



UNIVERSIDAD COMPLUTENSE
MADRID

La densidad de Tasa de Formación Estelar del Universo a $z=0.61$ medida en $H\alpha$

Trabajo Académicamente Dirigido

Carlos Gómez Guijarro

Curso 2012/2013

Trabajo dirigido por Dr. Víctor Villar Pascual y Dr. Jesús Gallego Maestro

DEPARTAMENTO DE ASTROFÍSICA Y CIENCIAS DE LA ATMÓSFERA

Índice

1. Introducción	1
2. Selección de la muestra.....	3
3. Flujos, luminosidades y extinción.....	5
3.1. Obtención del flujo de línea.....	5
3.2. Luminosidad de la línea.....	6
3.3. Extinción.....	7
4. Función de luminosidad.....	9
4.1. Función de luminosidad H α observada	10
4.2. Función de luminosidad H α corregida	11
4.3. Determinación de α	13
5. Densidad de tasa de formación estelar	14
5.1. Diagrama de Madau.....	15
6. Estudio morfológico.....	16
7. Propiedades físicas.....	20
8. Resultados y conclusiones	22
9. Bibliografía	23
Apéndice: clasificación morfológica/imágenes RGB	24

1. Introducción

- **Objetivo**

El estudio de la evolución del Universo requiere de una serie de observables que nos permitan comparar propiedades físicas en distintas etapas de su desarrollo. La evolución de la densidad de tasa de formación estelar SFRd (del inglés Star Formation Rate density), que nos proporciona la tasa de formación estelar promedio o masa de gas que se transforma en estrellas por unidad de volumen y de tiempo, es uno de estos observables.

Desde el primer trabajo (Madau et al. 1996) hasta la actualidad se han obtenido resultados hasta un desplazamiento al rojo de ~ 10 empleando diversos trazadores de formación estelar que van desde los rayos X/gamma hasta la emisión en radio (resumen SFRd Hopkins & Beacom 2006). Los estudios indican un incremento en la actividad de formación estelar desde el origen de las primeras galaxias, que se mantiene aproximadamente constante hasta $z \sim 1$, cayendo a partir de entonces en un factor 10-20 hasta llegar al Universo local (Gallego et al. 1995).

El principal objetivo de este trabajo consiste en determinar la SFRd a $z = 0.61$ empleando como trazador la línea de emisión $H\alpha$.

- **La línea $H\alpha$ como trazador de la formación estelar**

Las regiones de formación estelar se encuentran rodeadas por nubes de gas y polvo. Las estrellas más masivas y jóvenes emiten fotones Lyman que ionizan el gas, principalmente compuesto por átomos de hidrógeno. Cuando se produce la recombinación se emiten las líneas de la serie del hidrógeno, siendo $H\alpha \lambda 6562.8 \text{ \AA}$ una de las más intensas. Asumimos que nos encontramos en el caso B de recombinación, en el que estos nuevos fotones son absorbidos totalmente por átomos de hidrógeno neutro. Se trata entonces de un medio ópticamente espeso (Kennicutt 1998).

Las estrellas que producen el flujo ionizante son estrellas muy jóvenes, con edades inferiores a 20 Myr y masas superiores a $10M_{\odot}$. Se dice entonces que $H\alpha$ es un trazador de la tasa de formación estelar instantánea. Este trazador tiene la ventaja de que la relación entre el número de estrellas jóvenes y la intensidad de la línea es directa. Además, la dependencia con la metalicidad del gas es prácticamente nula. Sin embargo, $H\alpha$ tiene algunos inconvenientes como la gran dependencia con la función inicial de masas, al no ser sensible a estrellas por debajo de $10M_{\odot}$. También se trata de un indicador afectado de extinción, pero en menor medida que otro trazador como es el ultravioleta.

Los distintos trazadores de la historia de la formación estelar SFH (del inglés Star Formation History) proporcionan una visión global y consistente de la evolución de la formación estelar. Sin embargo, existen dispersiones entre los resultados obtenidos al emplear unos u otros al mismo desplazamiento al rojo. Esto es debido a los métodos de selección y

calibración, la dependencia con la extinción o la sensibilidad a unas masas estelares diferentes que introducen errores sistemáticos. La emisión en $H\alpha$, siendo un trazador directo de la formación estelar instantánea en una galaxia, es un buen candidato para el estudio preciso de la evolución de la SFRd con el desplazamiento al rojo.

- **El filtro estrecho como técnica de selección de candidatos**

Para medir la SFRd es necesaria una muestra de objetos con formación estelar y medir este conjunto de objetos individualmente. Los procesos de selección de galaxias son un punto muy importante y también se utilizan numerosas técnicas para ello. En este trabajo se emplea la técnica del filtro estrecho. La ventaja de esta técnica reside en que proporciona exploraciones profundas en una región muy pequeña de desplazamientos al rojo, seleccionando los candidatos a partir de su emisión en la línea que queremos estudiar y al desplazamiento al rojo deseado. Un punto a favor de los filtros estrechos es que son más efectivos en la detección de fuentes de emisión débil. Existen, por otra parte, inconvenientes como el oscurecimiento por polvo, la contaminación por AGNs y la insensibilidad a bajas anchuras equivalentes.

- **Contenido del trabajo**

El contenido de este trabajo se estructura de la siguiente manera: en primer lugar vamos a explicar brevemente el proceso de selección de la muestra de galaxias y presentaremos una tabla con los datos obtenidos de esta selección, de los que parten los cálculos realizados en las secciones siguientes y que constituyen la labor del autor de este trabajo. Seguidamente, presentamos un estudio de los flujos de la línea $H\alpha$ detectados, así como el cálculo de las luminosidades en $H\alpha$ y el procedimiento por el que obtiene la extinción en esta misma línea para cada objeto individualmente. A continuación, determinamos la función de luminosidad observada y corregida de extinción. Esto nos llevará a la obtención de la SFRd. Por último, hemos hecho un estudio morfológico de la muestra de galaxias, cuyas imágenes se presentan en el apéndice final.

La cosmología utilizada a lo largo de este trabajo para los cálculos relacionados con la geometría del Universo ha sido: $H_0 = 70 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, $\Omega_M = 0.3$ y $\Omega_\Lambda = 0.7$. Según esto la edad del Universo a $z = 0.61$ es 7.69 Gyr, la distancia de luminosidad es 3601.6 Mpc y tenemos una escala de $6.736 \text{ kpc}''$.

Agradecemos a Pablo G. Pérez González su ayuda con el acceso a la base de datos de exploraciones cosmológicas de la UCM *Rainbow*.

2. Selección de la muestra

Los datos utilizados en este trabajo corresponden a observaciones muy profundas realizadas en el campo GOODS-S (Great Observatories Origins Deep Survey South) con el instrumento HAWK-I (High Acuity Wide field K-band Imager) del telescopio VLT (Very Large Telescope) de 8.2 m UT4. El campo de visión de este instrumento es de $7.5' \times 7.5'$.

Las observaciones se llevaron a cabo entre septiembre de 2008 y abril de 2010, con un total de 32 horas de exposición en el filtro estrecho (proyecto 181.A-0485(A) Clement et al. 2011).

Para seleccionar los candidatos se emplea una técnica de observación en filtro estrecho, comparando la imagen en esta banda con una en banda ancha. Aquellos objetos con un desplazamiento al rojo $z \sim 0.61$ y emisión intensa en la línea $H\alpha$ presentarán un exceso de flujo en el filtro estrecho, centrado en la línea, respecto al filtro ancho que sirve para medir el nivel de continuo. En este estudio la línea $H\alpha$ se desplaza al infrarrojo cercano nIR (del inglés near-Infrared), en concreto a la banda J. El proceso para determinar el flujo de línea se describe en la sección 3.1 *Obtención del flujo de línea*.

Como filtro ancho se emplea el filtro en banda J, mientras que el estrecho es el NB1060. Para nuestro desplazamiento al rojo $z = 0.61$ la línea $H\alpha$ situada en $\lambda_{6562.8} \text{ \AA}$ en reposo (λ_0) se desplaza a $\lambda_{10619} \text{ \AA}$ (λ_z), relacionándose ambas por $\lambda_z = \lambda_0(1 + z)$. La anchura efectiva del filtro estrecho para esta situación es 108 \AA , que emplearemos más tarde para determinar los desplazamientos al rojo mínimo y máximo a los que nos es posible detectar los objetos.

El proceso de selección de la muestra de galaxias se realiza a través de un diagrama color-magnitud (véase Pascual et al. 2007). Éste consiste brevemente en lo siguiente: se representa el color filtro ancho - filtro estrecho ($m_{BB} - m_{NB}$) frente a la magnitud en filtro estrecho m_{NB} . Los objetos que presenten línea de emisión nos darán un exceso de flujo en la banda estrecha y se desplazarán hacia posiciones superiores en el diagrama. Se emplea un criterio de selección que se va haciendo más restrictivo conforme nos desplazamos a magnitudes más débiles, de forma que aquellos objetos que superen este criterio, situándose por encima de la línea que lo traza en el diagrama color-magnitud, serán los objetos seleccionados en nuestra muestra, objetos que presentan emisión en $H\alpha$ y que identificamos como galaxias con formación estelar intensa.

Indicar que la reducción de datos, astrometría y calibración fue realizada por el equipo de J. G. Cuby en el Observatorio de Marsella. Víctor Villar y Jesús Gallego llevaron a cabo la selección de candidatos.

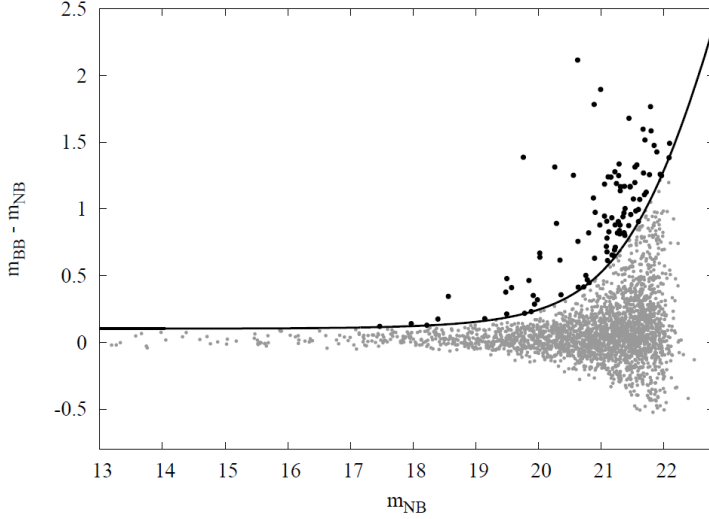


Figura 2.1. Diagrama color-magnitud extraído de la tesis doctoral de Víctor Villar (2010) para ilustrar el método de selección de una muestra de galaxias como la de este trabajo

Obtenemos 46 galaxias para las que se han medido los datos recogidos en la tabla siguiente. La tarea del autor de este trabajo parte de esta tabla de valores, que emplearemos para ir calculando los diferentes resultados que nos interesan.

El contenido por columnas es el siguiente: (1) Identificador. (2) Ascensión recta en grados (J2000). (3) Declinación en grados (J2000). (4) Desplazamiento al rojo espectroscópico (de la literatura). (5) Desplazamiento al rojo fotométrico (Base de datos *Rainbow* Pérez-González et al. 2008). (6) Flujo de línea en $10^{18} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$. (7) Flujo del continuo en $10^{20} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ (8) Anchura equivalente de la línea H α en Å.

Identificador	$\alpha(\text{J2000})$	$\delta(\text{J2000})$	z_{spec}	z_{phot}	f_l [$10^{18} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$]	f_c [$10^{20} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$]	EW [Å]
HAWKI0000310	53.15461	-27.79323	-	0.61	34.5 ± 2.0	54.1 ± 2.3	64 ± 5
HAWKI0000521	53.20556	-27.77248	-	0.59	43.3 ± 2.4	119.8 ± 2.9	36 ± 2
HAWKI0000620	53.09404	-27.80411	-	0.61	3.5 ± 2.2	9.1 ± 2.5	38 ± 26
HAWKI0000670	53.15401	-27.78380	-	0.62	54.5 ± 2.2	71.6 ± 2.6	76 ± 4
HAWKI0000675	53.14978	-27.78500	-	0.61	2.9 ± 2.1	8.8 ± 2.3	33 ± 25
HAWKI0000694	53.18340	-27.77376	-	0.88	2.7 ± 0.5	0.3 ± 0.1	1039 ± 291
HAWKI0000770	53.19887	-27.76624	-	0.61	7.7 ± 2.0	12.3 ± 2.2	62 ± 20
HAWKI0000773	53.15721	-27.77852	-	0.80	2.4 ± 1.7	2.1 ± 2.0	115 ± 137
HAWKI0000783	53.19132	-27.76765	-	0.63	34.8 ± 2.6	186.7 ± 3.1	19 ± 1
HAWKI0000850	53.07317	-27.80282	-	0.63	2.1 ± 1.9	3.2 ± 2.2	65 ± 73
HAWKI0000899	53.16418	-27.77298	-	0.65	2.2 ± 2.6	26.3 ± 3.1	8 ± 10
HAWKI0000971	53.16286	-27.77160	-	0.61	3.3 ± 1.6	1.5 ± 1.9	223 ± 301
HAWKI0001000	53.11397	-27.78581	-	1.19	2.4 ± 1.8	4.4 ± 2.2	54 ± 49
HAWKI0001111	53.06632	-27.79725	-	0.63	4.8 ± 1.8	2.8 ± 2.2	170 ± 144
HAWKI0001134	53.10175	-27.78591	-	0.34	1.9 ± 2.1	13.4 ± 2.4	14 ± 16
HAWKI0001293	53.12115	-27.77502	-	0.63	13.0 ± 2.3	5.4 ± 2.7	239 ± 127
HAWKI0001413	53.13735	-27.76268	-	0.20	1.8 ± 1.6	1.8 ± 1.8	100 ± 132
HAWKI0001494	53.12513	-27.76785	-	0.62	9.3 ± 1.8	2.6 ± 2.1	363 ± 310
HAWKI0001733	53.15279	-27.75052	-	0.60	12.0 ± 2.5	6.6 ± 2.9	181 ± 89
HAWKI0001793	53.12730	-27.75908	-	0.62	3.8 ± 1.0	0.1 ± 1.0	5317 ± 73237
HAWKI0001810	53.13440	-27.75647	-	0.02	2.0 ± 1.4	1.0 ± 1.5	195 ± 316
HAWKI0001834	53.13416	-27.75578	0.6223	0.56	46.3 ± 2.8	198.6 ± 3.3	23 ± 1
HAWKI0001845	53.06443	-27.77537	-	0.62	3.1 ± 1.6	2.1 ± 1.9	151 ± 156

HAWKI0001856	53.09025	-27.76927	-	0.54	1.9 ± 2.0	3.8 ± 2.3	51 ± 60
HAWKI0001993	53.06014	-27.77348	-	0.63	7.9 ± 2.1	17.6 ± 2.3	45 ± 13
HAWKI0001996	53.10846	-27.75827	-	0.87	1.7 ± 1.7	2.6 ± 2.0	64 ± 82
HAWKI0002176	53.17917	-27.73235	-	0.74	1.7 ± 1.9	4.2 ± 2.2	41 ± 50
HAWKI0002189	53.15708	-27.73786	-	0.62	4.6 ± 2.2	6.9 ± 2.6	67 ± 41
HAWKI0002353	53.08095	-27.75682	-	0.53	2.0 ± 2.1	5.0 ± 2.5	41 ± 47
HAWKI0002795	53.13129	-27.72853	0.6207	0.70	28.6 ± 2.3	48.2 ± 2.7	59 ± 6
HAWKI0002871	53.06956	-27.74443	-	0.60	3.2 ± 2.4	45.9 ± 2.9	7 ± 5
HAWKI0003083	53.06690	-27.74051	-	0.79	2.6 ± 2.3	9.6 ± 2.7	27 ± 25
HAWKI0003148	53.12913	-27.71828	-	0.62	30.9 ± 2.2	5.2 ± 2.5	592 ± 285
HAWKI0003151	53.13409	-27.71749	-	0.19	6.1 ± 1.9	4.9 ± 2.1	123 ± 65
HAWKI0003255	53.17949	-27.69936	-	0.55	189.8 ± 2.9	243.8 ± 3.5	78 ± 2
HAWKI0003342	53.13757	-27.67130	-	1.12	4.4 ± 0.9	0.4 ± 0.1	1039 ± 289
HAWKI0003345	53.05611	-27.69719	0.6150	0.63	129.2 ± 2.4	374.5 ± 2.8	35 ± 1
HAWKI0003361	53.12710	-27.67512	-	0.50	72.7 ± 2.6	382.6 ± 3.0	19 ± 1
HAWKI0003578	53.05352	-27.70505	-	0.62	3.3 ± 1.6	1.3 ± 1.8	252 ± 369
HAWKI0003606	53.10408	-27.68997	-	0.46	4.5 ± 0.6	0.4 ± 0.1	1039 ± 105
HAWKI0004063	53.05205	-27.72264	-	0.56	5.3 ± 2.3	42.4 ± 2.7	13 ± 5
HAWKI0004281	53.09808	-27.71371	0.6200	0.61	6.0 ± 2.3	27.3 ± 2.7	22 ± 9
HAWKI0004340	53.10354	-27.71345	-	0.61	3.9 ± 2.3	4.2 ± 2.7	92 ± 81
HAWKI0004500	53.17737	-27.69169	-	0.56	7.2 ± 2.3	5.0 ± 2.7	144 ± 90
HAWKI0004594	53.10151	-27.72087	-	0.59	3.3 ± 2.9	50.8 ± 3.5	6 ± 6
HAWKI0004679	53.11685	-27.69156	0.6162	2.91	13.8 ± 2.2	13.2 ± 2.4	105 ± 25

Señalar que hay algunas anchuras equivalentes cuyos errores son mayores que el propio valor. Esta imprecisión viene derivada de los grandes errores en los flujos de línea y del continuo, en ocasiones también por encima del propio valor.

3. Flujos, luminosidades y extinción

3.1. Obtención del flujo de línea

En primer lugar vamos a indicar cómo han sido calculados los flujos presentados en la tabla del apartado anterior y que se recogen en el histograma de la figura 3.1.

La combinación de un filtro estrecho y uno ancho permite determinar el flujo de línea y el flujo del continuo. Si suponemos que la anchura efectiva del filtro ancho es mucho mayor que la del estrecho ($\Delta'_A \gg \Delta'_E$) y que el flujo del continuo es prácticamente constante:

$$f_l = \Delta'_E (\bar{f}_\lambda^E - \bar{f}_\lambda^A) \quad (3.1)$$

$$f_\lambda^c = \bar{f}_\lambda^A \quad (3.2)$$

Donde el subíndice λ indica que se trata de densidades de flujo y \bar{f}_λ^E y \bar{f}_λ^A son los flujos medios de los filtros estrecho y ancho respectivamente.

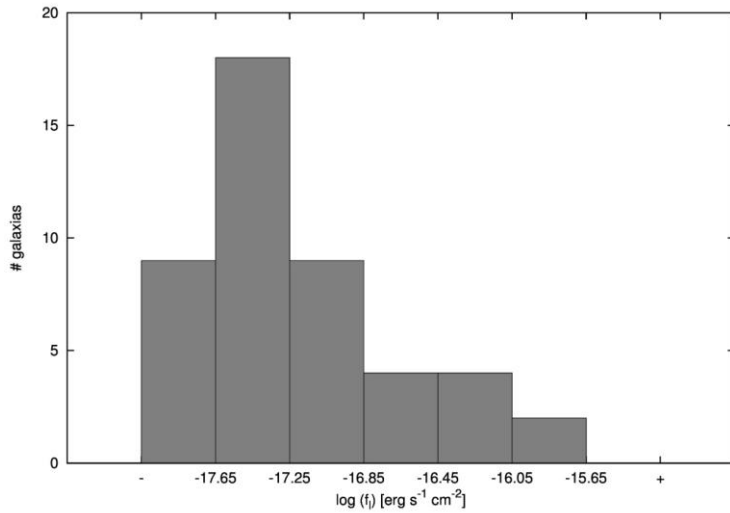


Figura 3.1. Histograma del flujo de la línea H α . Vemos que tenemos un mayor número de galaxias a medida que tienen una emisión más débil hasta que se alcanza el límite de detección de la instrumentación.

Sin embargo, un problema presente en la determinación del flujo de la línea H α es que está flanqueada por las líneas de nitrógeno [NII] λ 6548,6584 Å. Para librarnos de este efecto se aplica la siguiente relación:

$$\bar{f} = \bar{f}_c + \left(\frac{1}{\Delta(\lambda_z^1)} + \frac{1}{\Delta(\lambda_z^2)} \frac{f_l^2}{f_l^1} + \frac{1}{\Delta(\lambda_z^3)} \frac{f_l^3}{f_l^1} \right) f_l^1 \quad (3.3)$$

Donde f_l^1, f_l^2 y f_l^3 son los flujos de las líneas y λ_z^1, λ_z^2 y λ_z^3 son sus longitudes de onda al desplazamiento al rojo estudiado.

De esta forma se puede calcular el flujo de la línea de interés conociendo el cociente de flujos con las otras dos.

Para más información sobre este proceso véase Pascual et al. 2007

3.2. Luminosidad de la línea

La luminosidad la obtenemos a partir del flujo de línea:

$$L = 4\pi d_l^2(z) f_l \quad (3.4)$$

Necesitamos conocer además el desplazamiento al rojo z del objeto en cuestión para calcular la distancia de luminosidad d_l . Empleamos el valor espectroscópico para las galaxias en las que está disponible y si no lo está utilizamos el desplazamiento al rojo medio $z = 0.61$. Para aquellas galaxias con z_{phot} muy diferente de 0.61 también utilizamos el desplazamiento al rojo medio. La distancia de luminosidad la determinamos utilizando la librería cosmológica *Milia* (autor: Sergio Pascual), escrita en C++ y disponible en la página web del *UCM Group of Extragalactic Astrophysics and Astronomical Instrumentation (GUAIX)*. Esta librería emplea funciones elípticas para el cómputo de esta distancia (véase Kantowski et al. 2000).

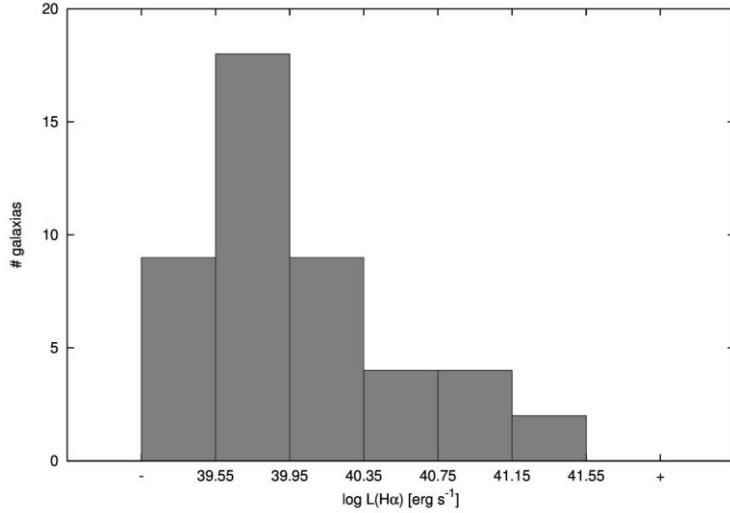


Figura 3.2. Histograma de la luminosidad de la línea H α . Idéntico al histograma de flujos debido a que la mayoría de los objetos están a la misma distancia de luminosidad, pues salvo para 5 de ellos empleamos el desplazamiento al rojo medio $z=0.61$.

3.3. Extinción

Hasta ahora nos hemos referido al flujo de línea y a la luminosidad como valores observados, esto es sin corregir de extinción. Sin embargo, tenemos que aplicar una estrategia para tener en cuenta las distintas fuentes de atenuación: la intrínseca de la galaxia en estudio y la propia de nuestra Galaxia. El flujo de línea y la luminosidad corregidos serían:

$$\log f_{l(corr)} = \log f_l + 0.4(A_{\lambda_0} + a_{\lambda_z}) \quad (3.5)$$

$$L = 4\pi d_l^2(z) f_{l(corr)} \quad (3.6)$$

Donde A_{λ_0} es la extinción intrínseca de la galaxia estudiada a la longitud de onda en reposo y a_{λ_z} es la extinción Galáctica a la longitud de onda observada.

Para a_{λ_z} tomamos un valor constante de 0.006 mag, que es el medido en banda UKIRT J (1.25 μ m) para las coordenadas de un objeto típico de GOODS-S (véase Schlafly & Finkbeiner 2011). Se trata de un valor completamente despreciable en comparación con la extinción intrínseca.

Por otra parte sabemos que el polvo absorbe parte de la emisión de las estrellas para remitirlo en el infrarrojo. Por tanto, una buena forma de determinar la absorción del polvo es estudiar el cociente (F_{dust}/F_{FUV}) (del inglés dust: polvo y FUV: Far Ultraviolet). Este valor está relacionado con la extinción en el ultravioleta A_{FUV} a través de la expresión:

$$A(FUV) = -0.0333y^3 + 0.3522y^2 + 1.1960y + 0.4967 \quad (3.7)$$

(Véase Buat et al. 2005)

Donde $y = \log\left(\frac{F_{dust}}{F_{FUV}}\right)$

De esta forma para aquellas galaxias en las que dispongamos de datos IR medidos con el instrumento MIPS en 24 μ m se obtiene la luminosidad total del polvo entre 8 y 1000 μ m L_{TIR} (del inglés Total Infrared). Por otra parte, para determinar el flujo FUV se ajusta la curva de transmisión del filtro a la SED (del inglés Spectral Energy Distribution) de la galaxia, obteniendo lo que se conoce como una magnitud sintética.

A continuación, con el valor de A_{FUV} podemos determinar el valor en H α ($A_{H\alpha}$) a través de la curva de extinción de Calzetti (Véase Calzetti et al. 2000).

$$A_{H\alpha} = A_{FUV} \frac{k_{H\alpha}}{k_{FUV}} \quad (3.8)$$

Con

$$k_{FUV} = 2.659 \left(-1.857 + \frac{1.040}{\lambda_{FUV}} \right) + R'_V \quad (3.9)$$

$$k_{H\alpha} = 2.659 \left(-2.156 + \frac{1.509}{\lambda_{H\alpha}} - \frac{0.198}{\lambda_{H\alpha}^2} + \frac{0.011}{\lambda_{H\alpha}^3} \right) + R'_V \quad (3.10)$$

$$R'_V = 4.05 \quad (3.11)$$

Sin embargo hay 2 objetos para los que no disponemos de medidas de MIPS 24 μ m. En estos casos utilizamos la pendiente en el ultravioleta para calcular la extinción. A través del color (FUV-NUV) (NUV del inglés Near Ultraviolet) que está relacionado con esta pendiente, determinamos nuevamente el cociente (F_{dust}/F_{FUV}) según la siguiente relación:

$$\frac{L_{TIR}}{L_{FUV}} = 10^{0.30+1.15(FUV-NUV)} - 1.64 \quad (3.12)$$

(Véase Muñoz-Mateos et al. 2009)

Por su parte, las magnitudes m_{FUV} y m_{NUV} se determinan de forma sintética de nuevo.

Una vez tenemos este cociente L_{TIR}/L_{FUV} volvemos a la expresión para el cálculo de A_{FUV} y aplicamos a continuación la curva de Calzetti.

El valor medio es de 1.18 mag con una desviación estándar de 1.12 mag. Para la muestra UCM a $z = 0$ (Gallego et al. 1995) el valor es de ~ 1 mag. Para $z = 0.84$ (Villar et al. 2008) 1.48 mag. Observamos que se produce un crecimiento en la extinción conforme aumenta el desplazamiento al rojo, evidenciando una relación entre el incremento de la formación estelar con el aumento de la atenuación por polvo.

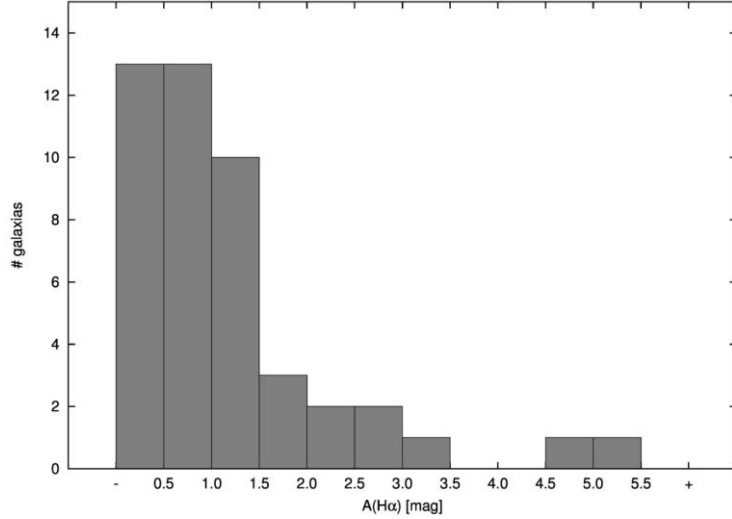


Figura 3.3. Histograma de la extinción en H α de la muestra. Los resultados individuales de este proceso se recogen en el apartado 7. *Propiedades físicas.*

La mayoría de los objetos se sitúan en torno a la extinción canónica en H α de 1 mag. Vemos dos objetos con un valor muy elevado que se alejan de la tendencia del resto de la muestra. En particular el de extinción mayor tiene bastante influencia en nuestros resultados, lo comentaremos individualmente en la sección 6. *Estudio morfológico.*

4. Función de luminosidad

Vamos a calcular la función de luminosidad (LF) para la línea H α . En primer lugar lo haremos para las luminosidades observadas, seguidamente repetiremos el cálculo considerando 1 mag de extinción y finalmente utilizaremos las extinciones individuales obtenidas en el apartado anterior.

Para determinar este resultado empleamos el método V/V_{\max} (Schmidt 1968). El número de galaxias por unidad de volumen y de intervalo de $\log L$ es:

$$\phi(\log L) = \frac{1}{\Delta \log L \cdot \Omega} \sum_i \frac{1}{V_{\max}^i} \quad (4.1)$$

Donde V_{\max}^i es el volumen máximo en el que podemos detectar el objeto i por unidad de ángulo sólido. Ω es el ángulo sólido de la exploración.

Para determinar V_{\max}^i consideramos que los objetos pueden ser detectados en un intervalo de desplazamiento al rojo marcado por la anchura efectiva del filtro estrecho. Este intervalo es $0.6098 < z < 0.6263$. El volumen máximo de detección es por lo tanto la diferencia entre el volumen comóvil a estos dos valores de z en el área que abarca la observación. Para obtener el volumen comóvil empleamos nuevamente la librería *Milia*, que nos proporciona el valor por unidad de ángulo sólido. Multiplicamos posteriormente este resultado por el ángulo sólido Ω de la observación.

Como el campo abarcado es de $7.5' \times 7.5'$ el ángulo sólido es $4.7597 \cdot 10^{-6}$ srad. El volumen máximo de detección para cada galaxia es $2.5681 \cdot 10^8$ Mpc³/srad. Un volumen pequeño como consecuencia de tratarse de una exploración con filtro estrecho y con un

campo menor al de otros estudios (Villar et al. 2008 a $z = 0.84$ utiliza $15.4' \times 15.4'$ también con filtro estrecho).

4.1. Función de luminosidad H α observada

Con los resultados anteriores ya podemos calcular la LF observada (ver figura 4.1). Utilizamos un valor de $\Delta \log L = 0.4$ (al que llamaremos bin de ahora en adelante) y el primer límite lo establecemos en $\log L = 39.55$. Tras probar con varias combinaciones estos dos valores son los que proporcionan un acuerdo óptimo entre resolución en la LF y suficiente número de galaxias por bin como para que la estadística sea fiable.

$\log L(\text{H}\alpha)$ [erg s $^{-1}$]	$\log \phi$ [Mpc $^{-3}$]	# galaxias
39.35	-1.74 ± 0.12	9 ± 3
39.75	-1.43 ± 0.09	18 ± 4.2
40.15	-1.74 ± 0.12	9 ± 3
40.55	-2.09 ± 0.18	4 ± 2
40.95	-2.09 ± 0.18	4 ± 2
41.35	-2.39 ± 0.23	2 ± 1.4

Para determinar los extremos superior e inferior de cada punto de la LF (barra de error vertical) consideramos que la incertidumbre en el número de objetos en cada bin es poissoniana, de manera que si se miden N objetos el error es \sqrt{N} .

Incluimos el ajuste a una función de Schechter (véase Schechter 1976):

$$\phi(L)dL = \phi^* \left(\frac{L}{L^*}\right)^\alpha \exp\left(-\frac{L}{L^*}\right) \frac{dL}{L^*} \quad (4.2)$$

L^* es una luminosidad característica, ϕ^* es un factor de normalización y α es la pendiente del extremo débil de la LF.

El ajuste lo hemos hecho para los valores de α más comunes en trabajos similares y descartando el punto de luminosidad más débil por estar afectado por el límite de detección del instrumento. El algoritmo empleado es el de Lavenberg-Marquardt pesando la contribución de los errores de cada punto. El resultado es:

		$\log \phi^*$ [Mpc $^{-3}$]	$\log L^*$ [erg s $^{-1}$]	α
α	-1.3	-2.35 ± 0.14 (5.96%)	41.31 ± 0.25 (0.61%)	--
	-1.35	-2.45 ± 0.15 (6.12%)	41.40 ± 0.28 (0.68%)	--
	-1.65	$-16.32 \pm 1.9\text{E}+12$	$62.09 \pm 2.9\text{E}+12$	--
	libre	$-11.01 \pm 3.5\text{E}+12$	$55.06 \pm 5.8\text{E}+12$	-1.60 ± 0.14

De ahora en adelante utilizaremos un valor de $\alpha = -1.3$, que es el que proporciona un mejor resultado a la vista del menor error relativo de los parámetros ajustados mostrado entre paréntesis en la tabla anterior.

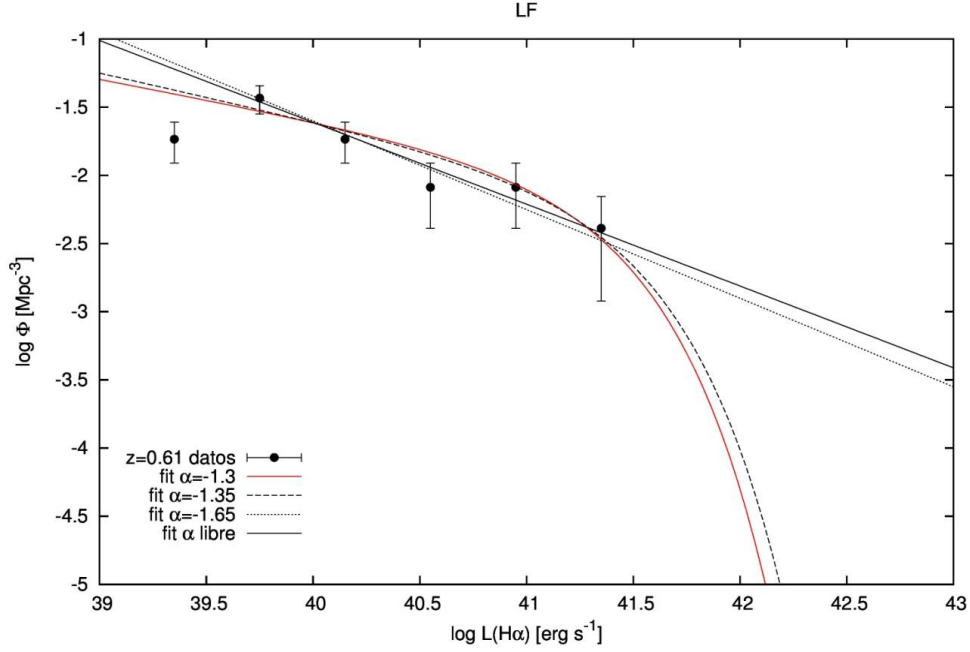


Figura 4.1. LF observada con el ajuste a una función de Schechter para distintos valores del parámetro α

Como vemos las incertidumbres son muy elevadas. Se puede comprobar además que éstas están correlacionadas. Para tener una estimación más correcta de los errores, empleamos un método alternativo para obtener el error de los parámetros. Realizamos 10000 simulaciones en las que vamos variando aleatoriamente cada punto de la LF en el rango que comprende su barra de error y calculamos el mejor ajuste a la función de Schechter para cada una. Al final tendemos 10000 valores L^* y ϕ^* que siguen una distribución gaussiana. Los errores de estos parámetros vienen dados por la desviación estándar de la distribución. Para este proceso hemos utilizado la librería científica GSL (GNU Scientific Library) para C/C++. Con esta consideración el resultado es:

$$\begin{aligned}\phi^* &= 10^{-2.35 \pm 0.08} \text{ Mpc}^{-3} \\ L^* &= 10^{41.31 \pm 0.15} \text{ erg s}^{-1} \\ \alpha &= -1.3\end{aligned}$$

4.2. Función de luminosidad H α corregida

A continuación, calculamos la LF y el ajuste a una función de Schechter considerando un valor de extinción media de 1 mag y, por otro lado, aplicando las correcciones individuales de extinción a cada objeto obtenidas por el procedimiento anteriormente descrito (ver figura 4.2).

Para el caso de la LF con extinciones individuales redefinimos el bin en 0.5 y el primer límite en $\log L = 40.00$, pues son los que producen una mejor estadística manteniendo una buena resolución y por lo tanto nos llevan a un resultado más robusto.

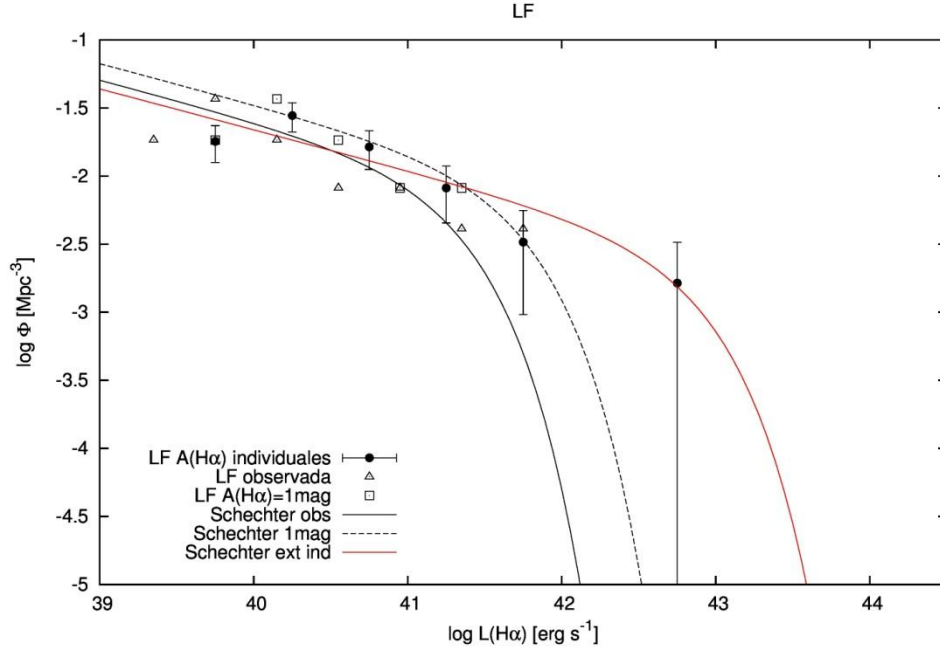


Figura 4.2. LF con corrección de extinciones individuales con el ajuste a la función de Schechter (en rojo) comparada con la LF corregida con 1 mag de extinción y la LF observada

La LF se desplaza hacia la derecha, hacia valores de mayor luminosidad como consecuencia de aplicar la corrección.

LF para A(H α)=1mag			LF para A(H α) individuales		
log L(H α) [erg s $^{-1}$]	log ϕ [Mpc $^{-3}$]	# galaxias	log L(H α) [erg s $^{-1}$]	log ϕ [Mpc $^{-3}$]	# galaxias
39.75	-1.74 \pm 0.12	9 \pm 3	39.75	-1.74 \pm 0.11	11 \pm 3.3
40.15	-1.43 \pm 0.09	18 \pm 4.2	40.25	-1.56 \pm 0.09	17 \pm 4.1
40.55	-1.74 \pm 0.12	9 \pm 3	40.75	-1.79 \pm 0.12	10 \pm 3.2
40.95	-2.09 \pm 0.18	4 \pm 2	41.25	-2.09 \pm 0.16	5 \pm 2.2
41.35	-2.09 \pm 0.18	4 \pm 2	41.75	-2.49 \pm 0.23	2 \pm 1.4
41.75	-2.39 \pm 0.23	2 \pm 1.4	42.75	-2.79 \pm 0.30	1 \pm 1
$\phi^* = 10^{-2.35 \pm 0.08} \text{ Mpc}^{-3}$ $L^* = 10^{41.71 \pm 0.15} \text{ erg s}^{-1}$ $\alpha = -1.3$			$\phi^* = 10^{-2.88 \pm 0.08} \text{ Mpc}^{-3}$ $L^* = 10^{42.87 \pm 0.14} \text{ erg s}^{-1}$ $\alpha = -1.3$		

Vamos a comparar en la siguiente gráfica (figura 4.3) el resultado obtenido con corrección por extinciones individuales con trabajos de otros autores a distintos desplazamientos al rojo. Estos estudios emplean $A_{H\alpha}=1$ mag salvo Villar et al. 2008 que sigue el método de corrección individual.

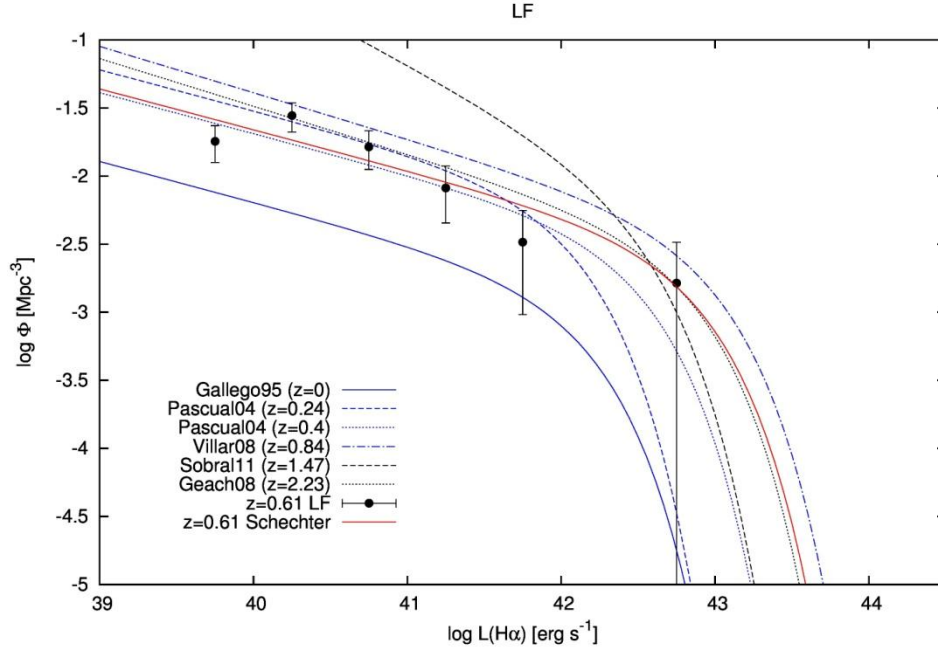


Figura 4.3. Comparación con otros estudios

Observamos que el ajuste sigue la tendencia de otros estudios, situándose entre las LFs a $z = 0.4$ y $z = 0.84$ como esperábamos. Nuestra muestra no traza la caída de la LF, necesitaríamos objetos más luminosos que son a su vez los menos numerosos y por lo tanto difíciles de detectar en una observación con área pequeña. Sin embargo tenemos una galaxia muy luminosa que marca de manera determinante el diseño de nuestra LF en la parte de altas luminosidades. Hablaremos más sobre ella en la sección 6. *Estudio morfológico*.

4.3. Determinación de α

Por otra parte vemos que la mayor parte de los puntos de este estudio se sitúan en el extremo débil de la LF, en la zona trazada por la pendiente α . Nuestro experimento es muy profundo, comparando con los límites de detección de los otros trabajos:

log L(H α) [erg s $^{-1}$]	
Gallego et al. 1995 (z = 0)	40.4
Pascual et al. 2004 (z = 0.24)	41.6
Pascual et al. 2004 (z = 0.4)	41.0
Villar et al. 2008 (z = 0.84)	41.0
Sobral et al. 2011 (z = 1.47)	41.95
Geach et al. 2008 (z = 2.23)	42.0
Este trabajo (z = 0.61)	39.75

Los estudios hechos con una gran área permiten medir muchos objetos y conseguir una buena estadística que traza muy bien la caída de la LF, sin embargo no llegan a grandes profundidades y suelen asumir un valor fijo de α . Si las medidas tienen un área pequeña, como es nuestro caso, nos veremos en la situación opuesta. Esto nos lleva a que con nuestra

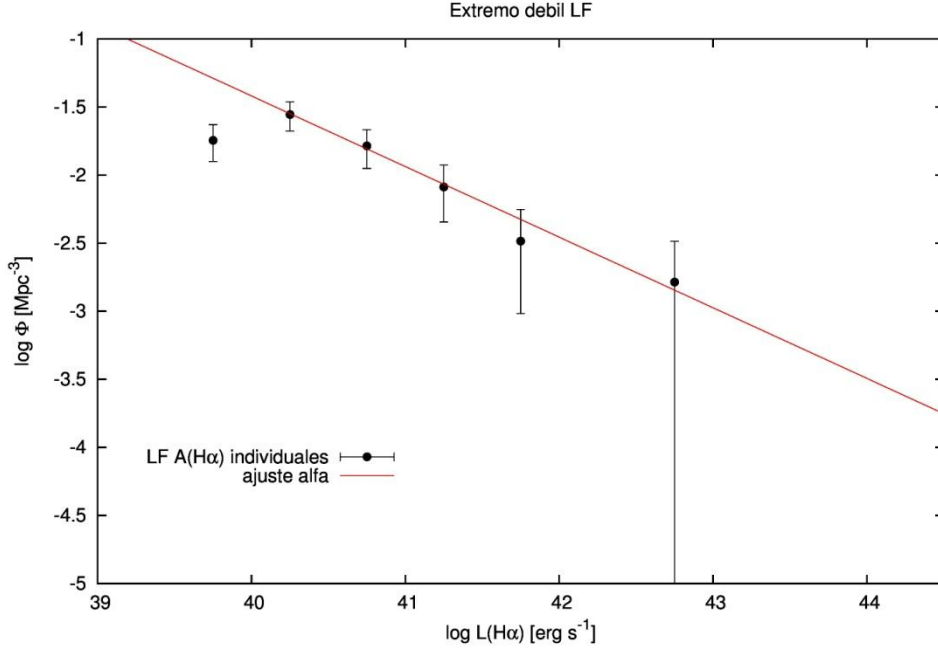


Figura 4.4. Ajuste lineal del extremo débil de la LF con objeto de determinar un valor del parámetro α

muestra de galaxias podemos calcular un valor para la pendiente del extremo débil de la LF α . Para ello hacemos un ajuste lineal a los puntos que esperamos que sigan esa tendencia, los del intervalo [40.25-41.25] (ver figura 4.4), obteniendo el siguiente valor:

$$\alpha = -1.52 \pm 0.04$$

El error relativo es del 2.6%. Un valor por encima del típico -1.3, probablemente marcado por la carencia progresiva de galaxias según crece la luminosidad en la LF.

5. Densidad de tasa de formación estelar

Integrando la LF a todas las luminosidades calculamos la densidad de luminosidad H α :

$$\rho_L(H\alpha) = \int_0^{\infty} \phi(L)LdL = \phi^*L^*\Gamma(2 + \alpha) \quad (5.1)$$

Este resultado se puede convertir en una densidad de tasa de formación estelar SFRd utilizando la relación de Kennicutt (véase Kennicutt 1998)

$$SFR(M_{\odot} yr^{-1}) = 7.9 \cdot 10^{-42} L(H\alpha) (erg s^{-1}) \quad (5.2)$$

Para la SFRd simplemente:

$$SFRd(M_{\odot} yr^{-1} Mpc^{-3}) = 7.9 \cdot 10^{-42} \rho_L(H\alpha) (erg s^{-1} Mpc^{-3}) \quad (5.3)$$

Aplicando estas expresiones a los parámetros determinados para la LF corregida de extinciones individuales obtenemos los resultados:

$$\rho_L(H\alpha) = 10^{40.10 \pm 0.08} \text{erg s}^{-1} \text{Mpc}^{-3}$$

$$SFRd = 0.10 \pm 0.02 M_{\odot} \text{yr}^{-1} \text{Mpc}^{-3}$$

Por otra parte para cada galaxia de la muestra determinamos las SFR($H\alpha$) directamente de la expresión de Kennicutt (5.2) y de la luminosidad $H\alpha$ corregida de extinción (se muestran en el apartado 7. *Propiedades físicas*).

5.1. Diagrama de Madau

Como podemos ver en la figura 5.1 el resultado de este trabajo se encuentra en la tendencia mostrada por otros estudios. Sigue el crecimiento lineal desde el Universo local hasta $z \sim 1$, en particular el marcado en línea gruesa para los otros estudios en línea $H\alpha$ de la UCM.

Sin embargo, aún siendo un resultado fiable podemos tratar de examinar las carencias y ver cómo podemos aumentar la robustez del estudio en el futuro. En primer lugar el pequeño área de nuestras observaciones nos lleva a detectar un número menor de objetos que otros estudios similares (Pascual 2005, Villar et al. 2008). Nuestros objetos son débiles y permiten trazar la parte más plana de la LF, pero no tenemos suficientes en la zona de la caída, que es la que marca los valores L^* y ϕ^* . En segundo lugar, la galaxia de mayor luminosidad del estudio tiene una extrema influencia en los valores L^* y ϕ^* (en la sección siguiente veremos las características de este objeto), siendo necesario realizar un estudio más detallado del mismo para precisar su situación en la LF y de esta forma mejorar la robustez de nuestra SFRd.

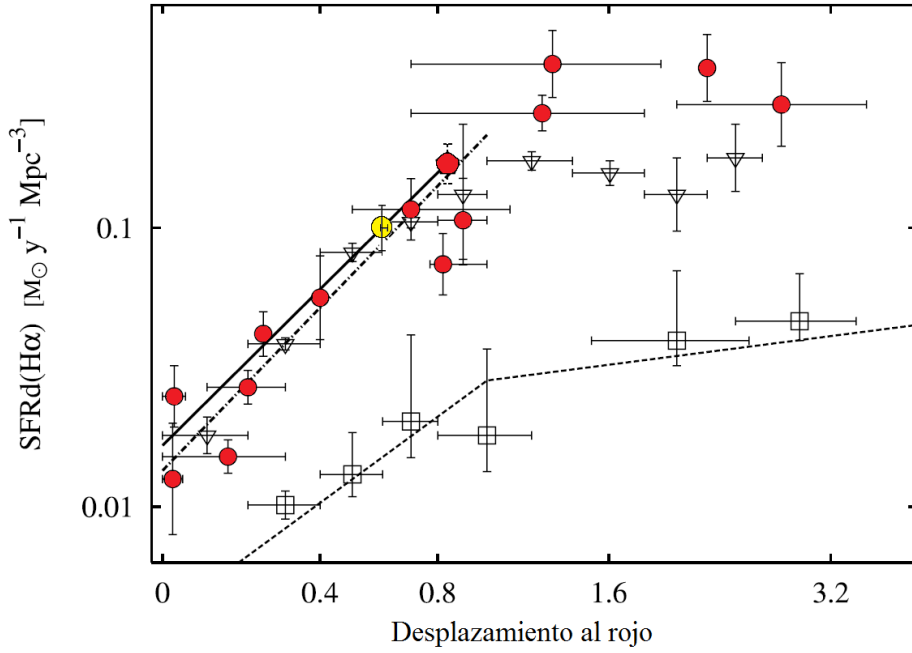


Figura 5.1. (Adaptación del diagrama de Lilly-Madau extraído de la tesis doctoral de Víctor Villar (2010)). Evolución de la SFRd con el desplazamiento al rojo para estimaciones basadas en H α , IR y FUV. El círculo amarillo es el resultado de este trabajo. Otras medidas H α (círculos) corresponden a Gallego et al. (1995), Pérez-González et al. (2003b), Sullivan et al. (2000), Pascual (2005), Villar (2008), Tresse & Maddox (1998), Tresse et al. (2002), Doherty et al. (2006), Glazebrook et al. (1999), Yan et al. (1999), Hopkins et al. (2000), Moorwood et al. (2000), Pettini et al. (2001). Las medidas IR (Pérez-González et al. 2005) se representan como triángulos y las estimaciones en el FUV (Schiminovich et al. 2005) como cuadrados. La línea de evolución derivada se muestra a través de una línea gruesa para H α , de una línea discontinua para el FUV y de una línea a trazos-puntos para el IR.

6. Estudio morfológico

A través de la base de datos de exploraciones cosmológicas de la UCM *Rainbow* (Pérez-González et al. 2008) disponemos de datos e imágenes para nuestra muestra de galaxias del campo GOODS-S.

Empleamos las imágenes de la cámara ACS del telescopio espacial Hubble (HST) para crear imágenes RGB (del inglés Red Green Blue). En la siguiente tabla mostramos las asignaciones color/filtro junto con las longitudes de onda en las que observamos con cada filtro (λ_{obs}) y su correspondencia en reposo a $z = 0.61$ (λ_{rf}).

Color	Filtro	λ_{obs} [nm]	λ_{rf} [nm]
Azul	B (FW435)	435	270
Verde	V (FW606)	606	376
Rojo	z (FW850)	850	528

En reposo estamos observando en el intervalo espectral de las bandas NUV, B y V. Por lo tanto trazamos regiones asociadas a formación estelar, poblaciones jóvenes, con B y V (colores azul y verde en las imágenes). El filtro z (color rojo en las imágenes) nos muestra una

población más evolucionada. La acción combinada de los tres filtros nos traza tanto las zonas de formación estelar intensa como regiones más evolucionadas y podemos avanzar una clasificación morfológica de los objetos de nuestra muestra. Esta clasificación ha sido consensuada con el Dr. Jesús Gallego Maestro. Las imágenes de todas las galaxias se recogen en el *Apéndice*.

Hemos clasificado las galaxias en:

- Espirales + regiones HII. Incluye las galaxias espirales en las que observamos zonas HII asociadas a formación estelar intensa en azul.
- Disk galaxies. Aquellas que presentan disco, pero no muestran estructura espiral.
- Irregulares. Galaxias con morfología irregular.
- BCD (del inglés Blue Compact Dwarf). Galaxias compactas y azules de tipo elipsoidal con mucho gas y formación estelar reciente.
- Dudosos. Incluimos aquellos objetos que muestran una señal demasiado débil y que no se distinguen prácticamente del fondo de la imagen. Sus SED presentan anomalías y dan lugar a desplazamientos al rojo fotométricos poco fiables y alejados de 0.61.

De los 46 objetos seleccionados 3 de ellos quedan fuera del estudio:

HAWKI0001494. Su SED nos muestra un desplazamiento al rojo fotométrico de 2.12, por lo tanto concluimos que se trata de un emisor $[OII]\lambda 3727 \text{ \AA}$ a $z=2$. La incluimos en BCD por su morfología, pero queda fuera de cálculos y gráficos.

HAWKI0004676. Se trata de una estrella por lo que queda fuera del estudio morfológico.

HAWKI0003148. Sin observaciones de HST queda fuera del estudio morfológico. El objeto más luminoso de la muestra y que nos marca en gran medida el comportamiento de la LF. Presenta la mayor $SFR(H\alpha)=671.3 \cdot 10^{40} \text{ erg s}^{-1}$ y la mayor extinción $A(H\alpha)=5.37 \text{ mag}$. Sería necesario estudiarlo en mayor profundidad en el futuro.

Para los 43 objetos restantes obtenemos la siguiente distribución:

Categoría	Número
Espirales + regiones HII	6(14%)
Disk galaxies	5(12%)
Irregulares	13(30%)
BCD	8(19%)
Dudosos	11(25%)

Podemos unificar las dos primeras categorías en *Discos*, considerar las *BCD* dentro de las *Irregulares* y no tener en cuenta la categoría *Dudosos*. En ese caso el 34% de las galaxias de nuestra muestra son *Discos* y el 66% *Irregulares*.

A continuación calculamos los valores medios y dispersiones de los principales parámetros físicos de estas galaxias (recogidos para cada objeto individualmente en la tabla de la siguiente sección 7.*Propiedades físicas*).

Categoría	EW (Å)	L(H α) [10 ⁴⁰ erg s ⁻¹]	A(H α) [mag]	SFR(H α) [M $_{\odot}$ yr ⁻¹]	Masa [log(M $_{\odot}$)]	Diámetro [kpc]
Espirales + regiones HII	44 ± 26	21 ± 17	0.43 ± 0.36	1.6 ± 1.3	10.14 ± 0.60	17.7 ± 4.7
Disk galaxies	33 ± 26	3.3 ± 3.1	0.44 ± 0.36	0.26 ± 0.24	9.12 ± 0.36	13.3 ± 4.6
Irregulares	56 ± 50	1.8 ± 1.7	1.07 ± 0.89	0.14 ± 0.13	8.76 ± 0.77	8.9 ± 2.0
BCD	231 ± 330	3.1 ± 3.6	1.03 ± 0.45	0.24 ± 0.28	7.84 ± 0.57	8.15 ± 0.13
Dudosos	772 ± 1600	6.1 ± 9.1	1.7 ± 1.2	0.48 ± 0.72	9.3 ± 1.5	8 ± 0

Luminosidad y SFR corregidas de extinción

Podemos observar para esta muestra que las galaxias *Espirales + regiones HII* son las más grandes y masivas con una mayor SFR. Las *Disk galaxies* son algo más pequeñas que las anteriores y tienen una SFR más baja. Las BCD son galaxias muy compactas y poco masivas, sin embargo tienen una SFR elevada para su tamaño, mucho mayor que para las irregulares y muy similar a las *Disk galaxies* que son mucho más grandes y masivas. En cuanto a los objetos de la categoría *Dudosos* presentan resultados poco fiables con dispersiones mucho mayores que el resto de categorías, además los diámetros no están bien determinados, para todos ellos obtenemos el mismo valor de 8 kpc (de ahí el error 0). Por otra parte, vemos que las categorías que unificamos como *Discos e Irregulares* presentan extinciones similares, en el caso de *Irregulares* ocurre también con los diámetros.

Seguidamente presentamos histogramas por categorías de EW, log L(H α) y A(H α) (figura 6.1)

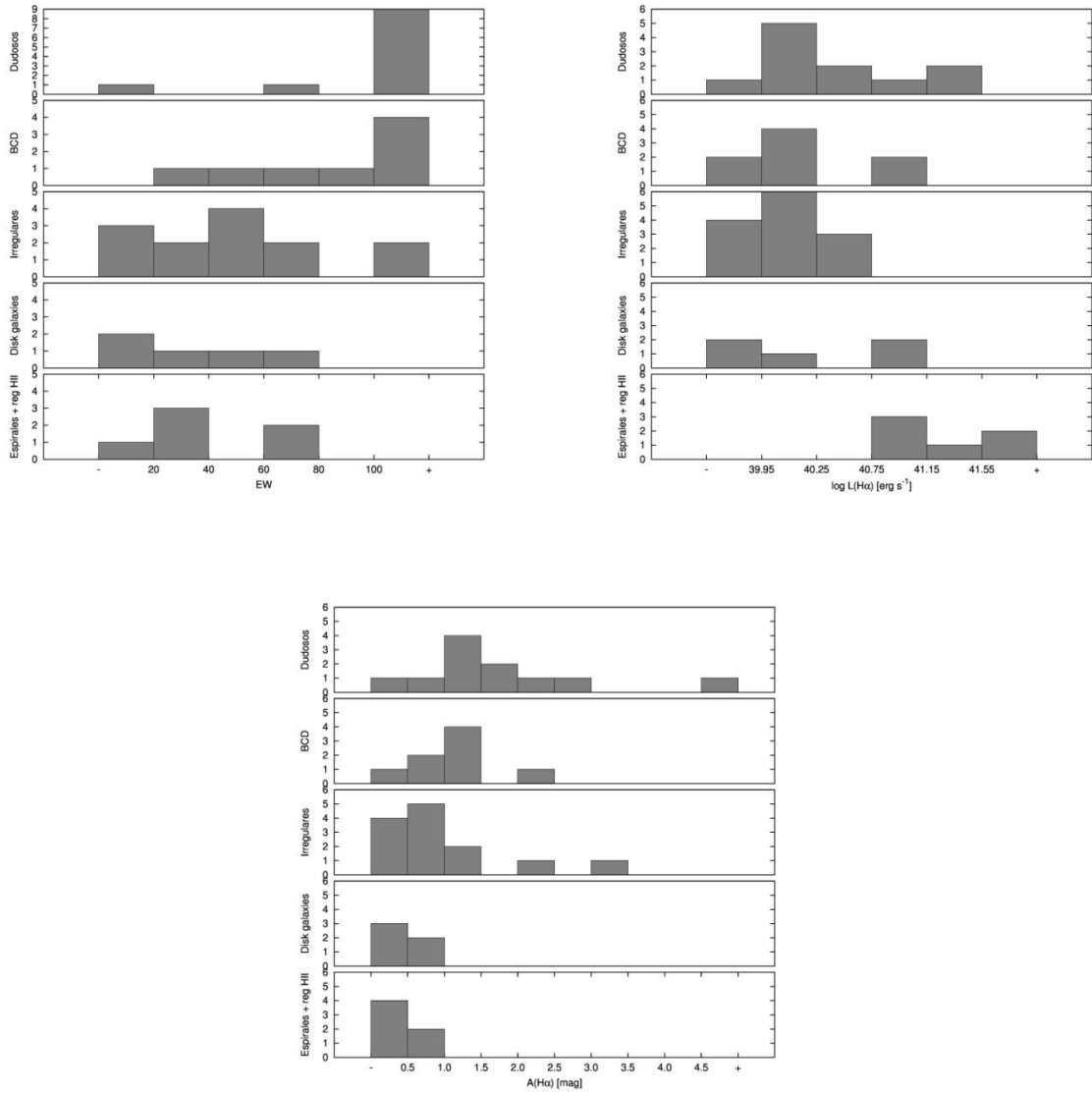


Figura 6.1. Histogramas por categorías de EW, $\log L(H\alpha)$ y $A(H\alpha)$

Las mayores EW las encontramos en las galaxias *BCD* e *Irregulares*, con una gran dispersión. Las luminosidades (SFR) más altas las vemos en los *Discos* como hemos comentado anteriormente. En cuanto a la extinción en $H\alpha$, los mayores valores los encontramos en las galaxias *Irregulares* y *BCD*, próximos a la media, aunque son los objetos de la categoría *Dudosos* los que tienen mayor influencia en el valor medio de 1.18 mag.

Estos resultados nos llevan a la conclusión de que las galaxias BCD y las irregulares son las que forman más estrellas en términos relativos a su masa. Para ilustrar esto calculamos la tasa de formación estelar específica sSFR (del inglés specific Star Formation Rate), que es la SFR por unidad de masa.

Categoría	sSFR(H α) [Gyr ⁻¹]
Espirales + regiones HII	0.12
Disk galaxies	0.20
Irregulares	0.24
BCD	3.47
Dudosos	0.24

Las BCD tienen una sSFR mucho mayor que el resto.

7. Propiedades físicas

En esta sección incluimos una tabla con las principales magnitudes físicas que calculamos a lo largo del trabajo para cada una de las galaxias de la muestra.

Por columnas: (1) Identificador. (2) Magnitud sintética en reposo FUV en magnitudes obtenida de la base de datos *Rainbow*. Error de 0.2 mag. (3) Magnitud sintética en reposo NUV en magnitudes obtenida de la base de datos *Rainbow*. Error de 0.2 mag. (4) Luminosidad en el IR (8-1000 μ m) en log(L $_{\odot}$) obtenida de la base de datos *Rainbow*. (5) Extinción en la línea H α en magnitudes calculada como hemos explicado en la sección 3.3 *Extinción*. (6) Luminosidad H α corregida de extinción en 10⁴⁰ erg s⁻¹. (7) Tasa de formación estelar H α corregida de extinción en M $_{\odot}$ yr⁻¹. (8) Masa estelar en log(M $_{\odot}$). (9) Diámetro en kpc obtenido a partir de la información del diámetro de Kron en *Rainbow*. (10) Clasificación morfológica según las categorías presentadas en la sección anterior.

Indicar que para aquellos objetos para los que no disponemos de magnitudes sintéticas FUV/NUV hemos utilizado como extinción en H α el valor medio de la muestra A(H α)=1.18 mag.

Identificador	FUV [mag]	NUV [mag]	LIR [$\log(L_{\odot})$]	A(H α) [mag]	L(H α) [10^{40} erg s $^{-1}$]	SFR(H α) [M_{\odot} yr $^{-1}$]	Masa [$\log(M_{\odot})$]	Diámetro [kpc]	Clasificación morfológica
HAWKI0000310	24.74	24.26	10.23 ± 0.26	0.34 ± 0.19	7.3 ± 1.3	0.58 ± 0.10	9.16 ± 0.07	11.9	Disk galaxies
HAWKI0000521	25.44	24.33	10.61 ± 0.04	0.87 ± 0.08	15.0 ± 1.4	1.18 ± 0.11	10.12 ± 0.04	16.1	Espirales + reg HII
HAWKI0000620	26.47	26.18	10.30 ± 0.07	0.96 ± 0.10	1.3 ± 0.8	0.10 ± 0.07	8.42 ± 0.09	8.1	Irregulares
HAWKI0000670	23.36	22.96	10.25 ± 0.27	0.04 ± 0.13	8.8 ± 1.1	0.69 ± 0.09	9.50 ± 0.06	16.2	Espirales + reg HII
HAWKI0000675	25.87	25.88	9.91 ± 0.11	0.44 ± 0.10	0.7 ± 0.5	0.05 ± 0.04	7.44 ± 0.15	8.4	BCD
HAWKI0000694	26.39	26.24	13.47 ± 0.13	4.67 ± 0.19	30.6 ± 8.2	2.42 ± 0.64	10.14 ± 0.20	8.1	Dudosos
HAWKI0000770	26.00	25.99	10.27 ± 0.09	0.76 ± 0.10	2.4 ± 0.7	0.19 ± 0.05	8.80 ± 0.15	8.1	Irregulares
HAWKI0000773	-	-	11.43 ± 0.07	1.18 ± 0.13	1.1 ± 0.8	0.09 ± 0.06	-	8.1	Dudosos
HAWKI0000783	22.72	22.18	10.93 ± 0.05	0.27 ± 0.06	6.9 ± 0.6	0.55 ± 0.05	10.75 ± 0.07	25.0	Espirales + reg HII
HAWKI0000850	-	-	11.39 ± 0.09	1.18 ± 0.13	1.0 ± 0.9	0.08 ± 0.07	-	8.1	BCD
HAWKI0000899	27.05	26.54	10.07 ± 0.05	0.96 ± 0.09	0.8 ± 1.0	0.07 ± 0.08	9.46 ± 0.21	8.1	Disk galaxies
HAWKI0000971	27.47	27.06	10.66 ± 0.07	1.73 ± 0.11	2.5 ± 1.3	0.20 ± 0.10	7.59 ± 0.19	8.1	Dudosos
HAWKI0001000	25.68	25.64	10.31 ± 0.09	0.69 ± 0.10	0.7 ± 0.5	0.05 ± 0.04	7.58 ± 0.15	8.3	BCD
HAWKI0001111	-	-	10.21 ± 0.31	1.18 ± 0.13	2.2 ± 0.9	0.18 ± 0.07	-	14.3	Irregulares
HAWKI0001134	26.93	26.85	9.51 ± 0.28	0.46 ± 0.21	0.5 ± 0.5	0.04 ± 0.04	8.61 ± 0.22	8.1	Irregulares
HAWKI0001293	-	-	10.38 ± 0.06	1.18 ± 0.13	6.0 ± 1.3	0.47 ± 0.10	-	8.1	BCD
HAWKI0001413	26.65	26.74	10.91 ± 0.12	1.64 ± 0.15	1.3 ± 1.1	0.10 ± 0.09	8.12 ± 0.35	8.1	Dudosos
HAWKI0001494	27.55	26.72	11.45 ± 0.06	2.69 ± 0.13	17.2 ± 3.9	1.36 ± 0.31	11.15 ± 0.39	10.4	BCD
HAWKI0001733	26.35	26.14	11.28 ± 0.16	1.92 ± 0.20	10.9 ± 3.0	0.86 ± 0.24	8.84 ± 0.18	8.1	BCD
HAWKI0001793	25.83	25.53	-	0.59 ± 0.41	1.0 ± 0.5	0.08 ± 0.04	10.09 ± 1.41	8.1	Dudosos
HAWKI0001810	27.59	27.15	11.61 ± 0.09	2.91 ± 0.15	4.6 ± 3.2	0.36 ± 0.25	9.13 ± 0.46	8.1	Dudosos
HAWKI0001834	22.88	22.65	10.76 ± 0.04	0.20 ± 0.05	9.1 ± 0.7	0.72 ± 0.06	10.45 ± 0.04	21.5	Espirales + reg HII
HAWKI0001845	27.63	27.63	10.30 ± 0.06	1.41 ± 0.10	1.8 ± 0.9	0.14 ± 0.07	8.23 ± 0.19	8.1	Irregulares
HAWKI0001856	26.98	26.68	9.94 ± 0.12	0.82 ± 0.12	0.6 ± 0.7	0.05 ± 0.05	7.76 ± 0.11	8.1	Irregulares
HAWKI0001993	25.63	25.31	9.98 ± 0.08	0.42 ± 0.08	1.8 ± 0.5	0.14 ± 0.04	8.70 ± 0.08	8.1	Irregulares
HAWKI0001996	26.78	26.67	10.27 ± 0.09	1.04 ± 0.11	0.7 ± 0.7	0.05 ± 0.06	8.92 ± 0.15	8.1	Dudosos
HAWKI0002176	27.42	26.27	11.28 ± 0.14	2.41 ± 0.19	2.5 ± 2.7	0.20 ± 0.22	10.34 ± 0.14	8.1	Irregulares
HAWKI0002189	26.11	26.06	10.16 ± 0.11	0.71 ± 0.11	1.4 ± 0.7	0.11 ± 0.05	7.70 ± 0.11	8.1	Irregulares
HAWKI0002353	25.68	25.36	12.72 ± 0.04	3.34 ± 0.11	6.9 ± 7.1	0.54 ± 0.56	9.87 ± 0.11	8.2	Irregulares
HAWKI0002795	24.61	24.22	10.20 ± 0.05	0.28 ± 0.06	6.0 ± 0.6	0.47 ± 0.05	8.84 ± 0.08	10.4	Disk galaxies
HAWKI0002871	24.61	24.06	10.25 ± 0.11	0.33 ± 0.09	0.7 ± 0.5	0.05 ± 0.04	9.16 ± 0.12	12.5	Irregulares
HAWKI0003083	26.55	26.19	10.30 ± 0.07	0.99 ± 0.10	1.0 ± 0.9	0.08 ± 0.07	8.46 ± 0.15	8.1	Irregulares
HAWKI0003148	34.16	29.97	10.92 ± 0.05	5.37 ± 0.12	671.3 ± 87.7	53.04 ± 6.93	9.61 ± 0.68	8.1	No HST
HAWKI0003151	28.69	27.62	10.53 ± 0.08	2.13 ± 0.13	6.7 ± 2.3	0.53 ± 0.18	8.00 ± 0.37	8.1	Dudosos
HAWKI0003255	23.28	22.61	10.75 ± 0.02	0.30 ± 0.05	38.9 ± 2.0	3.07 ± 0.16	9.34 ± 0.05	12.1	Espirales + reg HII
HAWKI0003342	26.86	26.87	10.27 ± 0.09	1.07 ± 0.11	1.8 ± 0.4	0.14 ± 0.03	7.62 ± 0.17	8.1	BCD
HAWKI0003345	24.17	23.06	11.14 ± 0.06	0.87 ± 0.09	45.7 ± 3.8	3.61 ± 0.30	10.65 ± 0.04	15.7	Espirales + reg HII
HAWKI0003361	18.80	18.34	12.49 ± 0.12	0.27 ± 0.09	14.4 ± 1.3	1.14 ± 0.10	12.60 ± 0.35	8.1	Dudosos
HAWKI0003578	27.39	27.06	10.35 ± 0.09	1.36 ± 0.12	1.8 ± 0.9	0.14 ± 0.07	8.35 ± 0.31	8.1	Dudosos
HAWKI0003606	26.57	25.84	-	1.15 ± 0.36	2.0 ± 0.7	0.16 ± 0.06	9.63 ± 0.15	8.1	Dudosos
HAWKI0004063	24.37	24.03	9.78 ± 0.25	0.01 ± 0.12	0.8 ± 0.4	0.07 ± 0.03	8.67 ± 0.08	16.7	Disk galaxies
HAWKI0004281	25.57	25.07	10.27 ± 0.21	0.61 ± 0.18	1.7 ± 0.7	0.13 ± 0.06	9.46 ± 0.12	19.3	Disk galaxies
HAWKI0004340	26.72	26.58	10.28 ± 0.08	1.03 ± 0.11	1.5 ± 0.9	0.12 ± 0.07	7.38 ± 0.15	8.1	BCD
HAWKI0004500	26.13	26.14	10.13 ± 0.11	0.69 ± 0.11	2.1 ± 0.7	0.17 ± 0.06	8.20 ± 0.16	8.1	BCD
HAWKI0004594	23.20	23.22	10.54 ± 0.04	0.15 ± 0.05	0.6 ± 0.5	0.05 ± 0.04	9.03 ± 0.12	8.2	Irregulares
HAWKI0004679	26.16	25.62	10.23 ± 0.09	0.78 ± 0.11	4.5 ± 0.8	0.35 ± 0.07	-	8.1	Estrellas

8. Resultados y conclusiones

En este trabajo hemos estudiado una muestra de 46 galaxias con emisión en la línea $H\alpha$ a $z=0.61$ detectadas con el instrumento HAWK-I del telescopio VLT. El objetivo principal consistía en la determinación de la densidad de tasa de formación estelar del Universo a ese desplazamiento al rojo.

En primer lugar hemos obtenido la función de luminosidad observada, es decir, sin corregir de extinción. Los parámetros resultantes del ajuste a una función de Schechter son: $\phi^* = 10^{-2.35 \pm 0.08} \text{ Mpc}^{-3}$, $L^* = 10^{41.31 \pm 0.15} \text{ erg s}^{-1}$. No es posible ajustar los tres parámetros de modo que fijamos $\alpha = -1.3$.

Hemos determinado la extinción individual para cada galaxia. Los valores varían entre 0.04 mag y 5.37 mag. La extinción media de la muestra es 1.18 mag, indicando junto con otros estudios un crecimiento conforme aumenta el desplazamiento al rojo.

Calculamos la función de luminosidad corregida de extinción. En este caso los parámetros de Schechter son: $\phi^* = 10^{-2.88 \pm 0.08} \text{ Mpc}^{-3}$, $L^* = 10^{42.87 \pm 0.14} \text{ erg s}^{-1}$. Nuevamente fijamos $\alpha = -1.3$.

El volumen cubierto por nuestra exploración es pequeño en comparación con estudios similares, lo que nos lleva a detectar un menor número de galaxias y a tener una carencia sistemática de objetos conforme crece la luminosidad de la línea $H\alpha$, pues estos emisores tienen una menor densidad. Esto provoca que no podamos trazar la caída de la función de luminosidad. Sin embargo, el estudio es mucho más profundo que otras exploraciones y podemos trazar la parte débil de la función de luminosidad y determinar un valor de $\alpha = -1.52 \pm 0.04$.

La densidad de tasa de formación estelar derivada de la función de luminosidad corregida de extinción es $\text{SFRd} = 0.10 \pm 0.02 \text{ M}_\odot \text{ yr}^{-1} \text{ Mpc}^{-3}$. Concluimos que este resultado confirma el crecimiento desde el Universo local hasta $z \sim 1$.

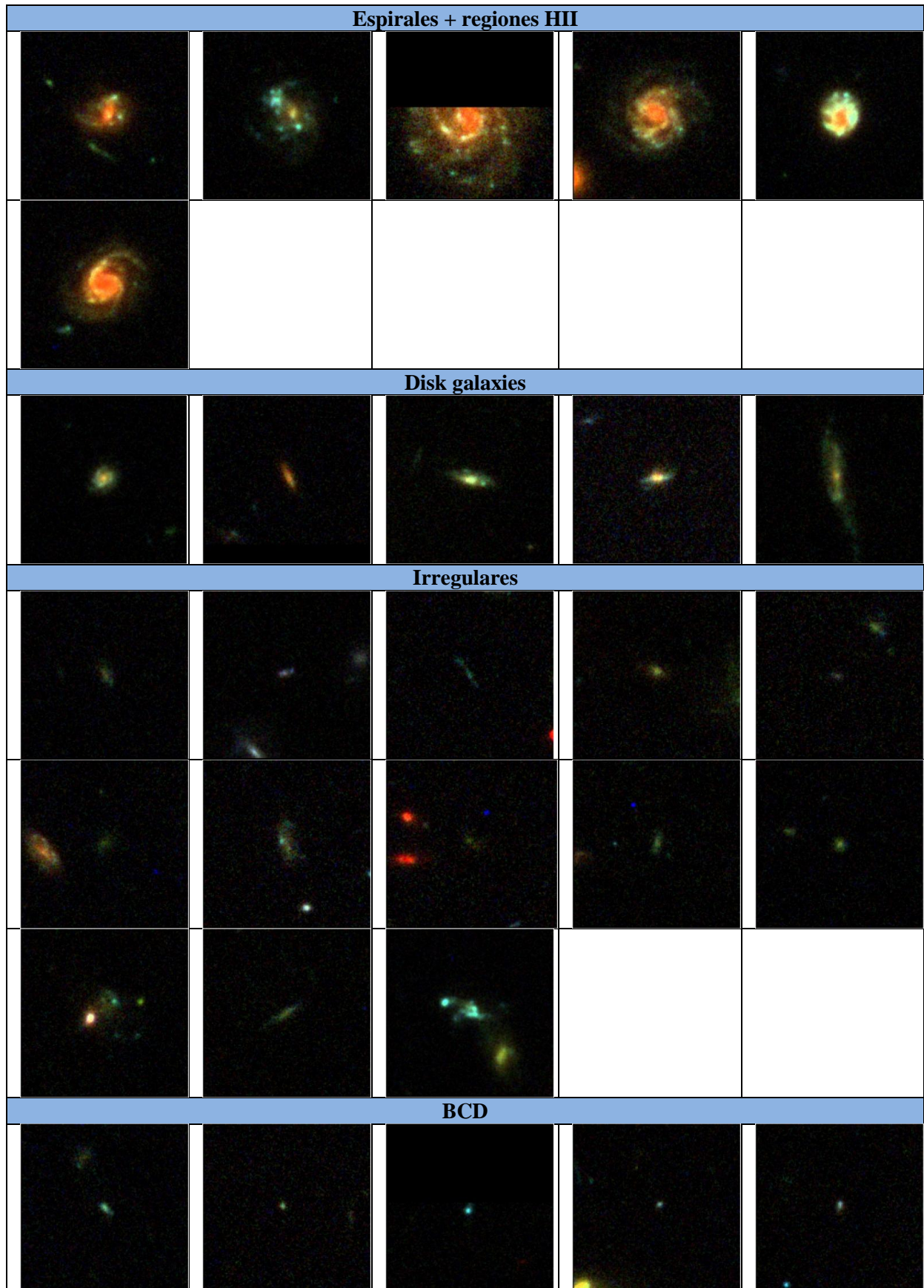
Hemos obtenido imágenes RGB a partir de las observaciones de la cámara ACS de HST para clasificar morfológicamente las galaxias de nuestra muestra. El 34% son galaxias que presentan disco, el 41% tienen una morfología irregular, mientras que el 25% son BCD.

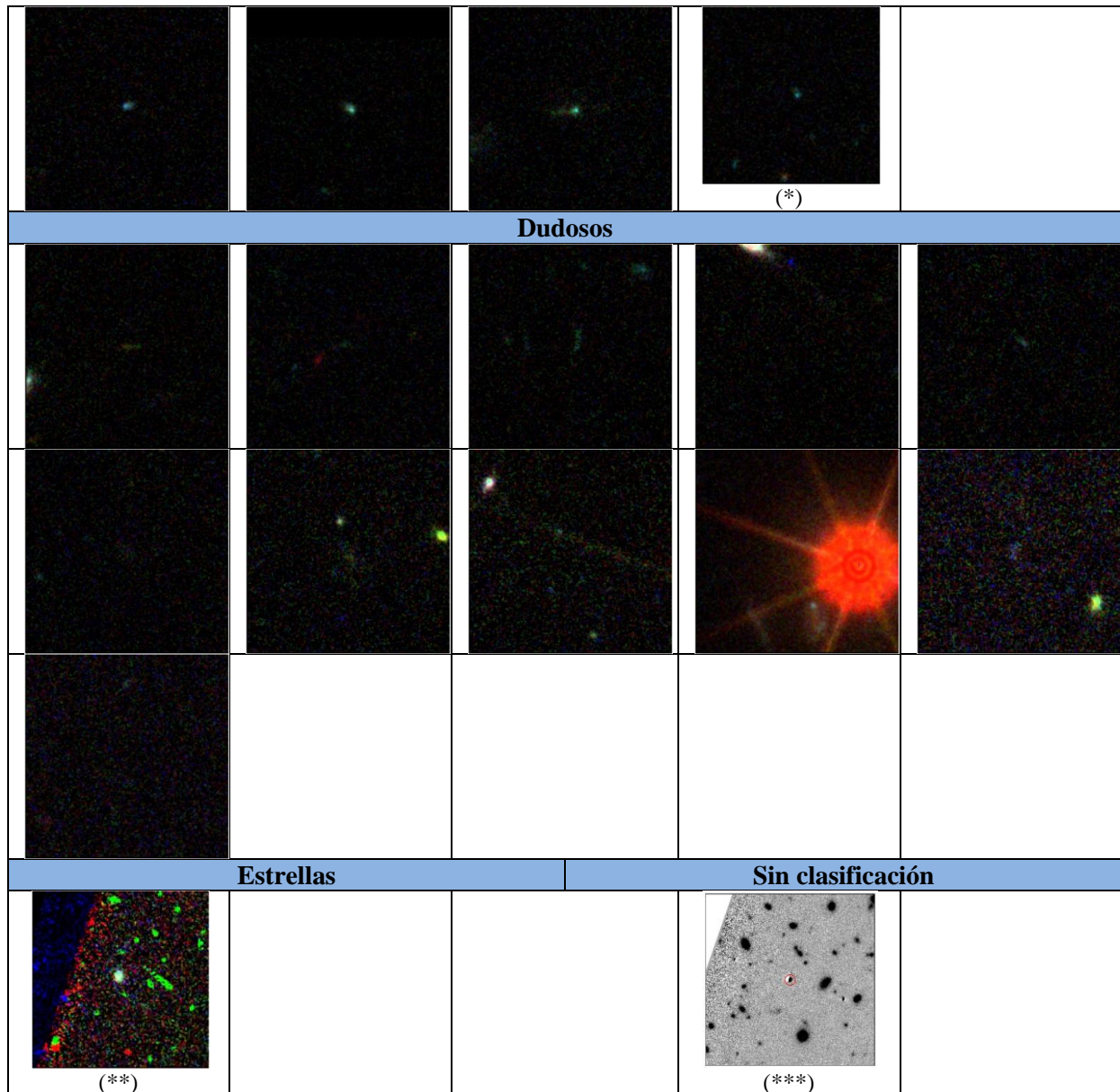
Finalmente hemos determinado valores medios y dispersiones de los principales parámetros físicos en función de las categorías de nuestra clasificación, lo que nos lleva a las siguientes conclusiones: las galaxias con discos son las que más contribuyen a la tasa de formación estelar. Sin embargo, son las BCD e irregulares las que tienen una mayor anchura equivalente y extinción en $H\alpha$, por lo que en términos relativos a la masa de cada galaxia serían las que tienen una mayor contribución a la SFR.

9. Bibliografía

- Buat, V., Iglesias-Páramo, J., Seibert, M., et al. 2005, ApJL, 619, L51
- Calzetti, D., Armus, L., Bohlin, R. C., et al. 2000, ApJ, 533, 682
- Clément, B., et al. 2012, A&A, 538, 66
- Doherty, M., Bunker, A., Sharp, R., et al. 2006, MNRAS, 370, 331
- Gallego, J., Zamorano, J., Aragon-Salamanca, A., & Rego, M. 1995, ApJL, 455, L1+
- Gallego, J., Zamorano, J., Rego, M., & Vitores, A. G. 1997, ApJ, 475, 502
- Geach, J. E., Smail, I., Best, P.N., et al. 2008, MNRAS, 388, 1473
- Glazebrook, K., Blake, C., Economou, F., Lilly, S., & Colless, M. 1999, MNRAS, 306, 843
- Gunawardhana, M. L. P., et al. 2013, arXiv:1305.5308 [astro-ph.CO]
- Hopkins, A. M., Connolly, A. J., & Szalay, A. S. 2000, AJ, 120, 2843
- Hopkins, A. M., & Beacom, J. F. 2006, ApJ, 651, 142
- Kantowski, R., Kao, J. K., Thomas, R. C. 2000, ApJ, 545, 549
- Kennicutt, Jr., R. C. 1998, ARA&A, 36, 189
- Madau, P., Ferguson, H. C., Dickinson, M. E., et al. 1996, MNRAS, 283, 1388
- Moorwood, A. F. M., van der Werf, P. P., Cuby, J. G., & Oliva, E. 2000, A&A, 362, 9
- Muñoz-Mateos, J. C., et al. 2009, arXiv:0909.2658 [astro-ph.CO]
- Pascual, S., Gallego, J., Aragón-Salamanca, A., & Zamorano, J. 2001, A&A, 379, 798
- Pascual, S. 2005, PASP, 117, 120
- Pascual, S., Gallego, J., & Zamorano, J. 2007, PASP, 119, 30
- Pascual, S. 2004, PhD thesis, Universidad Complutense de Madrid
- Pérez-González, P. G., Zamorano, J., Gallego, J., Aragón-Salamanca, A., & Gil de Paz, A. 2003b, ApJ, 591, 827
- Pérez-González, P. G., Rieke, G. H., Egami, E., et al. 2005, ApJ, 630, 82
- Pérez-González, P. G., Rieke, G. H., Villar, V., et al. 2008, ApJ, 675, 234
- Pettini, M., Shapley, A. E., Steidel, C. C., et al. 2001, ApJ, 554, 981
- Schechter, P. 1976, ApJ, 203, 297
- Schiminovich, D., Ilbert, O., Arnouts, S., et al. 2005, ApJL, 619, L47
- Schlafly, E. F., & Finkbeiner, D. P. 2011, ApJ, 737, 103
- Schmidt, M. 1968, ApJ, 151, 393
- Sobral, D., Best, P.N., Matsuda, Y., et al. 2012, MNRAS, 420, 1926
- Sullivan, M., Treyer, M. A., Ellis, R. S., et al. 2000, MNRAS, 312, 442
- Tresse, L. & Maddox, S. J. 1998, ApJ, 495, 691
- Tresse, L., Maddox, S. J., Le Fèvre, O., & Cuby, J.-G. 2002, MNRAS, 337, 369
- Villar, V., Gallego, J., Pérez-González, P. G., et al. 2008, ApJ, 677, 169
- Villar, V. 2010, PhD thesis, Universidad Complutense de Madrid
- Yan, L., McCarthy, P. J., Freudling, W., et al. 1999, ApJL, 519, L47
- H. Mo, F. van den Bosch & S. White. *Galaxy Formation and Evolution*. ISBN 978-0-521-85793-2
- Rainbow*. Base de datos de exploraciones cosmológicas de la UCM (P.G Pérez-González & G. Barro) (Pérez-González et al., 2008)
- Calculadora cosmológica Edward L. Wright (<http://www.astro.ucla.edu/~wright/CosmoCalc.html>)

- Apéndice: clasificación morfológica/imágenes RGB





Las imágenes tienen un tamaño de $5'' \times 5''$ ($34 \text{ kpc} \times 34 \text{ kpc}$), con la orientación Norte-arriba, Sur-abajo, Este-izquierda, Oeste-derecha.

(*) Emisor $[\text{OII}]\lambda 3727 \text{ \AA}$ a $z=2$. No se incluye en los cálculos y gráficos

(**) Objeto confirmado como estrella. No se incluye en los cálculos y gráficos

(***) No observado por HST (se presenta imagen en filtro estrecho). No se incluye en el estudio morfológico