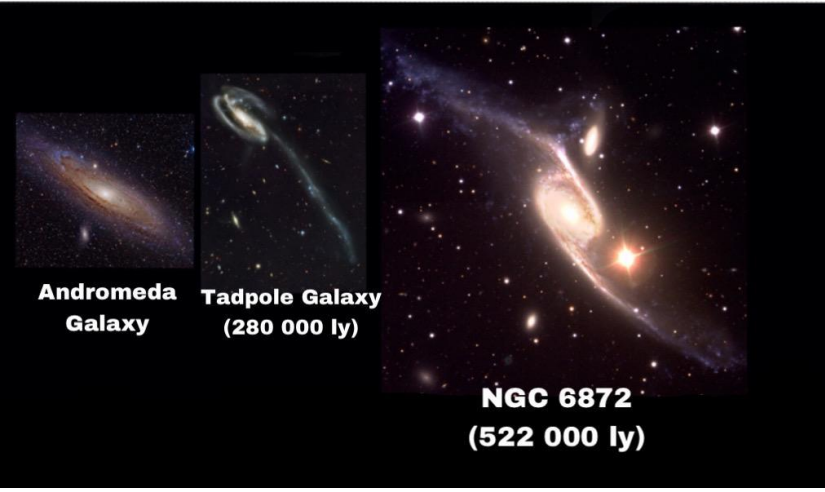
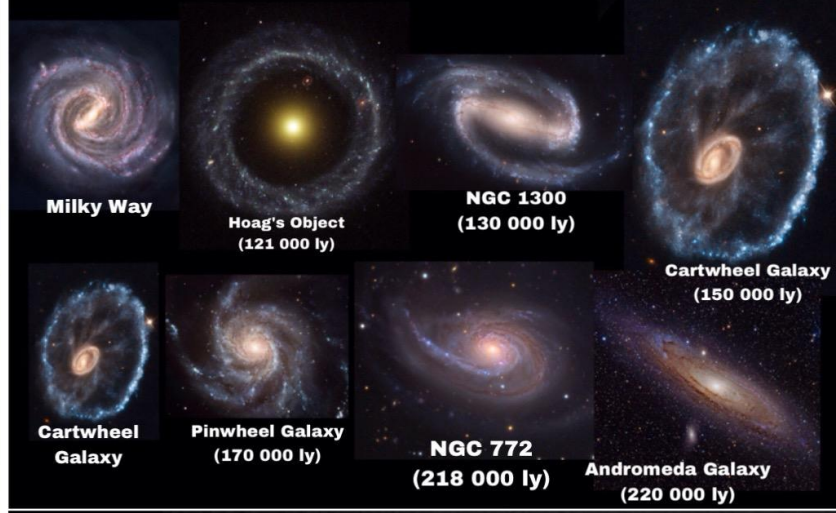


Sistemas Estelares

Galaxias - Fotometría superficial

Prof. Claudia Scóccola



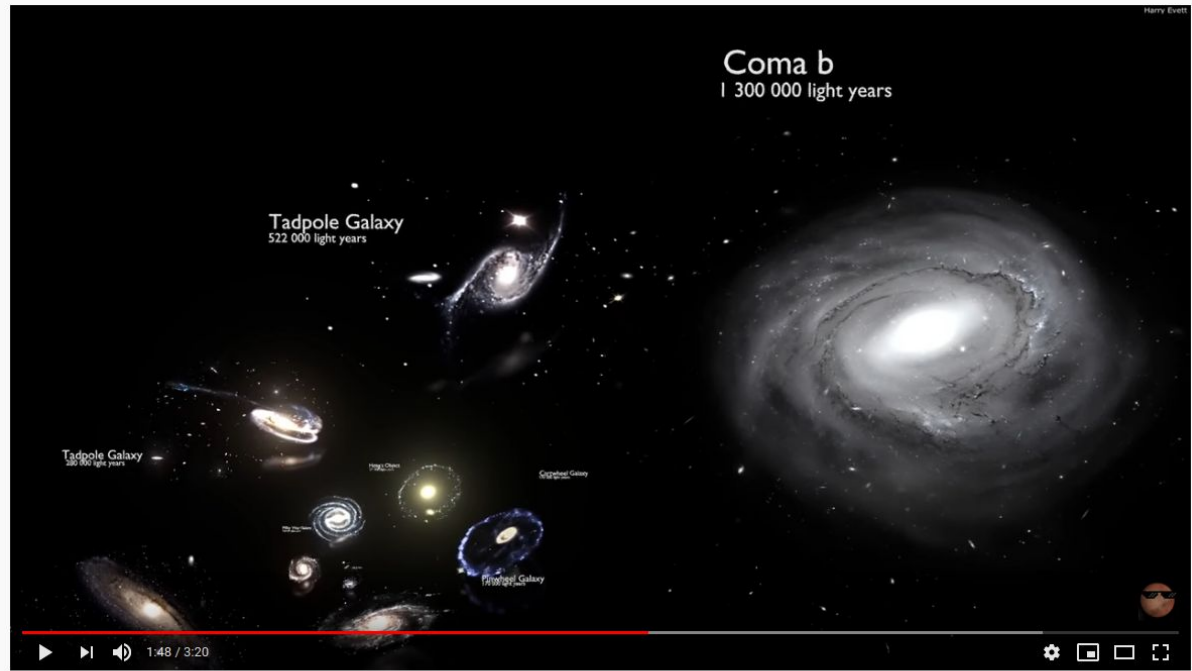
Tamaños (físicos) de las galaxias en el Universo.

1 ly = 0.3 pc (aprox.)

Galax y SizeComparison 3D

<https://youtu.be/SF313CrgjEo>

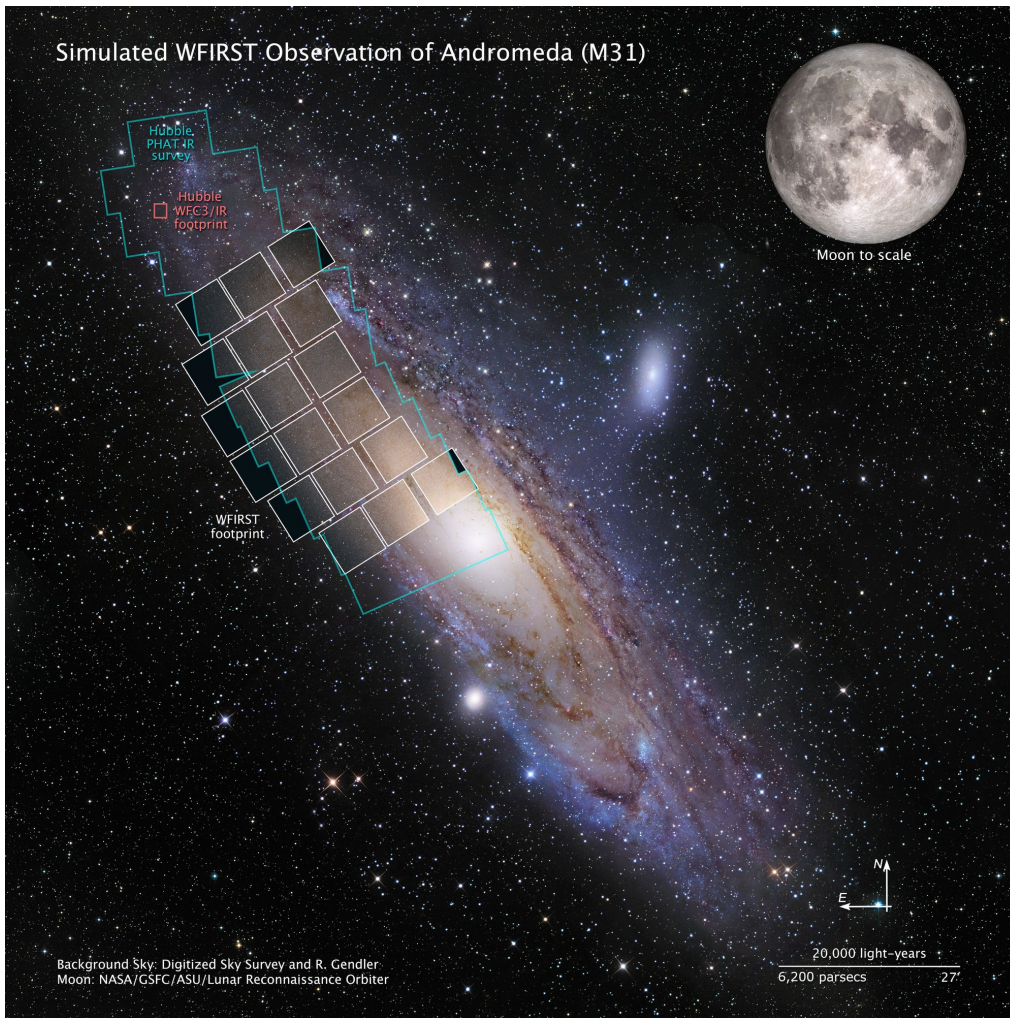
Este video permite visualizar el gran espectro de tamaños en el que encontramos a las galaxias en el Universo.



Galaxy Size Comparison 3D

[Video sobre la distribución de galaxias](#) - mapa 3D creado con los datos de eBOSS

Simulated WFIRST Observation of Andromeda (M31)



(a modo ilustrativo)

Tamaño angular de Andr3meda comparado con el tama1o angular de la Luna.

El sat3lite WFIRST tendr3a que realizar muchos apuntamientos distintos para poder observar la galaxia completa.

(este telescopio tendr3a un **gran campo visual** - 100 veces mayor que el del Hubble)

Fue renombrado a **Roman Space Telescope**

<https://astrobiology.nasa.gov/missions/wfirst/>

Galaxia:

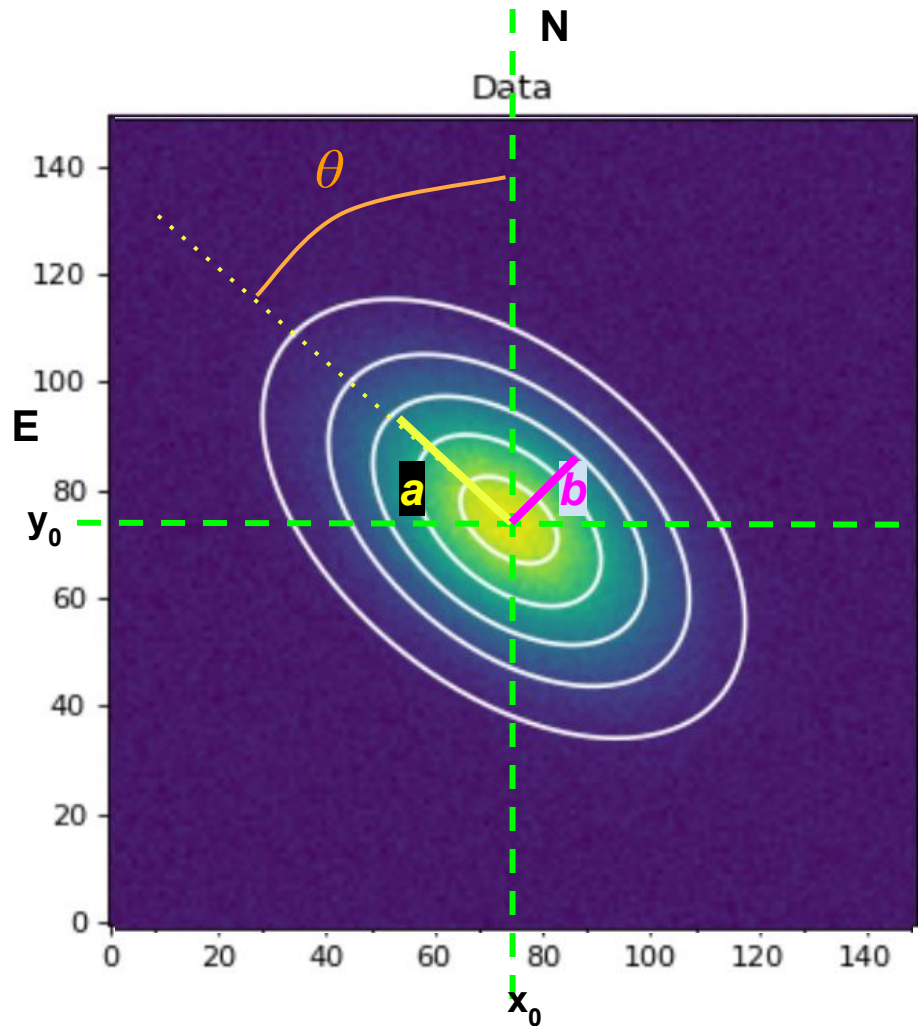
- ❖ Objeto **3D** proyectado en el plano del cielo: **2D**
- ❖ No se puede definir el borde.
- ❖ No se puede medir:
 - el brillo superficial total
 - el tamaño real de la galaxia



Tenemos que definir parámetros que caractericen la luminosidad y los tamaños de las galaxias

Hacemos un **ajuste de isofotas elípticas** a la imagen de una galaxia.

Isofota: curva que une los puntos de igual brillo (generalmente cerrada y aproximadamente elíptica).



Ajustamos **elipse** (5 parámetros):

(x_0, y_0) : coordenadas del centro

a : semieje mayor

b/a : achatamiento (razón entre semiejes)

θ : ángulo de posición del eje mayor (del N al E)

Para los entusiastas de Python:

<https://photutils.readthedocs.io/en/stable/isophote.html>

<https://photutils.readthedocs.io/en/stable/>

Perfil de brillo superficial

Intensidad específica: $I = E / (\Delta t \Delta A \Delta \lambda \Delta \Omega) = F / \Delta \Omega$

Tanto F como $\Delta \Omega$ decrecen con $d^2 \rightarrow I$ es independiente de la distancia

Perfil de brillo superficial:

$I(r)$ = intensidad en función de la distancia al centro: r

$[I(r)] = \text{Flujo} / \text{arcsec}^2$ $r = \sqrt{ab}$ (medida de distancia característica en una elipse)

Definiciones:

Brillo superficial: $\mu(r) = -2.5 \log(I(r)) + C_i$ [mag/arcsec²]

Flujo integrado (hasta distancia r): $F(r) = \int \int I(r, \phi) r' dr' d\phi = \int I(r') r' dr'$ (las integrales van de 0 a r , y de 0 a 2π)

Magnitud integrada: $m(r) = -2.5 \log(F(r)) + C_m$

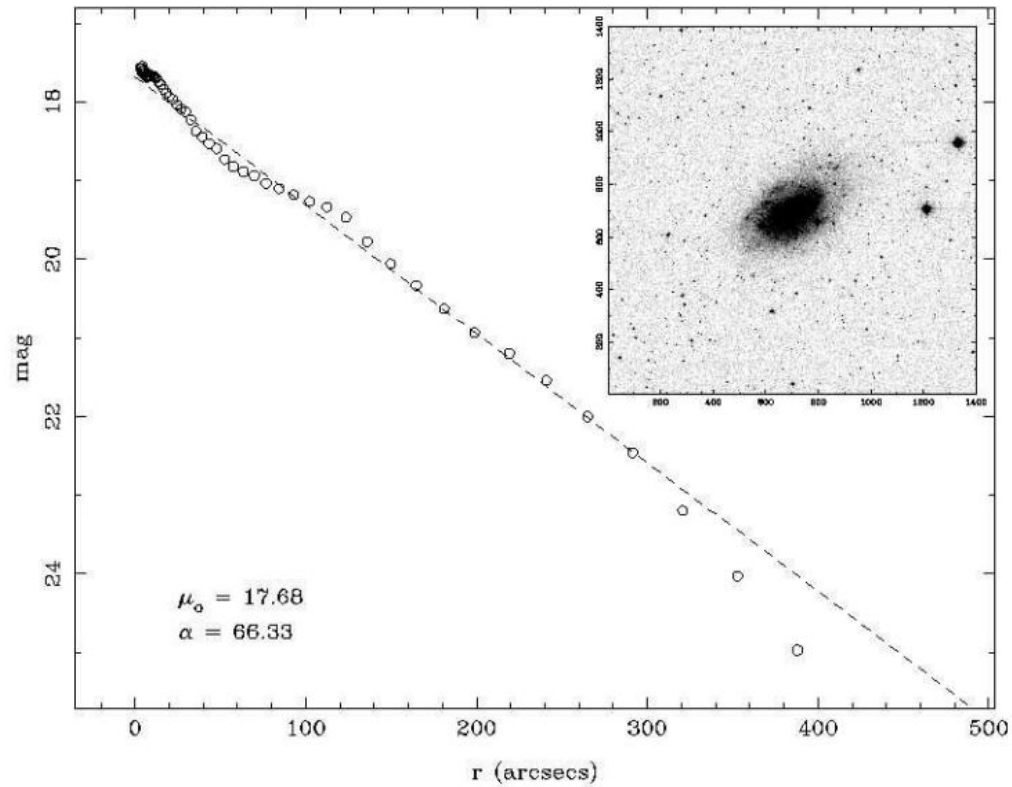
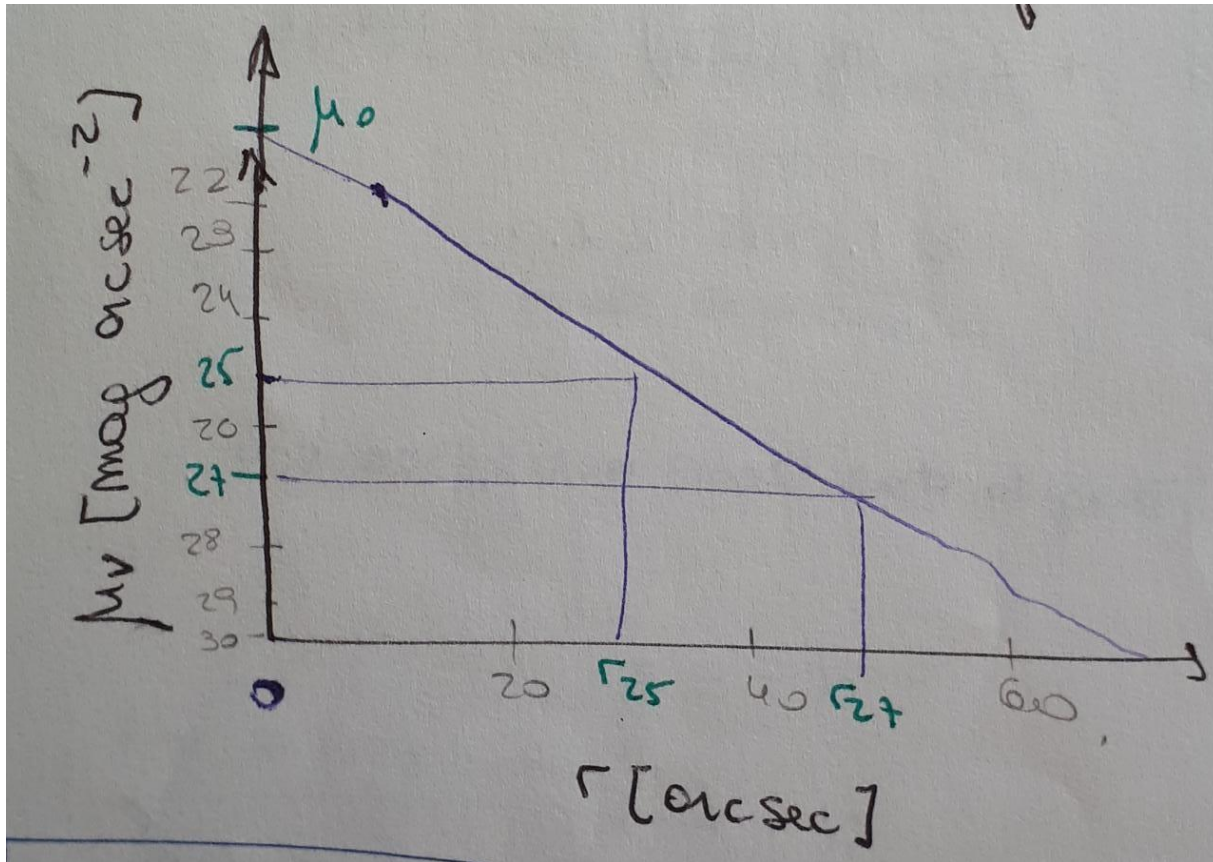


Fig. 6.— A final surface brightness profile for NGC 2403, an Sc(s) galaxy. The dotted line is a bi-weighted linear fit along with the resulting fit parameters.

Del perfil de brillo podemos obtener distintos parámetros
(dependen de la banda fotométrica usada)



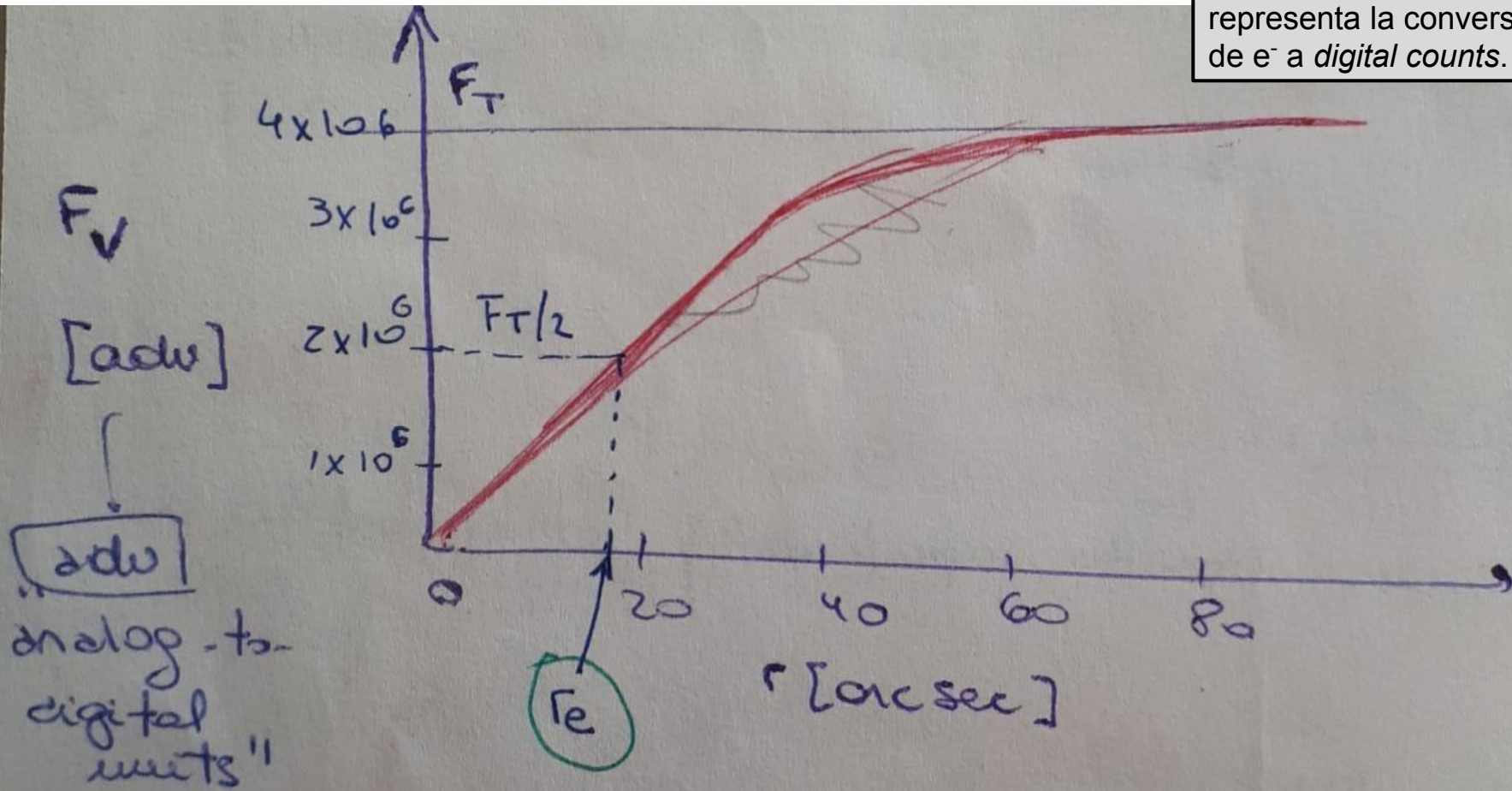
μ_0 brillo superficial central

r_{25} , r_{27} : radios isofotales

m_{25} , m_{27} : magnitud isofotal

Flujo integrado

La ganancia en un CCD representa la conversión de e^- a digital counts.



- ❖ **magnitud total integrada** $m_T = -2.5 \log(F_T) + C_m$
- ❖ **Radio efectivo** r_e tal que $F(r_e) = F_T / 2 = 2\pi \int_0^{r_e} I(r') r' dr'$ (integral entre 0 y r_e)
- ❖ **Brillo superficial efectivo** $\mu_e = \mu_e(r_e)$
- ❖ **Brillo superficial efectivo promedio** $\langle \mu_e \rangle = -2.5 \log (F(r_e) / \pi r_e^2) + C = m_T + 2.5 \log(r_e)$

Parámetro de concentración:

$$Cr_e(\alpha) = F(\alpha r_e) / F(r_e)$$

Por ejemplo: $Cr_e(0.3) = F(30\% r_e) / F(r_e)$

$$\alpha = 0.3$$

$$\alpha = 0.5 \quad (\text{cuánto más concentrada, mayor es el parámetro } \alpha)$$

Mediciones del brillo del cielo

Cómo se comparan las magnitudes (i.e. brillo superficial) con el brillo del cielo:

Brillo del cielo:

$$\mu_B \sim 22.9 - 23.3 \text{ mag/arcsec}^2$$

$$\mu_V \sim 22.0 - 22.7 \text{ mag/arcsec}^2$$

Tabla de comparación del brillo superficial de una galaxia, contra el brillo del cielo:

μ_V (mag/arcsec ²)	I_1/I_2 Respecto del brillo del cielo
20.0	12 veces
25.0	12%
27.0	2%
28.0	0.8%

Perfiles de brillo - Ley de Sérsic

$$I(r) = I_e e^{-b_n \left[\left(\frac{r}{r_e} \right)^{\frac{1}{n}} - 1 \right]}$$

Forma alternativa:

$$I(r) = I_0 e^{-\left(\frac{r}{r_0} \right)^{\frac{1}{n}}}$$

Intensidad efectiva

Radio efectivo

Índice de Sérsic

Casos particulares:

n= 4 Ley de de *Vacouleurs* (para elípticas)

n= 1 Ley exponencial (para discos)

decrece más lentamente

El índice de Sérsic controla la forma del perfil.

Efectos de selección

Arp, H. (1965) ApJ. **142**, 402

$$F = I\pi r^2 = I\pi \left(\frac{D}{2d}\right)^2$$

r: radio aparente

D: diámetro lineal

d: distancia

$$m = -2.5\log(F) + C = -2.5\log(I) + C - 2.5\log(\pi/4) - 5\log(D) + 5\log(d)$$

$$M = m + 5 - 5\log(d)$$

$$M = \mu - 5\log(D) + C'$$

Relación para cada brillo superficial.

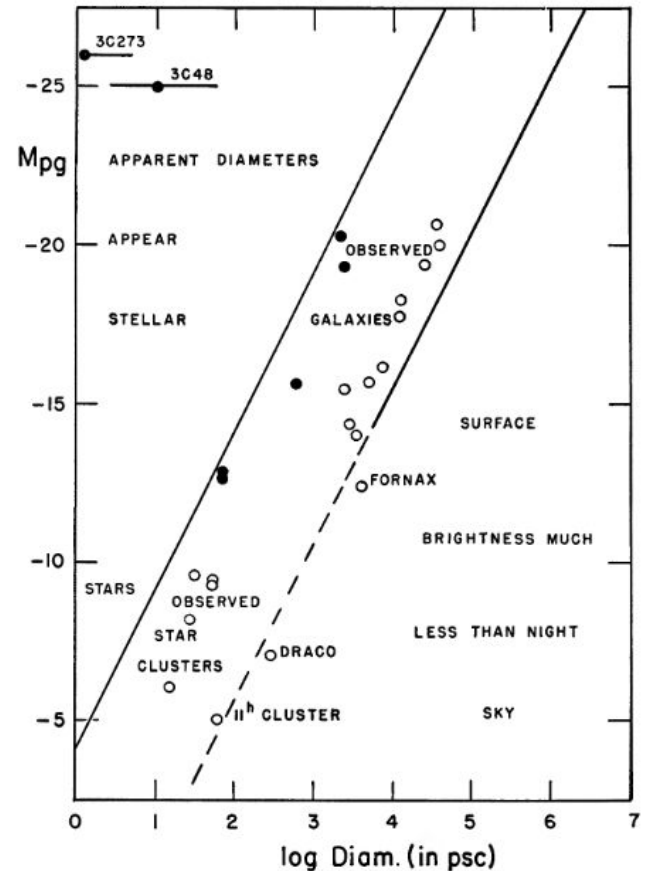
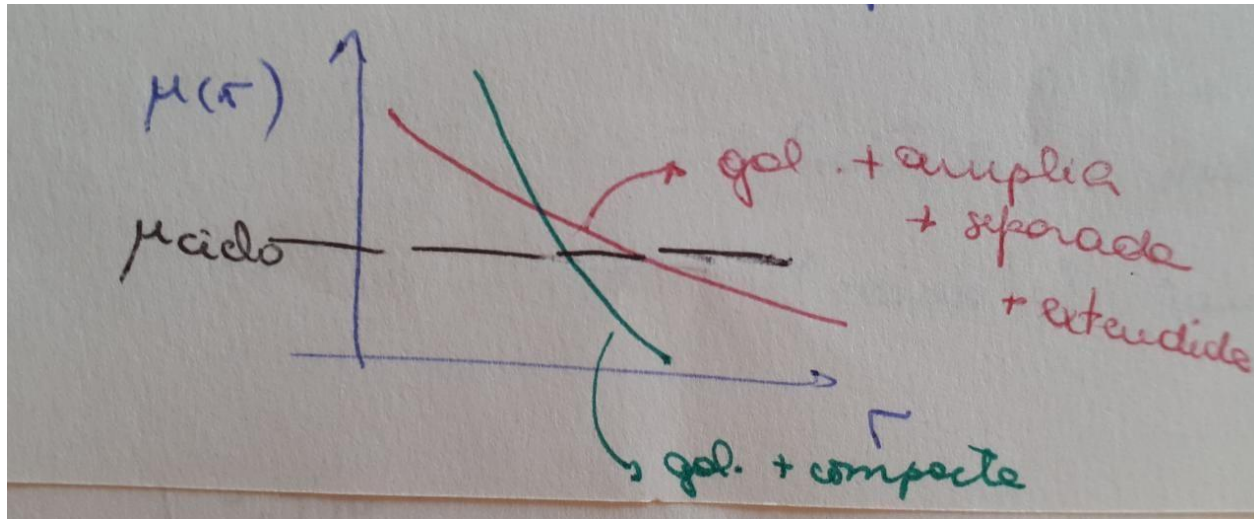


FIG. 3.—Luminosity-diameter diagram showing the region to which discovery of galaxies on direct photographs is limited. Some galaxies discovered by radio emission (quasi-stellar objects) and some that are close enough to notice concentration of individual stars (Fornax and Draco) are shown falling outside this band of observational selection. Line on left is for objects with 1'' apparent diameter at apparent magnitude 18.0. Line on right represents a surface brightness of about $m_{24} = 25.5$ mag/square second of arc.

❖ **LSB: low surface brightness**

(Tienen brillos más bajos que el brillo del cielo. No se distinguen.)

- ❖ En el diagrama de Arp, las que están arriba de la recta, tienen luminosidad normal pero son muy compactas: se confunden con estrellas (perfil de brillo abrupto).



Aparece el efecto de selección.

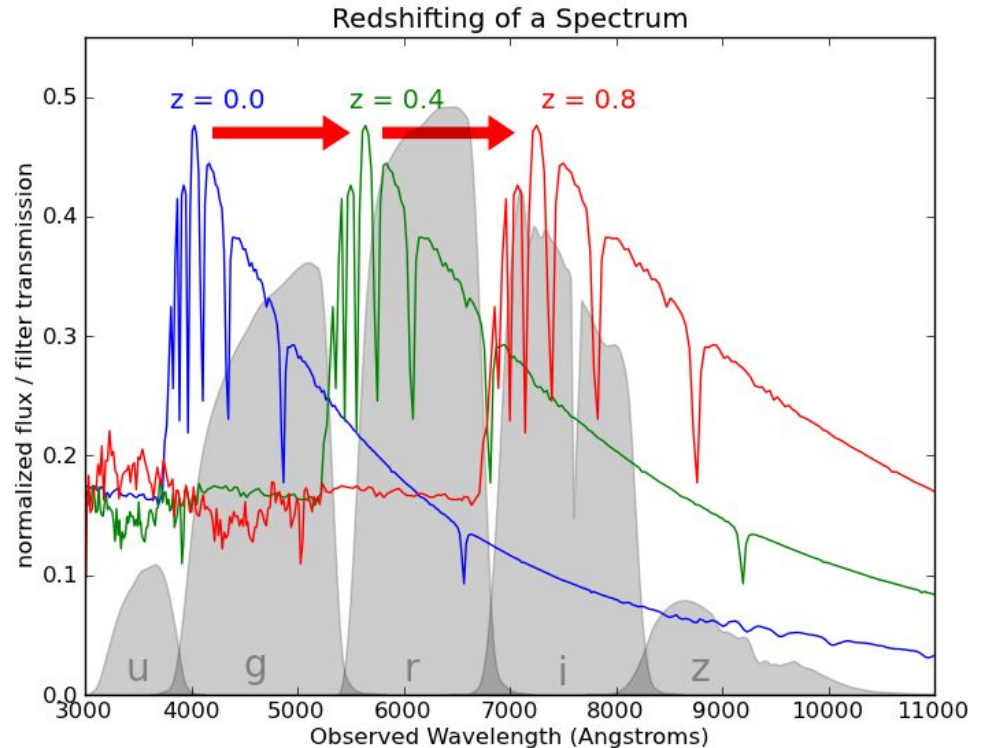
La corrección K

El espectro observado de una galaxia difiere del emitido debido a la expansión del Universo, que produce un corrimiento al rojo de la radiación electromagnética.

$$z = \frac{\lambda - \lambda_1}{\lambda_1} \rightarrow \lambda = \lambda_1(1 + z) \rightarrow \Delta\lambda = \Delta\lambda_1(1 + z)$$

Este efecto es significativo a alto redshift.

Además, si se quiere comparar el espectro con el de una galaxia del Universo local ($z=0$), hay que considerar la evolución de la población estelar.



Corrección K:

- ❖ Detector en banda λ_{eff} mide flujo emitido en $\lambda_{\text{eff}}/(1+z)$

Si el flujo NO es plano, la medida es distinta de la de una fuente idéntica a $z=0$.

- ❖ Ancho de banda efectivo es DISTINTO en el marco de referencia de la galaxia que en la galaxia en reposo (por un factor $(1+z)$)

Corrección evolutiva:

Tiene en cuenta la evolución de las poblaciones estelares de la galaxia desde el instante que se emitió la luz (z) hasta el de observación ($z=0$), a fin de poder comparar las galaxias en estados evolutivos similares (usa modelos de evolución de poblaciones estelares).

luminosidad monocromática
emitida en el marco de ref.
de la fuente

$$F(\lambda) \Delta\lambda = \frac{E(\lambda_1, t_1) \Delta\lambda_1}{4\pi d_L^2} \Rightarrow F(\lambda) = \frac{E(\lambda_1, t_1)}{4\pi d_L^2 (1+z)}$$

$\frac{\Delta\lambda}{(1+z)}$

Flujo observado dentro de la banda con long de onda efectiva λ_0

t_1 instante que se emitió la luz
 t_0 instante de observación ($t_0 > t_1$)

$$F_{\lambda} = \int_0^{\infty} F(\lambda) S(\lambda) d\lambda = \frac{1}{4\pi d_L^2 (1+z)} \int_0^{\infty} E\left(\frac{\lambda}{1+z}, t_1\right) S(\lambda) d\lambda$$

**Función de transmisión
del filtro**

Distancia de luminosidad

El anterior era: espectro de galaxia no evolucionada, emitido en t_1 , corrido al rojo, e integrado dentro de la banda del detector.

El $(1+z)$ en el denominador es por la conversión del $d\lambda$ y corresponde al cambio en el ancho de banda efectivo.

Multiplico y divido por unos factores extra, y paso a magnitudes.

$$F_{\lambda_0} = \frac{\int_0^{\infty} E(\lambda, t_0) S(\lambda) d\lambda}{4\pi d_L^2 (1+z)} \cdot \frac{\int_0^{\infty} E\left(\frac{\lambda}{1+z}, t_0\right) S_{\lambda} d\lambda}{\int_0^{\infty} E(\lambda, t_0) S_{\lambda} d\lambda} \cdot \frac{\int_0^{\infty} E\left(\frac{\lambda}{1+z}, t_0\right) S_{\lambda} d\lambda}{\int_0^{\infty} E\left(\frac{\lambda}{1+z}, t_0\right) S_{\lambda} d\lambda} \quad (5)$$

(termina)

Posando a magnitudades:

$$m_{\lambda_0} = -2.5 \log F_{\lambda_0} + \text{cte}$$

$$\begin{aligned} \Rightarrow m_{\lambda_0} = & M(\lambda_0, t_0) + 5 \log(d_L) + \text{cte} + \left[2.5 \log(1+z) + 2.5 \log \left(\frac{\int_0^\infty E(\lambda, t_0) S_2 d\lambda}{\int_0^\infty E\left(\frac{\lambda}{1+z}, t_0\right) S_2 d\lambda} \right) \right. \\ & \left. + 2.5 \log \left(\frac{\int_0^{\lambda_1} E\left(\frac{\lambda}{1+z}, t_0\right) S_2 d\lambda}{\int_0^{\lambda_1} E\left(\frac{\lambda}{1+z}, t_1\right) S_2 d\lambda} \right) \right] \end{aligned}$$

(term 1)⁻¹

(term 2)⁻¹

convecc. K.

convecc. $\left(\frac{E}{F}\right)$

i molar log!

$M(\lambda_0, t_0)$

$M(\lambda_0, t_0)$ magnitud absoluta de la galaxias EVOLUCIONADA, tal como se observa en el marco de referencia del observador.

La **corrección K** incluye término por el cambio del ancho de banda.

Diferencia de magnitud entre el flujo observado de la galaxia a redshift z (λ_1) y una galaxia idéntica a $z=0$ (λ_0), ambas de edad t_0 .

(“lo que veo en la banda λ_0 se emitió en la banda λ_1 ”)

Corrección evolutiva: diferencia de magnitud entre el flujo de la galaxia de edad t_1 a z (λ_1) y el flujo de la misma galaxia a redshift z (λ_1) pero evolucionada a edad t_0 .

(“En la misma banda pero evolucionada”)

Esto tiene grandes implicancias en la Astronomía Extragaláctica y Cosmología actual. Los grandes **surveys fotométricos** que estiman el “redshift” a través de la forma de la **SED** (Spectral Energy Distribution) son muy sensibles a estas correcciones, como así también al modelado de la SED utilizando modelos de tasa de formación estelar y de funciones de masa iniciales.

Catálogos y relevamientos recientes o futuros:

SDSS-III (¼ del cielo, 1.5×10^6 galaxias) <http://www.sdss3.org/>

SDSS-IV <https://www.sdss.org/search/SDSS-IV>

DES www.darkenergysurvey.org

LSST (ahora “Vera Rubin Observatory”) <https://www.lsst.org/>

DESI <https://www.desi.lbl.gov/>

J-PAS <http://www.j-pas.org/>

Satélite: Euclid <https://www.euclid-ec.org/>

Filminas extras

Vamos un poco más allá...

Qué programas conocen que calculen la SED de una población estelar? Qué pueden encontrar en la literatura?

Cuáles son las hipótesis de estos modelos y cuales son sus parámetros libres?

Cómo depende la SED de dichos parámetros?

Cómo afectaría esto la determinación del redshift fotométrico de una galaxia? **Se puede además sacar información de la masa de la galaxia? O eso es un parámetro de entrada? La materia oscura juega algún rol en los modelos, o solo la materia bariónica en forma de gas, estrellas y BHs??**

Hay alguna dependencia de este “error” con el redshift al que está la distancia? Es mayor o menor según la galaxia esté más cerca o lejos, o es independiente de la distancia?

Qué implicancia tendría esto en algún observable cosmológico? Cómo cambiaría la relación distancia-redshift con este error sistemático?

Beagle code:

<http://www.jacopochevallard.org/beagle/#>

Repositorio caído (octubre 2023) – probar en el github del autor: <https://github.com/jacopo-chevallard>