

# Astronomía Extragaláctica

Función de Luminosidad. Una breve introducción



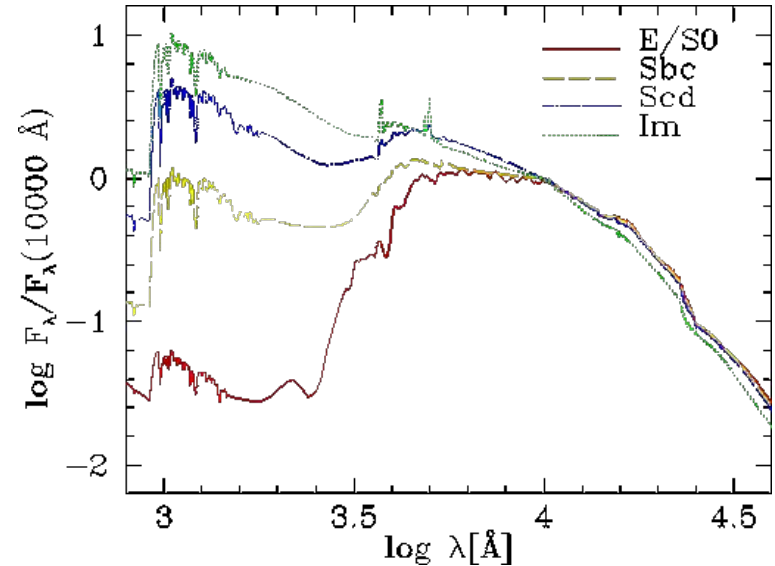
# Distribuciones Espectrales de Energía

Midiendo el flujo emitido por una galaxia en distintas bandas a lo largo del espectro electromagnético, se obtiene su distribución espectral de energía (SED).

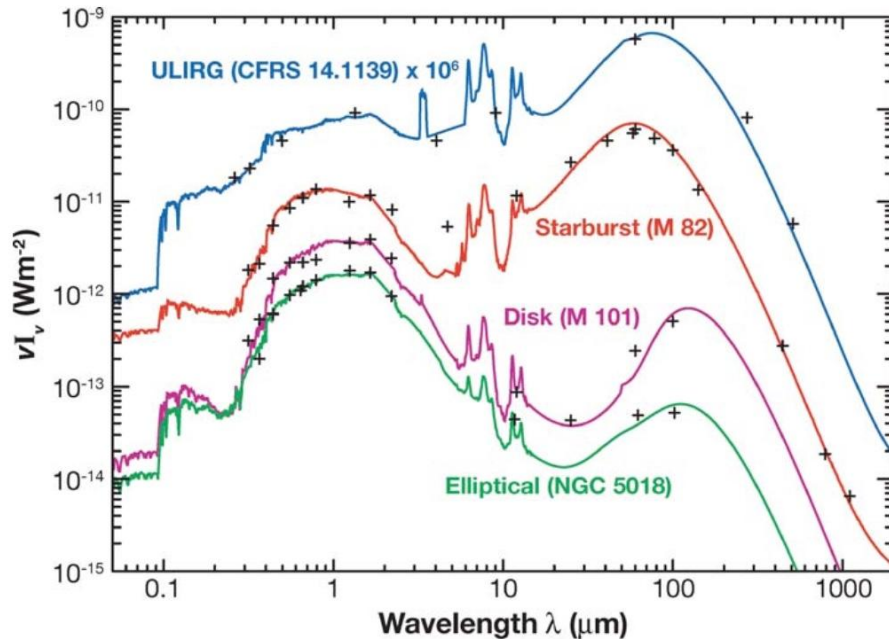
En cada SED se notan básicamente tres componentes:

- **UV-óptico:** espectro térmico, dominado por la componente estelar.
- **IR:** espectro térmico, dominado por el polvo (excepto FIR en E con núcleo activo, dominado por sincrotrón).
- **radio:** espectro no térmico, dominado por starburst o núcleo activo.

Se nota que la relación UV-óptico/IR disminuye hacia tipos de Hubble más tardíos.



Hay galaxias que, de acuerdo a sus propiedades en cuanto a la emisión de energía, se consideran en distintas clases o grupos, independientemente de su clasificación morfológica.



**Figure 1** Spectral energy distributions of galaxies from the UV to the millimeter. The ULIRG is observed at redshift  $z = 0.66$  and is represented here in the rest frame (from Galliano 2004).

- **Galaxias activas:** Son galaxias con un núcleo activo (AGN), que genera energía electromagnética, desde radio a X y  $\gamma$ , mediante acreción de materia en un agujero negro supermasivo (SMBH).
- **Galaxias starburst:** Galaxias cuya SED en el óptico-UV está dominada por un evento de formación estelar particularmente intenso (“estallido”).
- **Galaxias ultraluminosas en el infrarrojo:** Las ULIRG también presentan eventos de formación estelar intensos, pero la emisión óptica-UV es reprocesada por el polvo, de modo que la emisión es particularmente intensa en el infrarrojo (bandas IRAS - Herschel).

# Luz de una galaxia

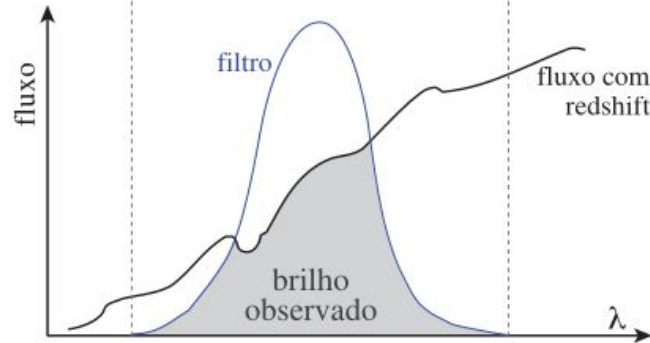
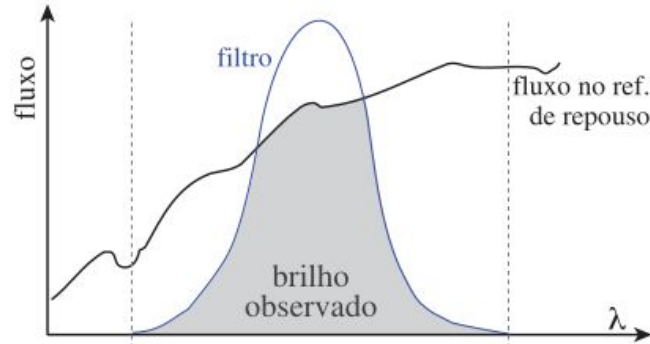
El flujo total de una galaxia provee información acerca del número y tipo de estrellas que en ella habitan. Esta luz se llama *luz integrada*.

Para obtener la luz integrada de una galaxias hay que hacer correcciones, como la extinción de la luz por el polvo de nuestra galaxia, la absorción interna de la galaxia misma y por efecto Doppler.

La magnitud total de una galaxia es difícil de medir sobre todo en las zonas externas. Por ello se mida hasta un límite de brillo superficial.

# La corrección K(z)

Figura 33: Correção K. O brilho observado é a convolução entre o fluxo emitido pela fonte (mais precisamente a distribuição espectral de energia, SED) e o perfil do filtro utilizado (além da óptica e eficiência do detector, absorção pelo meio interestelar, etc...). A diferença em magnitude dos brilhos da mesma fonte em movimento e em repouso é a correção K.



La corrección K es la diferencia en magnitud entre la luminosidad observada a través de un filtro (es decir, una banda espectral fija) de una fuente en movimiento (es decir, afectada por el efecto Doppler o la expansión del Universo) y la luminosidad que esa misma fuente tendría en el marco de referencia en reposo del observador.

Para una fuente que emite un flujo observado  $F(\lambda)$  (en el marco de referencia en reposo es  $F(\lambda/[1+z])$ ) y es observada a través de un filtro con perfil  $S(\lambda)$  (ver, por ejemplo, Fig. 277), la corrección K se define por (Oke & Sandage, 1968):

$$K(z) \equiv 2,5 \log(1+z) + 2,5 \log \left[ \frac{\int_0^\infty F(\lambda) S(\lambda) d\lambda}{\int_0^\infty F(\lambda/[1+z]) S(\lambda) d\lambda} \right]$$

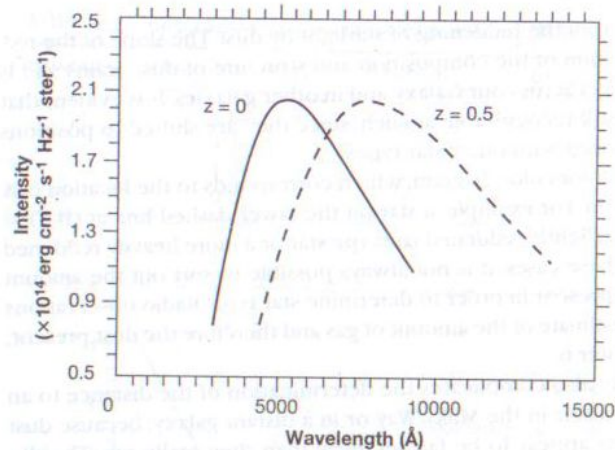
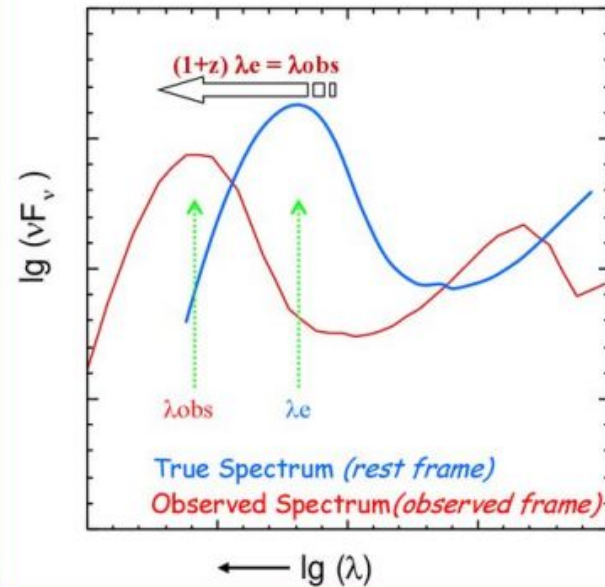


FIGURE 4.8 A blackbody at a temperature of 5500 K is shown with no redshift (solid line) and a redshift of 0.5 (dashed line).

### Effect of Redshift on Source Spectrum



O bien:

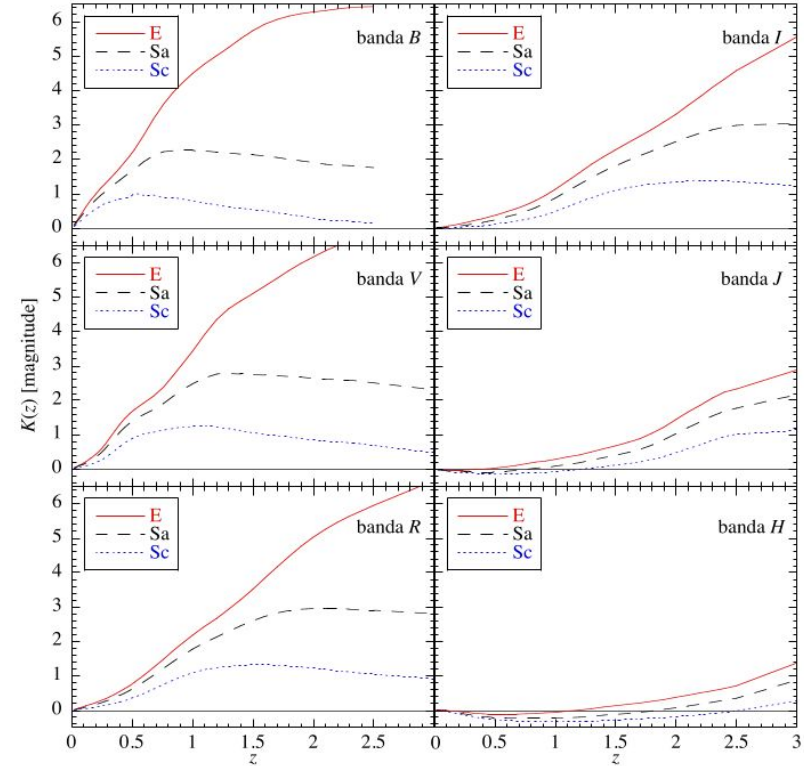
$$K(z) = 2,5 \log(1 + z) + k(z).$$



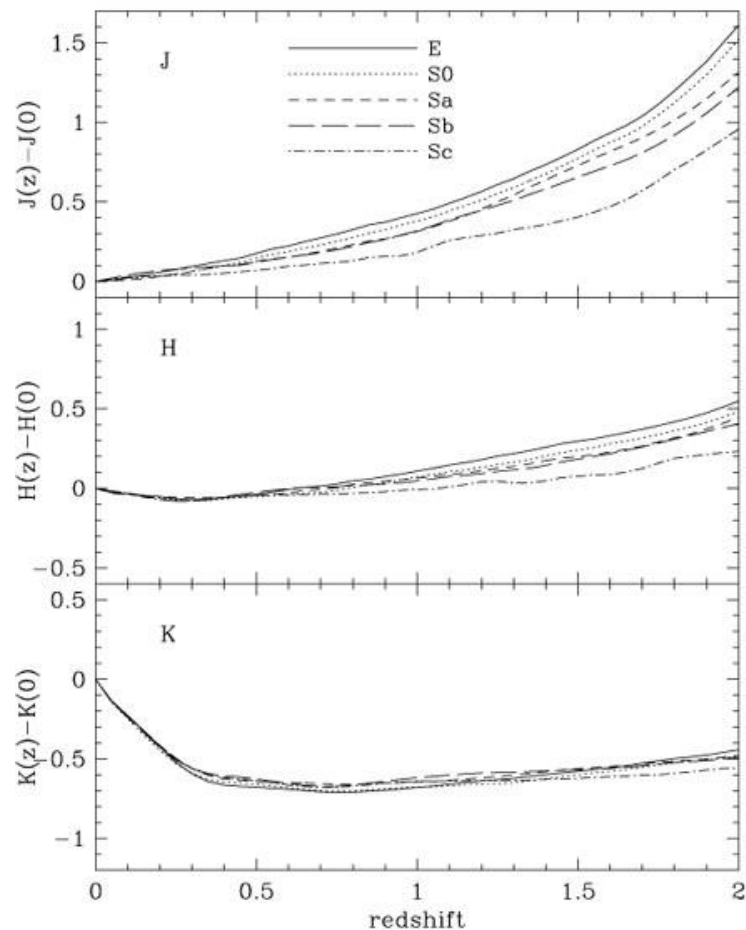
$$m - M = 5 \log d_L - 5 + K(z)$$

La corrección K depende tanto del tipo de objeto observado como del filtro utilizado. Varios autores han tabulado la función  $k(z)$  o  $K(z)$  para diversos objetos y filtros espectrales (por ejemplo, Pence, 1976; Poggianti, 1997), basándose en la distribución de energía espectral (SEDs) obtenida a partir de modelos de síntesis de poblaciones estelares y observaciones de estos objetos en el universo cercano.

Figura 34: Correção K [Eq. (55)] para galáxias elípticas (E), e espirais (Sa e Sc) para diversos filtros do sistema Johnson estendido. Baseado em dados de Poggianti (1997).



Tomando como exemplo um caso simples,  $F(\lambda) \propto \lambda^\alpha$  (portanto  $F(\nu) \propto \nu^{-(\alpha+2)}$ ), temos  $k(z) = (1+z)^{1+\alpha}$  e  $K(z) = 2,5(1+\alpha) \log(1+z)$ . Se  $\alpha = -1$ , i.e., a SED (distribuição espectral de energia),  $\nu F(\nu)$  é constante, então  $K(z) = 0$ . Se  $\alpha > -1$  então  $K(z) > 0$ , isto é, a fonte parece menos brilhante devido à correção  $K$ .



[Mannucci et al.+01](#)

[Chilingarian et al 2010.](#)  
[Hogg+02](#)

In the K band the k-corrections are almost independent from the galaxy type up to  $z = 2$ , reflecting the dominance of giant stars in these wavelengths in all the observed galaxies.



Otra corrección que puede hacerse es por **evolución** intrínseca de la galaxia de estudio. La corrección evolutiva tiene en cuenta la evolución de las poblaciones estelares de la galaxia desde el instante en que se emitió la luz y el de observación, a fin de poder comparar galaxias en estados evolutivos similares. Requiere modelos de evolución de poblaciones estelares.

# Función de Luminosidad

La **función de luminosidad** da el número de galaxias por unidad de volumen, en cada intervalo de luminosidad o de magnitud absoluta.

Para entender el comportamiento y las propiedades de las galaxias es necesario entender su formación y evolución. Una manera de hacerlo es diferenciando el comportamiento de las poblaciones de galaxias bajo diferentes condiciones. Esto se puede realizar estudiando las luminosidades de las galaxias y su dependencia con el entorno y el redshift. Una herramienta estadística fundamental para la descripción de las poblaciones de galaxias es la Función de Luminosidad (FL). La FL  $\phi(L)$  nos da la densidad numérica de galaxias en función de la luminosidad o magnitud absoluta, en un volumen determinado. [Binggeli et al. \(1988\)](#) la define como una distribución de probabilidades sobre la magnitud absoluta  $M$ , la cual satisface:

$$\int_{-\infty}^{\infty} \phi(M) dM = 1 \quad (2.1)$$

Sea  $N$  el número de objetos en un volumen  $dV$  en un rango de magnitudes  $M$  y  $M + dM$ . Asumiendo que las magnitudes de estos objetos no se correlacionan con su ubicación en el espacio, es decir que las magnitudes absolutas  $M$  (o luminosidades  $L$ ) son estadísticamente independiente de su distribución espacial, la densidad de probabilidad conjunta  $N(M, x, y, z)$ , puede ser expresada en una forma separable como el producto de las dos distribuciones univariantes:

$$N(M, x, y, z)dMdV = \phi(M)D(x, y, z)dMdV$$

donde,  $\phi(M)$  es la función de luminosidad y  $D(x, y, z)$  es la función densidad que describe el número de objetos por unidad de volumen.

La evidencia observacional muestra que en la gran mayoría de los casos, un buen ajuste paramétrico a la FL de galaxias es la Función de Schechter ([Schechter, 1976](#)), que viene dada por la siguiente expresión

$$\phi(L)dL = \phi^* \left( \frac{L}{L^*} \right)^\alpha \exp \left( \frac{-L}{L^*} \right) \frac{dL}{L^*} \quad (2.3)$$

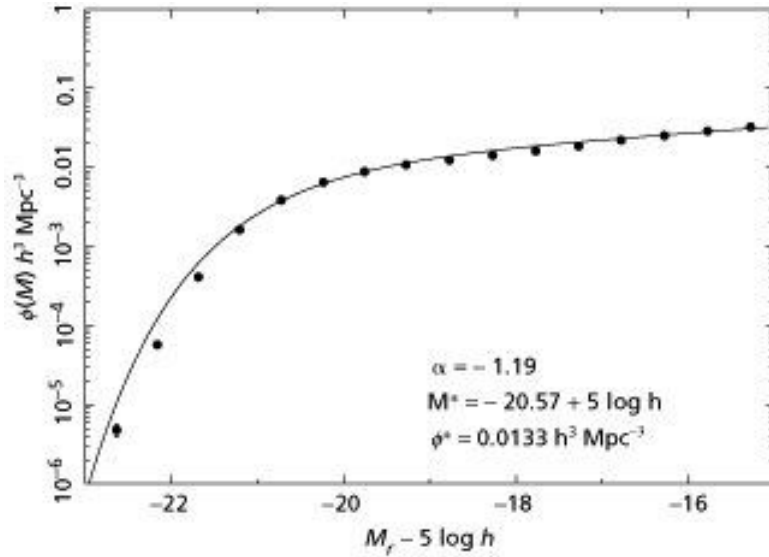
donde,  $\phi^*$  es la constante de normalización expresada en  $Mpc^{-3}h^3$ ,  $L^*$  es la luminosidad característica expresada en  $L_{\odot}$  y  $\alpha$  es la pendiente para el extremo débil de las luminosidades. Ésta función se puede expresar también en términos de la magnitud absoluta utilizando una simple relación:

$$\frac{L}{L^*} = 10^{-0,4(M-M^*)} \quad (2.4)$$

De esta manera, la ecuación 2.3 para la Función de Schechter queda

$$\phi(M)dM = (0,4\ln 10)\phi^*(10^{-0,4(M-M^*)})^{1+\alpha}\exp(10^{-0,4(M-M^*)})dM \quad (2.5)$$

donde  $M^*$  es la magnitud característica. La función de Schechter se puede describir por una función exponencial que representa las magnitudes mas brillantes que  $M^*$  y una ley de potencias la cual ajusta las magnitudes mas débiles a través del parámetro  $\alpha$ .  $M^*$  indica el punto en el cual la función exponencial deja de dominar y la FL comienza a comportarse como una ley de potencias. Los tres parámetros ( $M^*$ ,  $\phi^*$  y  $\alpha$ ) se determinan empíricamente. Hay que tener en cuenta que los parámetros pueden variar dependiendo de la banda en la cual se estén calculando las magnitudes absolutas.



El parámetro  $\alpha$  define el comportamiento de la FL para magnitudes débiles, es decir, me da información de la cantidad de galaxias de baja luminosidad. Como se observa en la figura 2.1, en general los valores de  $\alpha$  varían entre  $-0,5$  y  $-1,5$ .

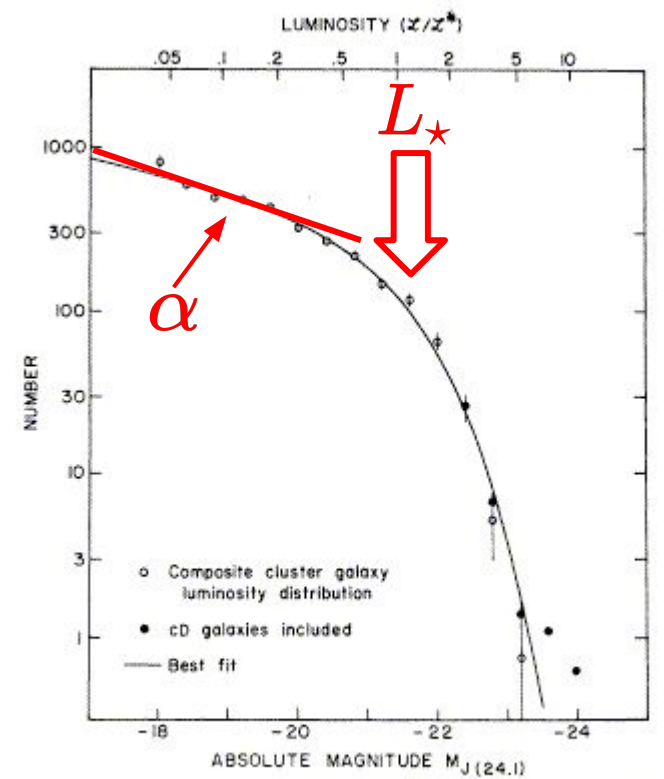


FIG. 2.—Best fit of analytic expression to observed composite cluster galaxy luminosity distribution. Filled circles show the effect of including cD galaxies in composite.

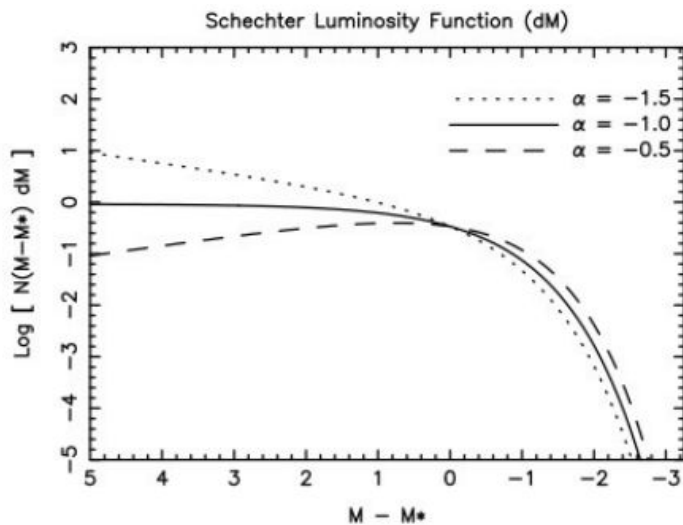
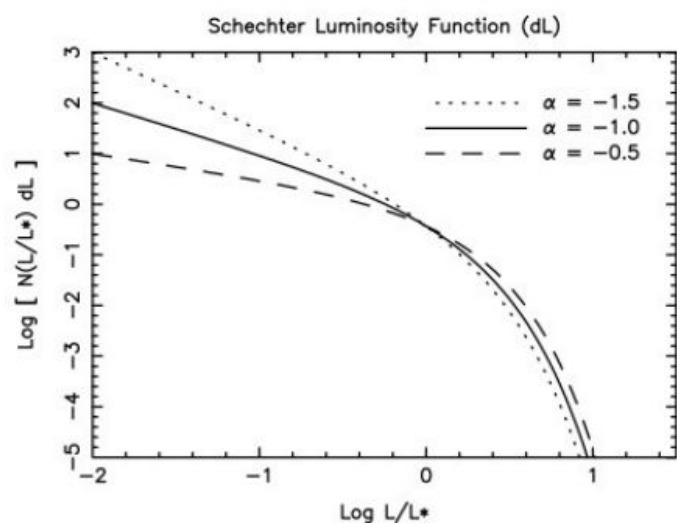
# ¿Por qué es importante?

La función Luminosidad contiene información sobre:

- fluctuaciones de la densidad primordial
- procesos que destruyen / crean galaxias
- procesos que cambian un tipo de galaxia en otro (por ejemplo, fusiones, despojos)
- procesos que transforman la masa en luz

Las teorías de formación y evolución de galaxias deben reproducirlas.

Usualmente, la FL  $\phi(M)$  es graficada utilizando el logaritmo, y de ésta forma se obtiene un comportamiento plano en el extremo débil para  $\alpha = -1$ , permitiendo realizar un análisis más cualitativo de la FL. En el panel inferior de la figura 2.1 se puede notar el comportamiento de la FL para los tres valores de  $\alpha$ , y podemos observar como cambia la pendiente de la función dependiendo del parámetro  $\alpha$ . Se observa que la función crece sostenidamente para  $\alpha \leq -1$ , lo cual es un indicativo de un número considerablemente elevado de galaxias débiles.



SDSS:  $z=0.1$

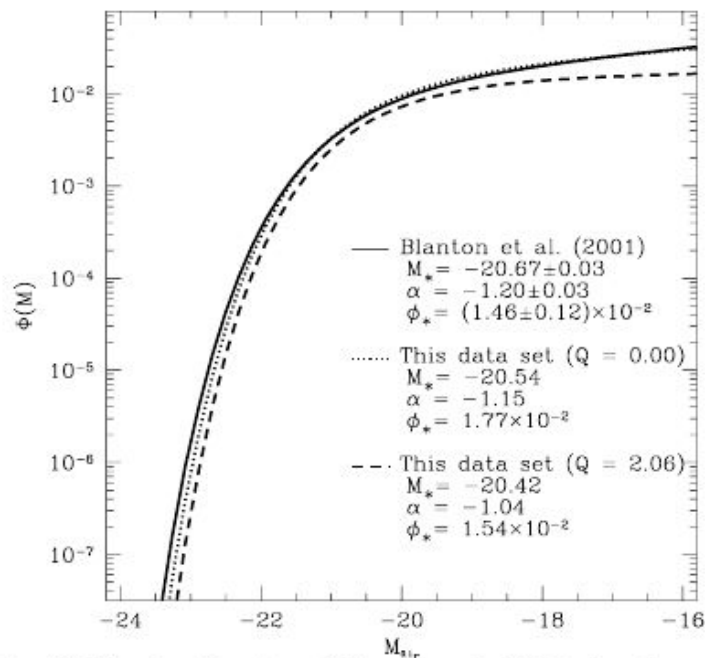
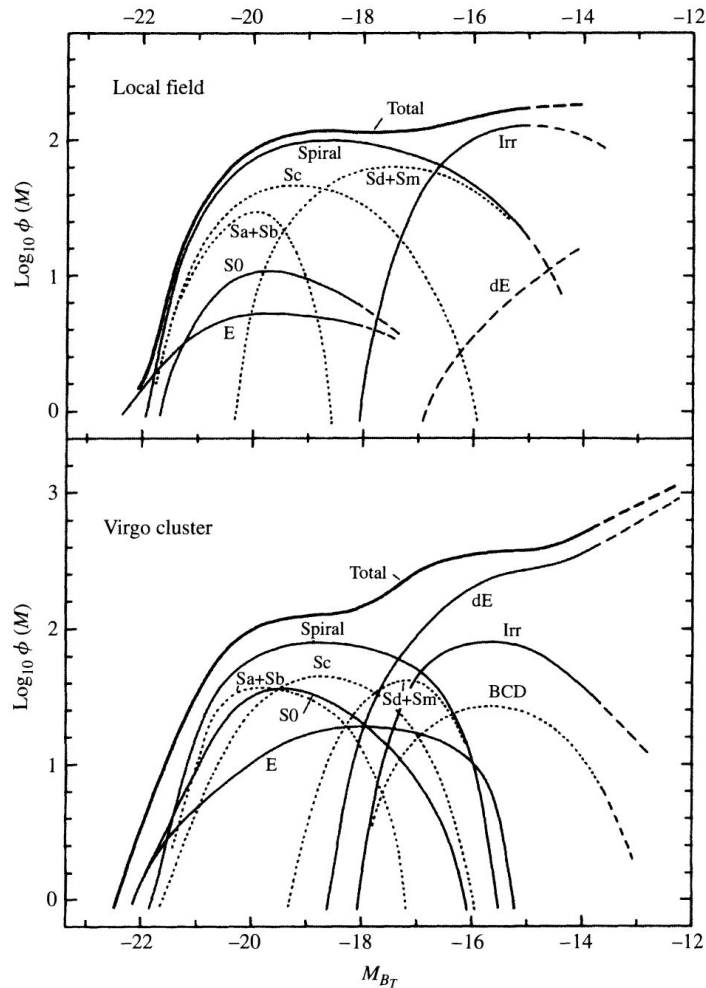


FIG. 15.—Best-fit Schechter function of Blanton et al. (2001), based on the sample of  $\sim 10,000$  galaxies in sample5 (*solid line*), and a fit using the same method to the current sample of  $\sim 150,000$  galaxies in sample10 (*dotted line*). These two results are in remarkable agreement, showing that the differences between our results and those of Blanton et al. (2001) are not due to cosmic variance. The dashed line shows a Schechter fit to the current sample allowing for luminosity evolution (finding a best fit of  $Q = 2.06$ ). When evolution is allowed for, the faint-end slope becomes shallower and the overall luminosity density decreases. [See the electronic edition of the *Journal* for a color version of this figure.]





La FL depende de la morfología y del ambiente.

La fracción de Elípticas y S0 aumenta en ambientes más densos

La fracción de dE también aumenta en ambientes densos.

Schechter Function

- Total LF
- dE/Irr LF

Gaussiana:

- Sa – Sc
- S0
- $\sim$  Es

(Binggeli, Sandage, Tammann 1988)

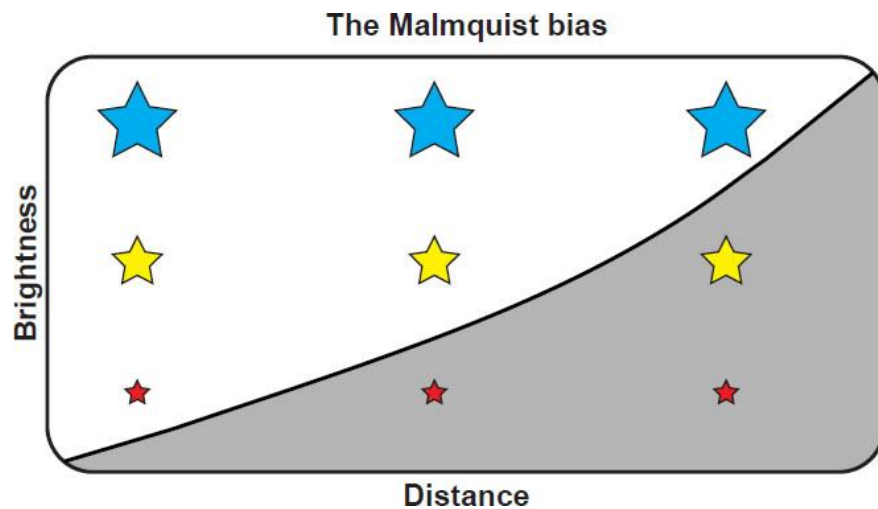
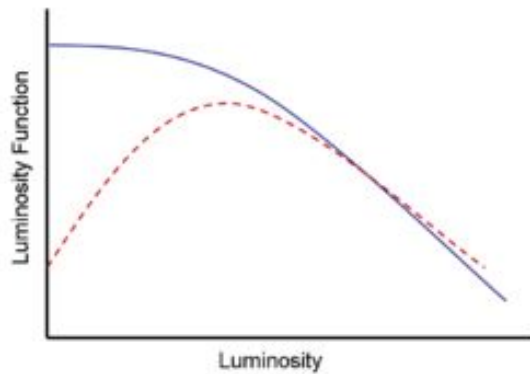
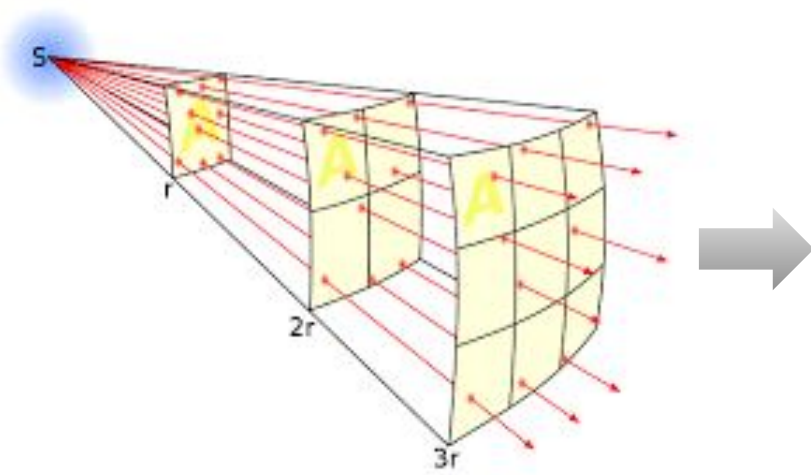
# Métodos

Existen diferentes métodos para determinar la FL, ya sea que se trate de galaxias de campo o en sistemas.

## El método clásico ( $1/V_{\text{max}}$ ):

En este método se usa una *muestra completa por flujo*: todas las galaxias más brillantes que una cierta magnitud límite dada en un filtro.

Pero el problema de elegir una muestra completa por flujo es que a medida que observamos a distancias más grandes, sólo veremos los objetos más brillantes, esto es lo que se llama sesgo de Malmquist.



# Método $1/V_{\max}$

Uno de los métodos mas populares es el  $1/V_{\max}$  propuesto por Schmidt (1968). Es un estimador de máxima probabilidad y se basa en la suposición de una distribución espacial de galaxias uniforme localmente, es decir,  $D(x, y, z)$  constante (Ver ecuación 2.2). Dada una magnitud absoluta, la FL diferencial en un volumen se puede escribir como:

$$\phi(M) = \sum_{j=1}^N \frac{1}{V_{\max}(j)} \quad (2.12)$$

donde  $V_{max}$  es el volumen correspondiente a la máxima distancia a la que una galaxia "j" puede ser observada y aún seguir perteneciendo a la muestra. De esta manera se puede compensar las galaxias con magnitudes aparentes débiles que no se pueden observar. En un rango de magnitudes  $[M - dM/2, M + dM/2]$  la FL se puede calcular sumando las galaxias por intervalo de magnitud y de volumen, utilizando la ecuación

$$\phi(M) = \sum_{j=1}^N \frac{N(M - dM/2 \leq M_j \leq M + dM/2)}{V_{max}(j)} \quad (2.13)$$

donde  $N$  es el número total de galaxias. El volumen  $V_{max}$  puede ser determinado teniendo en cuenta la distancia en luminosidad  $d_L$  (ver ecuación 2.7):

$$V_{max} = \frac{c}{H_0} \int_{\Omega} \int_{z_{min}}^{z_{max}} \frac{d_L^2}{(1+z)^2 \sqrt{\Omega_m(1+z)^3 + \Omega_k(1+z)^2 + \Omega_\Lambda}} dz d\Omega \quad (2.14)$$

De esta manera, la ecuación 2.3 para la Función de Schechter queda

## Cuentas

$$\phi(M)dM = (0,4\ln 10)\phi^*(10^{-0,4(M-M^*)})^{1+\alpha}\exp(10^{-0,4(M-M^*)})dM \quad (2.5)$$

$$\Phi^* 0.4 \ln(10) = A; M^* = B; 1 + \alpha = C \quad M = x$$

$$\Phi(M) = A(10^{-0.4(x-B)})^C \exp(10^{-0.4(x-B)})$$

$$\log(\Phi) = \log(A) - 0.4(x - B)C - 10^{-0.4(x-B)} / \ln(10)$$