería muy pequeña o solo existiría una componente fría.

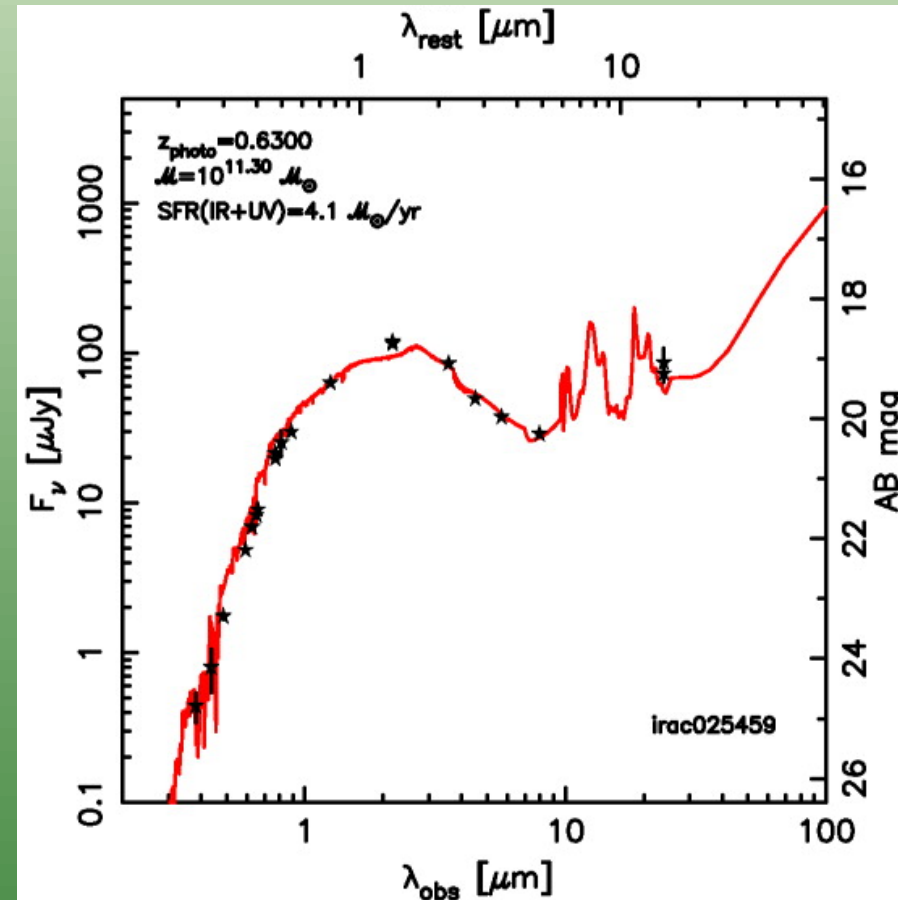
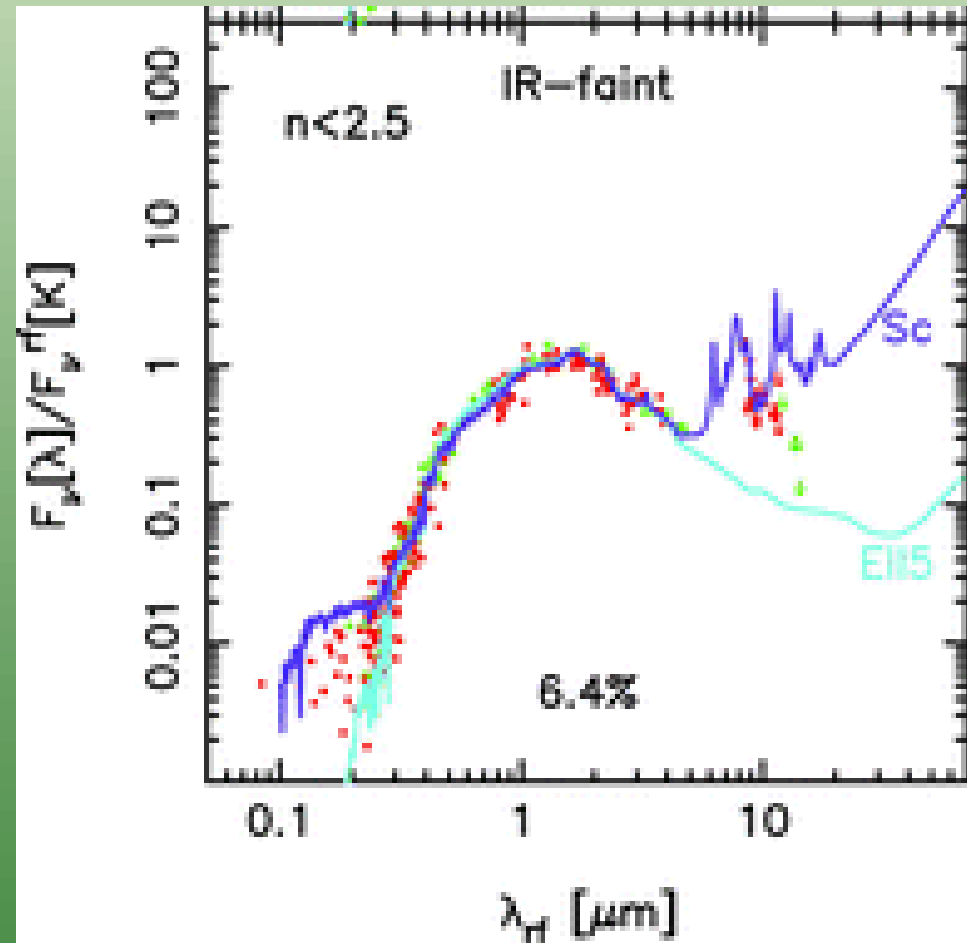


<http://candels-collaboration.blogspot.com.es/2012/08/the-multi-wavelength-shapes-of-galaxies.html>

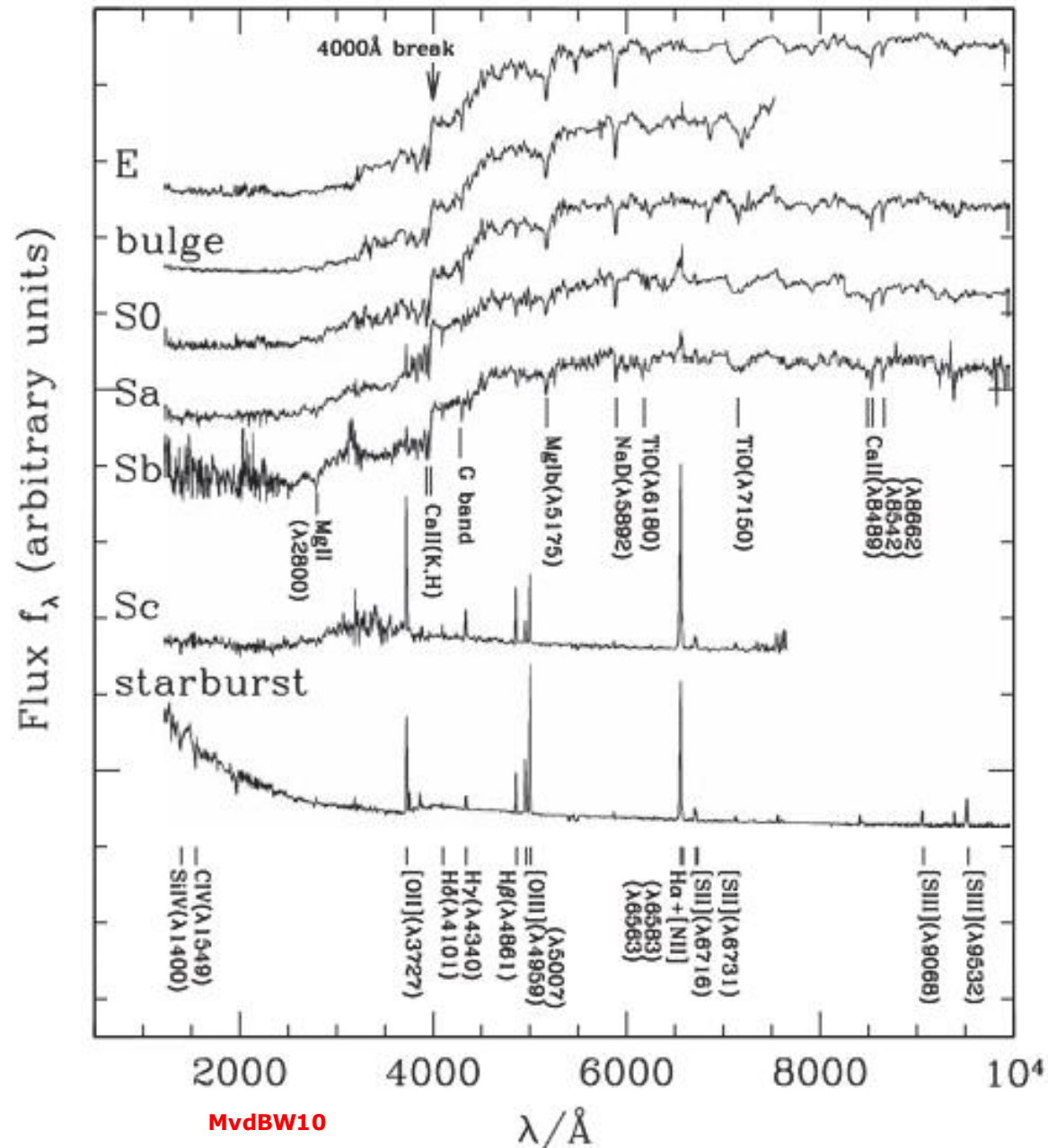


# 3.4.SEDs: galaxias elípticas

P-G et al. (2008b)



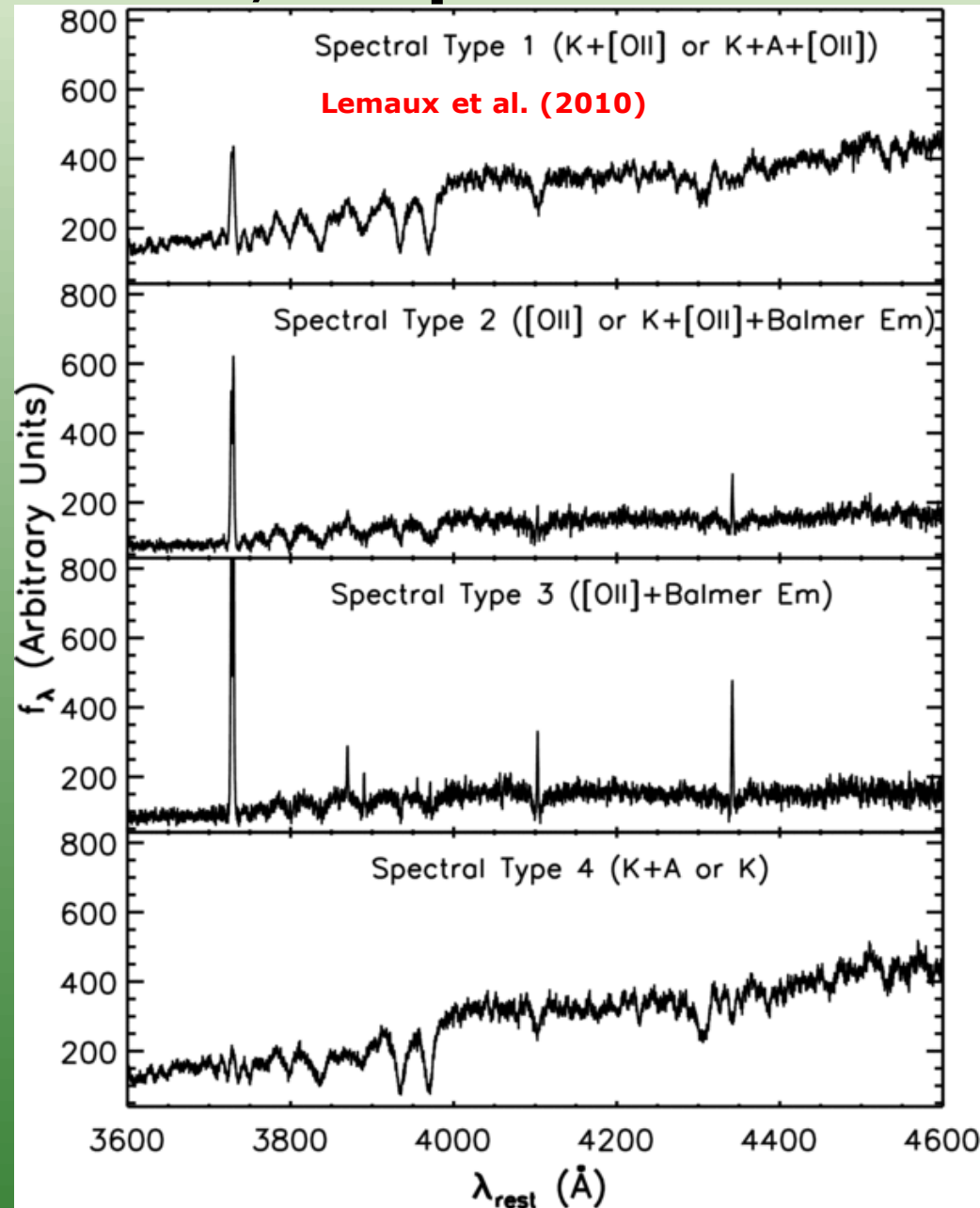
# 3.4.SEDs: galaxias espirales



# 3.4. Tipos espectrales, templates

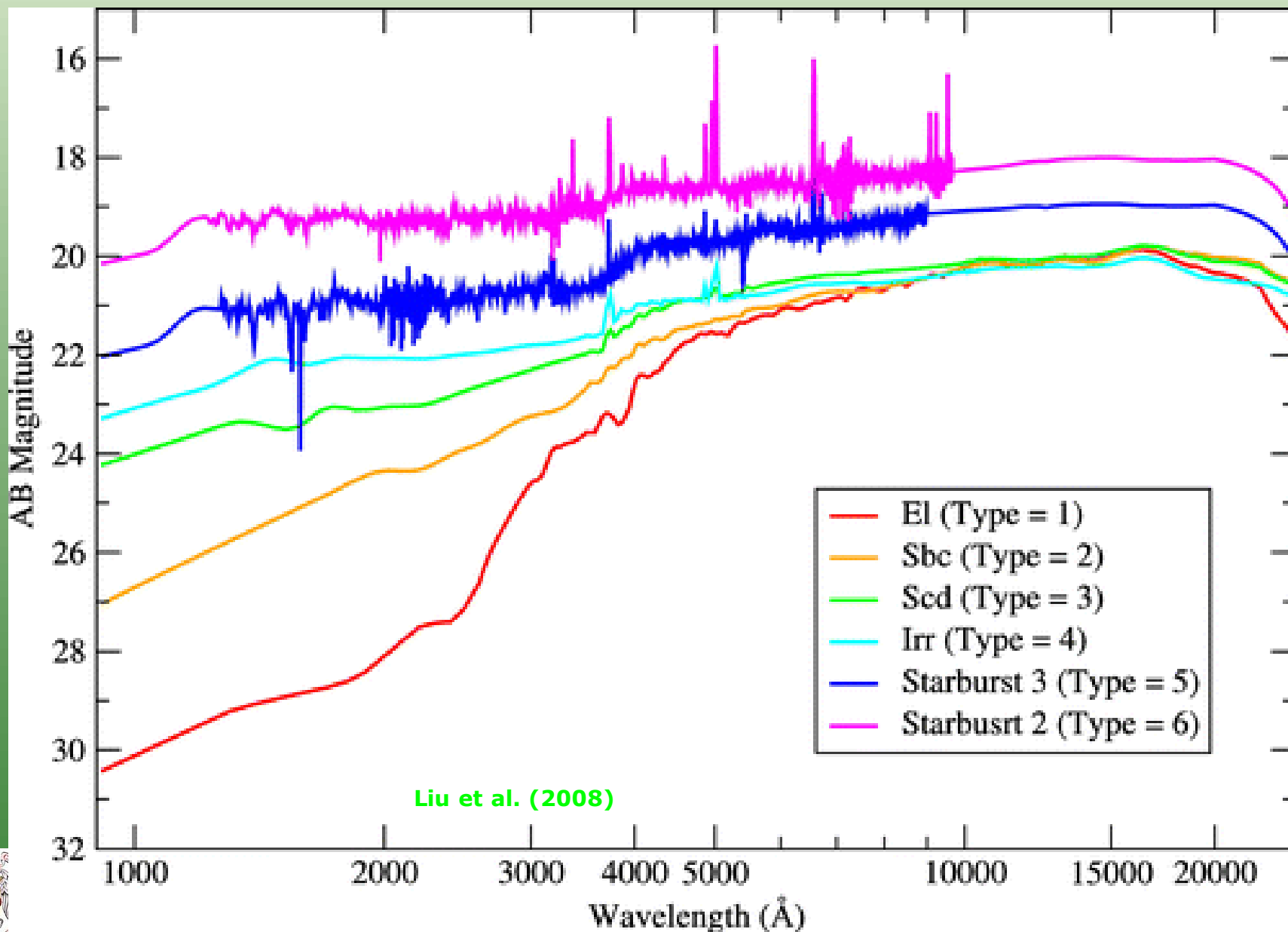
Los espectros ópticos de las galaxias se clasifican a veces en función de las características espectrales y de las estrellas que muestran esas mismas características.

Así, por ejemplo, hay galaxias con un espectro muy parecido al de estrellas K, y se denominan con este nombre (también E). A veces este espectro se superpone con líneas de absorción de Balmer prominentes como el de estrellas A, y el tipo espectral de galaxias es K+A, o galaxias post-starburst.

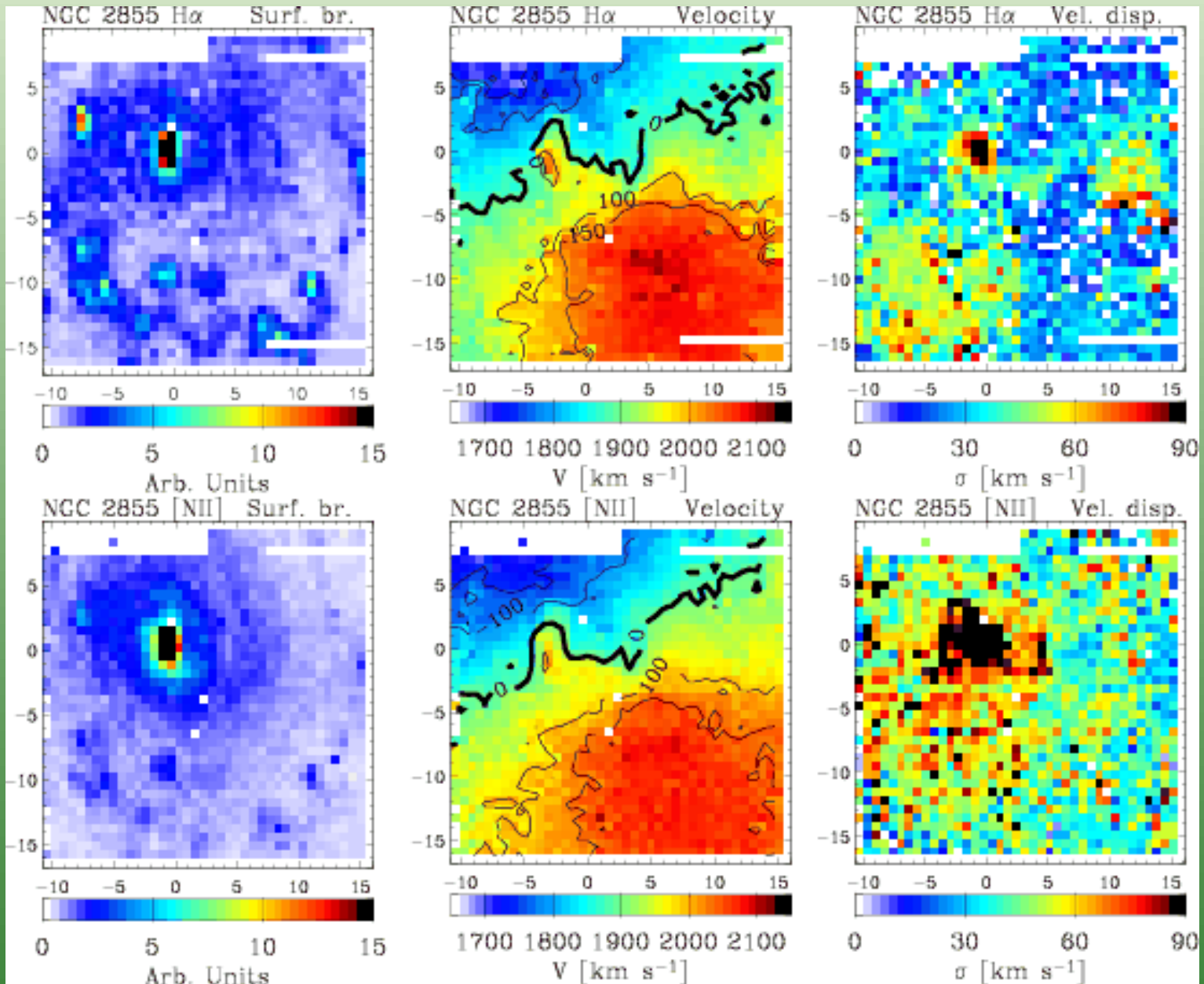




# 3.4. Tipos espectrales, templates



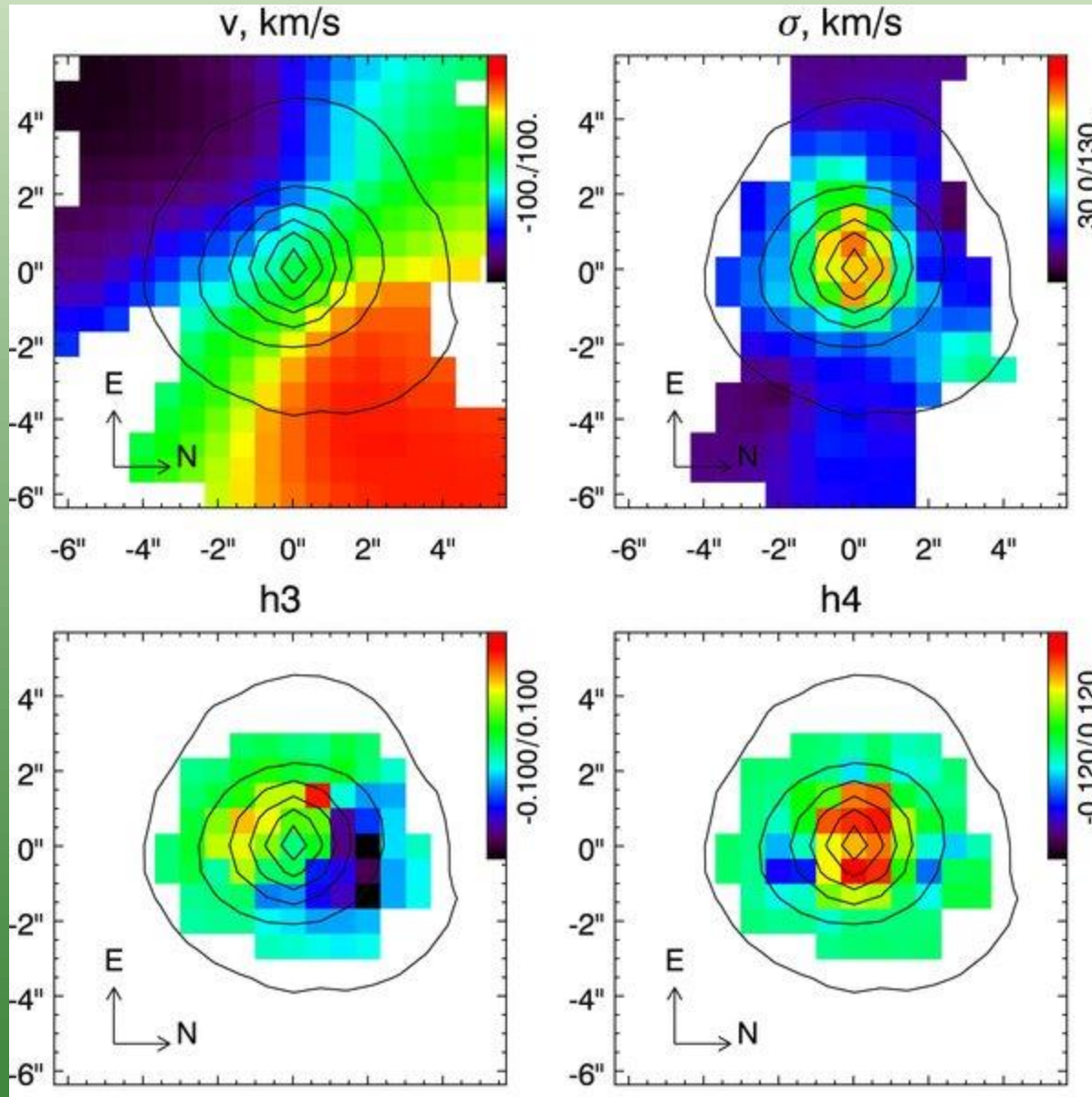
# 3.4. Dinámica



Coccatto et al. (2007)



# 3.4. Dinámica



Chilingarain et al. (2001)



# 3.5.Morfología: resumen de propiedades

**TABLE 25.3** Characteristic Data for cD, Elliptical, and Lenticular Galaxies. C&O07

	cD	E	S0/SB0
$M_B$	-22 to -25	-15 to -23	-17 to -22
$M (M_\odot)$	$10^{13}$ - $10^{14}$	$10^8$ - $10^{13}$	$10^{10}$ - $10^{12}$
Diameter ( $D_{25}$ , kpc)	300-1000	1-200	10-100
$\langle M/L_B \rangle (M_\odot/L_\odot)$	> 100	10-100	~ 10
$\langle S_N \rangle$	~ 15	~ 5	~ 5

**TABLE 25.4** Characteristic Data for Dwarf Elliptical, Dwarf Spheroidal, and Blue Compact Dwarf Galaxies.

	dE	dSph	BCD
$M_B$	-13 to -19	-8 to -15	-14 to -17
$M (M_\odot)$	$10^7$ - $10^9$	$10^7$ - $10^8$	~ $10^9$
Diameter ( $D_{25}$ , kpc)	1-10	0.1-0.5	< 3
$\langle M/L_B \rangle (M_\odot/L_\odot)$	~ 10	5-100	0.1-10
$\langle S_N \rangle$	$4.8 \pm 1.0$	—	—



# 3.5.Morfología: resumen de propiedades

TABLE 25.1 Characteristics of Early Spiral Galaxies.

C&O07

	Sa	Sb	Sc
$M_B$	-17 to -23	-17 to -23	-16 to -22
$M (M_\odot)$	$10^9-10^{12}$	$10^9-10^{12}$	$10^9-10^{12}$
$\langle L_{\text{bulge}}/L_{\text{total}} \rangle_B$	0.3	0.13	0.05
Diameter ( $D_{25}$ , kpc)	5-100	5-100	5-100
$\langle M/L_B \rangle (M_\odot/L_\odot)$	$6.2 \pm 0.6$	$4.5 \pm 0.4$	$2.6 \pm 0.2$
$\langle V_{\text{max}} \rangle (\text{km s}^{-1})$	299	222	175
$V_{\text{max}}$ range ( $\text{km s}^{-1}$ )	163-367	144-330	99-304
pitch angle	$\sim 6^\circ$	$\sim 12^\circ$	$\sim 18^\circ$
$\langle B - V \rangle$	0.75	0.64	0.52
$\langle M_{\text{gas}}/M_{\text{total}} \rangle$	0.04	0.08	0.16
$\langle M_{\text{H}_2}/M_{\text{H I}} \rangle$	$2.2 \pm 0.6$ (Sab)	$1.8 \pm 0.3$	$0.73 \pm 0.13$
$\langle S_N \rangle$	$1.2 \pm 0.2$	$1.2 \pm 0.2$	$0.5 \pm 0.2$



# 3.5.Morfología: resumen de propiedades

Characteristics of Late Spiral and Irregular Galaxies.

C&O07

	Sd/Sm	Im/Ir
$M_B$	-15 to -20	-13 to -18
$M (M_\odot)$	$10^8-10^{10}$	$10^8-10^{10}$
Diameter ( $D_{25}$ , kpc)	0.5-50	0.5-50
$\langle M/L_B \rangle (M_\odot/L_\odot)$	$\sim 1$	$\sim 1$
$V_{\max}$ range ( $\text{km s}^{-1}$ )	80-120	50-70
$\langle B - V \rangle$	0.47	0.37
$\langle M_{\text{gas}}/M_{\text{total}} \rangle$	0.25 (Scd)	0.5-0.9
$\langle M_{\text{H}_2}/M_{\text{H I}} \rangle$	0.03-0.3	$\sim 0$
$\langle S_N \rangle$	$0.5 \pm 0.2$	$0.5 \pm 0.2$



# Resumen

- **Escala de distancias: ¿cómo se miden las distancias a las galaxias?**
- **Clasificación morfológica de las galaxias cercanas: tipos morfológicos, propiedades básicas, visión crítica.**
- **Medidas de la morfología: herramientas para determinar el MphT.**
- **Medidas fotométricas. Corrección K (y E).**
- **Propiedades básicas de las galaxias en función de la morfología: poblaciones estelares, contenido de gas, polvo, metales, tamaños, relaciones de escala (F-J, FP, T-F), etc...**
- **Correlaciones observadas entre parámetros y MphT. Véase también tema 6.**

