

# El Universo remoto

Astrofísica Observacional del Universo Lejano

Jesús Gallego

Dpto de Astrofísica y Ciencias de la Atmósfera  
Universidad Complutense de Madrid

Madrid, Febrero 2004

## Índice de Temas:

- Clase 1: Nociones Fundamentales
  - Observables fundamentales en objetos débiles.
  - Colores de las galaxias. Corrección K.
  - Función de Luminosidad del Universo Local.
- Clase 2: Técnicas instrumentales
  - Grandes telescopios. Keck
  - GranTeCan. Hubble Space Telescope. Otros.
- Clase 3: El exceso de galaxias débiles azules. I
  - Evidencia observacional. Posibles Escenarios.
- Clase 4: El exceso de galaxias débiles azules. II
  - Galaxias con formación estelar.
  - Galaxias de bajo brillo superficial.
- Clase 5: El exceso de galaxias débiles azules. III
  - Resultados HST+Keck. El HDF.
- Clase 6: Cúmulos de galaxias
  - Efecto Butcher-Oemler. Elípticas en cúmulos.
  - Densidad en función del  $z$ . Evolución del plano fundamental.
- Clase 7: La evolución química del Universo
  - Damped Ly $\alpha$  systems. ISM a alto  $z$ .
  - Evolución de la SFR. Protogalaxias.

# Índice general

<b>1. Nociones Fundamentales</b>	<b>5</b>
1.1. Introducción . . . . .	5
1.2. Observables Fundamentales en Objetos Distantes . . . . .	6
1.3. Los Colores de las Galaxias . . . . .	6
1.4. La Corrección $K$ . . . . .	7
1.5. La Función de Luminosidad a $z=0$ . . . . .	10
1.5.1. La Función de Luminosidad global . . . . .	12
1.5.2. Densidad total de luminosidad . . . . .	17
1.5.3. Dependencia de otros parámetros . . . . .	18
1.5.4. Conclusiones . . . . .	19
1.6. Evolución de la Función de Luminosidad . . . . .	20
1.7. Proyectos más recientes . . . . .	22



# Capítulo 1

## Nociones Fundamentales

### 1.1. Introducción

Uno de los principales problemas con que nos encontramos cuando queremos estudiar el Universo Lejano es la gran debilidad aparente de los objetos que lo pueblan. Sólo en los últimos años, con la puesta en funcionamiento del Telescopio Espacial Hubble (HST) y los telescopios de 10m de diámetro tipo Keck, se ha empezado a disponer de información de primera mano para este tipo de objetos. Si asumimos una función de luminosidad como la local y evolución puramente pasiva en luminosidad, a magnitud  $I \sim 21.5$  la mayor parte de los objetos deberían encontrarse a  $z=0.75$  y ninguno a más allá de  $z=2$ . Para  $I \sim 22.5$  el pico se encuentra a  $z=1$ . Para  $I \sim 23.5$  podemos encontrar objetos muy poco luminosos y cercanos u objetos a  $z=3$  pero el máximo estará en torno a  $z=1.5$ . A magnitudes aún más débiles la distribución se hace más suave y el máximo se va desplazando hacia redshift mayores y todas las distancias acaban siendo igual de posibles. Al problema de nuestro desconocimiento sobre cual es la auténtica naturaleza del incontable número de galaxias que vemos en las imágenes profundas del cielo unido al intenso color azul que presentan la gran mayoría se le ha venido a llamar “el exceso de galaxias débiles azules”. Este dilema es una de las más importantes actualmente en la Astrofísica Extragaláctica.

Exceptuando galaxias ultraluminosas o los cuasares, la población de galaxias a  $0.5 < z < 1$  ha empezado a estudiarse de manera sistemática a través de exploraciones que utilizan telescopios de 4m para la fotometría y telescopios de 8-10m para las observaciones espectroscópicas. Galaxias a  $z \simeq 3$  se conocen varios cientos, pero a desplazamientos al rojo mayores sólo una veintena, y la mayor parte han sido observadas espectroscópicamente con Keck a lo largo de los últimos 5 años. El intervalo  $1.5 < z < 2.5$ , clásicamente conocido como el “redshift desert”, es prácticamente desconocido y sólo ha empezado a estudiarse sistemáticamente en el último año. La razón estriba en que para esos redshift no hay ninguna línea de emisión o característica espectral que caiga en el óptico. La línea  $[\text{OII}]\lambda 3727$  se ve inmersa en el bosque de emisión más allá de los  $7500\text{\AA}$  de las bandas OH del cielo.

## 1.2. Observables Fundamentales en Objetos Distantes

En general, los observables que se han convertido en la herramienta diaria en los estudios de objetos débiles son los siguientes:

- Magnitud aparente
- Colores ópticos e infrarrojos
- Desplazamiento al rojo
- Dispersión de velocidades
- Radio efectivo
- Luminosidades y Anchuras equivalentes en líneas de emisión

## 1.3. Los Colores de las Galaxias

Los colores de las galaxias proporcionan información muy importante sobre la población estelar que las compone y su evolución a lo largo de la vida del objeto. Aunque se han hecho una gran cantidad de estudios sobre el tema, no se ha logrado un sistema fotométrico que suponga el estándar para todos los estudios, por lo que no todos los trabajos de investigación suelen utilizar el mismo sistema fotométrico.

Los diferentes sistemas tienen sus ventajas, pero globalmente se presenta el problema de que es difícil comparar de una manera coherente conjuntos de datos de diferentes autores. Para solucionar el problema normalmente se proporcionan las leyes de transformación del sistema propio a otro en términos de relaciones empíricas. Al final es necesario aplicar varias de estas relaciones por lo que los errores se van acumulando. No siempre las diferentes relaciones coinciden debido a que se utilizaron diferentes conjuntos de estrellas estándar o muestras de galaxias para la calibración.

Una buena aproximación es calcular de manera sintética las magnitudes utilizando las distribuciones de energía (SED) de cada tipo de galaxia y la función de respuesta de cada filtro. El punto cero viene definido por la SED de  $\alpha$  Lyr (Vega), lo que define el sistema Vega de magnitudes. Con este método se confeccionaron los colores a diferentes redshifts que se dan en la Tabla 1.1. Un sistema alternativo es el sistema AB (Oke 1974), en el que

$$m = -2,5 \log f_\nu - 48,60$$

Las conversiones al sistema de Johnson son

$$B = B_{AB} + 0,11$$

$$B_J = B_{AB} - 0,07$$

$$I = I_{AB} - 0,48$$

$$K = K_{AB} - 1,80$$

Es importante hacer hincapié en el efecto que tiene el desplazamiento al rojo en los colores aparentes que presentan las galaxias. El fenómeno queda ilustrado en la Figura 1.1, donde se ha representado el color  $V-I$  en función del redshift para una muestra de galaxias lejanas del Hubble Deep Field. Como referencia se ha representado el color esperado en función del  $z$  para las distribuciones de energía de una galaxia elíptica, una galaxia Sbc y la galaxia irregular NGC4449.

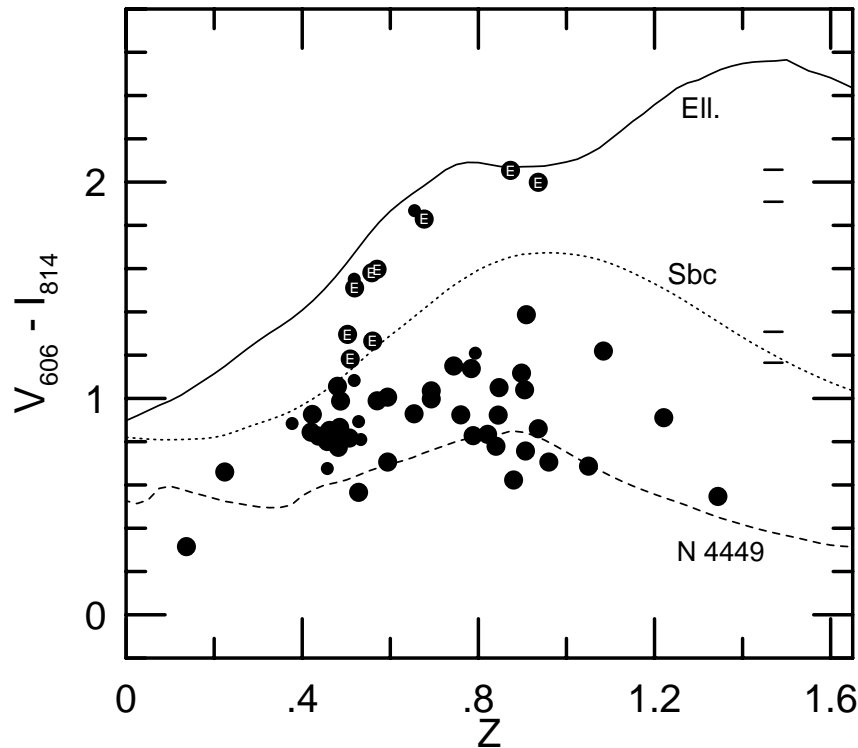


Figura 1.1: Diagrama color frente a redshift para una muestra de galaxias compactas en HDF (Guzmán *et al.* 1997). Las curvas marcan los colores esperados para SED de elíptica, Sbc y una galaxia starburst extrema (NGC4449).

## 1.4. La Corrección $K$

En sus trabajos pioneros sobre la distribución espacial de las galaxias y la relación entre la velocidad de recesión y la distancia, Hubble (1936) consideró el efecto del desplazamiento al rojo en la magnitud aparente de una galaxia. A la hora de introducir la corrección correspondiente englobó todos los efectos en tres términos. Un efecto de número, un efecto de energía, y un tercero que denominó término  $K$  y que tenía en cuenta el hecho de que la parte del espectro de la fuente que cae en una cierta banda es diferente y depende del redshift del objeto. Los dos primeros términos son fácilmente asimilados por la expresión general de la luminosidad bolométrica de un objeto situado a distancias cosmológicas. Una primera aproximación consiste en observar la distribución completa de energía y medir la banda de interés en la longitud de onda  $\lambda(1+z)$  correspondiente. El problema se hace más complicado para objetos a alto

Cuadro 1.1: Colores Johnson para galaxias a  $z=0, 0.2, 0.5$  y  $0.8$ 

$z=0$	$U - B$	$B - V$	$V - R_C$	$R_C - I_C$	$V - R_J$	$R_J - I_J$
E	0.64	0.96	0.61	0.70	0.71	0.73
S0	0.42	0.85	0.54	0.61	0.63	0.63
Sab	0.33	0.78	0.56	0.65	0.66	0.68
Sbc	0.00	0.57	0.52	0.62	0.60	0.65
Scd	-0.08	0.50	0.50	0.57	0.57	0.60
Im	-0.35	0.27	0.31	0.33	0.34	0.33
$z=0.2$	$U - B$	$B - V$	$V - R_C$	$R_C - I_C$	$V - R_J$	$R_J - I_J$
E	0.47	1.59	0.80	0.77	0.93	0.78
S0	0.41	1.38	0.71	0.70	0.83	0.68
Sab	0.38	1.30	0.67	0.71	0.79	0.72
Sbc	0.07	0.98	0.52	0.66	0.63	0.66
Scd	-0.10	0.89	0.47	0.63	0.57	0.63
Im	-0.39	0.61	0.30	0.40	0.34	0.36
$z=0.5$	$U - B$	$B - V$	$V - R_C$	$R_C - I_C$	$V - R_J$	$R_J - I_J$
E	0.13	1.53	1.44	1.17	1.72	1.07
S0	0.13	1.49	1.25	1.05	1.49	0.97
Sab	-0.01	1.47	1.19	0.97	1.40	0.93
Sbc	-0.31	1.05	0.93	0.75	1.06	0.74
Scd	-0.36	0.88	0.86	0.67	0.97	0.68
Im	-0.72	0.55	0.63	0.44	0.69	0.42
$z=0.8$	$U - B$	$B - V$	$V - R_C$	$R_C - I_C$	$V - R_J$	$R_J - I_J$
E	-0.37	1.23	1.44	1.67	1.80	1.62
S0	-0.38	1.23	1.38	1.49	1.68	1.43
Sab	-0.62	1.10	1.35	1.43	1.65	1.34
Sbc	-0.54	0.72	0.99	1.15	1.23	1.04
Scd	-0.64	0.66	0.84	1.06	1.06	0.95
Im	-0.75	0.26	0.57	0.78	0.72	0.67

redshift pues ya no es posible la medida directa y la magnitud de la corrección pasa a ser muy significativa para los resultados finales.

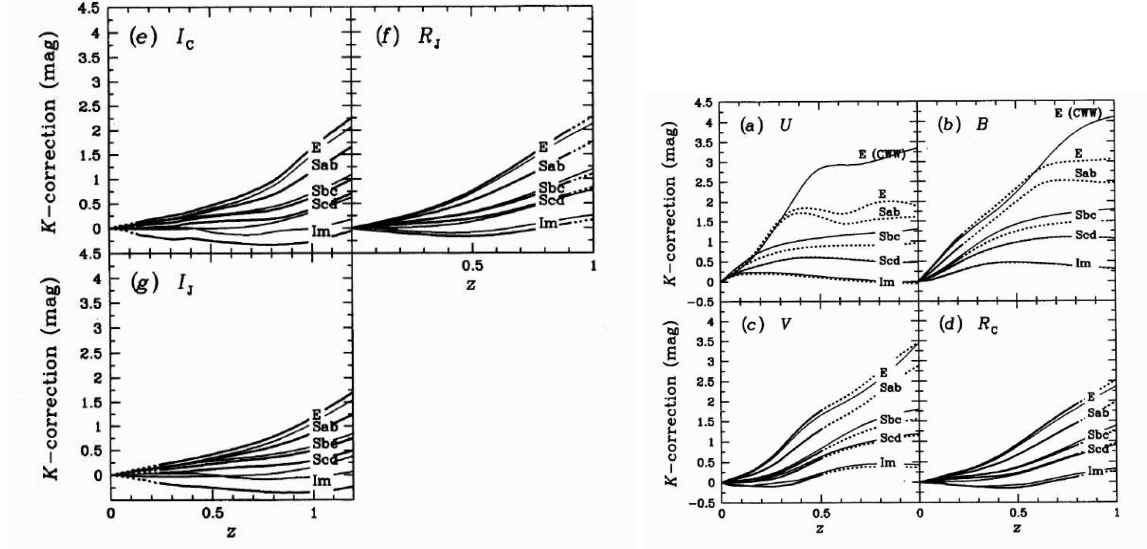


Figura 1.2: Corrección  $K$  para diferentes tipos morfológicos en el rango  $0 < z < 1$ .

La expresión general para la corrección  $K$  tiene dos términos. (1) La banda de entrada es más estrecha en el sistema de referencia del objeto distante por un factor  $(1+z)$ , independiente de la longitud de onda o la distribución espectral de energía de la fuente. En consecuencia, la magnitud aparente del objeto es en realidad más brillante en un factor de  $2,5 \log(1+z)$ . (2) A cada longitud de onda  $\lambda$  en la banda de recepción la intensidad recibida no es la  $F(\lambda)$  emitida por la fuente y medida en el sistema de referencia del observador sino  $F(\lambda/(1+z))$ . La magnitud aparente se ve en consecuencia aumentada si la SED es tal que decae hacia longitud de onda menores, o se ve disminuida si la SED aumenta. Para una cierta banda  $i$  con una función de respuesta  $S_i(\lambda)$ , la corrección  $K$  es

$$K_i = 2,5 \log(1+z) + \log \frac{\int_0^\infty F(\lambda) S_i(\lambda) d\lambda}{\int_0^\infty F[\lambda/(1+z)] S_i(\lambda) d\lambda}$$

donde el flujo  $F(\lambda)$  viene dado en unidades de energía por intervalo en  $\lambda$  y todas las longitudes de onda son las correspondientes al sistema del observador. En la Figura 1.2 se ha representado la corrección  $K$  para diferentes bandas en el intervalo de redshift  $0 < z < 1$  y diferentes distribuciones espectrales de energía (Fukugita *et al.* 1995).

Si bien la manera correcta de calcular una corrección  $K$  es aplicar la fórmula expuesta más arriba, en primera aproximación se pueden utilizar los datos de la Figura 1.2. Supongamos que tenemos una galaxia a redshift  $z$ , con magnitud aparente  $m_I$  y color medido  $B - I$ . La forma de proceder sería la siguiente: (1) Conocido el color observado y el  $z$  de la galaxia obtenemos una estimación del tipo morfológico del objeto. Podemos diferenciar simplemente entre galaxias de primeros o de últimos tipos pero también se puede afinar más con una gráfica de la sección anterior. (2) Aplicando el módulo de distancias y asumida una cosmología obtenemos la magnitud absoluta  $M_I$  del objeto en la banda de observación. (3) El color

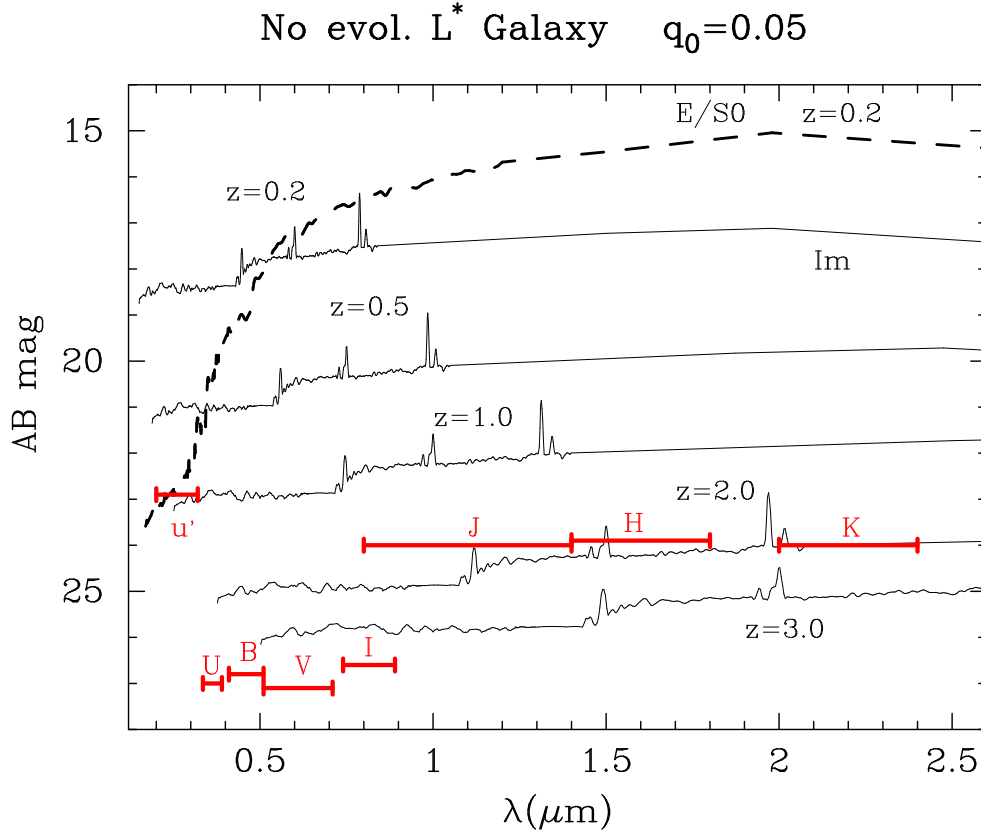


Figura 1.3: Flujo recibido en función de la longitud de onda para una galaxia tipo M32 y otra tipo NGC4449 a diferentes redshifts. Como referencia se han marcado las magnitudes límite actualmente observacionalmente alcanzables en cada banda.

medido nos permite pasar esta magnitud absoluta a magnitud absoluta en la banda de interés  $M_B$ . (4) Por último, aplicamos a esta  $M_B$  observada la corrección  $K$  dada por la Figura 1.2 para ese tipo espectral y ese redshift.

Por último, en la Figura 1.3 se muestra el efecto del redshift en la magnitud aparente de dos galaxias tipo. En primer lugar M32, representante de una galaxia de primeros tipos, y en segundo lugar NGC4449, una galaxia starburst extremadamente azul. Como referencia también se han representado los límites observacionales actuales en cada banda. Los valores en las bandas  $u'$ , U, B, V e I corresponden al HDF. Los valores J, H y K corresponden al Keck.

## 1.5. La Función de Luminosidad a $z=0$

La función de luminosidad (LF) nos proporciona la densidad de galaxias en un determinado intervalo de luminosidad. Las diferentes luminosidades nos proporcionan diferentes LF pero lo normal es usar magnitudes  $M_B$ . Dado que la LF a  $z=0$  es el resultado final de la evolución de la población de galaxias a lo largo de la vida del Universo, su determinación es muy importante y constituye una de las condiciones de

contorno fundamentales para cualquier modelo de evolución de las galaxias. Esta LF presenta una fuerte dependencia respecto a muchos parámetros como morfología, color, intensidad de las líneas de emisión, densidad local, etc. Hay dos formas de utilizar la LF local para poner a prueba los modelos de formación y evolución de galaxias:

- **Hacia atrás.** Consiste en extrapolar hacia atrás en el tiempo la LF observada actualmente, incluyendo un modelo cosmológico ( $H_0$  y  $q_0$ ) y modelos de evolución pasiva. De esta forma se predice lo que se debería observar a redshifts mayores.
- **Hacia delante.** Consiste en partir de las teorías de formación y evolución de galaxias (CDM y dinámica del gas) y seguir la evolución desde la era post-inflacionaria hasta el presente para predecir lo que debería observarse a  $z=0$  y en cualquier punto intermedio de la evolución. Press & Schechter (1974) realizaron un intento pionero partiendo de las fluctuaciones de densidad en el Universo primigenio para predecir la evolución del espectro de masas de los sistemas ligados. Aplicando teoría de perturbaciones encontraron que los sistemas de baja masa colapsaban antes, para luego agregarse dando lugar a sistemas mayores.

$$\frac{d \log N}{d \log M} \approx -2$$

El mayor problema que encontraron fue como pasar de la distribución en masa a la distribución en luminosidad que es lo que se observa.

El formalismo para la representación de la LF universal viene dado por Schechter (1976), inspirado, pero no directamente relacionado con el espectro de masas de Press-Schechter (1974) mencionado anteriormente. Analíticamente, la función de Schechter es del tipo

$$\phi(L) dL = \phi^* \left( \frac{L}{L^*} \right)^\alpha e^{-L/L^*} dL$$

$\phi(L)$  es el número de galaxias por unidad de volumen con luminosidad comprendida entre  $L$  y  $L+dL$ . El “codo” de la función viene determinado por la luminosidad característica  $L^*$ . En la zona de altas luminosidades, la función va como un cutoff exponencial en  $L$ , mientras que a bajas luminosidades sigue una ley de potencias de pendiente  $\alpha$ . Por último, la normalización viene dada por  $\phi^*$ .

La primera teoría consistente en la que se considera un mecanismo físico plausible para la formación de las galaxias a partir de halos de materia cuya masa sigue una distribución dada por un espectro de masas fue planteada por Rees y sus colaboradores (Rees & Ostriker 1977; White & Rees 1978; Lacey & Silk 1991). Se trata de un modelo de formación de las galaxias en el que la disipación y las fuerzas gravitacionales son los procesos fundamentales. Lo esencial del modelo es que la distribución de los componentes dominantes en masa surge puramente de el agrupamiento debido a la gravitación. Sin embargo, los tamaños observados y la función de luminosidad resultante vienen determinados por los procesos de disipación del gas. Este modelo considera una gran fracción de materia oscura no gaseosa, aparentemente de hasta un 80% de la masa virial de cúmulos como Coma. Esta materia oscura podría estar en forma de halos masivos en torno a las galaxias mayores. El agrupamiento trabaja en un modo jerárquico. Los sistemas virializados menores se fusionan para constituir unidades amorfas mayores. El

Survey	Autores	$m_{lim}$	$\langle z \rangle$	N galaxias
SDSS-DR1	Loveday 2004	17.6	0.1	90611
Durham/UKST	Ratcliffe et al. 1998	17.0	0.01	2500
Century survey	Geller et al. 1996	16.1	0.07	1683
Las Campanas	Lin et al. 1996	17.7	0.1	23690
Autofib	Ellis et al. 1995	20.0	0.1	1100
SSRS2	da Costa et al. 1994	15.5	0.02	3592
CfA	Marzke et al. 1994	15.5	0.02	9063
Stromlo-APM	Loveday et al. 1992	17.2	0.06	1782

Cuadro 1.2: Principales surveys de galaxias en los últimos años.

gas residual en el pozo de potencial resultante se enfría y adquiere concentración suficiente para hacerse autogravitante, formando galaxias luminosas hasta un cierto tamaño. Este límite está de acuerdo con las masas, luminosidades y radio de las grandes galaxias observadas. Bajo ciertas hipótesis el modelo logra reproducir una función de luminosidad que coincide razonablemente bien con la observada.

La caída exponencial a luminosidades altas es debido a que el tiempo de enfriado necesario se hace del orden de la edad del Universo. En la zona de bajas luminosidades el número de objetos se comporta como  $N(M) \approx M^{-2}$ . Sin embargo el feedback hace que los objetos recuperen parte del material y el número de objetos de baja luminosidad se hace menor (la LF se aplana).

Es muy importante mencionar que para una cierta muestra de galaxias, el número total de objetos en un intervalo de luminosidad viene dado por el volumen muestreado

$$N(M) = \phi(M) V_{max}(M)$$

donde  $V_{max}(M)$  es el volumen máximo en el que una galaxia de magnitud absoluta  $M$  es visible para una magnitud aparente límite  $m_{lim}$  dada. La consecuencia es que cuando se trata de muestras de galaxias limitadas por una cierta magnitud aparente, el volumen muestreado para galaxias luminosas es mucho mayor que el muestreado para bajas luminosidades y el error en esta zona tan crítica es relativamente mayor. Como ejemplo, en el survey CfA se midieron 9063 galaxias por debajo de la magnitud 15.5. De ellas, hay  $\sim 10$  en torno a  $M_B = -21.5$ ,  $\sim 450$  en torno a  $M_B = -19.5$  y  $\sim 10$  en  $M_B = -15.0$ .

### 1.5.1. La Función de Luminosidad global

En los últimos años se ha dedicado un esfuerzo observacional muy importante para la determinación de la función de luminosidad del Universo Local. Los principales surveys están detallados en la Tabla 1.2 y las diferentes LF en la Figura 1.4.

Generalmente, lo que se hace es compilar una lista de posiciones (AR y DEC), magnitudes aparentes y redshifts para todas las galaxias de la exploración. Dado que  $N(M) \propto \phi(M)V(z_{max})$  entonces simplemente se puede asumir que (Huchra & Sargent 1973)

$$\phi(M) = N(M) / V(z_{max})$$

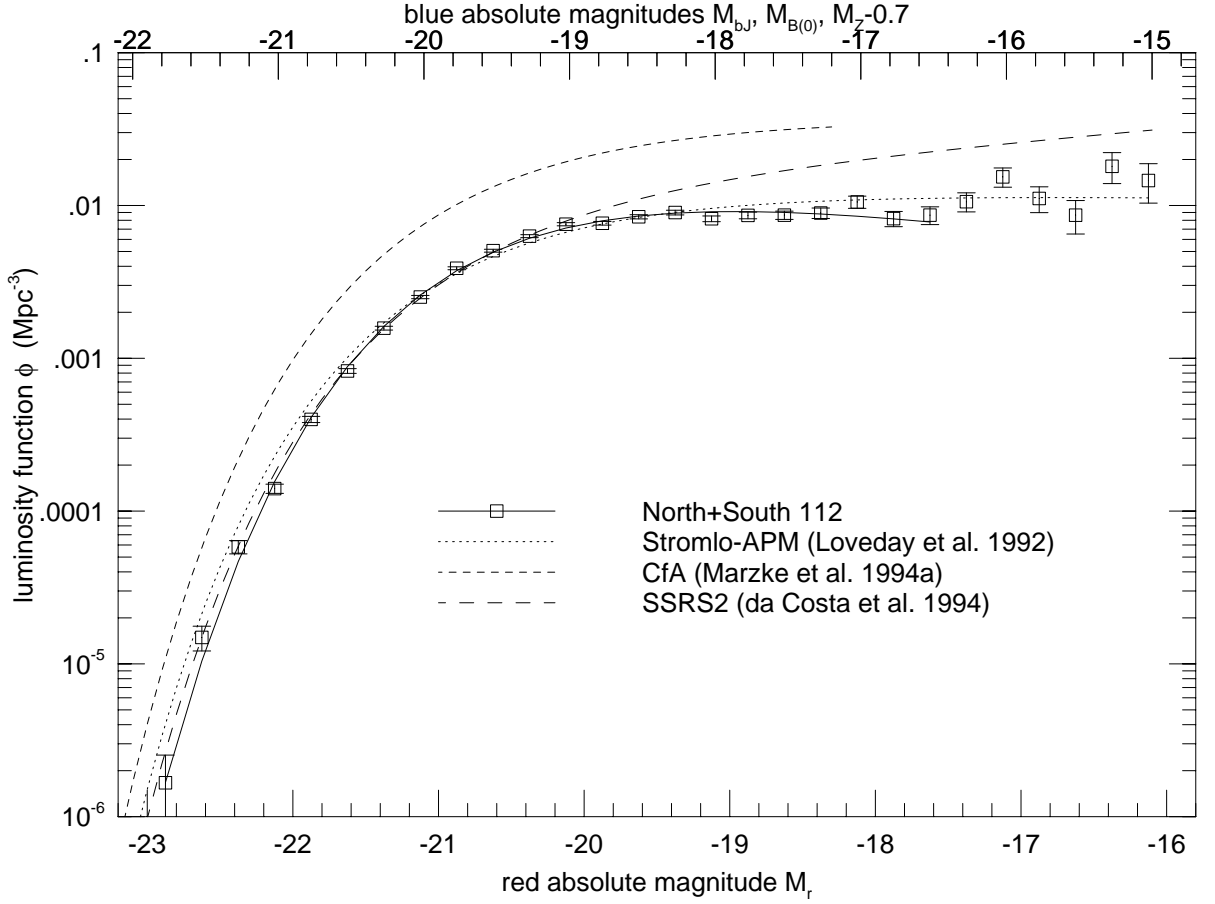


Figura 1.4: Función de luminosidad para el survey de Las Campanas. Como comparación se han representado las del APM, CfA y SSRS2. La conversión entre  $M_b$  y  $M_R$  se ha hecho aplicando un offset de  $(b-R)=1.1$ , correspondiente al color medio de las galaxias del LCRS (Lin et al. 1996).

pesando cada galaxia por  $1/V_{max}$  (estimador de Schmidt, 1968). Este método tiene el problema de que las galaxias no están distribuidas de manera aleatoria en el espacio y el estimador de Schmidt no tiene en cuenta la variaciones en densidad. Como solución uno puede asumir que la función de luminosidad y la distribución de espacial de la densidad son independientes

$$P(M, \vec{r}) = \phi(M) \rho(\vec{r})$$

y aplicar uno de los llamados maximum likelihood estimators (estimador de máxima probabilidad) con el fin de determinar la forma de la función de luminosidad independientemente de la normalización.

Considérese una galaxia  $i$  observada a un redshift  $z_i$  en un survey limitado en flujo. Sean  $m_{min,i}$  y  $m_{max,i}$  los límites en magnitud aparente del campo en el que la galaxia  $i$  está situada.  $\phi(M)$  es la función de luminosidad que queremos determinar. Entonces, la probabilidad de que la galaxia  $i$  tenga

una magnitud absoluta  $M_i$  viene dada por

$$P_i = \frac{\phi(M_i)}{\int_{M_{\min}(z_i)}^{M_{\max}(z_i)} \phi(M) dM}$$

La magnitud absoluta de una galaxia de magnitud aparente  $m$  y redshift  $z$  viene dada por

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

donde la distancia asociada a la luminosidad es

$$d_L = \frac{c}{H_0 q_0^2} \left[ q_0 z + (1 - q_0)(1 - \sqrt{1 + 2q_0 z}) \right] ,$$

y la corrección  $k$

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

de donde los límites en magnitud absoluta a  $z_i$  son

$$\left\{ \begin{array}{l} M_{\min}(z_i) \\ M_{\max}(z_i) \end{array} \right\} = \left\{ \begin{array}{l} m_{\min,i} \\ m_{\max,i} \end{array} \right\} - 25 - 5 \log d_{L_i} - k(z_i) .$$

Ahora construimos la función de máxima probabilidad  $\mathcal{L}$  (likelihood function) de tener un survey de  $N$  galaxias con magnitudes aboslutas  $M_i$  multiplicando las probabilidades  $p_i$

$$\mathcal{L} = p(M_1, \dots, M_N | z_1, \dots, z_N) = \prod_{i=1}^N p_i ,$$

o aplicando logaritmos

$$\ln \mathcal{L} = \sum_{i=1}^N \left\{ \ln \phi(M_i) - \ln \int_{M_{\min}(z_i)}^{M_{\max}(z_i)} \phi(M) dM \right\} .$$

En el método paramétrico de máxima probabilidad (Sandage et al. 1979, STY) se asume un modelo paramétrico para  $\phi(M)$  y los parámetros que describen  $\phi(M)$  se obtienen maximizando  $\mathcal{L}$  o su equivalente  $\ln \mathcal{L}$  con respecto a dichos parámetros. Lo más normal es tomar para  $\phi(M)$  una función tipo Schechter

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

y maximizar para obtener la magnitud característica  $M^*$  y la pendiente a bajas luminosidades  $\alpha$ . La normalización  $\phi^*$  debe ser determinada usando un método diferente. Las elipses de error en el plano  $M^* - \alpha$  pueden dibujarse pintando los contornos correspondientes a

$$\ln \mathcal{L} = \ln \mathcal{L}_{\max} - \frac{1}{2} \Delta \chi^2 ,$$

donde  $\Delta \chi^2$  es el cambio en  $\chi^2$  apropiado para el grado de confianza deseado y una distribución  $\chi^2$  con dos grados de libertad.

De manera alternativa, no es necesario asumir ninguna forma funcional para  $\phi(M)$ . En el método no paramétrico de máxima probabilidad (non-parametric stepwise maximum-likelihood, Efstathiou et al.

1988, SWML) la función de luminosidad se toma como una serie de  $N_p$  pasos, cada uno con un ancho  $\Delta M$  en magnitud absoluta:

$$\phi(M) = \phi_k, \quad M_k - \Delta M/2 < M < M_k + \Delta M/2, \quad k = 1, \dots, N_p.$$

En este caso la ecuación para  $\ln \mathcal{L}$  se puede reescribir como

$$\begin{aligned} \ln \mathcal{L} &= \sum_{i=1}^N \sum_{k=1}^{N_p} W(M_i - M_k) \ln \phi_k \\ &- \sum_{i=1}^N \ln \left\{ \sum_{k=1}^{N_p} \phi_k \Delta M H[M_k, M_{\min}(z_i), M_{\max}(z_i)] \right\}, \end{aligned}$$

donde las funciones  $W$  y  $H$  vienen dadas por

$$W(M_i - M_k) = \begin{cases} 1, & M_k - \Delta M/2 \leq M_i \leq M_k + \Delta M/2 \\ 0, & \text{en otro caso} \end{cases}, \quad (1.1)$$

$$H[M_k, M_{\min}(z_i), M_{\max}(z_i)] = \begin{cases} \min[M_k + \Delta M/2, M_{\max}(z_i)] - \max[M_k - \Delta M/2, M_{\min}(z_i)], \\ \quad \text{if } M_k + \Delta M/2 \geq M_{\min}(z_i) \text{ and } M_k - \Delta M/2 \leq M_{\max}(z_i) \\ 0, & \text{en otro caso} \end{cases}.$$

Ahose maximiza  $\ln \mathcal{L}$  con respecto a los parámetros  $\phi_k$  y resuelve de manera iterativa usando

$$\phi_k \Delta M = \frac{\left\{ \sum_{i=1}^N W(M_i - M_k) \right\}}{\sum_{i=1}^N \left\{ H[M_k, M_{\min}(z_i), M_{\max}(z_i)] \right\} / \left\{ \sum_{j=1}^{N_p} \phi_j \Delta M H[M_j, M_{\min}(z_i), M_{\max}(z_i)] \right\}}$$

De manera análoga al método anterior, la normalización de  $\phi_k$  no está determinada, para lo cual se introduce una condición de contorno para fijar la normalización:

$$g \equiv \sum_{k=1}^{N_p} \phi_k \Delta M V(M_k)/V(M_f) - 1 = 0,$$

donde  $V(M)$  corresponde al volumen (incluidos efectos relativistas) en el que una galaxia de magnitud absoluta  $M$  puede verse y  $M_f$  es una magnitud absoluta fiducial que puede tomarse como  $M^* \simeq -20$ . Las varianzas de los  $\phi_k$  pueden estimarse de los primeros  $N_p$  elementos diagonales de la matriz de covarianza dada por

$$\text{cov}(\phi_k) = \mathbf{I}^{-1}(\phi_k),$$

donde  $\mathbf{I}(\phi_k)$  es la matriz

$$\mathbf{I}(\phi_k) = - \left[ \begin{array}{cc} \partial^2 \ln \mathcal{L} / \partial \phi_i \partial \phi_j + (\partial g / \partial \phi_i)(\partial g / \partial \phi_j) & \partial g / \partial \phi_j \\ \partial g / \partial \phi_i & 0 \end{array} \right] \Big|_{\phi_i, \phi_j = \phi_k}. \quad (1.2)$$

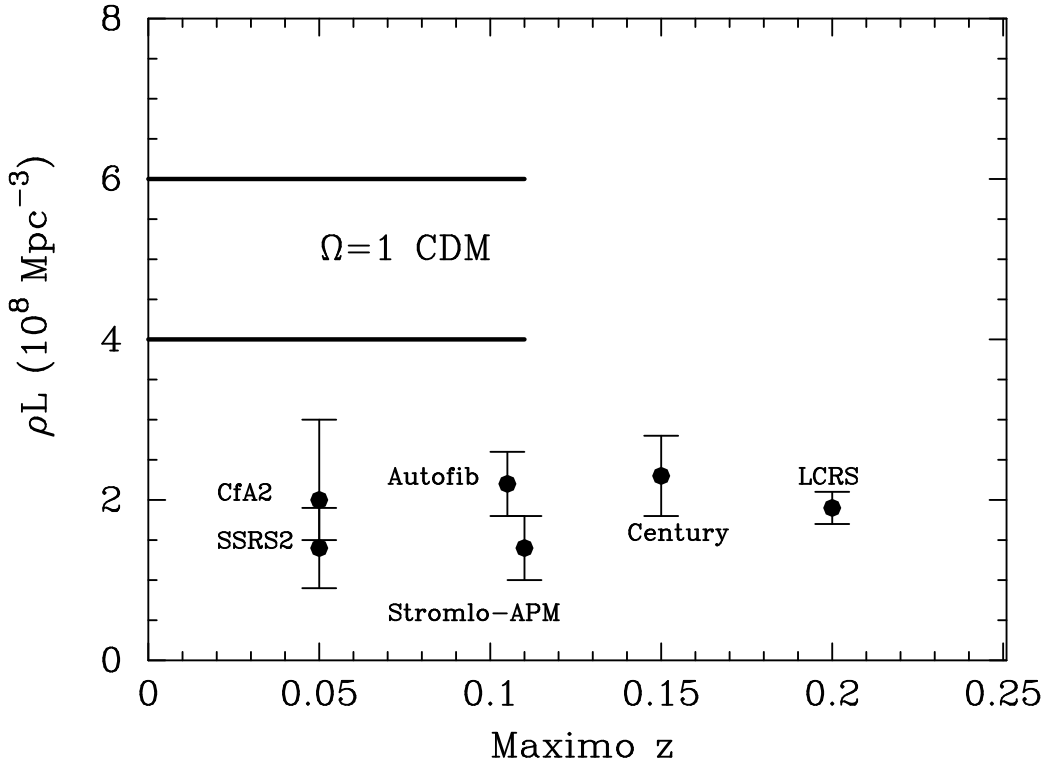


Figura 1.5: Densidades de luminosidad totales medidas por los diferentes surveys en unidades de  $10^8 L_{\odot} \text{Mpc}^{-3}$ . Todos los valores quedan muy por debajo de lo previsto por el modelo de CDM estándar.

La bondad del ajuste del primer método puede estimarse comparando la solución a la dada por el método SWML usando el test del cociente de probabilidades descrito por Efstathiou et al. (1988). Consideremos  $\mathcal{L}_2$  la solución por el método SWML y  $\mathcal{L}_1$  la solución obtenida por el mismo método pero con los  $\phi_k$  fijados a  $\phi_{STY,k}$  donde

$$\phi_{STY,k} = \int_{M_k - \Delta M/2}^{M_k + \Delta M/2} \phi_{STY}^2(M) V(M) dM \bigg/ \int_{M_k - \Delta M/2}^{M_k + \Delta M/2} \phi_{STY}(M) V(M) dM . \quad (1.3)$$

Efstathiou et al. (1988) mostraron que el cociente  $2 \ln(\mathcal{L}_1/\mathcal{L}_2)$  sigue aproximadamente una distribución  $\chi^2$  con  $N_p - 3$  grados de libertad, dándonos una forma de comprobar la calidad de la solución STY.

Alternativamente, se puede también comprobar la calidad de la solución STY comparando la distribución observada en magnitudes absolutas  $dN(M)$  frente a la distribución  $dN_{STY}(M)$  esperada de la solución STY y la distribución en redshifts observada para las  $N$  galaxias del survey:

$$dN_{STY}(M) = \sum_{i=1}^N p(M|z_i) dM = \sum_{i=1}^N \left\{ \phi(M) dM \bigg/ \int_{M_{\min}(z_i)}^{M_{\max}(z_i)} \phi(M) dM \right\} . \quad (1.4)$$

Puede usarse un test  $\chi^2$  para determinar hasta que punto la predicción se ajusta a las observaciones.

### 1.5.2. Densidad total de luminosidad

Cualquiera que sea la forma con la que obtengamos la función de luminosidad, su integración a todas las luminosidades nos dará la densidad total de luminosidad observada, parámetro observacional directamente comparable con los modelos de formación y evolución de galaxias.

$$\mathcal{L} = \int L \phi(L) dL$$

Las densidades globales de luminosidad obtenidas con los diferentes surveys se han representado en la Figura 1.5. También se representa la banda de valores previsto por el modelo estándar de la CDM con  $\Omega=1$  (Kauffmann & White 1993) y normalizado para reproducir la relación de Tully-Fischer en la banda B. Se observa una discrepancia entre modelos y observaciones que aún queda por explicar. Resultados recientes del Sloan Digital Sky Survey (Blanton et al 2003) arrojan una densidad de luminosidad de  $1.84 \cdot 10^8 L_{\odot} / \text{Mpc}^{-3}$ , lo que confirma otros resultados anteriores.

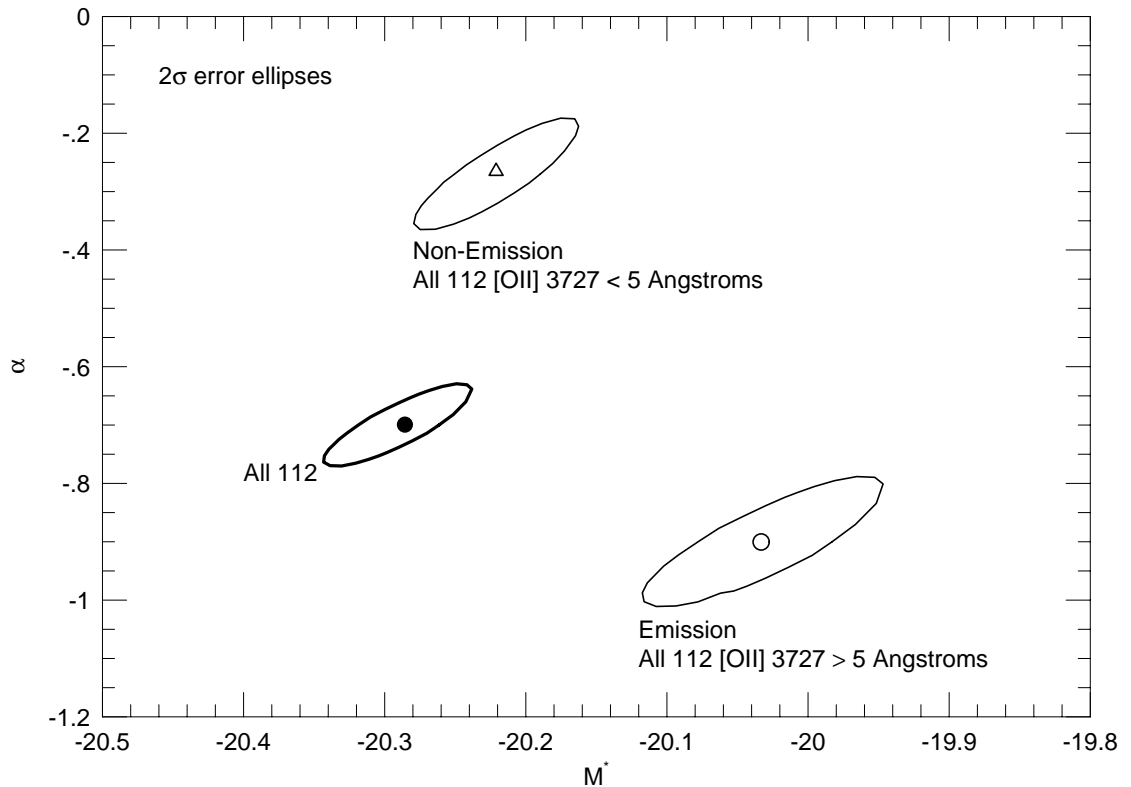


Figura 1.6: Elipses de error ( $2\sigma$ ) en  $M^*$  y  $\alpha$  para el ajuste mediante el método STY para la muestra total del Las Campanas survey y para las muestras resultantes de seleccionar en función de la  $EW([OII])$ .

Tipo	$M^*$ CfA	$\alpha$ CfA	$\alpha$ SSRS2	$P(\ln \mathcal{L}_1/\mathcal{L}_2)$ CfA	$\phi^*$ ( $\times 10^{-3}$ Mpc $^{-3}$ ) CfA
E	-19.23	-0.85		0.72	1.5
S0	-18.74	-0.94		0.10	7.6
Sa-Sb	-18.72	-0.58		0.55	8.7
Sc-Sd	-18.81	-0.96		0.04	4.4
Sm-Im	-18.79	-1.87		0.46	0.6
E+S0	-18.87	-0.92	-1.18		10.0
S	-18.76	-0.81	-1.09		15.0
Total	-18.90	-1.02	-1.35	0.25	20.1

Cuadro 1.3: Parámetros de las funciones de Schechter para los diferentes tipos morfológicos en el CfA y SSRS2.

### 1.5.3. Dependencia de otros parámetros

Las exploraciones del CfA (Marzke et al. 1994) sirvieron para determinar la dependencia de la función de luminosidad con el tipo morfológico de las galaxias. El análisis conjunto del CfA1 (2397 galaxias con  $m_z < 14,5$ ) y parte del CfA2 (1862 galaxias con  $m_z < 15,5$ ) proporcionó las funciones de luminosidad reflejadas en la Tabla 1.3.

La forma de las funciones de luminosidad para las E y las S0 es indistinguible. La parte de baja luminosidad ( $M_z < -13$ ) para galaxias Sm e Im presenta una pendiente muy pronunciada. Estas galaxias son las responsables del exceso de galaxias de baja luminosidad observado para la muestra CfA y no presente en la función de luminosidad del survey Stromlo-APM (Loveday et al. 1992). Recientemente (Zucca et al. 1994) se ha comprobado que existió un bias en contra de las galaxias de menor tamaño aparente en el trabajo de Loveday et al. Esto, unido a la incompletitud para la E/S0 puede ser la causa de la fuerte diferencia observada.

La población de galaxias del Universo también pueden clasificarse en función de si presentan alguna actividad importante de formación estelar. Como indicador de actividad, se ha utilizado para el LCRS la presencia de emisión en la línea de [OII] $\lambda 3727$ . Si definimos galaxias con líneas de emisión aquellas con  $EW([OII]) > 5 \text{ \AA}$ , nos quedamos con un 40% de la muestra. Las elipses de error se han representado en la Figura 1.6, y las soluciones SWML y STY se han dibujado en la Figura 1.7. Es evidente que las galaxias con líneas de emisión tienen una función de luminosidad muy diferente, dominando la zona de baja luminosidad. En particular, para el LCRS, las galaxias con líneas de emisión (ELGs) constituyen alrededor del 15% del total a  $M \sim -22$  aumentando hasta un 80% a  $M \sim -17$ . Las dos poblaciones muestran una densidad parecida en torno al  $M^*$  del total. Las ELGs muestran además una pendiente a bajas luminosidades  $\alpha$  mucho mayor (-0.9 frente a -0.3). También se observa que la función de luminosidad de las ELGs se ajusta mucho mejor a una función de Schechter que la LF global. Un efecto completamente análogo se observa cuando separamos las galaxias en población roja y población azul. Para las galaxias del SSRS2 con  $B - R < 1.3$  se obtiene un  $\alpha = -1.46$ , mientras que para  $B - R > 1.3$  se obtiene  $\alpha = -0.73$ .

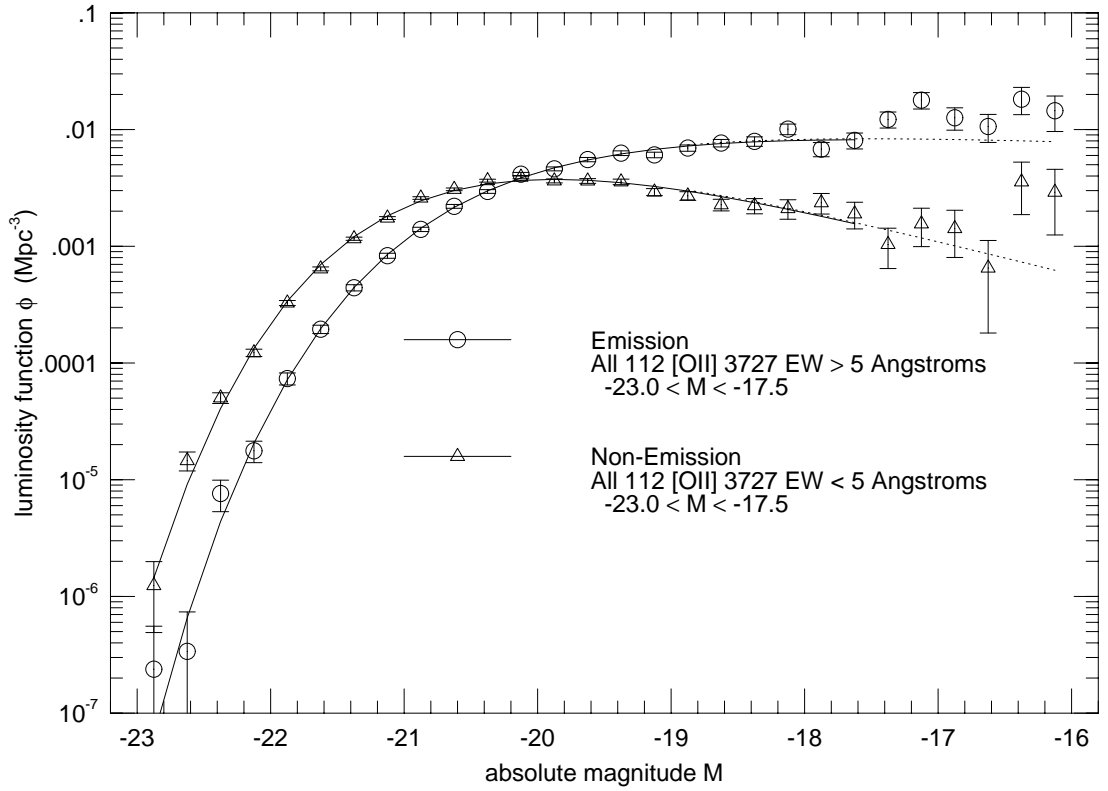


Figura 1.7: Funciones de luminosidad para la muestra del LCRS dividida según la EW en [OII]. Los puntos corresponden a la solución SWML. Las líneas muestran las soluciones STY. En discontinuo se ha representado la extrapolación del ajuste para  $M > -17,5$ . Figura extraída de Lin et al. (1996).

#### 1.5.4. Conclusiones

1. La densidad de luminosidad observada para  $z < 0,1$  es  $L_B \simeq 2 \cdot 10^8 L_\odot \text{Mpc}^{-3}$ . Este valor es al menos un factor 2 menor a lo previsto por el modelo CDM estándar.
2. La función de luminosidad global es bastante plana ( $\alpha < 1.2$ ) en la región  $\sim 3.5$  magnitudes más débil que  $M^*$ . Este resultado actualmente es bastante sólido.
3. La LF para E/S0 y espirales es muy similar. Ambas son planas ( $\alpha \sim 1.1$ ). La LF para galaxias azules presenta una pendiente mayor ( $\alpha \sim 1.5$ ).
4. En la región más débil que  $M_B \sim -16,5 - 5 \log h$  está aún poco estudiada. Hay indicios de un aumento de la pendiente pero son necesarios estudios más detallados.
5. La solución al problema de la pendiente de la LF está en las nuevas técnicas para la detección de sistemas con bajo brillo superficial y galaxias con líneas de emisión.

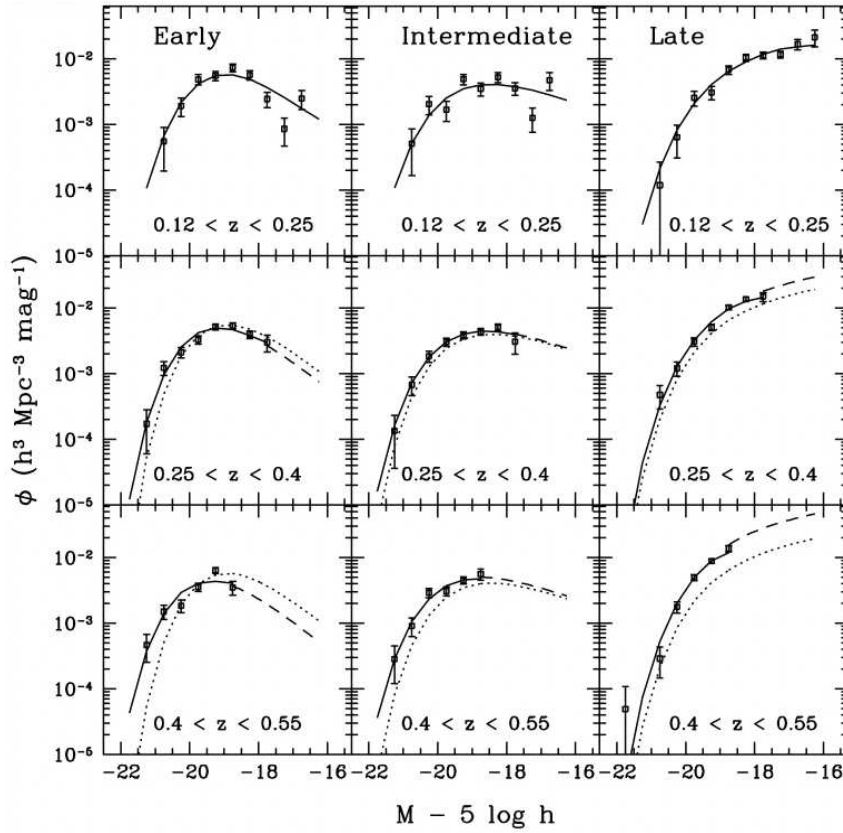


Figura 1.8: Función de luminosidad de los diferentes tipos morfológicos para tres intervalos representativos de redshift. Se muestra el mejor ajuste de evolución parametrizada y los datos obtenidos según el método SWML para la muestra CNOC2.

## 1.6. Evolución de la Función de Luminosidad

La Función de Luminosidad (LF) constituye una estadística básica y fundamental muy usada para el estudio las poblaciones de galaxias y su evolución. En particular, la medida de la LF para galaxias de campo a diferentes desplazamientos al rojo proporciona una forma simple de describir cambios globales de la población de galaxias en función de la edad del Universo. Este tipo de datos, en combinación con los conteos de galaxias y las distribuciones de color, entre otros, proporcionan la información clave para los escenarios de evolución galáctica.

Recientemente se ha producido un gran avance en la medida de la LF a muy diferentes desplazamientos al rojo. Estos progresos incluyen un mejor conocimiento de la LF local (ver más arriba), estudios a redshift intermedio ( $z \sim 1$ ) y alto ( $z \sim 3$ ). Curiosamente, la situación es menos controvertida a redshifts intermedios ( $0,2 < z < 1$ ) que en el Universo Local. Varios estudios encuentran de manera consistente que se ha producido una evolución de los diferentes tipos de galaxias. La LF de las galaxias azules de últimos tipos presenta una evolución rápida, mientras que la LF de los tipos tempranos, objetos rojos y quiescentes, presenta una evolución suave. También se observan diferencias en la LF en función de los

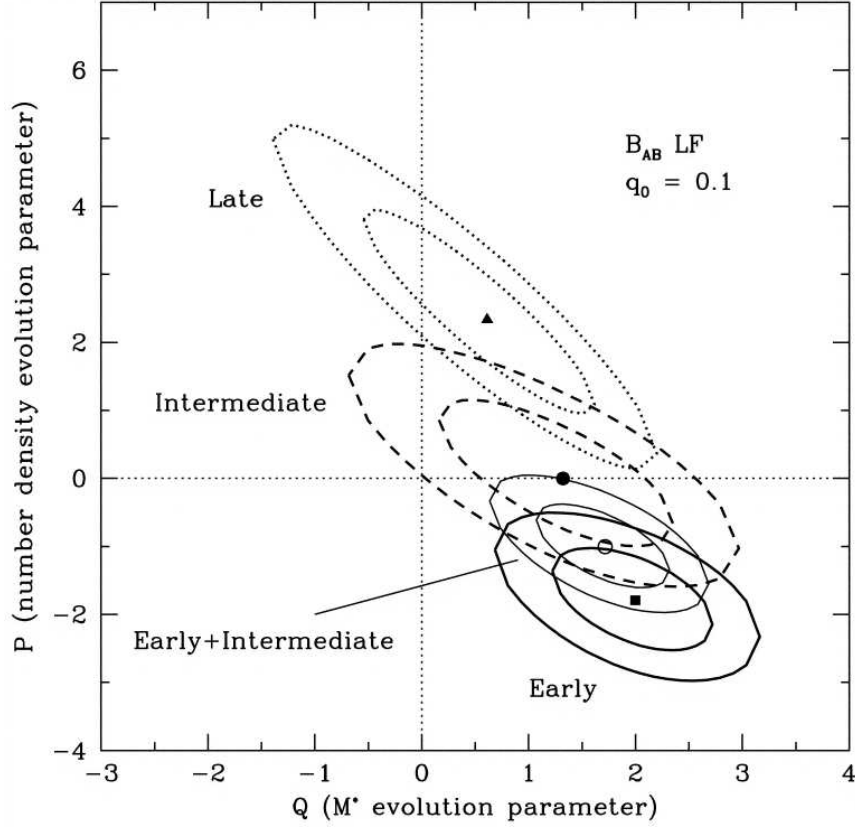


Figura 1.9: Elipses de error de  $1\sigma$  y  $2\sigma$  en  $P$  versus  $Q$  para las funciones de luminosidad en la banda  $B_{AB}$  de las muestras de tipos tempranos, intermedios y tardíos de la muestra CNOC2 (Lin et al 1999). La intersección de las líneas punteadas horizontal y vertical indica no evolución,  $P = Q = 0$ .

diferentes tipos morfológicos, de manera análoga a lo que ocurre con las muestras locales (Figura 1.8).

La evolución de la LF en función del redshift  $z$  se suele considerar de una manera paramétrica. Una de las formas más utilizadas es la introducida por Lin et al. (1999):

$$\begin{aligned}
 M^*(z) &= M^*(0) - Q z \\
 \alpha(z) &= \alpha(0) \\
 \rho(z) &= \rho(0) 10^{0,4 P z}
 \end{aligned}
 \tag{1.5}$$

En esta forma se asume una variación lineal de  $M^*$  con el redshift a una tasa cuantificada por el parámetro  $Q$ , conocido como el parámetro de evolución en luminosidad. También se asume que la pendiente de la función de luminosidad no varía. La densidad numérica total de galaxias  $\rho$  se asume que varía con el redshift de la manera determinada por el parámetro  $P$ , conocido como el parámetro de evolución en densidad. La expresión en  $\rho$  está tomada de manera que la densidad de luminosidad  $\rho_L = \int L\phi(M)dM$  se puede escribir como

$$\rho_L = \rho_L(0) 10^{0,4(P+Q)z}$$

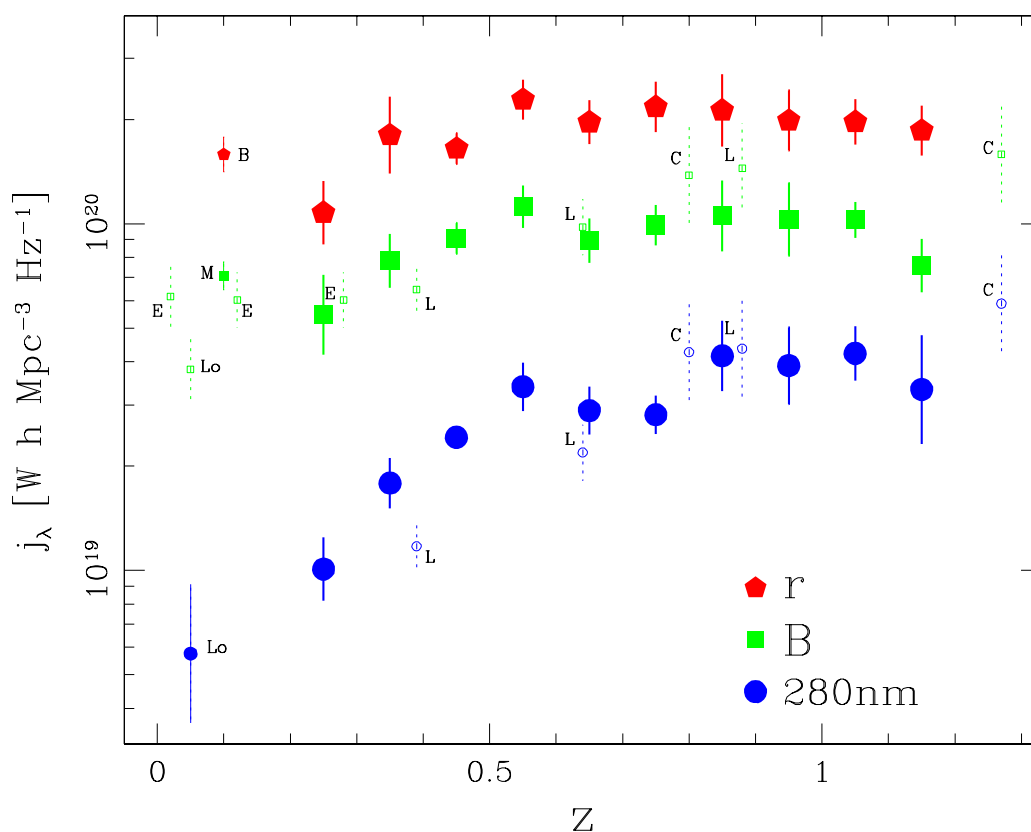


Figura 1.10: Evolución de la densidad de luminosidad en las bandas B, r y 2800Å según la exploración COMBO-17 (símbolos sólidos). Como comparación se han representado los valores medidos por Blanton et al (2001) y otros trabajos citados allí.

donde  $P + Q$  mide la tasa lineal de evolución de  $\rho_L$  con el redshift.

Los resultados actuales de exploraciones como la CNOC2 (Lin et al 1999) apuntan a que la evolución en los tipos tempranos e intermedios está dominada por un aumento de la luminosidad a mayores redshifts, mientras que la evolución en los tipos tardíos está causada por un aumento en las densidades numéricas en función del redshift. Así los tipos tempranos presentan  $Q = 1,3$ , mientras que  $P = -0,3$ , mientras que los tipos tardíos arrojan  $P = 3,1$  pero  $Q = 0,2$  (ver Figura 1.9).

## 1.7. Proyectos más recientes

- La exploración CFRS (Canada-France Redshift Survey) ha constituido un auténtico clásico en el campo de la evolución galáctica. Con unos resultados recogidos en una serie de más de veinte artículos de investigación, el CFRS cubrió el rango  $0,2 < z < 1,2$ , con un redshift medio de  $z = 0,56$  y un total de 591 galaxias. No se encontró evolución para la muestra de objetos rojos, mientras que la muestra de objetos azules presentaba una evolución considerable tanto en luminosidad como en la pendiente  $\alpha$ .

- El proyecto CNOC2 (Canadian Network for Observational Cosmology; Lin et al. 1999) alcanza en redshift hasta  $z \sim 0,55$ , estando limitado a  $R < 21,5$ . No obstante, contiene unas 2200 galaxias. Sus principales resultados fueron un aumento en luminosidad de la muestra roja y un aumento en densidad pero no en luminosidad para la muestra azul.
- La exploración COMBO-17 (“Classifying Objects by Medium-Band Observations in 17 Filters”; Wolf et al. 2003) constituye un magnífico ejemplo del tipo de estudios que se están desarrollando actualmente. En este proyecto se tomó fotometría profunda de un grado cuadrado del cielo en torno al Chandra Deep Field South usando el instrumento WFI (Wide Field Imager) del telescopio de 2.2m de La Silla. Se utilizaron 5 filtros anchos convencionales y 12 filtros de anchura intermedia. Con esta información se obtuvo el desplazamiento al rojo (photo- $z$ ) y la distribución espectral de energía (SED) para una muestra de 25.000 galaxias tal que  $R < 24$ . La muestra llega hasta desplazamientos al rojo  $z < 1,2$ , lo que permite estudiar estadísticamente la evolución de toda una serie de parámetros con el redshift (véase Figura 1.10). Los autores encuentran que la función de luminosidad depende fuertemente del tipo de SED a todos los redshifts. La pendiente de la LF en la zona de bajas luminosidades resulta depender del tipo de SED pero no del redshift. No obstante, la evolución de los parámetros  $M^*$  y  $\phi^*$  depende fuertemente del tipo de SED: Galaxias de tipos tempranos se hacen mucho más frecuentes según nos acercamos al universo local, con una diferencia de un factor 10 de densidad entre  $z=1$  y  $z=0$ . Las galaxias de últimos tipos con SED azul y fuertes procesos de formación estelar decrecen tanto en luminosidad como en densidad (resultados coincidentes con la exploración CNOC2).
- La exploración GEMS (Galaxy Evolution from Morphologies and SEDs; Rix et al. 2004), se ha realizado en dos filtros (F606W y F850LP) de la ACS del HST. Se ha cubierto un área de 800 arcmin<sup>2</sup> (28x28 arcmin) centrada en la exploración COMBO-17. Este área equivale a unas 120 veces el área del Hubble Deep Field Norte. La profundidad alcanzada es de  $m_{AB}(F606W)=28.3$  ( $5\sigma$ ) y  $m_{AB}(F850LP)=27.1$  ( $5\sigma$ ). El objetivo de GEMS es proporcionar morfología y parámetros estructurales a unas 10.000 galaxias de la exploración COMBO-17.
- La exploración CADIS (Calar Alto Deep Imaging Survey; Fried et al. 2001) es un proyecto clave desarrollado en el Observatorio Hispano-Alemán de Calar Alto. Se combinan imágenes en banda ancha con imágenes profundas en banda estrecha ( $\Delta\lambda/\lambda \sim 2\%$ ) tomadas con un Fabry-Perot. La exploración en línea de emisión alcanza un flujo límite de  $\sim 3 \cdot 10^{-17} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$  y está centrada en tres bandas: 7000, 8200 y 9100Å. El proyecto ha consumido cuatro años y medio de observaciones con el telescopio 3.5m de Calar Alto. Las conclusiones de CADIS fueron una reducción en densidad sin cambio en luminosidad para la muestra de primeros tipos, y un aumento en luminosidad y densidad para la muestra de últimos tipos.

Por último citar grandes proyectos que están todavía en marcha:

- El Millenium Galaxy Catalogue (MGC; Liske et al. 2003) consiste en una exploración profunda en la banda B que cubre unos 37.5 grados cuadrados. Se trata de una banda ecuatorial que va de

9h58m hasta 14h46m (J2000). Se llevó a cabo con la Wide Field Camera del INT de la Palma (un total de 144 apuntados de la WFC). La magnitud límite se encuentra en torno a  $B \sim 24$ .

- El 2 degree Field Galaxy Redshift Survey (2dFGRS) contiene datos fotométricos y espectroscópicos para 229.118 galaxias del catálogo de galaxias de la exploración APM. Se cubrió un total de 2152 grados cuadrados con una magnitud límite de  $B \sim 19,5$ .
- El Sloan Digital Sky Survey (SDSS; <http://www.sdss.org/>) es un proyecto que pretende cubrir un cuarto de la esfera celeste, tanto fotométrica como espectroscópicamente. El proyecto tiene dos telescopios dedicados en exclusiva: el principal de 2.5m y uno fotométrico de 0.5m. Una vez terminado, se dispondrá de fotometría para unas 900.000 galaxias ( $r < 18,1$ ), así como espectroscopía para unas 100.000.
- El VIMOS VLT Deep Survey (VVDS) tiene como objetivo específico mapear la evolución de las galaxias, las estructuras a gran escala y los AGNs hasta  $z \sim 5$ . Se pretende medir los desplazamientos al rojo de más de 100.000 galaxias hasta una magnitud  $I_{AB} = 24$ , en combinación con datos multibanda tomados desde radio a rayos-X. El proyecto se basa en el instrumento VIMOS y su tiempo garantizado en el VLT. Los primeros resultados se pueden consultar en Le Fevre et al 2004 (astro-ph/0402203).
- El Deep Extragalactic Evolutionary Probe (DEEP; <http://deep.ucolick.org/>) es un proyecto a largo plazo que utiliza los telescopios Keck y el telescopio espacial Hubble (HST) para llevar a cabo una exploración a gran escala para el estudio de las galaxias débiles y distantes. Está liderado por la University of California, Santa Cruz, en colaboración con UC Berkeley, UH Manoa, Johns Hopkins University, University of Chicago y California Institute of Technology. La primera parte del proyecto se llevó a cabo con el espectrógrafo LRIS, y contiene espectros para unas 2000 galaxias. La segunda parte del proyecto (DEEP-2) se está llevando a cabo con DEIMOS y planea alcanzar las 50.000 galaxias.

## Referencias

- Blanton, M.R., et al., 2001, AJ 121, 2358  
 Blanton, M.R., 2003, ApJ 592, 819  
 Efstathiou, G., Ellis, R. S., & Peterson, B. A. 1988, MNRAS 232, 431 (EEP)  
 Fried J.W., 2001, A&A 367, 788  
 Fukugita, M., Shimasaku, K. & Ichikawa, T., 1995, PASP 197, 945  
 Huchra, J.P. & Sargent, W.L.W., 1973, ApJ 186, 433  
 Kauffmann, G. & White, S.D.M., 1993, MNRAS 261, 921  
 Lin, H. et al. 1996, ApJ 464, 60  
 Lin, H. et al. 1999, ApJ 518, 533  
 Liske et al., 2003, MNRAS, 344, 307  
 Loveday, J., Peterson, B., Efstathiou, G., Maddox, S., 1992, ApJ 390, 338

- Marzke, R.O., Geller, M.J., Huchra, J.P., Corwin, H., 1994, AJ 108, 437  
Oke, J.B., 1974, ApJS 27, 21  
Rix, H.W., et al., 2004, ApJS in press, astro-ph/0401427  
Sandage, A., Tammann, G. A., & Yahil, A. 1979, ApJ 232, 352 (STY)  
Schechter, P., 1976, ApJ 203, 297  
Schmidt, M., 1968, ApJ 151, 393  
White, S.D.M. & Rees, M.J., 1978, MNRAS 183, 341  
Wolf, C., et al., 2003, A&A 401, 73  
Zucca, E. Pozetti, L., Zamorani, G., 1994, MNRAS 269, 953