



INSTITUTO POLITÉCNICO NACIONAL



ESCUELA SUPERIOR DE FÍSICA Y MATEMÁTICAS

**“FUNCIÓN DE LUMINOSIDAD Y TASAS DE FORMACIÓN
ESTELAR EN GALAXIAS ESPIRALES ENANAS”**

TESIS

**QUE PARA OBTENER EL GRADO DE
LICENCIADO EN FÍSICA Y MATEMÁTICAS**

PRESENTA

JONNATHAN REYES PÉREZ

ASESOR DE TESIS

DRA. ANA MARÍA HIDALGO GÁMEZ

19 DE MAYO DE 2009

AGRADECIMIENTOS

A mi madre Amelia Pérez Camargo y a mi padre Pedro Reyes Ramos de quienes aprendí a perseverar en mis proyectos, a resistir las caídas y cómo realizar mis deseos. Gracias por estar siempre presentes y apoyarme. Los amo.

À mon fiston Josué Israel. Desde tu nacimiento tengo cada día más razones para intentar estar más cerca de las estrellas. *Que la force soit avec nous.*

A la Dra. Ana María Hidalgo Gámez por enseñarme a caminar en el mundo de la astronomía y por darme la oportunidad de aprender y trabajar a su lado, de otro modo, este trabajo y otros sueños no habrían sido posibles.

A Israel Reyes. Tú me iniciaste en el proceso del razonamiento para obtener las respuestas a mis preguntas, gracias por hacer nacer mi curiosidad.

A César Reyes, mi hermano de gran corazón. Me mostraste con el ejemplo que la paciencia es indispensable para volver realidad los sueños, gracias.

A Gladys Reyes. No imagino mi vida sin tus enseñanzas sobre cómo desarrollar y utilizar la imaginación, gracias por recordarme siempre que los sueños pueden ser más que sueños.

A Osvaldo Reyes por enseñarme que el intenso y duro trabajo es el único medio para la concretización de las metas.

A mi amiga Mónica Sánchez por sus acertados comentarios y consejos. Tu ayuda me ha sido indispensable para sobrevivir en el mundo de la astronomía.

Al M en C. Mario Pacheco por haber sido mi guía desde el inicio de la licenciatura hasta su conclusión.

A la Dra. Isaura Fuentes, al M en C. José Calderón y al Dr. Héctor Castañeda por sus valiosas sugerencias en la realización de este trabajo.

ÍNDICE

CAPÍTULO 1

INTRODUCCIÓN

	Pág.
1.1 Preliminares	8
1.2 Conceptos fotométricos	9
1.2.1 Intensidad, flujo y brillo superficial	9
1.2.2 Magnitud aparente y magnitud absoluta	10
1.2.3 Extinción	11
1.3 Radiación emitida por átomos	13
1.3.1 Excitación y recombinación	13
1.3.2 Series espectrales del átomo de hidrógeno	14
1.4 Galaxias	16
1.4.1 Secuencia de Hubble	16
1.4.2 Galaxias irregulares	17
1.4.3 Galaxias espirales	18
1.4.3.1 Galaxias espirales enanas	21
1.5 Composición del medio interestelar	21
1.5.1 Regiones HII	22
1.5.2 Procesos de emisión en una región HII	25
1.6 Formación estelar	27

	Pág.
1.7 Función de luminosidad de regiones HII	29
1.8 Objetivo de la tesis	33

CAPÍTULO 2

OBTENCIÓN Y ANÁLISIS DE DATOS

2.1 Descripción de la muestra	34
2.2 Adquisición y reducción de datos	37
2.3 Descripción de las imágenes	39
2.4 Análisis de datos	39
2.4.1 Detección de regiones HII y medición de flujos H_{α}	39
2.4.2 Corrección de los flujos H_{α}	40
2.4.3 Obtención de la luminosidad H_{α}	42

CAPÍTULO 3

LA FUNCIÓN DE LUMINOSIDAD DE REGIONES HII EN GALAXIAS ESPIRALES ENANAS

3.1 Construcción de la función de luminosidad	51
3.2 La función de luminosidad de galaxias espirales enanas	55
3.2.1 La función de luminosidad de UGC 11820	57
3.2.2 La función de luminosidad de UGC 6205	59

	Pág.
3.2.3 La función de luminosidad de UGC 6304	60
3.2.4 La función de luminosidad de UGC 891	61
3.2.5 La función de luminosidad de UGC 5296	63
3.3 Comparación con otros resultados	64
3.4 La función de luminosidad acumulativa y compuesta	66
3.5 Normalización por metalicidad	77
CAPÍTULO 4	
FORMACIÓN ESTELAR EN GALAXIAS ESPIRALES ENANAS	
4.1 Tasa de formación estelar en galaxias espirales enanas	81
4.2 Tiempo de formación	82
4.3 Tiempo restante de formación	84
4.4 Historia de la formación estelar	84
4.5 Formación estelar y la metalicidad de regiones HII	86
4.6 Formación estelar y la dinámica galáctica	88
CONCLUSIONES	94
REFERENCIAS	95

CAPÍTULO 1

INTRODUCCIÓN

1.1. PRELIMINARES

La astronomía tiene una larga historia. En ella desfilan grandes nombres, entre muchos otros podemos nombrar a Copérnico, Galileo, Brahe, Messier, Herschel quienes dedicaron la mayor parte de su vida a explicar los movimientos aparentes de los astros y a catalogarlos según su apariencia y posición en el cielo.

Es a finales del siglo XIX y principios del siglo XX que la astronomía, al igual que otras ciencias, tiene un desarrollo exponencial, esclareciendo temas antes propuestos tales como el origen de la fuente de energía solar, la estructura de la Vía Láctea y la posición del Sol dentro de ella, y estableciendo que nuestra galaxia no es más que un sistema semejante a muchos más en el Universo. Por otro lado, comienzan problemas tales como determinar las causas que dieron origen al Universo o establecer la naturaleza de los hoyos negros y explicar sus interacciones con el medio que los rodea.

En el siglo XX la astronomía ha realizado y comprobado observacionalmente algunos aspectos teóricos que van desde la formación estelar dentro de nubes moleculares hasta la naturaleza y detección de la radiación cósmica de fondo. Sin embargo, la astronomía sigue siendo una ciencia activa de investigación ya que actualmente existen métodos, procesos y fenómenos en el Universo que requieren ser mejor comprendidos y precisados para realizar una descripción más real del mismo. Aunque la lista es extensa citemos algunos ejemplos:

- Los métodos para la determinación de distancias.
- Los modelos cosmológicos.
- La formación de planetas rocosos.
- La formación de las galaxias, el origen de su morfología y su evolución.
- Los factores que juegan un papel esencial en la formación estelar global de una galaxia tales como barras, brazos espirales, distribución espacial de materia bariónica y oscura, interacción con otras galaxias, tamaño, etc.

Esta investigación es un caso especial de los últimos dos problemas. En particular, conocer cuál es la relación entre galaxias espirales normales y galaxias espirales enanas. El problema se ataca desde distintos ángulos: determinación del contenido químico, del color o del brillo superficial. Para esta tesis se ha escogido estudiar el problema mediante la construcción de la función de luminosidad de regiones HII para las espirales enanas y la comparación de ésta con la función de luminosidad de espirales normales y de las irregulares. Como en las regiones HII tiene lugar la formación de estrellas, la función de luminosidad es una herramienta útil para conocer la historia de la formación estelar en una galaxia. Además, esta función representa el punto de partida para conocer cuáles son los mecanismos que protagonizan el desencadenamiento del proceso de formación de estrellas en las galaxias.

1.2 CONCEPTOS FOTOMÉTRICOS

1.2.1 Intensidad, flujo y brillo superficial

Es bien sabido que la Física necesita de la experimentación para comprobar o explicar un fenómeno natural. En particular, la astronomía procede de esta manera. Sin embargo, dadas las enormes distancias implicadas, no es posible hacer mediciones directas sobre los objetos astronómicos. Una vía para conocer algunas propiedades de estos objetos es hacer uso de la distribución de energía de la radiación que emiten o reflejan y que llega hasta nosotros.

La presentación de los siguientes conceptos está basada en lo expuesto por Karttunen et al. (1996), a menos que se indique lo contrario.

Primero definimos la cantidad de energía de radiación con una frecuencia dentro del rango $(\nu, \nu + d\nu)$ que atraviesa un diferencial de superficie dA dentro de un elemento de ángulo sólido $d\omega$ en un tiempo dt como sigue:

$$dE_\nu = I_\nu \cos\theta \, dA \, d\nu \, d\omega \, dt \quad (1.1)$$

donde I_ν es la intensidad específica de la radiación con frecuencia ν y θ representa el ángulo comprendido entre $d\omega$ y dA . Podemos obtener la intensidad total I de la radiación integrando I_ν sobre todas las frecuencias:

$$I = \int_\nu I_\nu \, d\nu \quad (1.2)$$

Al observar una fuente que emite radiación lo que se obtiene en realidad es la intensidad de la energía recogida por el detector de algún instrumento, la cual no es más que la energía por unidad de tiempo y unidad de área de la superficie colectora. A esto se le llama densidad de flujo o simplemente flujo. Así, el flujo se puede expresar en términos de la intensidad de la siguiente forma:

$$F = \int_S I \cos\theta \, d\omega \quad (1.3)$$

cuando se considera la intensidad total I e integrando en todas las direcciones posibles.

Por otro lado, el flujo de energía L de una fuente es la potencia con que la energía atraviesa una superficie; por lo tanto, el flujo de energía que emite la fuente en un ángulo sólido ω es

$$L = \omega r^2 F \quad (1.4)$$

donde F es el flujo a la distancia r .

En general suele llamarse luminosidad L al flujo de energía que atraviesa una superficie cerrada que rodea a la fuente de radiación. Si la fuente emite radiación isotrópicamente, entonces su energía a una distancia r es distribuida en la extensión de una superficie esférica, entonces la luminosidad L se expresa en términos del flujo F como

$$L = 4\pi r^2 F \quad (1.5)$$

También podemos definir el brillo superficial B , para objetos extendidos tales como nebulosas o galaxias, como el flujo por unidad de ángulo sólido

$$B = \frac{F}{\omega} \quad (1.6)$$

Notemos que el brillo superficial es independiente de la distancia, pues tanto el flujo como el ángulo sólido son proporcionales a r^{-2} .

1.2.2 Magnitud aparente y magnitud absoluta

El brillo o magnitud aparente (m) se define en términos del flujo F como

$$m = -2.5 \log \frac{F}{F_0} \quad (1.7)$$

donde F_0 es el flujo correspondiente a una magnitud $m = 0$.

Esta definición fue obtenida gracias a los trabajos del astrónomo Hipparco (siglo II a. c.), quien clasificó a las estrellas según su brillo a simple vista. Es una función logarítmica, ya que así se puede describir la respuesta del ojo a la intensidad lumínica.

El flujo medido por un instrumento no es el flujo total que recibimos procedente de un objeto sino solamente una porción de éste, ya que puede estar emitiendo en varias longitudes de onda. Por lo tanto, es adecuado hablar de distintas magnitudes refiriéndonos con ello a las magnitudes medidas en diversos rangos de longitudes de onda. Por ejemplo, la magnitud visual m_v se asocia al brillo o flujo detectado en el rango del espectro visible entre 5000 Å y 6000 Å. Para otros rangos de longitud de onda tenemos otras magnitudes: ultravioleta (U 3670 Å), azul (B 4360 Å), rojo (R 6380 Å) e infrarrojo (I 7970 Å). Este conjunto de magnitudes corresponde al sistema llamado de Johnson, por ser quien lo propuso en 1953.

Las magnitudes aparentes se basan en el flujo observado de una estrella, de modo que no obtenemos de ellas información sobre el brillo verdadero al depender el flujo de la distancia.

Por lo tanto, es preciso definir una cantidad que nos dé la medida de la luminosidad intrínseca del objeto observado.

Se define la magnitud absoluta M como la magnitud aparente que tendría una estrella si estuviera a 10 pc^* del observador. Se puede relacionar con la magnitud aparente mediante la expresión

$$m - M = 5 \log \frac{r}{10 \text{ pc}} \quad (1.8)$$

Las magnitudes absolutas para U, B, V son M_U , M_B y M_V respectivamente; igualmente para el resto.

Para determinar estas magnitudes se emplean filtros de banda ancha que sólo dejan pasar determinados rangos de longitud de onda. Pero cuando deseamos obtener una sola longitud de onda se utilizan los filtros de banda estrecha, que típicamente tienen un ancho de menos a 100 \AA . Este tipo de filtro permite un estudio más preciso de la emisión del gas presente en galaxias o nebulosas ionizadas, centrandos estos filtros en la longitud de onda deseada.

1.2.3 Extinción

En realidad, el espacio interestelar no está vacío. Existe gas y polvo, componentes del medio interestelar que dispersan la radiación estelar, la absorben y luego la reemiten con una longitud de onda diferente, causando una disminución de fotones en la línea de visión. A estas pérdidas de radiación se les conoce como extinción.

Supongamos que una estrella emite con una luminosidad inicial L_0 en un ángulo sólido ω a una distancia r . Ahora consideremos que el espacio entre la estrella y el observador no está vacío, entonces la luminosidad L decrece con el aumento de la distancia r recorrida en el medio. Para un pequeño intervalo del trayecto (r , $r + dr$) la fracción de la luminosidad perdida, dL , es proporcional a la luminosidad L y a la distancia r

$$dL = -\alpha L dr \quad (1.9)$$

El coeficiente α es llamado opacidad y es una medida de la efectividad del medio para extinguir la radiación. Por otro lado, a partir de la ecuación 1.9 se define el espesor óptico τ como

$$d\tau = \alpha dr \quad (1.10)$$

* *1 parsec (pc) es la distancia de un objeto cuyo ángulo de paralaje, respecto a la órbita de la Tierra alrededor del Sol, es un segundo de arco y equivale a $3.0857 \times 10^{16} \text{ m}$.*

Si combinamos las dos expresiones anteriores tenemos

$$dL = -L d\tau \quad (1.11)$$

y la solución de la ecuación 1.11 es

$$L = L_0 e^{-\tau} \quad (1.12)$$

Así tenemos la luminosidad en función del espesor óptico.

Por otro lado, sea F_0 el flujo en la superficie de la estrella y $F(r)$ el flujo a la distancia r . Utilizando la ecuación 1.4 las luminosidades respectivas son

$$L = \omega r^2 F(r) \quad (1.13)$$

$$L_0 = \omega R^2 F_0 \quad (1.14)$$

siendo R es el radio de la estrella. Sustituyendo la ec. 1.13 y la ec. 1.14 en la ecuación 1.12 se obtiene

$$F(r) = F_0 \frac{R^2}{r^2} e^{-\tau} \quad (1.15)$$

Para expresar la magnitud absoluta de la estrella necesitamos antes el flujo a una distancia de 10 pc, así

$$F(10 \text{ pc}) = F_0 \frac{R^2}{(10 \text{ pc})^2} \quad (1.16)$$

Por lo tanto, empleando las ecuaciones 1.15 y 1.16, la diferencia $m - M$, de acuerdo con la ec. 1.8, es

$$m - M = -2.5 \log \frac{F_0 R^2 / r^2 e^{-\tau}}{F_0 R^2 / (10 \text{ pc})^2} \quad (1.17)$$

Reduciendo factores

$$m - M = 5 \log \frac{r}{10 \text{ pc}} + A \quad (1.18)$$

con $A = (2.5 \log e)\tau$, y siendo A la extinción en magnitudes debida a la totalidad del medio entre la estrella y el observador. Como vemos, esta es similar a la expresión 1.8 pero con un término A que corrige por extinción.

1.3. RADIACIÓN EMITIDA POR ÁTOMOS

1.3.1 Excitación y recombinación

Una buena aproximación para describir a un átomo es considerarlo como un núcleo compuesto por Z protones y N neutrones, rodeado por una nube de electrones. Un átomo eléctricamente neutro tiene la misma cantidad de protones y electrones. Por otra parte, los electrones no toman cualquier posición radial con respecto al núcleo sino que, de acuerdo a la mecánica cuántica, los electrones se localizan en órbitas discretas las cuales tienen una energía determinada. El nivel más bajo de energía es llamado estado fundamental, mientras que los siguientes niveles se les llama estados excitados.

En el ambiente de un átomo, éste interactúa con la radiación y la materia (otros átomos ó partículas). En algunos casos, esta interacción le puede llevar a modificar su energía total mediante la absorción de energía y entonces se dice que el átomo se encuentra en un estado excitado. Existen principalmente dos mecanismos de excitación atómica. El primero puede ser a través de colisiones del átomo con otras partículas, de modo que parte de la energía cinética de este proceso sea absorbida por el átomo y entonces el electrón pase a un estado excitado. El otro proceso es gracias a la absorción de la radiación, es decir, se puede excitar a un átomo cuando éste absorbe los fotones que le llegan desde el exterior o en el caso extremo ionizarlo, si la radiación que recibe el átomo tiene justo la mínima energía para lograrlo.

Tras la excitación, el electrón puede ser atrapado en el potencial eléctrico de otro átomo y ligarse a éste. El proceso en el cual un electrón es capturado por un ión se le conoce como recombinación. El electrón intentará llegar a su estado fundamental, bien en una única transición o bien poco a poco, pasando por los estados excitados superiores. En cada transición electrónica el átomo emite un fotón de frecuencia ν que se puede obtener según la ley de Planck:

$$E_i - E_f = h\nu \quad (1.19)$$

donde E_i representa la energía del estado inicial con mayor energía y E_f la energía del estado final.

1.3.2 Series espectrales del átomo de hidrógeno.

El átomo más simple es el átomo de hidrógeno, básicamente formado por un electrón orbitando a un protón. Afortunadamente, es el elemento más abundante en el Universo, lo que quiere decir que sin el estudio de las propiedades intrínsecas de este átomo y sin el conocimiento de las consecuencias de sus interacciones con la materia y la energía, la comprensión del Universo donde habitamos no sería posible.

Un resultado importante tras aplicar la ecuación de Schrödinger independiente del tiempo al átomo de hidrógeno es que a cada órbita permitida para el electrón le corresponde una sola energía que, además, está cuantizada. La expresión para los niveles energéticos del átomo de hidrógeno es la siguiente:

$$E_n = -\frac{me^4}{8\epsilon_0^2 h^2} \frac{1}{n^2} \quad n = 1, 2, 3, \dots \quad (1.20)$$

siendo m la masa del electrón, e la carga del electrón, ϵ_0 la permitividad en el vacío y h la constante de Planck.

El valor negativo de la energía en cada nivel significa que el electrón, por sí solo, no tiene la energía suficiente para liberarse del núcleo atómico. Conforme aumenta el número cuántico n en la ecuación 1.20, la energía se acerca cada vez más a la llamada energía del continuo. Cuando esto ocurre el electrón está tan débilmente ligado al núcleo que casi no siente el potencial electrostático y por lo tanto el átomo de hidrógeno se ioniza.

Haciendo uso de la ecuación 1.20 sustituimos en la ecuación 1.19 y obtenemos

$$\nu = \frac{me^4}{8\epsilon_0^2 h^3} \left(\frac{1}{n_f^2} - \frac{1}{n_i^2} \right) \quad (1.21)$$

Aquí n_i y n_f son los números cuánticos del estado inicial y estado final, respectivamente. Recordemos que la frecuencia ν y la longitud de onda λ se relacionan por la expresión

$$\lambda\nu = c \quad (1.22)$$

De esta manera, con las ecuaciones 1.21 y 1.22 obtenemos una expresión para la longitud de onda del fotón emitido tras una transición electrónica de un estado de mayor energía a otro de menor energía en el átomo de hidrógeno:

$$\frac{1}{\lambda} = \frac{me^4}{8\epsilon_0^2 ch^3} \left(\frac{1}{n_f^2} - \frac{1}{n_i^2} \right) \quad (1.23)$$

El conjunto de constantes fundamentales en la ecuación 1.23 es conocido como la constante de Rydberg $R_H = (me^4/8\epsilon_0ch^3)$ y su valor es $1.097 \times 10^{-3} \text{ \AA}^{-1}$ (Beiser 2003).

Es interesante notar que las longitudes de onda de los fotones emitidos, en distintas transiciones electrónicas, forman conjuntos dentro de rangos bien establecidos del espectro electromagnético (figura 1-1). Estos conjuntos, llamados series espectrales, dependen del número cuántico n_f .

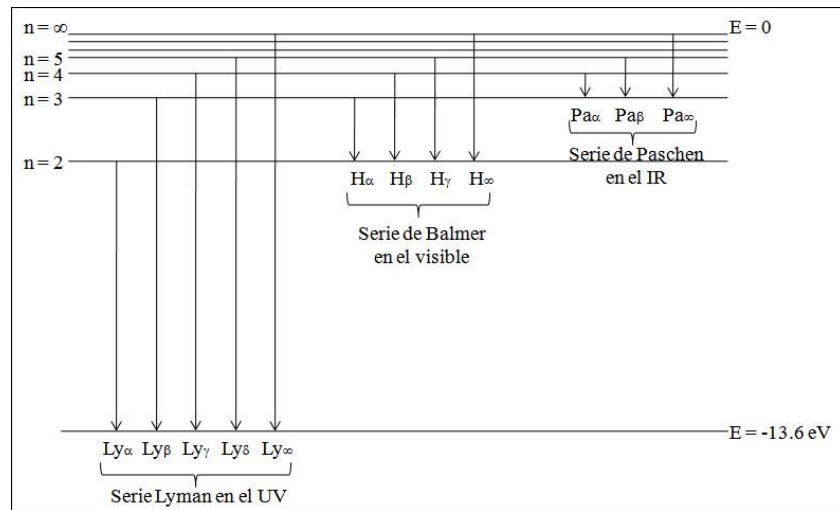


Figura 1-1. Tras la excitación de un átomo de hidrógeno el electrón regresa a su estado fundamental emitiendo un fotón por cada transición consecuencia de la cuantización de la energía. Las emisiones forman conjuntos llamados series espectrales.

Las primeras tres series espectrales son la serie de Lyman (en el ultravioleta), la serie de Balmer (en el visible) y la serie de Paschen (en el infrarrojo). En la tabla 1 se muestran las longitudes de onda de las líneas más importantes en intensidad de cada serie.

Aunque la línea más intensa es Ly_α , debido a que es la transición hasta el nivel fundamental, es la serie de Balmer la que resulta ser de gran utilidad, específicamente en el estudio de regiones de gas ionizado. Esto es porque la intensidad de las líneas de esta serie, en un espectro típico de estas regiones, se emplea para determinar cantidades físicas como extinción, formación estelar, velocidades del gas, etc. Quizás la línea más interesante en los espectros nebulares sea H_α , que corresponde a la transición del nivel con número cuántico $n = 3$ al nivel con $n = 2$. La longitud de onda de H_α , calculada a partir de la ecuación 1.23 es de 6562 \AA , observándose por tanto en la zona roja del espectro óptico. Esta línea se ha utilizado mucho para determinar varios parámetros muy interesantes en el estudio de galaxias (por ejemplo, la luminosidad, la tasa de formación estelar, extinción, etc.). En la Tabla 1 se presentan las longitudes de onda para las tres primeras líneas de estas tres series.

Tabla 1.

Longitud de onda de las líneas más intensas de las series espectrales de Lyman, de Balmer y de Paschen.

Serie de Lyman ($n_f = 1$)	$Ly_\alpha = 1215 \text{ \AA}$
	$Ly_\beta = 1025 \text{ \AA}$
	$Ly_\gamma = 972 \text{ \AA}$
Serie de Balmer ($n_f = 2$)	$H_\alpha = 6562 \text{ \AA}$
	$H_\beta = 4861 \text{ \AA}$
	$H_\gamma = 4340 \text{ \AA}$
Serie de Paschen ($n_f = 3$)	$Pa_\alpha = 18752 \text{ \AA}$
	$Pa_\beta = 12819 \text{ \AA}$
	$Pa_\gamma = 10938 \text{ \AA}$

1.4. GALAXIAS

1.4.1 Secuencia de Hubble

La principal clasificación de galaxias es debida al astrónomo norteamericano Edwin Hubble, quien ordenó a las galaxias según su morfología dentro de un esquema llamado Secuencia de Hubble (Hubble 1926). En este esquema se clasifica a las galaxias en tres grupos principales: galaxias elípticas (E), caracterizadas por su forma esférica o elíptica con una apariencia homogénea y una distribución suave en su luminosidad; galaxias espirales (S), las cuales tienen dos componentes principales: un bulbo central semejante a una galaxia elíptica y un disco constituido por estrellas y gas en el que se puede distinguir un patrón espiral. Otro grupo es el de las galaxias irregulares (Irr), las que claramente no presentan una estructura bien definida. Finalmente, existe un tipo de galaxia de transición entre las elípticas y las espirales llamadas galaxias lenticulares (S0), pues las componen un bulbo y un disco, pero sin estructura espiral en él. El grupo de las espirales se subdivide en espirales barradas (SB) y espirales normales (S) según presenten en su disco una barra o no.

Estos grupos se pueden a su vez dividir según se muestra en la Figura 1-2. Por ejemplo, a las elípticas se asigna un número del 0 al 7 según la elipticidad observada en ellas, E0 para las más esféricas y E7 para las más elípticas. Las galaxias espirales se dividen en Sa, Sab, Sb, Sbc, Sc, Sd y Sm, misma división para las espirales barradas. Esta división considera la apertura de los brazos espirales y la razón entre la luminosidad del bulbo y la del disco ($L_{\text{bulbo}}/L_{\text{disco}}$); es decir, una galaxia con un bulbo más prominente con respecto al disco se le denota como Sa mientras que las galaxias con un bulbo menos brillante o apenas indistinguible del disco se denominan Sd. Las galaxias Sm son aquéllas que se asemejan a la galaxia satélite de la Vía Láctea, la Nube Mayor de Magallanes (LMC por sus siglas en inglés), teniendo un bulbo que apenas se distingue del disco y una estructura espiral muy mal definida.

Inicialmente esta clasificación se presentó como una secuencia evolutiva en el tiempo (Hubble 1926). Es decir, las galaxias primero eran elípticas y luego se transformaban en espirales y por último terminaban su vida como irregulares. Pero esta idea resulta no ser correcta, sin embargo aún se emplea la terminología, llamando galaxias tempranas a las

galaxias que se localizan en la parte izquierda de la secuencia de Hubble y galaxias tardías a las que se encuentran a la derecha (Carroll et al. 2007).

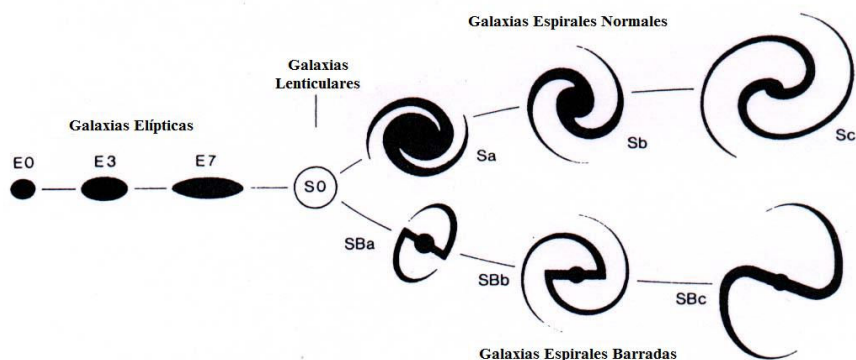


Fig. 1-2. Diagrama de Hubble. A la izquierda de este diagrama se encuentran las galaxias elípticas, mientras que a la derecha de éste se encuentran las galaxias espirales que tienen dos ramas (normales y barradas). Además, el cociente bulbo-disco crece conforme vamos de derecha a izquierda en este diagrama.

1.4.2 Galaxias irregulares

Al observar una galaxia irregular (fig. 1-3) no se tiene el mismo impacto visual que al observar una galaxia espiral, confiriendo a las irregulares un grado de simplicidad y desinterés. Sin embargo, la falta de organización en su estructura indica la presencia de una dinámica extremadamente compleja.

Las galaxias irregulares tienen un componente de masa en gas mayor con respecto a las espirales tempranas. La población estelar dominante es la de estrellas de reciente formación, con una distribución asimétrica respecto a la zona de máximo de brillo superficial en el rango del visible (Brosch et al. 1998). A partir de esto, a veces se pretende asociar un perfil de luminosidad con el máximo de intensidad en esta zona y una disminución exponencial hacia los extremos externos. Sin embargo, este perfil no es único como en las elípticas o espirales. Observaciones en el rojo e infrarrojo delatan una población vieja, aún de población I, más extendida por toda la galaxia. Además, las galaxias irregulares están rodeadas de cúmulos globulares, lo que implica que estos sistemas no son de reciente formación. Si no son galaxias recientes, pero contienen población estelar I, significa que las galaxias irregulares no forman estrellas constantemente sino por brotes repentinos. Aun si la densidad estelar es asimétrica como antes se dijo, ésta presenta una acumulación en las zonas centrales decreciendo hacia los bordes. Parece entonces que los brotes de formación estelar describen un desplazamiento progresivo hacia el centro y que ahora mismo el causante de la formación de estrellas reside en el corazón de estas galaxias (Royer & Hunter 2000).

A pesar de que algunas galaxias irregulares parecen moverse como un cuerpo rígido, la rotación de estos sistemas no está bien explicada, por tanto, la determinación del valor de sus masas presenta una gran incertidumbre (Carroll et al. 2007).



Figura 1-3. Galaxia irregular I Zwicky 18. Parece estar formada por un denso núcleo de estrellas con forma de barra rodeado por una extensa y compleja estructura de gas ionizado y neutro. NASA, ESA, and A. Aloisi (STScI/ESA).

Entre muchos otros aspectos, las galaxias irregulares son ideales para entender cuáles son los mecanismos de formación estelar, ya que generalmente estas estructuras están aisladas y libres de perturbaciones como barras y brazos espirales.

1.4.3 Galaxias espirales

Las galaxias espirales están formadas por un bulbo en su centro, constituido por estrellas de baja masa, bastante evolucionadas, frías, gigantes y rojas. Entorno al bulbo se encuentra el disco formado por gas, polvo y estrellas muy luminosas, calientes, masivas y jóvenes, llamadas de Población I. Es en esta componente donde se observa el característico patrón espiral que son zonas de alta densidad de gas (fig. 1-4). Un tercer componente de estas galaxias es un halo de gas difuso donde orbitan cúmulos globulares de estrellas.

Las estrellas en el disco son una mezcla de estrellas jóvenes y viejas, pero ambas de Población I. Una propiedad importante, al observar una imagen en luz azul de estas galaxias, es que las estrellas más jóvenes se acumulan en los brazos espirales definiéndolos perfectamente. Si la galaxia es vista en luz roja los brazos espirales no desaparecen, se observan más gruesos y extensos sobre un disco más notorio que en luz azul. Dos conclusiones pueden derivarse de estas observaciones: la primera es que las estrellas más viejas parecen tener una distribución superficial uniforme en el disco galáctico y la segunda es que las estrellas jóvenes se acumulan en los bordes de los brazos espirales; esto indica que una vez nacidas las estrellas

dentro de los brazos espirales, éstas tienden a alejarse de los sitios de formación estelar o bien que las estrellas progresivamente tienden a migrar a los bordes de los mismos.

Para especificar el tamaño de estas galaxias es necesario establecer el brillo superficial asociado a una isofota (línea con una luminosidad constante) y así determinar su radio. El radio más empleado es el radio r_{25} , definido como la longitud del semieje mayor de un elipsoide con un brillo superficial constante en magnitud $B \mu_{25} = 25 \text{ mag arcsec}^{-2}$. Mediante este criterio, el radio óptico de las galaxias espirales se encuentra entre 1 kpc y 50 kpc. Es interesante notar que el radio crece con la luminosidad, independientemente del tipo en la secuencia de Hubble. Esto se conoce como ley de Holmberg (1975). Las magnitudes absolutas M_B tienen valores entre -16 y -23, aunque dependen del tipo en la secuencia de Hubble (Carroll et al. 2007).



Figura 1-4. M51 es un ejemplo típico de una galaxia espiral. Se observa perfectamente en su disco el patrón de brazos espirales que caracteriza a estas galaxias. Imagen NASA, ESA, S. Beckwith, and The Hubble Heritage Team (STScI/AURA).

Para determinar la velocidad de rotación de una galaxia espiral se hace uso de las líneas de emisión en un espectro debidas al gas contenido en el disco de la galaxia. Generalmente, a través de la combinación de las líneas de emisión del gas ionizado con las observaciones en radio de la línea de 21cm del hidrógeno neutro obtenemos la velocidad de rotación del gas. Entonces se puede construir una curva de rotación, es decir, la velocidad de rotación frente a la distancia galactocéntrica. Si conocemos la dinámica de una galaxia, entonces podemos conocer su distribución de masa. Sin embargo, en esta curva se presenta un problema. Según la teoría newtoniana, la curva de rotación tiende a elevarse rápidamente en los primeros 5 kpc para luego alcanzar una velocidad máxima a un cierto radio. A partir de ahí debería continuar con el comportamiento según las leyes de Kepler, es decir, una dependencia con $r^{-1/2}$, pero no es así. La curva de rotación se mantiene prácticamente constante salvo algunas fluctuaciones, volviendo a subir para algunas galaxias y para otras galaxias baja, pero no lo hace con un decaimiento kepleriano. Estas últimas representan a penas el 10% de todas las galaxias que se

han estudiado. Este comportamiento indicaría que la masa aumenta conforme aumenta la distancia al centro de la galaxia. Esto implica que hay más materia de la que se observa, por lo que se postula la existencia de una materia oscura (Bosma 1978, Rubin et al. 1978, 1982). El valor de la masa total (visible más oscura) para las galaxias espirales obtenida a través de curvas de rotación está entre $10^9 M_{\odot}$ y $10^{12} M_{\odot}$ * y la velocidad máxima de rotación promedio es del orden de 200 km s^{-1} .

La curva de rotación pone en evidencia la presencia de irregularidades en la velocidad de rotación causadas por perturbaciones en el disco, tales como barras y distorsiones en el borde del disco de gas de hidrógeno neutro, que se extiende más allá del disco visible. La presencia del disco y su rotación influyen en las condiciones dinámicas del bulbo, confiriéndole, por ejemplo, una mayor elipticidad y reduciendo la densidad y luminosidad central (Combes et al. 2002).

Un parámetro interesante es el llamado perfil de luminosidad, que se obtiene midiendo el brillo superficial a lo largo del radio. Este brillo superficial sólo es el debido al disco y al bulbo, ya que el halo no es relevante. En este perfil, los brazos espirales se pueden ver como fluctuaciones en el mismo. A pesar de tratarse de una misma galaxia, el perfil de luminosidad es distinto para cada uno de estos componentes.

El perfil que mejor describe al bulbo es el llamado de Vaucouleurs que tiene la forma

$$I(r) = I_0 \exp \left\{ -7.67 \left[\left(\frac{r}{r_e} \right)^{1/4} - 1 \right] \right\} \quad (1.24)$$

donde r_e es el llamado radio efectivo, correspondiente a la isofota que contiene la mitad de la luminosidad del bulbo y I_0 es la intensidad central por unidad de área.

Por otro lado, el perfil que mejor describe al disco es un perfil exponencial

$$I(r) = I_0 \exp \left(-\frac{r}{r_d} \right) \quad (1.25)$$

con I_0 la intensidad extrapolada al centro del disco y r_d se llama escala de longitud del disco y se define como la distancia a la cual la luminosidad decae en un factor e.

Aun si el brillo superficial de una galaxia espiral se explica con un perfil compuesto por los anteriores, es preciso mencionar que la luminosidad del disco no es uniforme, pues como antes se comentó, las estrellas más brillantes se distribuyen en el patrón espiral de la galaxia, presentándose además otros patrones como barras y anillos, que pueden influir en el perfil de luminosidad (Combes et al. 2002).

* $M_{\odot} = 1.989 \times 10^{30} \text{ kg}$

1.4.3.1 Galaxias espirales enanas

La definición más empleada de galaxia enana no se basa precisamente en el tamaño sino en la magnitud absoluta en el rango del visible (M_V) asociada a la galaxia. Se consideran entonces como galaxias enanas aquellas galaxias que tengan una magnitud absoluta mayor a $M_V = -16$, para el caso de galaxias irregulares (Binggelli 1993). Pero esta definición, utilizando únicamente como parámetro a la magnitud absoluta no se puede extrapolar a galaxias espirales ya que hay galaxias espirales con radios ópticos del orden del radio de la Vía Láctea (15 kpc) pero con luminosidades muy bajas y, por tanto, cabrían en esta clasificación sin ser propiamente pequeñas. Entonces, es preciso hacer uso de otro parámetro más. El más adecuado es el valor del radio óptico del disco galáctico en combinación de la magnitud absoluta.

En un estudio realizado por Hidalgo-Gómez (2004) sobre una población de más de 300 galaxias espirales tardías, se ve que hay una diferencia en la ley de Holmberg a partir de $M_B = -18$ y $r = 5$ kpc. Entonces estos dos valores se toman como diferencia entre las galaxias espirales enanas y normales.

Nótese que ahora se emplea M_B en lugar de M_V con el fin de considerar solamente el brillo del disco y no el del bulbo.

Por lo tanto, con el cumplimiento simultáneo de ambas restricciones, se asegura que una galaxia espiral enana no sólo tiene un bajo brillo superficial sino que también es pequeña con respecto a las galaxias espirales normales.

1.5. COMPOSICIÓN DEL MEDIO INTERESTELAR

Prácticamente toda la masa de gas y polvo está distribuida en la superficie del disco permeando a la componente estelar. Las nubes de hidrógeno neutro y las nubes moleculares cubren todo el disco, aunque en las partes internas del mismo suelen formar un disco más delgado o incluso hay una ausencia de este gas. Las densidades de estas nubes son de alrededor de 10 átomos por cm^{-3} para las nubes de HI y de 1000 átomos por cm^{-3} para las nubes moleculares. Las temperaturas típicas de estas nubes están por debajo de los 100 K. Estos resultados se obtienen de observaciones en radio sobre la línea de 21 cm del hidrógeno neutro y de la molécula de CO en el milimétrico.

Por lo contrario, las regiones ionizadas alcanzan temperaturas del orden de al menos 10 000 K (regiones HII, nebulosas planetarias, remanentes de supernova) y además contribuyen al brillo total de la galaxia en conjunto con las estrellas. Estas regiones, que prácticamente se confinan al disco, inyectan al sistema galáctico elementos pesados y una gran actividad dinámica.

Un elemento más del medio interestelar es el polvo, creado por las estrellas especialmente durante su etapa evolutiva de gigantes rojas. El polvo representa un problema para la observación, ya que es la principal causa de la extinción. No sólo absorbe la luz disminuyendo su intensidad, también la vuelve más roja, la dispersa y polariza.

Toda la galaxia es permeada por los rayos cósmicos cuyo origen aún es incierto, pero se cree que pueden ser producidos en material estelar que es acelerado, por ejemplo en vientos

estelares muy intensos o explosiones de supernova. Finalmente, también está presente un campo magnético con un valor entre 0.5 nT y 1 nT. Su distribución se obtiene de los efectos de polarización o de la emisión sincrotrón de partículas relativistas. (Karttunen et al. 1996).

1.5.1 Regiones HII

Ya formada una estrella, ésta transforma su masa en energía mediante reacciones nucleares que transforman el hidrógeno en átomos de helio. Entonces, el déficit de masa se convierte en energía que escapa en forma de fotones, los cuales poco a poco ionizan el gas a su alrededor, compuesto en su mayoría de hidrógeno atómico. Estos fotones ionizan el hidrógeno neutro, que posteriormente se recombina emitiendo fotones de longitud de onda correspondientes a la energía de transición entre distintos niveles de acuerdo con la ecuación 1.23, y por lo tanto el gas emite radiación. Esta zona de gas totalmente ionizado a causa de la radiación de una estrella de reciente formación se conoce como región HII. Conocer características fundamentales sobre estas regiones como su tamaño, su distribución espacial y su luminosidad global dentro de la galaxia madre se utilizan entre otras cosas para trazar la historia de formación estelar y para conocer acerca de la evolución química de dicha galaxia.

Antes de iniciar con el desarrollo algebraico hagamos notar que las regiones HII son producidas por estrellas jóvenes muy calientes, con temperaturas típicas entre 40 000 K y 50 000 K. Aunque estas regiones pueden ser creadas por la radiación de una sola estrella, generalmente las estrellas nacen en grupo, formando asociaciones estelares en el núcleo de estos complejos de gas ionizado. Entonces, en el corazón de las regiones HII se produce y emite eficientemente una radiación ultravioleta muy intensa (fotones Lyman) cuya energía es mayor a 13.6 eV, que es el potencial de ionización del hidrógeno. Por tanto, estos fotones pueden ser absorbidos por los átomos de hidrógeno, ionizándolos.

Para estudiar las regiones HII se supone una geometría esférica y se establece el equilibrio de ionización, es decir, el número de fotones ionizantes es igual al número de recombinaciones. Veamos cómo se escribe esta expresión para una nube de hidrógeno con densidad homogénea. Para ello seguimos el formalismo de Osterbrock (1989).

Sea n_j la población del estado j con energía cuantizada del átomo de hidrógeno y n_k la población del estado k en el continuo (densidad de iones de hidrógeno, n_i). Entonces P_{jk} es la probabilidad por unidad de tiempo de una transición del estado j al estado k ; es decir, la probabilidad de ionización, y P_{kj} la probabilidad de recombinación del estado k al estado j . Asumiendo el equilibrio de ionización-recombinación

$$\sum_j n_j P_{jk} = n_i \sum_j P_{kj} \quad (1.26)$$

Ahora, por un lado, podemos expresar la probabilidad de ionización como

$$P_{jk} = \int_{\nu} c n_{\text{fot}}(\nu) s_j(\nu) d\nu = Q_j \quad (1.27)$$

con $s_j(\nu)$ la sección eficaz de fotoionización del estado j causado por un fotón de frecuencia ν , $n_{\text{fot}}(\nu)$ como la densidad de estos fotones y c la velocidad de la luz. Por otro lado, la probabilidad de recombinación se puede escribir como

$$P_{kj} = n_e \langle \nu \sigma_j \rangle = n_e a_j \quad (1.28)$$

donde n_e es la densidad electrónica, σ_j es la sección eficaz de recombinación hacia el nivel j y ν la velocidad media electrónica asumiendo una distribución maxwelliana de velocidades a la temperatura T_e .

Si sustituimos las ecuaciones 1.27 y 1.28 en la ecuación 1.26 tenemos ahora

$$\sum_j n_j Q_j = n_i n_e \sum_j a_j \quad (1.29)$$

Como se dijo antes, los fotones emitidos por las estrellas de una región HII son muy calientes y pueden ionizar el hidrógeno. De esta manera, para el hidrógeno podemos suponer que todas las ionizaciones provienen del estado base y en combinación con el hecho de que el tiempo de vida de un estado excitado es del orden de algunos 10^{-9} segundos, la ecuación 1.29 se rescribe como

$$n_1 Q_1 = n_i n_e a(T_e) \quad (1.30)$$

donde $\sum_j a_j = a(T_e)$ es llamado coeficiente de recombinación y depende solamente de la temperatura electrónica T_e . Como se ha supuesto la ionización total del hidrógeno, se cumple también que $n_e = n_i$, luego

$$Q_0 = n_e^2 a(T_e) \quad (1.31)$$

con Q_0 como la tasa de fotones ionizantes emitidos por la estrella ($n_1 Q_1$). La ecuación 1.31 es la ecuación de equilibrio de ionización que rige en el interior de una región HII.

Como hemos dicho, una región H II puede ser modelada por una estructura esférica embebida en una nube de gas neutro (fig. 1-5). La densidad de hidrógeno se considera constante o bien una función de la distancia a la estrella productora de los fotones ionizantes. También se supone que el número de electrones es igual al número de iones presentes en el gas; es decir, el gas está completamente ionizado. De esta manera es posible definir una esfera de gas donde se supone la ionización total de éste. A esta esfera se le conoce como la esfera de Strömgen.

Para conocer el tamaño de esta esfera, supongamos que L_ν es la luminosidad por intervalo de frecuencia asociada a la estrella o estrellas en el centro de la región HII. Entonces podemos obtener la tasa de fotones ionizantes Q_o como

$$Q_o = \int_{\nu_o}^{\infty} \frac{L_\nu}{h\nu_o} d\nu \quad (1.32)$$

donde ν_o es la frecuencia mínima de la radiación para ionizar al gas. Si consideramos un medio homogéneo y aplicamos la condición de equilibrio de ionización dentro de un volumen V esférico de radio R_s tenemos

$$Q_o = \int_V n_e^2 a(T_e) dV \quad (1.33)$$

La solución de esta integral resulta

$$Q_o = \frac{4}{3} \pi n_e^2 a(T_e) R_s^3 \quad (1.34)$$

y entonces el radio que caracteriza al tamaño de una región HII viene dado por

$$R_s = \left(\frac{3Q_o}{4\pi n_e^2 a(T_e)} \right)^{1/3} \quad (1.35)$$

y se conoce como radio de Strömgen, en honor al astrónomo danés Bengt Strömgen. En el caso del hidrógeno, Q_o sería la tasa de fotones ionizantes del continuo de Lyman.

En el medio interestelar (ISM) existen también otros elementos tales como el helio, el oxígeno, nitrógeno, azufre, etc. Todos ellos también se pueden encontrar en estas regiones, tanto en estado ionizado como neutro, dependiendo de la energía de los fotones emitidos y de la distancia a la asociación estelar. Cada uno de ellos tiene una esfera de Strömgen distinta, ya que el potencial de ionización es diferente. Por ejemplo, el potencial de ionización del oxígeno una vez ionizado es de 13.7 eV, y por tanto para eliminar este electrón del átomo se necesitan fotones más energéticos que para ionizar el hidrógeno. Por tanto, su esfera de Strömgen es menor que la del hidrógeno. Entonces, la esfera de radio menor corresponde al elemento que necesita los fotones más energéticos y así sucesivamente. Por tanto, la esfera de Strömgen más grande es la del hidrógeno.

Sin embargo, en realidad no se observan regiones HII esféricas sino estructuras irregulares con filamentos y grumos ocasionados, ya sea por la densidad heterogénea del gas en el medio

o porque el frente de ionización altera el estado físico del gas de un punto a otro haciéndolo turbulento. Esto se comprende fácilmente al usar la ecuación de estado para un gas ideal

$$P = nkT \quad (1.36)$$

donde P es la presión, T es la temperatura, n es la densidad de partículas y k la constante de Boltzmann. La temperatura típica de las nubes de hidrógeno neutro (regiones HI) es $T_{HI} = 20$ K y en la región de gas ionizado es $T_{HII} = 10\,000$ K, mientras que n es un factor de 2 mayor debido a la ionización. Esta diferencia de presiones es un factor muy importante en la dinámica de las regiones HII.

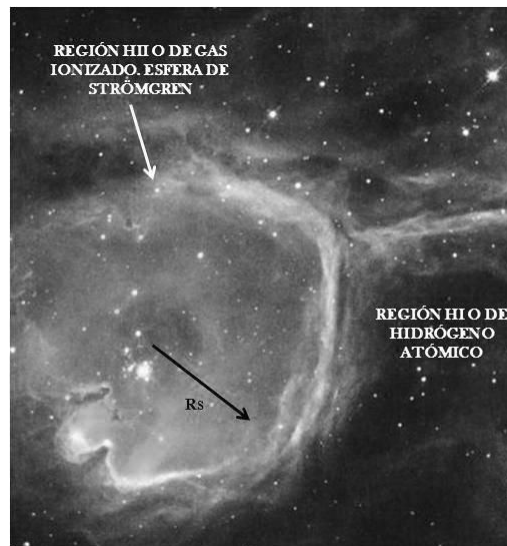


Figura 1-5. Modelo esférico de una región HII.

Por otra parte, si las estrellas producen una gran cantidad de fotones ionizantes por segundo es posible que parte de ellos escape de la región HII interactuando con sus alrededores. Ésta es llamada una región HII acotada por densidad. Por el contrario, si todos los fotones son utilizados para ionizar el medio, entonces lo que se tiene es una región HII acotada por radiación.

1.5.2 Procesos de emisión en una región HII

Las regiones HII emiten en casi todas las longitudes de onda. Por ejemplo, en el continuo desde el ultravioleta hasta el radio. Esta radiación está compuesta principalmente por la radiación libre-libre o Bremsstrahlung, emitida por un electrón libre al ser acelerado por la fuerza eléctrica inducida por un ión, pero sin ser atrapado. La otra componente es la emisión libre-ligada, semejante a la emisión libre-libre, pero en este proceso el electrón se recombina con el ión, observando entonces discontinuidades en el espectro de emisión.

A pesar de que el gas, neutro o ionizado, es el componente primario en estas regiones, también existe una fracción de polvo interestelar que es capaz de absorber una importante cantidad de la radiación ultravioleta. Esta radiación calienta las partículas de polvo que emiten en el rango del infrarrojo.

Pero las regiones HII emiten preferentemente en el rango del visible, en especial en la zona del rojo con la longitud de onda de la radiación H_{α} , pues el componente más abundante de estas nebulosas de ionización es el hidrógeno y éste posee características que en conjunto contribuyen a la emisión de la radiación H_{α} . Por ejemplo, como el hidrógeno absorbe eficientemente los fotones Lyman, se dice entonces que es ópticamente grueso a esta radiación, pues si el hidrógeno reemite nuevamente un fotón Lyman éste será absorbido por cualquier átomo de hidrógeno próximo y así sucesivamente. Gracias a esta particular característica del hidrógeno, cada recombinación se termina en una transición de la serie de Balmer. En particular, se observa que la línea H_{α} de esta serie presenta una intensidad muy alta en un espectro típico de regiones HII (fig. 1-6).

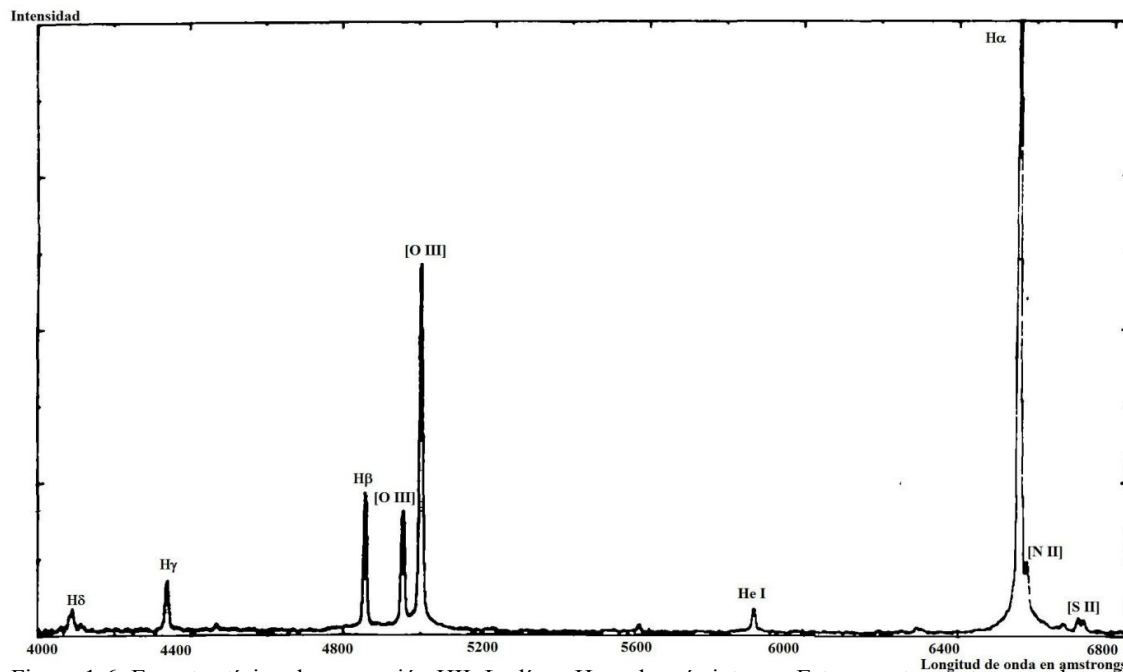


Figura 1-6. Espectro típico de una región HII. La línea H_{α} es la más intensa. Este espectro pertenece a la región HII de la Nebulosa de Carina (Hua & Llebaria 1981).

A partir de imágenes de galaxias espirales en H_{α} se observa que las regiones H II se encuentran distribuidas a lo largo del plano galáctico y sobre todo en los brazos de las galaxias espirales, mientras que en las galaxias irregulares más bien lo que se observa es una distribución menos ordenada encontrándose incluso zonas en el interior de estas galaxias donde no hay regiones H II. Además, las galaxias irregulares presentan las regiones HII más grandes hasta ahora encontradas, llamadas regiones HII gigantes como 30 Doradus en la LMC (Kennicutt & Chu 1988). Por último, las galaxias elípticas generalmente no presentan regiones H II.

El estudio de los parámetros físicos de las regiones HII permite la realización de modelos de evolución estelar así como de la interacción entre el medio interestelar y las estrellas durante este proceso. En cierto sentido, las regiones HII ligan el pasado de una zona de una galaxia con el futuro, ya que por un lado, las estrellas ionizantes se han formado del gas existente en la zona, enriquecido probablemente con elementos químicos resultado de la generación anterior de estrellas. Pero a su vez, estas estrellas ionizantes evolucionarán y enviarán al medio nuevos elementos procesados en su interior. Además, los posibles vientos estelares de las estrellas OB pueden modificar muy rápidamente la composición química del medio circundante. Se espera que la expansión de una región HII llegue a un máximo y a partir de ese valor comience a confundirse gradualmente con el medio circundante, pero el final depende en gran medida del tipo de región HII, es decir, si está acotada por densidad o por radiación. Durante este proceso, los vientos estelares y explosiones de supernova enriquecen al medio con elementos pesados y comprimen el gas circundante no ionizado propiciando la formación estelar.

1.6 FORMACIÓN ESTELAR

Una característica interesante que se presenta a lo largo de la secuencia de Hubble es que las galaxias tempranas son más rojas que las galaxias tardías, las cuales son azules. Esto es consecuencia principalmente del contenido estelar que se presenta mayoritariamente en un tipo de galaxia o en otro y este último depende de la tasa y de la forma de la formación estelar.

Generalmente, este proceso se describe a través de parámetros físicos como densidad, temperatura y presión que se presentan en el colapso de las nubes de hidrógeno molecular. Para que una de estas nubes se contraiga debe ocurrir que ésta deje de encontrarse en equilibrio hidrostático, de tal forma que la fuerza gravitatoria domine la dinámica de la nube. Este proceso de contracción depende de la densidad y de la temperatura, principalmente. En 1920, Sir James Jeans calculó que una nube molecular puede colapsar sólo si tiene la masa suficiente para hacerlo. Esta es la llamada masa de Jeans M_J , la cual se puede expresar en términos de la temperatura T y de la densidad ρ de la nube como

$$M_J \propto \frac{T^{3/2}}{\rho^{1/2}} \quad (1.37)$$

Dicho de otra forma, no se podrán formar estrellas a partir de una nube molecular de masa M si $M < M_J$.

Cuando la nube comienza a colapsar se puede considerar que no es opaca a la radiación, es decir, no es lo suficientemente densa para ser opaca; de tal modo que la temperatura se uniformiza y el proceso es isotérmico. Por tanto, la masa de Jeans solamente dependería inversamente de la densidad. Esto implica que la masa de Jeans disminuye al contraerse cada vez más la nube molecular y, por tanto, podrán colapsar otras nubes de masa menor que antes no podían hacerlo, todas dentro de la misma nube original. Este mecanismo es conocido como la fragmentación de nubes y explica por qué las estrellas generalmente nacen en grupos y

preferentemente con masas bajas, aunque esto último depende de los parámetros iniciales de la nube antes de la contracción.

El proceso de fragmentación tiene un límite y éste se presenta cuando las nubes fragmentadas tienen la suficiente densidad como para retener la radiación en su interior, es decir, la nube se hace opaca a la radiación y por tanto ahora el proceso se vuelve adiabático. En este caso, la dependencia de la M_J con la densidad es directa y eso provoca que se detenga la fragmentación. Ahora cada uno de los subfragmentos colapsa independientemente hasta que la temperatura y la presión es suficiente para iniciar las reacciones nucleares, o sea hasta formar estrellas.

En realidad, la descripción del proceso de formación estelar aquí expuesto es bastante ideal, ya que se deben considerar otros aspectos como la rotación de la nube, el campo magnético y procesos no adiabáticos. Por otro lado, cómo es que inicialmente una nube logra exceder la masa de Jeans no es aún del todo claro. Una posibilidad es el paso de perturbaciones a través de las nubes, por ejemplo, brazos espirales los cuales comprimirían las nubes desencadenando la contracción. Otro escenario para iniciar el colapso de las nubes de gas sería la explosión de una estrella muy masiva (supernova) o las ondas de presión generadas en el medio debidas a la cercanía de una región HII, ya que ésta última tiene una temperatura mayor respecto al gas no ionizado que la rodea.

Una forma de determinar la cantidad de estrellas que se forman en una región es mediante la tasa de formación estelar (SFR, por sus siglas en inglés), es decir, la cantidad de gas que es transformada en estrellas anualmente. La SFR se puede determinar gracias a la radiación proveniente de las estrellas o del gas en el medio interestelar, la cual está ligada al proceso de formación de estrellas. Como ya veremos más adelante, la SFR es un parámetro primordial en el estudio de la evolución de las galaxias. Antes de mencionar los principales indicadores de la SFR, es necesario describir un parámetro importante para determinarlos: la función inicial de masa (IMF, por sus siglas en inglés).

En principio, las estrellas que se forman a partir de la misma nube molecular no tienen por que tener la misma masa, de hecho son diferentes (además las estrellas poco masivas son más frecuentes que las masivas). Entonces existe una distribución de masa en la formación estelar. Esta distribución es la IMF, la cual nos indica el número de estrellas que se han formado para cada intervalo de masa. La forma de la IMF más empleada es de Salpeter (1955) quien la determinó a través de la función de luminosidad de estrellas en la vecindad solar, en combinación de una relación masa-luminosidad. De acuerdo a Salpeter, la IMF sigue una ley de potencia decreciente con la masa ($M^{-\alpha}$) donde la potencia α es igual a 1.35. Esto implica que las estrellas poco masivas se forman con más frecuencia, lo cual está de acuerdo a lo observado (Reid et al. 2002). Hay que mencionar que la IMF es crucial para relacionar la SFR con las propiedades de la radiación de estrellas de reciente formación y la radiación que resulte del proceso de formación estelar (Kennicutt 1998).

Para medir la SFR se pueden utilizar distintos indicadores como, por ejemplo, la radiación del continuo en el ultravioleta, las líneas prohibidas (en particular OII), la radiación del continuo en el lejano infrarrojo y las líneas de recombinación, en especial la línea H_α (Kennicutt 1998). Recordemos que la luminosidad H_α está fuertemente relacionada con la tasa de fotones ionizantes y por lo tanto con el número de estrellas masivas presentes en el corazón de una región HII. Por tanto, la SFR se puede calcular a partir de la luminosidad total en H_α . Así pues, básicamente se consideran los siguientes aspectos para la determinación de la tasa de

formación estelar (cuando se utiliza la luminosidad H_α), siguiendo el formalismo de Hunter & Elmegreen (2004):

1. El número de estrellas recién formadas siguen una distribución de masa que obedece a una ley de potencia ($\phi(m) = Am^\gamma$), donde la potencia γ está relacionada con la pendiente de la función inicial de masa (Salpeter 1955).
2. Solamente las estrellas con una masa entre $10 M_\odot$ y $100 M_\odot$ son capaces de ionizar el gas neutro a su alrededor. Se impone ese límite superior, ya que las estrellas más masivas son muy raras (Massey & Hunter 1998).
3. Sólo 2/3 de la cantidad de fotones ionizantes logra ionizar el gas neutro y una tercera parte escapa de la región HII o es absorbida por el polvo (Gallagher et al. 1984).
4. El cociente entre la tasa total de fotones ionizantes Q_0 en función de la luminosidad H_α , corregida según el punto anterior, y el número promedio de fotones ionizantes por segundo $\langle Q_{0*} \rangle$ de una sola estrella nos da el número de estrellas N con una masa dentro del rango establecido en el punto dos.
5. Luego con el cociente entre N y el resultado de la integración de la función en el punto uno (desde $0.1 M_\odot$ hasta $100 M_\odot$) obtenemos la masa estelar total M_* .
6. A través de un modelo de evolución estelar (Schaerer et al. 1993), se conoce el tiempo de vida t_m típico de las estrellas en función de la masa.
7. Finalmente del cociente entre M_* y t_m se obtiene la tasa de formación estelar.

Nótese que bajo las condiciones anteriores, la SFR sólo depende entonces de la luminosidad H_α . Su expresión es la siguiente (Kennicutt 1994):

$$\text{SFR}(M_\odot \text{yr}^{-1}) = 7.9 \times 10^{-42} L_{H_\alpha} (\text{erg s}^{-1}) \quad (1.38)$$

donde la constante se calcula según los puntos anteriores.

1.7 FUNCIÓN DE LUMINOSIDAD DE REGIONES HII

La función de luminosidad de regiones HII (LF por sus siglas en inglés) es simplemente una función de acumulación que nos muestra la distribución de la luminosidad de regiones HII en una galaxia. La importancia de esta función reside en la información que se obtiene sobre la formación de estrellas para una galaxia con regiones HII.

La función de luminosidad en H_α traza la formación de estrellas masivas en una galaxia, pero se debe tener cuidado en su interpretación ya que una función de este tipo está formada por regiones HII de varias edades y, por lo tanto, una parte de la LF no reflejaría la historia reciente del proceso de formación estelar. Entonces, la LF representaría en su totalidad la distribución de masa de los cúmulos de estrellas ionizantes o bien sería el resultado de la evolución de cúmulos estelares con masa constante. En este caso, la LF sería una trayectoria evolutiva que cada región HII debería seguir (von Hippel & Bothun 1990). Esto es por que una estrella ionizante, típica de una región HII, obtiene su energía de la fusión del hidrógeno en helio que tiene lugar en su núcleo durante 5 a 10 millones de años, dependiendo de su masa

inicial que puede ser desde $15 M_{\odot}$ a $30 M_{\odot}$ o incluso más. De acuerdo a modelos evolutivos de esta población estelar, basados en una función de masa dada, se demuestra que una estrella de este tipo emite un flujo constante de radiación H_{α} durante 3 millones de años, como se ve en la figura 1-7 (von Hippel & Bothun 1990). Después el flujo va disminuyendo fuertemente conforme avanza el tiempo. Además, conforme evoluciona un cúmulo estelar, el continuo se desplaza al rojo porque las estrellas disminuyen su temperatura, y el flujo H_{α} decrece hasta el instante en que las estrellas terminan la fase del quemado de hidrógeno. Esto quiere decir que las regiones HII que en su origen tenían gran brillo, tras el paso del tiempo disminuyen el mismo, contribuyendo entonces a la zona de baja luminosidad de la LF. Por tanto, una región HII de baja luminosidad puede ser porque su estrella central sea poco masiva o bien porque sea vieja. Esto no se puede distinguir de la información dada por las imágenes en H_{α} . Para el caso de una galaxia que tuviera una fase de débil formación estelar esto sería más importante ya que sería muy difícil distinguir ambas situaciones.

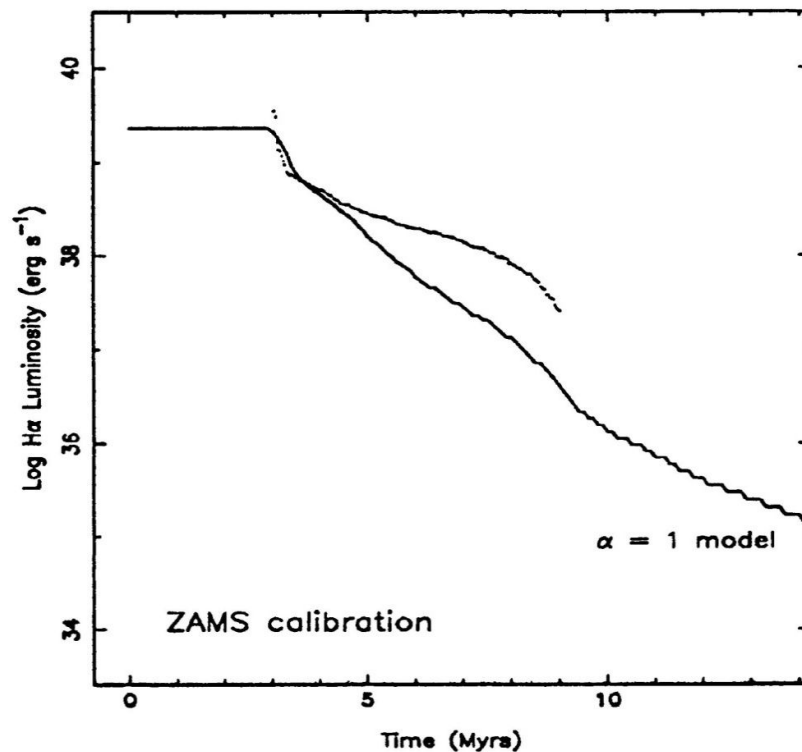


Figura 1-7. Evolución de la radiación H_{α} de una región HII, cuyas estrellas aún queman hidrógeno en su núcleo y su distribución de masa tiene una pendiente $\alpha=1$ (von Hippel & Bothun 1990).

La apariencia más general de las funciones de luminosidad se puede describir de la siguiente manera: conforme se recorre de derecha a izquierda el eje de los valores logarítmicos de la luminosidad H_{α} , es decir, disminuyendo la luminosidad, el número de regiones HII por intervalo de luminosidad se incrementa hasta alcanzar un punto máximo. A partir de este punto el número de regiones HII comienza a decrecer (fig 1-8). Entonces parecería que la LF se comporta mejor como una doble ley de potencia que como una simple forma decreciente,

ajustando a una recta con pendiente positiva a los puntos de la zona de baja luminosidad de la LF (a la izquierda del punto máximo) mientras que los puntos de la zona de alta luminosidad (a la derecha del punto máximo) se ajustarían a una recta cuya pendiente es negativa. Esta aparente anomalía tiene como origen la difícil detección de regiones HII de bajo brillo en las imágenes de las galaxias.

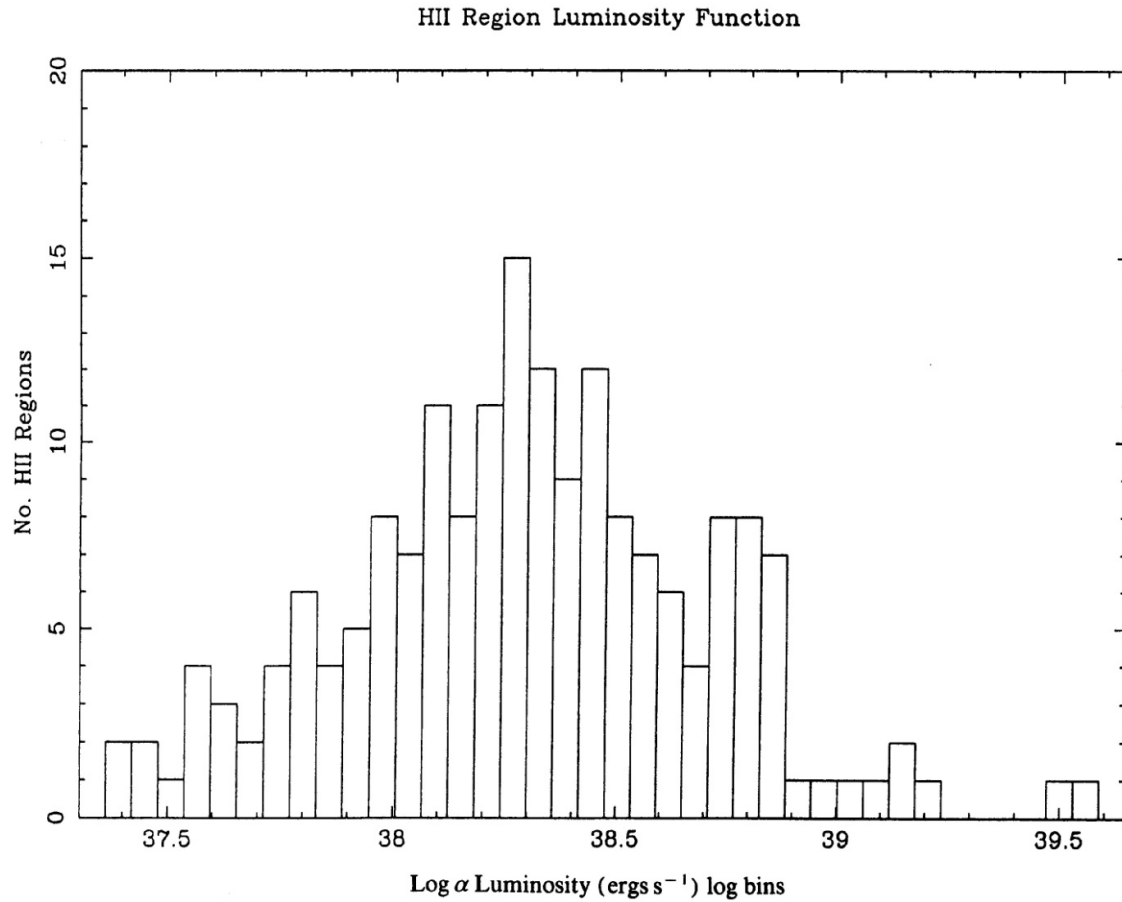


Figura 1-8. función de luminosidad de 138 regiones HII en la galaxia NGC 628. El efecto de incompletitud de la muestra para regiones débiles genera el decaimiento de la LF en la zona de baja luminosidad (von Hippel & Bothum 1990).

Por tanto, si sólo nos centramos en la zona de alta luminosidad, es decir, desde el máximo de regiones hacia la derecha en la figura 1-8 el comportamiento característico de la LF es el de una ley de potencia de la forma (Kennicutt, Edgar & Hodge 1989, de aquí en adelante KEH):

$$N = A L^a dL \tag{1.39}$$

donde L es la luminosidad expresada en ergios por segundo (erg/s), N/dL es el número de regiones HII por intervalo de luminosidad y A y a son constantes características de cada galaxia. KEH (1989), con base en medidas de la luminosidad $H\alpha$ en galaxias espirales Sa-Sc y a una extrapolación teórica de la luminosidad ultravioleta y de la función de masa de estrellas individuales, construyen una LF compuesta para investigar los extremos de baja y alta luminosidad (fig. 1-9), confirmando que, en efecto, la LF tiene esta forma.

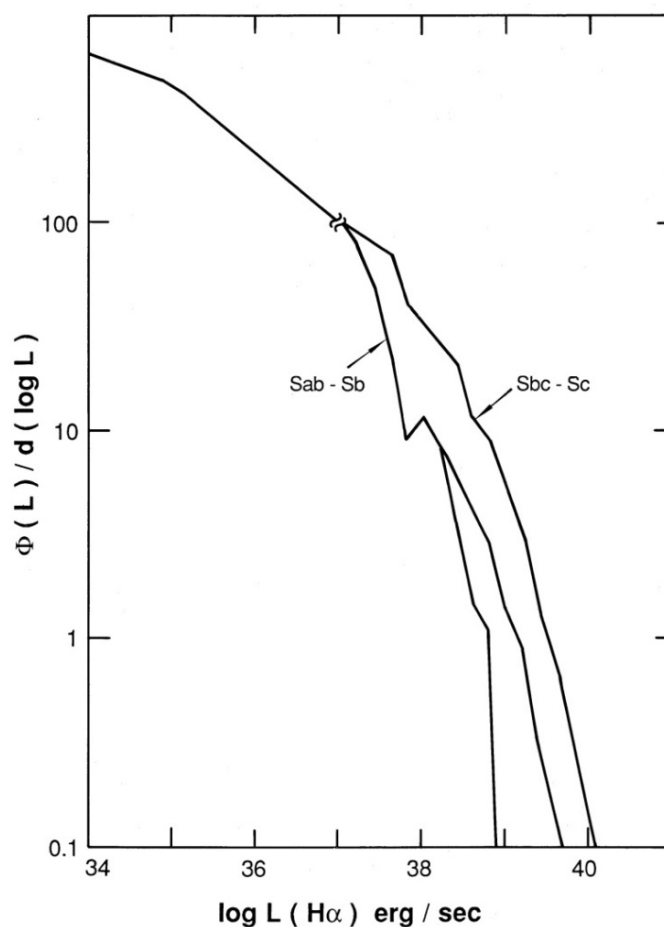


Figura 1-9. Función de Luminosidad Compuesta de galaxias Sa-Sc. Demuestra el comportamiento de la LF en su extremo de baja y alta luminosidad. $\Phi(L)$ es simplemente el número de regiones HII con una luminosidad L (KEH 1989).

En particular, el valor de a juega un papel importante en el estudio de la población estelar de las galaxias, ya que la LF guarda una dependencia directa con el tipo y con el valor máximo de la luminosidad para la secuencia de Hubble (KEH 1989). Es decir, de acuerdo con estudios extensos sobre la LF, resulta que el valor absoluto del exponente a es mayor para galaxias Sa y disminuye para las Sc e irregulares. Esta disminución en el valor de a de la LF indica un aumento en el número de regiones HII de alto brillo, y por tanto del número de estrellas jóvenes de reciente formación (KEH 1989). El valor promedio de la pendiente de la LF en

galaxias Sa-Sc es $a = -2.0 \pm 0.5$ (KEH 1989) y de -1.25 ± 0.1 para galaxias irregulares (Youngblood & Hunter 1999).

1.8 OBJETIVO DE LA TESIS

El objetivo de este estudio es obtener la LF de una muestra pequeña de galaxias espirales enanas. De este modo, podremos comparar con la función de luminosidad de galaxias espirales normales y con la de galaxias irregulares de otros autores y, de esta manera, intentar conocer cuáles son las principales propiedades de la formación estelar en estas galaxias. Para ello en el capítulo 3, tras construir la LF de cada galaxia, se analizará la forma de estas LF's y, lo más importante, se determinará el valor de la pendiente de estas funciones. Además, a través de las características de la LF, se estimarán algunas propiedades de los grupos de estrellas (cúmulos) presentes en las regiones HII, tales como su masa y número de estrellas que los integran. El capítulo 3 se finalizará con el estudio de la forma general de la LF de regiones HII para las galaxias espirales enanas de esta muestra.

Finalmente, en el capítulo 4, intentaremos trazar la historia del proceso de formación estelar en cada galaxia. Esto nos llevará a investigar cuáles son los parámetros físicos que desencadenan y regulan la formación de estrellas en las galaxias espirales enanas, tales como el tamaño óptico, la densidad de gas neutro y el número de regiones HII.

CAPÍTULO 2

OBTENCIÓN Y ANÁLISIS DE DATOS

Como se ha dicho, el interés principal de este trabajo es obtener las LF de regiones HII para una muestra pequeña de galaxias espirales enanas. Para lograrlo tenemos que partir de imágenes fotométricas de las galaxias bajo estudio en la longitud de onda más interesante para nosotros, que corresponde a la línea H_{α} , así como en el continuo. Los valores de los flujos y de las luminosidades que obtengamos servirán para la construcción de la LF, así mismo se determinará cómo se ve afectada la luminosidad por la extinción y la resolución, entre otros factores más.

2.1 DESCRIPCIÓN DE LA MUESTRA

La muestra utilizada en este estudio está conformada por un total de 5 galaxias sacadas de la muestra de galaxias espirales enanas publicada por Hidalgo-Gómez (2004). Estas son galaxias espirales tardías (Sd o Sm) con valores del radio óptico (r_{25}) inferiores a 5 kpc y valores de la magnitud absoluta en el azul (M_B) inferiores a -18.

Las características propias de cada galaxia están dadas en la Tabla 2. La columna 1 contiene el nombre de cada galaxia en el Uppsala General Catalog (Nilson, 1973), en las columnas 2 y 3 están la ascensión recta y declinación respecto al año 2000, la columna 4 enlista la magnitud absoluta en el azul, el tamaño óptico de las galaxias está en la columna 5 (Hidalgo-Gómez 2004). La columna 6 tiene la distancia a la que se encuentran estas galaxias. Este es el valor promedio entre la distancia publicada por Hidalgo-Gómez (2004) y la que se encuentra en NED*, sólo con el objeto de dar un valor más representativo. El error en estos valores es simplemente la dispersión estadística respecto al valor promedio. La columna 7 presenta el coeficiente de extinción galáctica en el rango del rojo tomada de NED. Finalmente en la columna 8 se presenta la inclinación del disco de las galaxias respecto al plano del cielo (NED).

Hay que resaltar que tanto cuando se realizaron las observaciones como cuando se substrajo la submuestra presentada aquí, no se eligieron galaxias que tuvieran unas características especiales, por ejemplo, número de regiones HII mayor que un valor, posibles simetrías o asimetrías de la distribución espacial de las regiones, integrantes o no de grupos, mayor luminosidad, barras, inclinación, etc. Las galaxias fueron elegidas para su observación atendiendo sólo a su posición en el momento de la observación (ascensión recta y ángulo horario). En el caso de las galaxias aquí presentadas se tomaron, de un total de 20 galaxias observadas, aquéllas para las que el proceso de reducción estaba concluido.

*NED: NASA Extra-Galactic Database, es una base de datos de objetos extragalácticos cuyas posiciones y corrimientos al rojo han sido establecidas, además de datos fotométricos entre otros más. NED es operada por el "Jet Propulsion Laboratory" en el Instituto de Tecnología en California (EE.UU) en contrato con la NASA.

Como se dice en Hidalgo-Gómez (2004), las dS tienen rangos reducidos, tanto de radio como de M_B . Éstos son de 3 a 5 kpc y de -14.5 a -18.5 magnitudes. Como vemos en la Tabla 2 esta muestra tiene una de las galaxias más pequeñas (UGC 5296) de la muestra de Hidalgo-Gómez (2004) mientras que tres de ellas son más grandes. También tenemos un rango de 2 mag en M_B , que es la mitad del rango total de las dS. El rango de distancias es intermedio (alrededor de 18 Mpc), de manera que es posible resolver las regiones HII con un diámetro mínimo de 134 pc (ver sección 2.4.1).

Tabla 2.
Propiedades generales de las galaxias en la muestra.

Galaxia ¹	α^2 (2000)	δ^3 (2000)	M_B^4 (mag)	R^5 (Kpc)	D^6 (Mpc)	A_r^7 (mag)	i^8 ($^\circ$)
UGC 891	01 21 19	12 24 43	-15.32	3.13	9.78 +/- 0.85	0.076	60
UGC 5296	09 53 11	58 28 42	-15.08	3.02	20.99+/-0.75	0.031	22
UGC 6205	11 09 59	46 05 44	-16.53	4.99	19.34 +/- 0.70	0.035	40
UGC 6304	11 17 49	58 21 05	-1.40	4.72	24.36 +/- 0.90	0.029	44
UGC 11820	21 49 28	14 13 52	-14.70	4.96	17.10 +/- 1.80	0.332	45

Col. 1. Nombre de la galaxia en el Uppsala General Catalog (Nilson 1973).

Col. 2. Ascensión recta (Hidalgo-Gómez 2004).

Col. 3. Declinación (Hidalgo-Gómez 2004).

Col. 4. Magnitud absoluta en B (Hidalgo-Gómez 2004).

Col. 5. Radio óptico (Hidalgo-Gómez 2004).

Col. 6. Distancia (Este es el valor promedio entre la distancia publicada por Hidalgo-Gómez (2004) y la que se encuentra en NED).

Col. 7. Coeficiente de extinción en el rojo (NED).

Col. 8. Inclinación (NED)

2.2 ADQUISICIÓN Y REDUCCIÓN DE DATOS

Cuando se observan simultáneamente los espectros de galaxias de distintos tipos morfológicos, resulta que las líneas de emisión causadas por las transiciones electrónicas dentro de las nubes de gas ionizado incrementan su intensidad, mientras el continuo se reduce, conforme se va del tipo temprano al tardío. Esto significa que las líneas espectrales son más importantes para galaxias tardías, como se ve en la figura 2-1. Por tanto, para el caso de galaxias del tipo tardío las líneas de emisión van a ser muy notorias. Así, cuando queremos estudiar nebulosas de emisión es necesario utilizar imágenes centradas en longitudes de onda correspondientes a líneas de emisión. En particular, la emisión H_{α} se ofrece como un excelente medio de detección de regiones HII en una galaxia ya que es la línea más intensa en un espectro típico de estas regiones (fig. 1-6). Como se comentó en el capítulo anterior, también tiene la ventaja de dar una medida instantánea de la tasa de formación estelar ya que existe un acoplamiento entre esta radiación y las estrellas de reciente formación (Kennicutt 1994), como se dijo en la sección 1.6. Además recordemos que la emisión de esta radiación se mantiene constante alrededor de 3 millones de años (von Hippel & Bothun 1990). Es por esto que resulta conveniente tomar imágenes en H_{α} para la realización del estudio propuesto en esta tesis.

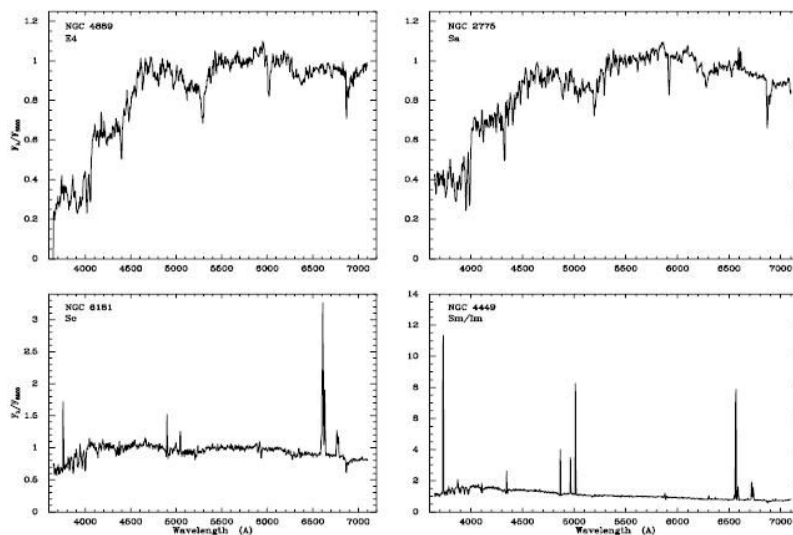


Figura 2-1. Espectros de galaxias elípticas, espirales e irregulares (Kennicutt 1992). La parte a) de esta figura es el espectro de la galaxia NGC 4889 (E4), la parte b) corresponde al espectro de una galaxia Sa (NGC 2776), en c) se observa el espectro de la galaxia NGC 8151, tipo morfológico Sc, y finalmente en el recuadro d) se muestra el espectro una galaxia Sm/Im (NGC 4449).

La adquisición de las imágenes utilizadas se realizó con el telescopio de 1.5 m del Observatorio Astronómico Nacional (OAN) situado en San Pedro Mártir (B. C.). Las observaciones se realizaron en dos periodos: marzo y noviembre de 2002. Para estas observaciones se utilizó un filtro basado en la longitud de onda que tiene la línea H_{α} , y teniendo en cuenta que debido al corrimiento al rojo de la galaxia, la longitud de onda de esta línea va a ser ligeramente distinta. El valor del corrimiento al rojo se obtiene de los datos publicados en NED. Como las distancias de las galaxias de esta muestra son muy parecidas, el

filtro H_α que se utilizó para todas es el mismo. El filtro de H_α que se usó tiene una anchura a medio ancho de 72 Å, centrados en la longitud de onda dada. Además de estas imágenes centradas en la línea, se deben de tomar imágenes fuera de la misma, llamadas de continuo. Esto es debido a que sólo se está interesado en la emisión de las regiones HII. Sin embargo, las estrellas emiten también en la frecuencia que nos interesa. Por tanto, con estas imágenes de continuo podemos eliminar todos aquellos emisores que no sean regiones HII. El filtro del continuo se elige de tal forma que su longitud de onda esté cercana a la línea, pero fuera del rango de emisión de H_α .

En la Tabla 3 se hace un pequeño resumen de las observaciones realizadas. En la columna 1 se muestra el nombre de la galaxia, la columna 2 muestra la longitud de onda central del filtro empleado en la observación de la línea de H_α de cada galaxia así como del continuo, en la columna 3 está la masa de aire definida como la distancia efectiva que recorre la luz a través de la atmósfera hasta el observador, la columna 4 tiene el tiempo total de integración, es decir el tiempo que el obturador estuvo abierto recibiendo fotones del objeto observado y la columna 5 la fecha en la cual fue observada la galaxia. Además, es importante mencionar que el seeing (el ensanchamiento de las imágenes debido principalmente a las turbulencias atmosféricas) para cada observación fue de 1.5 segundos de arco (arcsec por su abreviatura en inglés), el cual impone un límite a la capacidad de resolver objetos relativamente cercanos entre sí.

Tabla 3.
Características de las observaciones.

Galaxia ¹	λ filtro ² (Å)	X_m ³	t_{total} ⁴ (s)	Fecha ⁵
UGC 891	6607 (H_α)	1.2	3000	01-11-02
	6459 (cont)	1.10	2400	
UGC 5296	6607 (H_α)	1.17	2300	10-03-02
	6459 (cont)	1.20	2100	
UGC 6205	6607 (H_α)	1.04	2100	10-03-02
	6459 (cont)	1.04	2300	
UGC 6304	6607 (H_α)	1.30	1800	10-03-02
	6459 (cont)	1.30	1800	
UGC 11820	6607 (H_α)	1.10	3600	01-11-02
	6459 (cont)	1.20	2400	

Col. 1. Nombre de la galaxia en el Uppsala General Catalog.

Col. 2. Longitud de onda del filtro.

Col. 3. Masa de aire.

Col. 4. Tiempo de integración total.

Col. 5. Fecha de observación.

A estas imágenes se les realizó un proceso, llamado de reducción, para eliminar los ruidos electrónicos. Este consiste en la localización del punto cero de medida (bias) y en la calibración de cada uno de los pixeles que conforman la cámara (flat-field). Después se comparó el flujo obtenido de algunas estrellas bien conocidas (llamadas estándares) con los flujos tabulados de las mismas para ver las pérdidas por las condiciones atmosféricas. Esto fue hecho por la Dra. Hidalgo-Gómez utilizando un software especial para el análisis de imágenes astronómicas llamado MIDAS.

2.3 DESCRIPCIÓN DE LAS IMÁGENES

En las Figuras 2-2a, 2-2b, 2-2c, 2-2d y 2-2e (ver al final de este capítulo) se muestran las imágenes, en blanco y negro invertido, de las galaxias estudiadas en esta investigación. Las Figuras 2-2a y 2-2b son las imágenes en H_α de las galaxias UGC 11820 y UGC 5296, respectivamente. La galaxia UGC 11820 muestra unos brazos prominentes, en los cuales están distribuidas más del 70% de las regiones HII, mientras que sólo unas pocas en el resto del disco. Esto corresponde a una distribución clásica de las regiones HII para galaxias espirales. Por otro lado, UGC 5296 es la galaxia que menos regiones HII tiene. Es bastante interesante notar que 4 de las 5 regiones están situadas en el eje N-S, mientras que hay una más en el extremo oeste de la galaxia.

Las Figuras 2-2c y 2-2d son las imágenes de las galaxias UGC 6205 y UGC 6304, respectivamente. Éstas no son las imágenes reducidas con las que se trabajó, ya que en el intervalo entre el proceso de reducción y la redacción de este trabajo no se pudo disponer más de ellas. Por tanto, las imágenes para este par de galaxias fueron tomadas de la base de imágenes del Sloan Digital Sky Survey (SDSS), el cual es un proyecto observacional (con un telescopio de 2.5 metros ubicado en el Monte Apache; Nuevo México, EUA) que toma imágenes del hemisferio norte en diferentes filtros. Así, estas imágenes son en realidad una composición de cinco imágenes, una por cada filtro. La distribución de regiones HII en UGC 6205 se asemeja a un semicírculo alrededor del centro de la galaxia. El patrón espiral no es evidente en esta imagen, ya que los brazos espirales no están muy separados del resto del cuerpo de la galaxia. En el caso de la galaxia UGC 6304, las regiones HII se ubican a lo largo de los brazos espirales. Notemos que esta galaxia presenta en su centro una estructura en forma de barra, de la cual salen los brazos espirales.

Finalmente, en la Figura 2-2e se muestra la imagen de la galaxia UGC 891. Igualmente a las dos figuras anteriores, no se trata de la imagen reducida. En este caso, la imagen aquí presentada fue tomada de la base de datos SIMBAD, la cual es operada por el Centro de Datos Astronómicos de Strasbourg, Francia (CDS). Vemos la distribución de las regiones HII en UGC 891 a lo largo del disco, ya que está muy inclinada respecto a la línea de visión ($i = 60^\circ$). Particularmente, esta circunstancia deberá ser considerada cuando se analice la forma de la LF de esta galaxia, pues el flujo H_α de las regiones HII sufre efectos de extinción.

2.4. ANÁLISIS DE DATOS

2.4.1 Detección de las regiones HII y medición de flujos H_α

La identificación de las regiones HII se hizo a partir de las imágenes en H_α , sin el continuo. Para estar completamente seguros de que incluimos todas las regiones HII, comparamos las imágenes en H_α y en el continuo, superponiéndolas. Este proceso fue particularmente importante para UGC 11820, donde algunas de las regiones HII eran muy débiles. En principio, no consideramos diferencias entre las regiones HII y el gas ionizado difuso (DIG por sus siglas en inglés) que es una componente de gas ionizado en las galaxias, semejante a un halo. De este modo, todas las zonas donde se emitía en H_α serían candidatas a regiones HII. Por tanto, no imponemos ningún valor mínimo para el flujo, ya que para este estudio los flujos más pequeños no van a ser tomados en cuenta. Sin embargo, creemos que todas aquellas zonas con flujos menores a 10^{-17} erg s $^{-1}$ cm $^{-2}$ no deberían ser consideradas como

regiones HII clásicas, ya que por debajo de este flujo se encuentra el valor característico para el DIG (Hidalgo-Gómez 2005).

Para obtener el flujo de cada región se utiliza el comando `inte/aper` en el software MIDAS. Este nos da el número de cuentas (fotones) en un rectángulo, cuyo tamaño se ajusta al tamaño de la región HII. Para obtener energía, multiplicamos este valor por una constante determinada a partir de los flujos de una serie de estrellas (llamadas estándares), diferentes para cada noche de observación. Esta constante incluso podría variar durante la misma noche si varían las condiciones de observación. Sin embargo, las condiciones se mantuvieron estables y por tanto el valor de la constante es el promedio de los valores obtenidos para cada estrella en la misma noche. En aquellos casos en los que se haya tomado un rectángulo mayor a la región HII, la emisión excedente no contribuye en más del 10% a la emisión de las regiones HII más brillantes, aunque siempre se tomó la precaución, en lo posible, de minimizar este efecto en el proceso de medición de flujos H_{α} . En la serie de Figuras 2-2 se muestran las regiones HII identificadas, las cuales se han indicado con un número con el fin de hacer una fácil referencia a ellas. Esto no fue posible realizarlo para la imagen de la galaxia UGC 891, pues en la imagen tomada de SIMBAD no están claramente definidas las regiones HII, ya que al tener un campo mayor (de 1 arcsec) la imagen de la galaxia es mucho más pequeña respecto al resto.

Por otro lado, como se dijo antes, el seeing presente en las observaciones fue de 1.5 arcsec. Este valor se traduce en resolución espacial la cual se puede calcular con la distancia a la galaxia. Los valores son de 71 pc para UGC 891, 153 pc para UGC 5296, 141 pc para UGC 6205, 177 pc para UGC 6304 y 124 pc para UGC 11820.

2.4.2 Correcciones de los flujos H_{α}

Antes de emplear los datos de los flujos de las regiones HII de cada galaxia, obtenidos directamente de las imágenes, necesitan ser corregidos por extinción y contaminación de otra radiación debida a la presencia de otros elementos en el medio interestelar.

La principal contaminación proviene del ión del nitrógeno una vez ionizado, con transiciones que dan origen a las líneas prohibidas con longitudes de onda de 6548 Å y 6583 Å. Recordemos que la longitud de onda correspondiente a la línea H_{α} es 6562 Å, por lo tanto esta línea está en medio de las del nitrógeno (fig. 1-6). Los filtros utilizados en este estudio tienen una anchura de 72 Å centrados en la longitud de onda de H_{α} . Por tanto, también recogen la radiación procedente de las líneas de nitrógeno, ya que la distancia entre H_{α} y [NII] es de 14 Å y 21 Å, respectivamente. Para poder abstraer ésta deberíamos conocer las intensidades de estas líneas. Una forma es mediante espectroscopía, obteniendo la intensidad de [NII] λ 6548 + [NII] λ 6583 frente a la de H_{α} . Aunque en espectroscopia no se recoge toda la radiación procedente de la región HII, el valor relativo entre ambas líneas es representativo. A pesar de contar con espectros de algunas regiones HII de las galaxias UGC 5296 y UGC 6205 no son suficientes para realizar un tratamiento global de este efecto. De todas formas, sabemos que para regiones HII en galaxias de este tipo, el cociente NII/ H_{α} es muy bajo, típicamente menor que 0.25. Por tanto, la contribución del nitrógeno medida en estas imágenes a la luminosidad total va a ser menor que el 10% (Hidalgo-Gómez & Olofsson 2002).

Otra corrección que se debe hacer es la corrección por extinción. Tiene tres contribuciones: una componente es debida a las nubes de polvo de nuestra Galaxia, una componente de la propia galaxia y una debida al medio entre ambas. Para poder medir las dos últimas necesitamos conocer el coeficiente de extinción C_β , definido como

$$C_\beta = -\frac{1}{f(\beta)} \ln \frac{I(H_\alpha)/I(H_\beta)}{[I(H_\alpha)/I(H_\beta)]_{\text{teo}}} \quad (2.1)$$

donde $f(\beta)$ es una ley de extinción, el numerador es el cociente entre dos líneas de Balmer observadas y el denominador es el valor teórico de dicho cociente. Sin embargo, no hay filtros H_β en el OAN, y por tanto no se pudo observar en esta línea. Como consecuencia, no se pudo corregir de estas componentes. De nuevo, sin embargo sabemos que la extinción de este tipo de galaxias es pequeña, típicamente con valores de 0.04 magnitudes (Hidalgo-Gómez et al. en preparación).

Por último quedaría la corrección por extinción Galáctica. Sabemos que, dado que los flujos se encuentran dentro del rango del rojo, entonces sea A_r el coeficiente de extinción en el rojo en magnitudes (tabla 2). Por la ecuación 1.7 se cumple que

$$A_r = -2.5 \log \frac{F_r}{F_o} \quad (2.2)$$

con F_r el flujo extinguido. Si suponemos que F_o es el flujo original, los flujos se relacionan como sigue

$$F_r = xF_o \quad (2.3)$$

donde x representa la fracción del flujo de la fuente F_o que no se observa. Entonces combinando la ec. 2.2 y la ec. 2.3 tenemos

$$A_r = -2.5 \log x \quad (2.4)$$

y aislando x de la ec. 2.4

$$x = 10^{-\frac{A_r}{2.5}} \quad (2.5)$$

Por otro lado, sea y la fracción del flujo F_o total que es observado. El flujo total es entonces la superposición del flujo extinto más el observado, es decir

$$F_o = xF_o + yF_o \quad (2.6)$$

$$1 = x + y \quad (2.7)$$

$$y = 1 - x \quad (2.8)$$

Si F_y es el flujo observado, entonces

$$F_y = (1 - x)F_o \quad (2.9)$$

Por lo tanto, el flujo H_α corregido por extinción es

$$F_o = \frac{F_y}{1 - x} \quad (2.10)$$

En una notación más conveniente a nuestros propósitos, sea F_n el flujo observado de la n -ésima región HII y $F_{H\alpha}$ su respectivo flujo corregido, entonces la ec. 2.10 se escribe finalmente como

$$F_{H\alpha} = \frac{F_n}{1 - x} \quad (2.11)$$

Con la expresión 2.11 se corrigieron los flujos por extinción Galáctica. Es necesario decir que los flujos utilizados para calcular la luminosidad H_α sólo fueron corregidos por esta última componente de extinción. Sin embargo, en el análisis de la LF es importante tener en mente cómo afecta a los resultados la inconsideración del resto de los efectos anteriormente descritos.

2.4.3 Obtención de la luminosidad H_α

Anteriormente se dijo que las regiones HII no presentan una simetría bien definida en su estructura. Sin embargo, en el caso regiones extragalácticas, éstas se encuentran suficientemente lejos para considerarlas casi esféricas y por lo tanto considerar que su energía se distribuye en una superficie esférica de radio igual al radio de Strömgren del hidrógeno. De este modo, las luminosidades en H_α de cada región HII se obtuvieron mediante la ecuación 1.4, donde r es la distancia entre el observador y la galaxia observada. Es decir, se hace la aproximación de que todas las regiones HII asociadas a una galaxia tienen prácticamente la misma distancia, pues de existir variaciones en la distancia entre las regiones HII éstas son suficientemente pequeñas para no ser tenidas en cuenta. Aún más, la incertidumbre en la posición de las regiones HII dentro de una galaxia es mucho menor que la incertidumbre en la distancia de la galaxia.

Las luminosidades de las regiones HII se calcularon galaxia por galaxia con las distancias de la Tabla 2 para cada galaxia, pero en unidades de centímetros ya que el flujo está dado en unidades de $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$. Las luminosidades así obtenidas tienen un error asociado en sus valores. El error total en la luminosidad H_{α} de cada región HII en la galaxia UGC 891 es del 22%, mientras que en las galaxias UGC 5296, UGC 6205 y UGC 6304 es del 12%, finalmente el error total correspondiente a la galaxia UGC 11820 es del 26%. Estos errores son debidos, por una parte, a que los flujos no se corrigieron ni por la contribución de la emisión del nitrógeno ni por la extinción propia de cada galaxia y por otra, a causa del error en la distancia de cada galaxia. Como se vio en la sección 1.2.2 el valor de la magnitud absoluta de una galaxia es muy sensible al cambio en el valor de la distancia; de hecho, es este factor el que más contribuye al error de las luminosidades H_{α} para este estudio. Los porcentajes de error se calcularon a partir de la teoría de propagación de errores usando cálculo diferencial sobre la ecuación 1.5.

Finalmente, en la Tabla 4 se presentan los valores obtenidos para los flujos y las luminosidades, tal como se describió en este capítulo. Así, en esta tabla se muestra el número asignado a la región HII dentro de una galaxia (figs. 2-2) para una fácil referencia (columna 2), los valores de los flujos obtenidos directamente de las imágenes (columna 3), los flujos corregidos sólo por extinción Galáctica (columna 4) y los valores logarítmicos de la luminosidad H_{α} correspondiente a cada región HII (columna 5), los cuales son necesarios para la construcción de la LF. Por tanto, una vez obtenidas las luminosidades de todas las regiones HII se puede construir la LF de cada una de las galaxias de la muestra.

Tabla 4.
Propiedades de las regiones HII de las galaxias de la muestra.

Galaxia ¹	No. RHII ²	F_n^3 $10^{-16} (\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2})$	$F_{H\alpha}^4$ $10^{-15} (\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2})$	$\log L_{H\alpha}^5$
UGC 891	1	18.00	26.40	38.48 ± 0.10
	2	11.40	16.80	38.28 ± 0.10
	3	10.70	15.70	38.25 ± 0.10
	4	8.82	13.00	38.17 ± 0.10
	5	14.10	20.80	38.37 ± 0.10
	6	5.68	8.35	37.98 ± 0.10
	7	12.30	18.10	38.32 ± 0.10
	8	15.50	22.80	38.41 ± 0.10
	9	9.16	13.50	38.19 ± 0.10
	10	16.80	24.70	38.45 ± 0.10
	11	5.86	8.62	37.99 ± 0.10
UGC 5296	1	6.10	21.80	39.06 ± 0.05
	2	3.59	12.81	38.83 ± 0.05
	3	6.86	24.50	39.11 ± 0.05
	4	2.05	7.32	38.59 ± 0.05
	5	1.55	5.53	38.46 ± 0.05
UGC 6205	1	10.00	31.30	39.14 ± 0.05
	2	1.08	3.37	38.18 ± 0.05
	3	4.52	14.10	38.79 ± 0.05
	4	3.28	10.20	38.66 ± 0.05
	5	1.33	4.15	38.27 ± 0.05
	6	4.19	13.1	38.77 ± 0.05
	7	2.98	9.33	38.62 ± 0.05
	8	0.77	2.40	38.03 ± 0.05
UGC 6304	1	8.42	32.40	39.36 ± 0.05
	2	1.18	4.53	38.51 ± 0.05
	3	2.14	8.25	38.77 ± 0.05
	4	6.19	23.80	39.23 ± 0.05
	5	6.41	24.70	39.24 ± 0.05
	6	4.43	17.00	39.08 ± 0.05
	7	2.78	10.70	38.88 ± 0.05
UGC 11820	1	14.00	5.32	38.27 ± 0.11
	2	5.03	1.91	37.82 ± 0.11
	3	19.60	7.47	38.42 ± 0.11
	4	6.17	2.35	37.91 ± 0.11
	5	3.23	1.23	37.63 ± 0.11
	6	1.83	0.69	37.39 ± 0.11
	7	2.15	0.82	37.45 ± 0.11
	8	5.93	2.25	37.89 ± 0.11
	9	13.90	5.27	38.26 ± 0.11
	10	7.72	2.94	38.01 ± 0.11
	11	17.10	6.50	38.36 ± 0.11
	12	14.80	5.63	38.29 ± 0.11

Continuación tabla 4.

Galaxia ¹	No. RHII ²	F_n^3 $10^{-16} (\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2})$	$F_{H\alpha}^4$ $10^{-15} (\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2})$	$\log L_{H\alpha}^5$
	13	5.86	16.40	38.76 ± 0.11
	14	2.24	5.02	38.24 ± 0.11
	15	7.31	2.23	37.89 ± 0.11
	16	9.67	0.85	37.47 ± 0.11
	17	0.59	2.78	37.99 ± 0.11
	18	0.11	3.68	38.11 ± 0.11
	19	7.59	0.23	36.89 ± 0.11
	20	14.90	0.04	36.17 ± 0.11
	21	0.02	2.89	38.00 ± 0.11
	22	6.85	5.67	38.29 ± 0.11
	23	7.20	0.01	35.46 ± 0.11
	24	2.13	2.60	37.96 ± 0.11
UGC 11820	25	0.47	2.74	37.98 ± 0.11
	26	0.96	0.81	37.45 ± 0.11
	27	7.83	0.18	36.79 ± 0.11
	28	6.31	0.36	37.10 ± 0.11
	29	7.81	2.98	38.02 ± 0.11
	30	3.98	2.40	37.92 ± 0.11
	31	3.79	2.97	38.01 ± 0.11
	32	1.67	1.51	37.72 ± 0.11
	33	8.71	1.44	37.70 ± 0.11
	34	4.35	0.63	37.34 ± 0.11
	35	1.14	3.31	38.06 ± 0.11
	36	1.44	1.65	37.76 ± 0.11
	37	5.86	0.43	37.18 ± 0.11
	38	2.24	0.55	37.28 ± 0.11

Col. 1. Nombre de la galaxia en el Uppsala General Catalog.

Col. 2. Número de la región HII en las Figuras 2-2.

Col. 3. Flujo H_α no corregido.Col. 4. Flujo H_α corregido sólo por extinción Galáctica.Col. 5. Logaritmo de la luminosidad H_α .

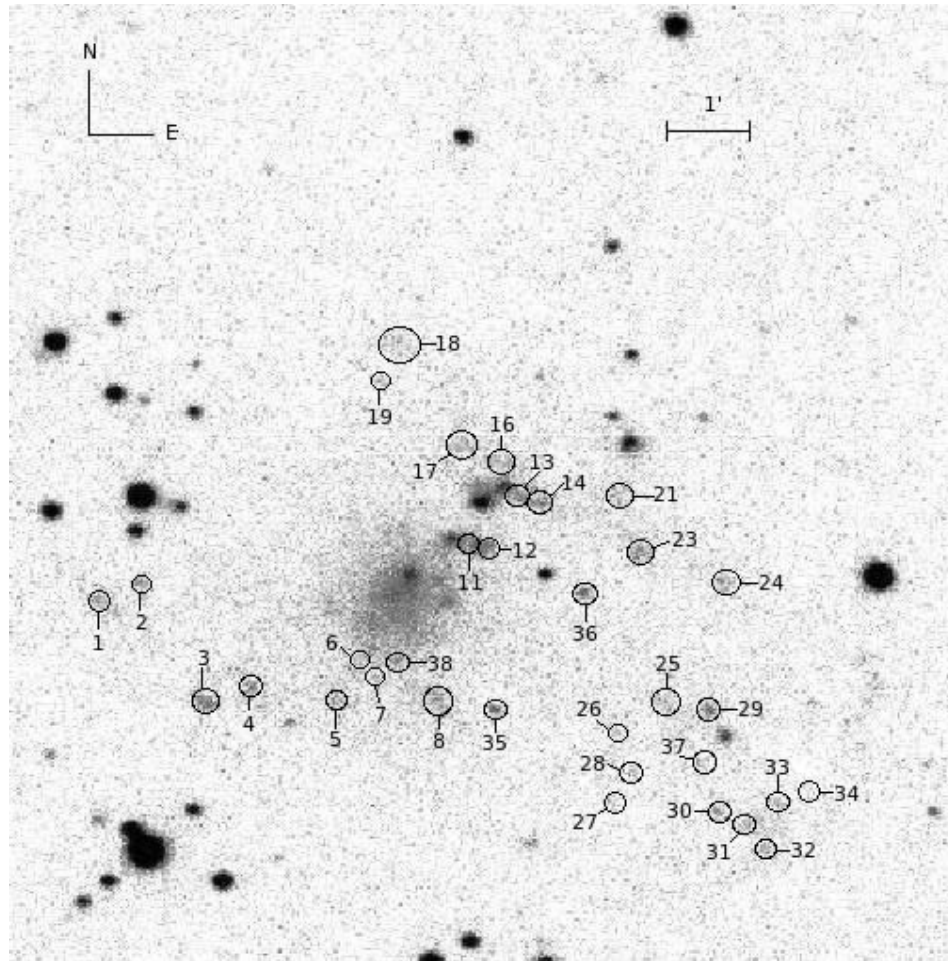


Figura 2-2a. Imagen en H_{α} de la galaxia UGC 11820. Más del 70% de las regiones HII se localizan en los brazos espirales, tal como típicamente se espera para galaxias espirales.

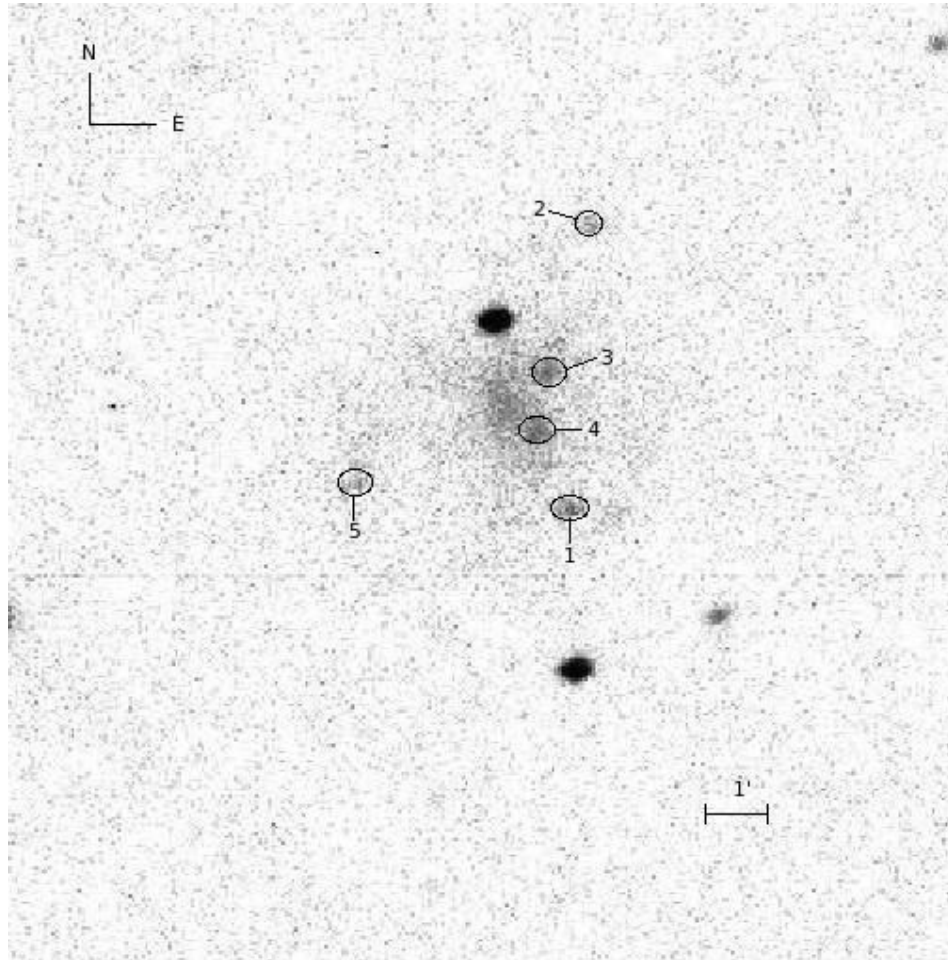


Figura 2-2b. Imagen en H_{α} de la galaxia UGC 5296. Los brazos de esta galaxia no están bien definidos. Las regiones HII se encuentran casi alineadas con el eje N-S, mientras que una más está al oeste de la galaxia.

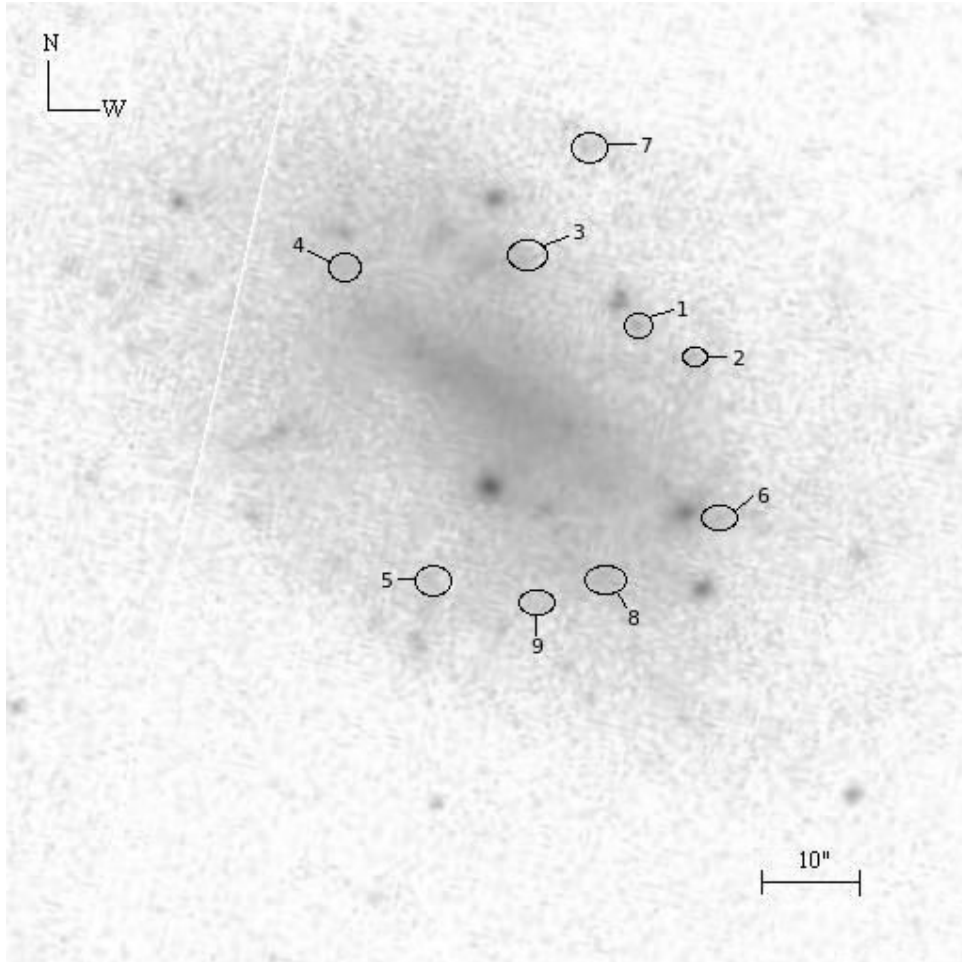


Figura 2-2c. Imagen de la galaxia UGC 6205 (SDSS). Se observa bien definido el disco de esta galaxia, aunque los brazos no se ven del todo definidos ya que no están muy separados del resto del cuerpo de la galaxia. Las regiones HII se distribuyen en un semicírculo alrededor del centro de la galaxia.

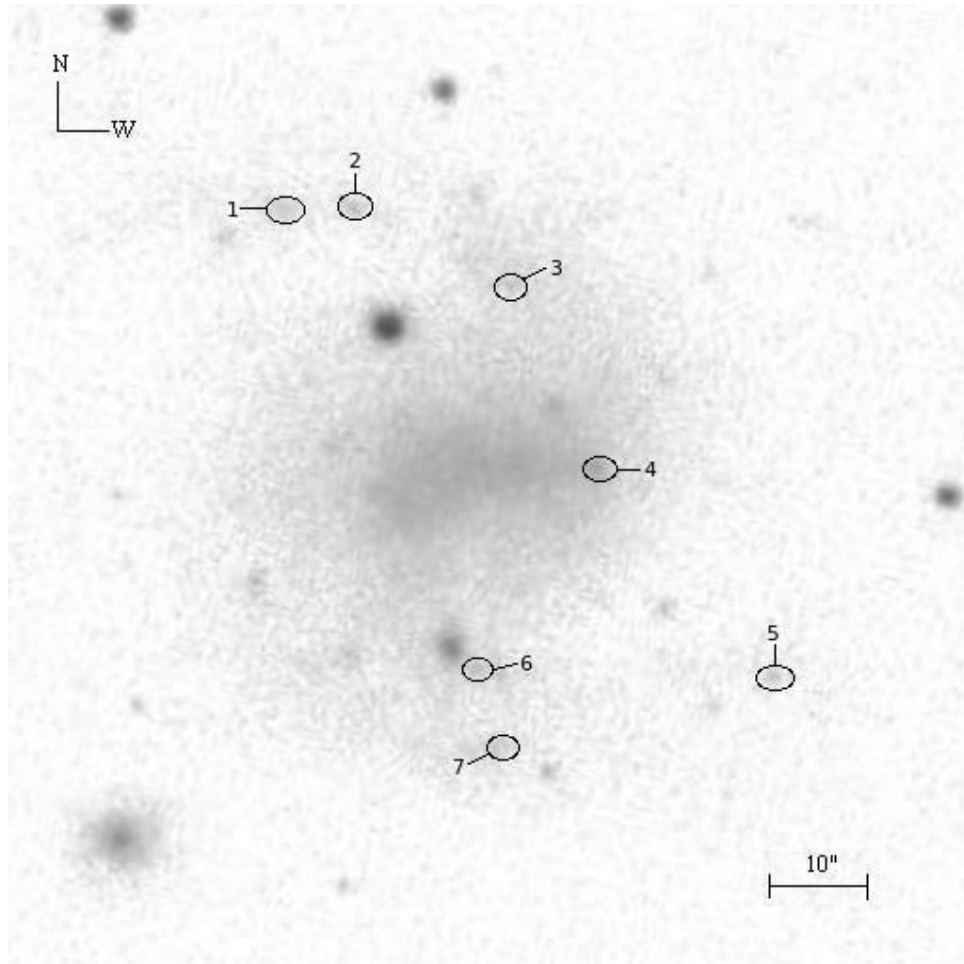


Figura 2-2d. Imagen de la galaxia UGC 6304 (SDSS). Se observan claramente los brazos que salen de la estructura central de la galaxia. Las regiones HII se localizan en los brazos espirales.

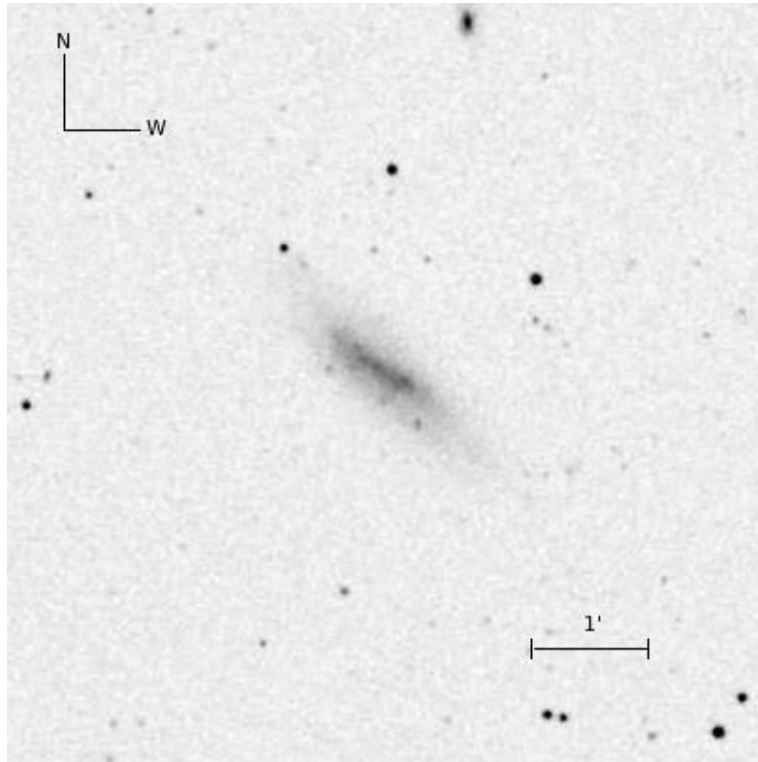


Figura 2-2-e. Imagen de la galaxia UGC 891 (SIMBAD). Esta galaxia se observa casi de canto. Las regiones HII se distribuyen a lo largo del disco. No se muestran las regiones HII en esta figura, pues no fue posible identificarlas en esta imagen.

CAPÍTULO 3

LA FUNCIÓN DE LUMINOSIDAD DE REGIONES HII EN GALAXIAS ESPIRALES ENANAS

En este estudio de galaxias espirales enanas hemos procedido como en la mayor parte de los estudios hechos sobre la LF tanto para galaxias espirales (tardías y tempranas) como para galaxias irregulares (KEH 1989, von Hippel & Bothum 1990, Miller & Hodge 1994, Hodge et al. 1994, Youngblood & Hunter 1999, entre otros). Es decir, se construyó la LF de cada galaxia y los valores obtenidos de las pendientes son el resultado del ajuste lineal de los puntos que están dentro del rango que contiene solamente a los puntos de la zona de alta luminosidad a partir del punto máximo de la LF. Luego se comparan las pendientes obtenidas para las galaxias en esta muestra con las de las LF's de otras galaxias de mismo tipo para poder estudiar posibles anomalías en la formación estelar. La función de luminosidad es importante ya que nos muestra cuáles son las regiones HII que preferentemente se forman en una galaxia (respecto a su luminosidad H_{α}) y además cuáles son los límites en luminosidad que logran alcanzar estas regiones. En particular, a nosotros nos interesa conocer si la pendiente de la LF de las galaxias espirales enanas es similar en sus características a la de las galaxias espirales normales o a la de las irregulares. De este modo, podríamos establecer si el proceso de formación estelar de las galaxias aquí estudiadas es más parecido a los de las primeras o bien a los de las segundas.

3.1 CONSTRUCCIÓN DE LA FUNCIÓN DE LUMINOSIDAD

La función de luminosidad, que originalmente se escribe como en la ecuación 1.39, se puede describir como una relación lineal, es decir

$$\log \frac{N}{dL} = a \log L + \text{constante} \quad (3.1)$$

De modo que tras realizar un ajuste lineal sea fácilmente obtenida la pendiente a .

De acuerdo a la ecuación 3.1; se realizaron los siguientes pasos antes de la construcción de cada LF:

- i. Se calcularon los valores logarítmicos de las luminosidades.
- ii. Se determinaron los intervalos $\log dL$ sobre los valores de $\log L_{H\alpha}$. Estos intervalos se construyeron de tal forma que comprendieran a partir del valor mínimo correspondiente a la región HII de menor flujo hasta el valor máximo asociado a la región HII con mayor flujo.

- iii. Al ser una función de distribución, para obtenerla se contó el número N de regiones HII por cada intervalo logarítmico de luminosidad $\log dL$; luego se tomó el logaritmo de este número.

Antes de la construcción de la LF, lo primero que tenemos que comprobar son las posibles dependencias de la pendiente de esta función. Una de éstas puede ser con el ancho del intervalo de luminosidad (dL). Para ello, estudiamos las funciones de luminosidad de la galaxia UGC 11820 construidas con distintos anchos (fig.3-1). Se utiliza esta galaxia ya que tiene el mayor número de regiones HII de la muestra y por lo tanto es más fácil observar esta dependencia. Se han construido tres LF con valores distintos del ancho de luminosidad: uno pequeño de 0.1, uno intermedio de 0.2 y un tercero de 0.5. Aunque la forma general no varía, sí que se observa que cuando se utilizan anchos pequeños la LF no es continua. Además, la zona de alta luminosidad se vuelve más plana debido a que se tienen pocas regiones en esta zona y el pico de luminosidad se desplaza hacia valores más pequeños. Por el contrario, cuando se toma un ancho grande (0.5) aumenta mucho la anchura del máximo. Además, y lo más importante, es que los valores de la pendiente ajustada a la zona de alta luminosidad, varían muchísimo, desde -0.73 para un ancho de 0.1 a -2.2 para un ancho de 0.5. Esto es debido a que al aumentar el ancho del rango de la luminosidad parece que se perdiera resolución, ya que regiones con diferencias en luminosidad de hasta 0.5 (en $\log L_{H\alpha}$) se consideran iguales.

En este estudio se toma el intervalo de 0.2, ya que además de dar valores intermedios de la pendiente, es el más utilizado y por tanto la comparación con otros trabajos es inmediata.

Otro posible factor que modificaría la forma real de la LF es que varias regiones HII se agrupen dando como resultado una única región HII de mayor brillo, complicándose la tarea de distinguir a cada uno de los integrantes de este complejo de regiones ionizadas. La zona de baja luminosidad generalmente se ubica por debajo de $\log L_{H\alpha} = 38.0$, y es precisamente en esta luminosidad donde existe la transición entre regiones HII ionizadas por una sola estrella y las que son ionizadas por pequeñas asociaciones estelares (KEH 1989). Además parece ser que un complejo de regiones HII típico en galaxias irregulares tiene luminosidades entre 10^{37} y 10^{38} erg s^{-1} (Youngblood & Hunter 1999). Esto quiere decir que a estos niveles de luminosidad es fácil confundir un complejo de regiones HII con una sola. Este problema está relacionado con la difícil detección de regiones de baja luminosidad, es decir, el poder de resolución en las imágenes no es suficiente para establecer los límites de una sola región HII (Pleuss et al. 2000). Este efecto de agrupación de regiones HII, en combinación a la capacidad de resolver una sola región se traducen en un problema de incompletitud de regiones HII de bajo brillo, confiriéndole a la LF un decrecimiento en el número de estas regiones conforme disminuye la luminosidad en la zona de baja luminosidad.

Como se dijo en el capítulo anterior, la resolución espacial media en nuestra muestra es de 134 pc; sin embargo, creemos que este no es un factor que afecte fuertemente la forma de la LF en la zona de alta luminosidad que nos interesa para el análisis. KEH (1989) muestran que cuando las imágenes se degradan a resoluciones espaciales entre 200 pc y 400 pc sólo la zona de baja luminosidad de la LF resulta afectada, mientras que la forma de la LF en la zona de alta luminosidad se preserva. Aunque para galaxias a grandes distancias, este efecto debería ser más significativo. En nuestro caso, UGC

6304 es la galaxia más lejana en nuestra muestra y cuya resolución espacial es la peor de todas (177 pc) en la muestra. En general, para este estudio son seguramente estos factores los que determinan la forma de la LF a baja luminosidad, sin alterar, significativamente, la LF a alta luminosidad. En cuanto a la extinción, probablemente donde se tengan mayores incertidumbres es en la galaxia UGC 891 que está casi de canto, mientras que para la galaxia UGC 5296 este no sería un problema serio pues la vemos casi de frente ($i = 22^\circ$). Para el resto de las galaxias, con una inclinación de alrededor de 45° es posible que la extinción no sea un factor determinante en la forma de la LF correspondiente a la zona de alta luminosidad, si consideramos que la mayor cantidad de polvo en estas galaxias reside en el plano central del disco galáctico. Además, como se comentó en el capítulo anterior, los valores típicos de extinción resultan ser bajos respecto a los flujos detectados. Así pues, al momento de hacer el análisis de la LF se deben tener en mente las consideraciones hechas en este último párrafo.

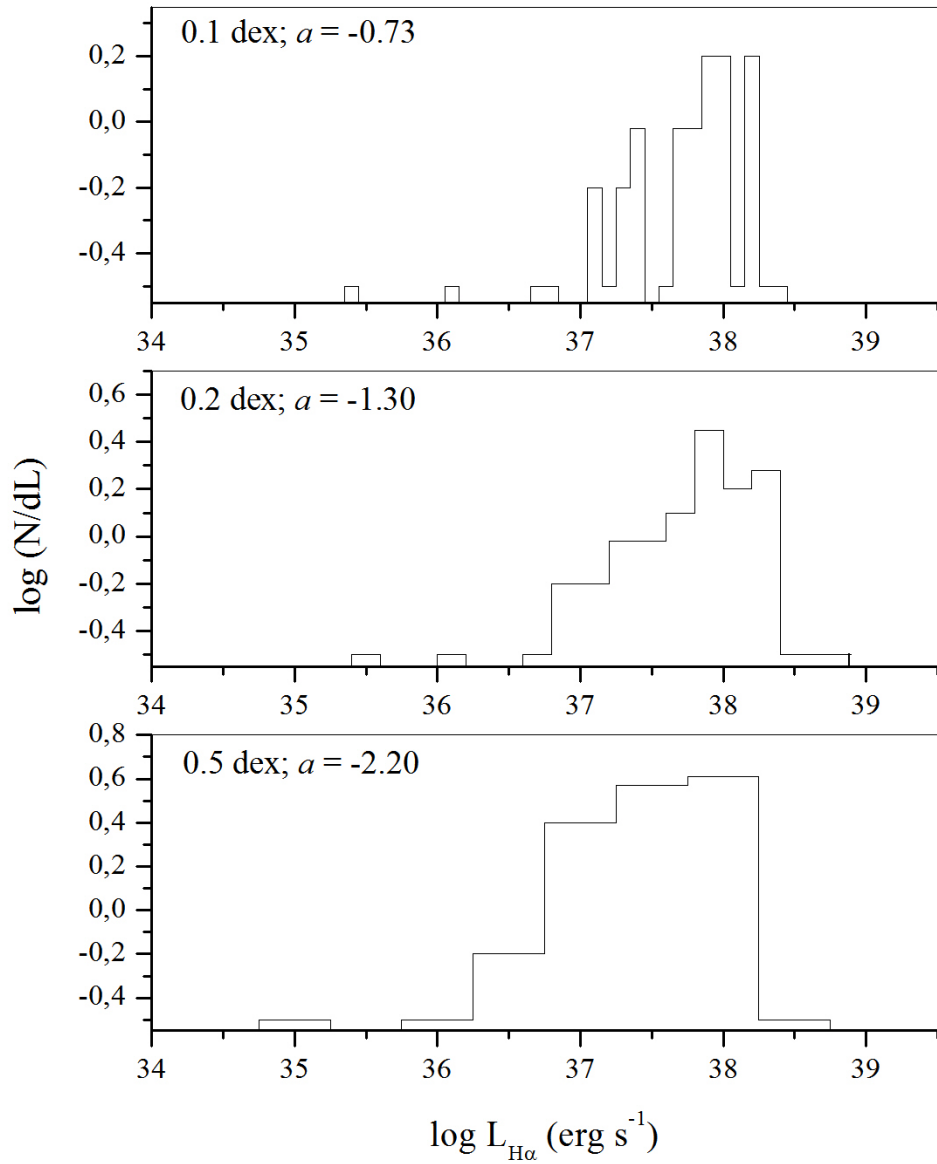


Figura 3-1. Comparación entre distintas LF (0.1 dex, 0.2 dex y 0.5 dex) de la galaxia UGC 11820. El efecto de variar el ancho de intervalo $\log dL$ resulta en un cambio del valor de la pendiente.

3.2 LA FUNCIÓN DE LUMINOSIDAD DE GALAXIAS ESPIRALES ENANAS

Como se ha dicho se quiere construir la LF de cinco galaxias espirales enanas. Para tres de ellas, los rangos en luminosidad son pequeños, apenas de un factor 10 en luminosidad. Esto es, sobre todo, debido al bajo número de regiones HII que se detectaron en estas galaxias. En principio, se podría pensar que esto es un problema, sin embargo otras LF's se han hecho también con un número pequeño de regiones HII. Por ejemplo, Feinstein (1997) construye la LF para la galaxia NGC 4596 con la luminosidad H_{α} de 45 regiones HII, semejante al número de regiones que se detectaron en la galaxia UGC 11820. Miller & Hodge (1994) presentan las LF's de las galaxias M81dB y HoIX que construyeron con sólo 10 y 11 regiones HII, respectivamente. Finalmente, Youngblood & Hunter (1999) realizan la LF, con tan sólo 5 y 7 regiones HII, para las galaxias DDO 169 y DDO 167, respectivamente. Estos últimos valores son iguales a los de UGC 5296 y UGC 6304.

A continuación se muestran en la Tabla 5 los valores del intervalo del logaritmo de luminosidad (columna 2) y del logaritmo del número de regiones HII por intervalo dL (columna 3) para cada galaxia, descritos anteriormente. Nótese que los valores de $\log L_{H\alpha}$ en esta tabla no son más que el centro de cada intervalo logarítmico de luminosidad. Con estos datos fue graficada la LF para cada galaxia.

Por otro lado, en la Tabla 6 se muestra el rango que contiene solamente a los puntos de la zona de alta luminosidad a partir del punto máximo de la función de luminosidad (columna 2), el cociente entre la luminosidad considerada y la luminosidad total, en porcentaje (columna 3) y el valor de la pendiente de la LF de cada galaxia (columna 4). Sólo la pendiente de la galaxia UGC 11820 es acompañada por su error, el cual fue determinado a través de los valores obtenidos del método de ajuste por mínimos cuadrados, ya que para el resto de las galaxias la pendiente sólo pudo ser obtenida de los dos únicos puntos en la zona de alta luminosidad. Sin embargo, en todos los casos se empleó más del 50 % de regiones (alrededor del 80% de la $L_{H\alpha}$ total). Esto nos da la certeza de tener el comportamiento más representativo de la distribución de la luminosidad de las regiones HII dentro de la galaxia respectiva, así como la mayor parte de la información concerniente a la historia reciente de la formación de estrellas masivas en estas galaxias. A continuación se analiza la LF de cada galaxia espiral enana de nuestra muestra.

Tabla 5.
Valores logarítmicos para la construcción de la LF de cada galaxia.

Galaxia ¹	$\log L_{H\alpha}$ ²	$\log (N/dL)$ ³
UGC 891	37.90	0.10
	38.10	0.10
	38.30	0.40
	38.50	0.28
UGC 5296	38.40	-0.20
	38.60	-0.20
	38.80	-0.20
	39.00	-0.20
UGC 6205	38.10	0.10
	38.30	-0.20
	38.50	---
	38.70	0.40
	38.90	---
UGC 6304	39.10	-0.20
	38.55	-0.20
	38.75	-0.20
	38.95	-0.20
	39.15	0.28
UGC 11820	39.35	-0.20
	35.50	-0.20
	35.70	---
	35.90	---
	36.10	-0.20
	36.30	---
	36.50	---
	36.70	-0.20
	36.90	-0.20
	37.10	0.10
	37.30	0.28
	37.50	0.28
	37.70	0.40
	37.90	0.75
38.10	0.50	
38.30	0.58	
38.50	-0.20	
38.70	-0.20	

Col. 1. Nombre de la galaxia en el Uppsala General Catalog.

Col. 2. Valor central del intervalo $\log dL$.

Col. 3. Logaritmo del número de regiones por intervalo de luminosidad.

Tabla 6.
Propiedades de la función de luminosidad.

Galaxia ¹	$\Delta \log L_{H\alpha}$ ²	% $L_{H\alpha}$ ³	a ⁴
UGC 891	38.3 – 38.5	77	-0.6
UGC 5296	---	---	---
UGC 6205	38.7 – 39.1	84	-1.2
UGC 6304	39.15 – 39.35	81	-2.4
UGC 11820	37.9 – 38.7	89	-1.3 ± 0.1

Col. 1. Nombre de la galaxia en el Uppsala General Catalog.

Col. 2. Rango de luminosidad de donde se obtuvo el valor de la pendiente de la LF.

Col. 3. Porcentaje de la luminosidad total en $H\alpha$ que se ha incluido en el ajuste lineal aquí presentado.

Col. 4. Pendiente de la LF.

3.2.1 La función de luminosidad de UGC 11820

La LF de la galaxia UGC 11820 (fig. 3-2) se construye utilizando un total de 38 regiones HII. El valor mínimo del logaritmo de la luminosidad es de 35.4 y el máximo de 38.8. Éstos son valores normales de galaxias espirales, ya que según KEH (1989) la luminosidad típica de las regiones HII en galaxias espirales es de 10^{38} erg s⁻¹.

La pendiente de la LF es de -1.3. Este valor es semejante al obtenido por otros autores para galaxias espirales tardías (KEH 1989, Miller & Hodge 1994). Sin embargo, y como se ve claramente de la figura 3-2, ésta se ajusta mejor a una doble ley de potencia con dos ramas: la rama de baja luminosidad que comprende desde un valor de 37.9 hasta 38.3 y otra rama llamada de alta luminosidad, desde este punto hasta el de 38.7 que representa la máxima luminosidad detectada. Al punto de inflexión entre ambas ramas se le llama luminosidad de corte, y es en donde la LF cambia bruscamente de pendiente. Una LF con esta propiedad es llamada función de luminosidad Tipo II (KEH 1989). Los puntos de cada rama de luminosidad fueron ajustados a una recta. La rama de baja luminosidad ajusta a una recta cuya pendiente es -0.4 mientras que la pendiente de la rama de alta luminosidad vale -1.95, significativamente mayor que la de su análoga en baja luminosidad. Esto puede ser debido a que hay muy pocas regiones en esta zona.

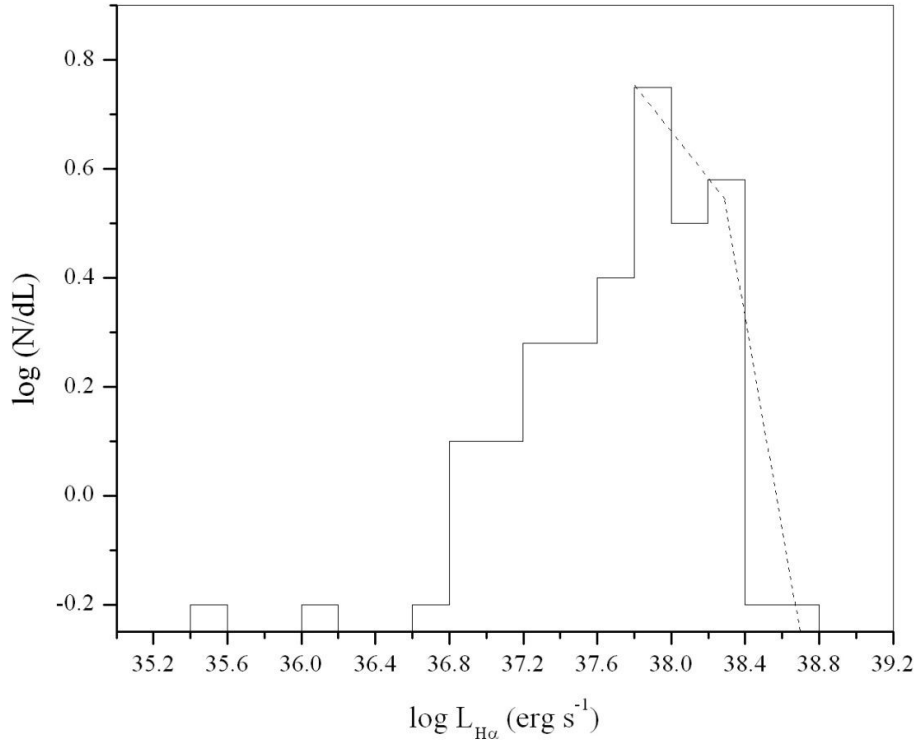


Figura 3-2. Función de luminosidad para UGC 11820. La pendiente obtenida con el ajuste lineal es $a = -1.3$ correspondiente a los puntos por arriba de $\log L_{H\alpha} = 38.7$, con un ancho de intervalo $\log dL = 0.2$ dex. Las líneas punteadas tienen la pendiente que mejor ajusta a cada rama de luminosidad, a saber, -0.4 para la de baja luminosidad y -1.95 para la de alta luminosidad.

El punto de corte de esta LF es $\log L_{H\alpha} = 38.3$. Este valor es muy cercano a la llamada luminosidad de Strömgren ($\log L_{H\alpha} = 38.6$), que se cree marca la transición entre regiones HII acotadas por radiación y acotadas por densidad (Bradley et al. 2006). Quizás, una posible explicación para el comportamiento de la LF de UGC 11820 es la inclusión de dos tipos de objetos con distintas propiedades físicas en la misma distribución de luminosidad. Es decir, que las regiones HII de alto brillo son en realidad regiones HII acotadas por densidad, mientras que la mayoría de las regiones HII de baja luminosidad son regiones acotadas por radiación. Otra opción es que UGC 11820 estuviera en fase acelerada de formación estelar, ya que una variación de este tipo en la tasa de formación estelar de una galaxia afecta notablemente la forma de la LF. Además, se espera que la pendiente de una galaxia con esta característica en su proceso de formación de estrellas se vuelva más pequeña o se rompa en dos ramas de luminosidad. Es decir, la LF representaría las regiones HII formadas con la tasa de formación estelar normal más el proceso de aceleración reciente. Esto hace que el valor de la pendiente de la rama de baja luminosidad sea más pequeño y agrega regiones HII más brillantes en la rama de alta luminosidad, adquiriendo ésta última una pendiente mayor (Feinstein 1997). Aun si UGC 11820 hubiera acelerado su tasa de formación estelar, el proceso que regula la formación de estrellas es incapaz de formar regiones HII súper-gigantes, es decir, con luminosidades mayores a 10^{39} erg s⁻¹. Esto probablemente está relacionado con el hecho de que los brazos espirales de esta galaxia están bien definidos, y por tanto las ondas de densidad estarían inhibiendo la formación de regiones HII súper-gigantes (KEH 1989). Aunque la tendencia de esta LF a una doble

ley de potencia bien podría deberse a que hayamos tomado un complejo de regiones HII como una sola región, ya que estamos limitados en resolución espacial.

3.2.2 La función de luminosidad de UGC 6205

La función de luminosidad de esta galaxia (fig. 3-3) se trazó con los valores medidos para 8 regiones HII. La luminosidad cubre un rango de 1.2 magnitudes en los valores logarítmicos de la luminosidad. Lo más interesante es que la LF no es continua con este ancho de luminosidad (bin), sino que hay discontinuidades justo alrededor del máximo (38.7). A partir de este máximo hacia mayores luminosidades hay una caída brusca ya que sólo hay una región con alta luminosidad (39.14). La pendiente de la LF que se puede obtener bajo estas condiciones es de -1.5. Éste es un valor muy semejante en comparación con las galaxias Im (Youngblood & Hunter 1999). Aunque es extremadamente dependiente de esta región.

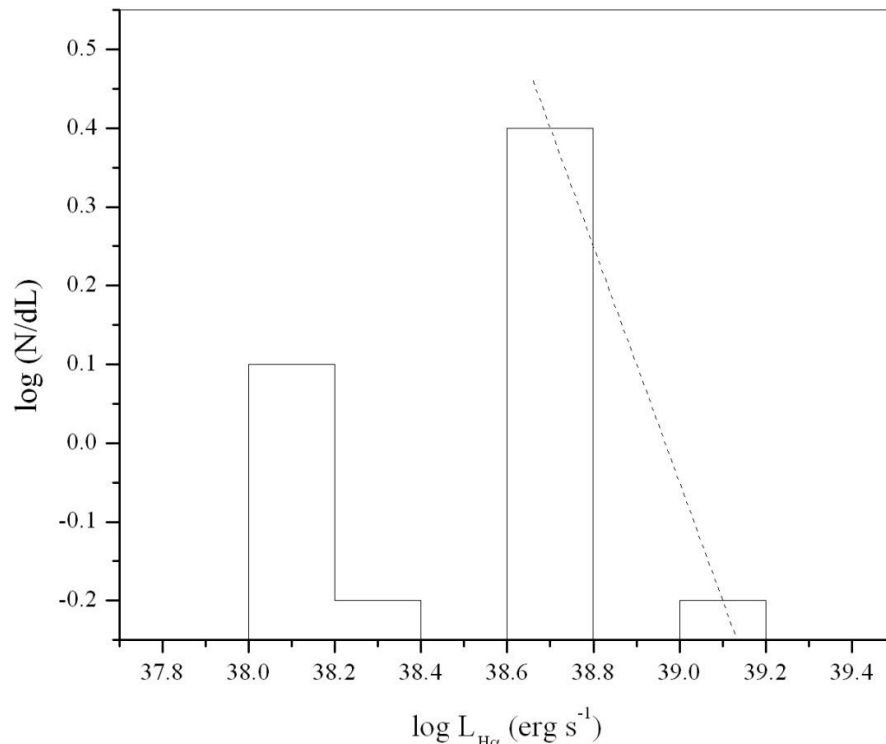


Figura 3-3. Función de luminosidad para UGC 6205. La pendiente obtenida con el ajuste lineal es $a = -1.5$ correspondiente a los puntos por arriba de $\log L_{H\alpha} = 38.6$, con un ancho de intervalo $\log dL = 0.2$ dex. La línea punteada tiene la pendiente que ajusta a la zona de alta luminosidad de la función.

Hay que señalar que UGC 6205 tiene una sola región con luminosidad mayor a 10^{39} erg s⁻¹. Este tipo de regiones son las más grandes que puede formar una galaxia espiral mediante un proceso normal (KEH 1989). También hay que señalar que la discontinuidad de la zona de alta luminosidad de la LF se encuentra en la luminosidad

donde inician los valores para regiones HII súpergigantes. Esto por sí solo no es indicativo de que esta galaxia esté sufriendo un brote estelar pero sí hay que considerar esa posibilidad. Por otro lado, la LF indica que UGC 6205 formaría regiones con luminosidades típicas de 10^{38} erg s^{-1} , simplemente porque este es el rango más poblado en la función.

3.2.3 La función de luminosidad de UGC 6304

La galaxia UGC 6304 presenta una distribución de luminosidad H_{α} muy peculiar. La LF, basada solamente en 7 regiones HII, tiene un pico muy pronunciado por arriba del resto, que tiene apariencia plana (fig. 3-4). Esta galaxia, a pesar de ser una enana tardía, tiene brazos bien definidos, como se ve en la figura 2-2d. Sin embargo, tiene una pendiente $a = -2.4$, más cercana a los valores encontrados para galaxias espirales tempranas (KEH 1989). Además, el pico de luminosidad está en 39.1, teniendo una luminosidad máxima de 39.3. Estos valores, como hemos dicho antes, corresponden a regiones HII súpergigantes. Además no son típicos de espirales tempranas sino que suelen producirse más bien en galaxias Im y espirales tardías. Por tanto, de acuerdo a la pendiente de la LF aquí obtenida para esta galaxia, el proceso de formación estelar de la galaxia UGC 6304 estaría bajo condiciones físicas distintas a su tipo (como se analizará más adelante), pero sin embargo forma regiones HII súpergigantes típicas de galaxias tardías. Esto es interesante porque en este caso los brazos espirales, como dijimos bien definidos, no inhiben la formación estelar de regiones súpergigantes como parece ocurrir en UGC 11820.

Aunque la presencia de anomalías en la formación estelar para esta galaxia resultaría muy interesante, puede ser que el problema de la resolución espacial en esta galaxia (la más lejana en la muestra) esté enmascarando la verdadera forma de la LF. Si tuviéramos una mejor resolución espacial, quizás veríamos que lo que se tomó como regiones HII súpergigantes sean en realidad complejos de regiones de menor luminosidad, de este modo, el pico de la función se desplazaría a luminosidades menores y la pendiente resultaría más baja, encajando en los valores típicos para galaxias tardías.

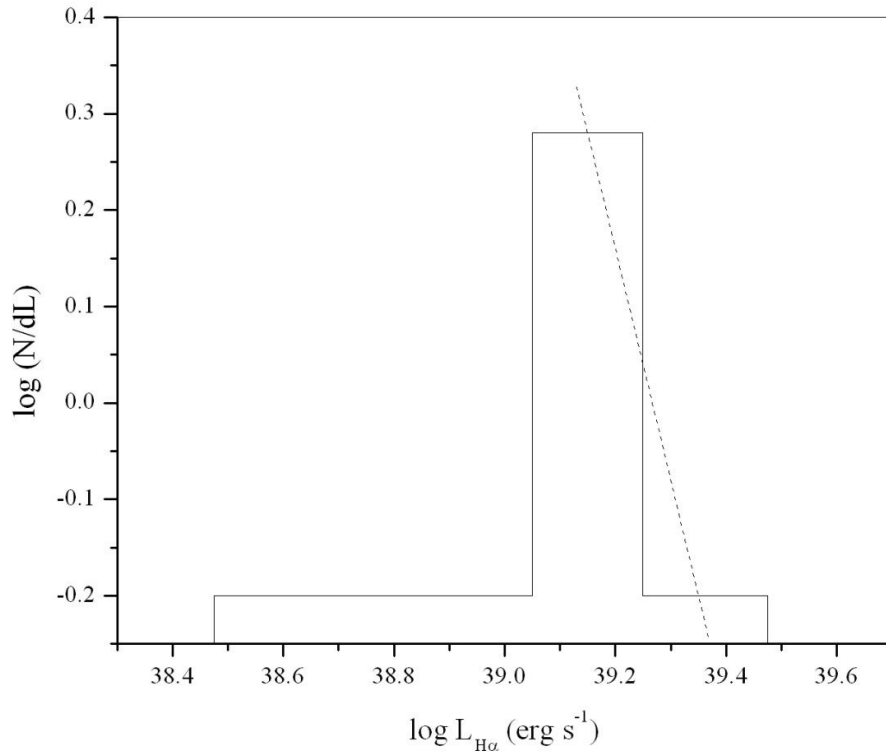


Figura 3-4. Función de luminosidad para UGC 6304. La pendiente obtenida con el ajuste lineal es $a = -2.4$ correspondiente a los puntos por arriba de $\log L_{H\alpha} = 39.05$, con un ancho de intervalo $\log dL = 0.2$ dex. La línea punteada tiene la pendiente que ajusta a la zona de alta luminosidad de la función.

3.2.4 La función de luminosidad de UGC 891

La LF de esta galaxia se construye con un total de 11 regiones HII (fig. 3-5). Además, éstas cubren un rango muy pequeño en luminosidad, de apenas 0.8 magnitudes. El límite superior es de 38.6. Como se ve en la Tabla 5 y en la Figura 3-5, el máximo se alcanza en 38.3. Para luminosidades menores, el valor N/dL es muy pequeño y constante, mientras que disminuye ligeramente después del intervalo con el valor máximo para decaer bruscamente al final debido a la ausencia de regiones HII muy luminosas. Este pequeño rango en luminosidades puede ser real, pero también puede ser debido a la alta inclinación de la galaxia. Como se ha dicho anteriormente, UGC 891 está prácticamente de canto con lo que nosotros vemos todas las regiones HII a través de una línea de visión en el disco. Por tanto, podría estar ocurriendo que cada una de las regiones HII sea, en realidad, la composición de dos o más regiones alineadas a través del disco, aunque es más probable que sea el efecto de la extinción el principal factor que está determinando la forma de esta LF, es decir, si no tuviéramos este problema, entonces observaríamos regiones HII más brillantes que se distribuirían en un rango más amplio de luminosidades.

El valor de la pendiente obtenida para la LF de esta galaxia es $a = -0.6$. Esta pendiente tan plana, indica la formación de complejos o regiones HII con el brillo máximo que pueden tener para esta galaxia y además, es característica de galaxias con brotes de

formación estelar (Feinstein 1997). En los estudios fotométricos realizados previamente para esta galaxia, ninguno concluye que la misma esté en fase de brote estelar (van Zee et al. 1997), por lo que en principio habría que descartarlo.

Por otro lado, la rotación de esta galaxia no es diferencial, sino que lo hace como cuerpo rígido (fig. 3-6) ya que los contornos de isovelocidades son prácticamente paralelos y equidistantes entre sí respecto al centro galáctico, sobre todo en la zona del óptico (van Zee et al. 1997). Esto significaría que los brazos espirales están mal definidos, ya que la rotación como cuerpo rígido es característica de galaxias irregulares con discos extremadamente anchos y sin forma (Elmegreen & Elmegreen 1980). Por tanto, las ondas de densidad no jugarían un papel importante en la formación y localización de las regiones HII. Se sabe que las galaxias irregulares forman regiones HII y complejos de éstas más grandes que las de las galaxias espirales (Bomans 2001) precisamente porque al no tener ondas de densidad, la formación estelar que ha empezado en un lugar puede continuar en el mismo sin trasladarse. Si esto fuera así, entonces las regiones HII que observamos en UGC 891 serían en realidad complejos de regiones HII de menor brillo que se han ido acumulando en el mismo sitio dentro de la galaxia. Esto también explicaría la pendiente tan pequeña de la LF de esta galaxia. Es decir, si pudiéramos determinar que las regiones HII que observamos son en realidad complejos de regiones y fuéramos capaces de identificar cada integrante, la zona de baja luminosidad no estaría tan incompleta y, por tanto, el valor de la pendiente sería mayor, más parecida a la correspondiente para otras galaxias Sm. Pero sobre todo, el pico de la LF se desplazaría hacia luminosidades menores.

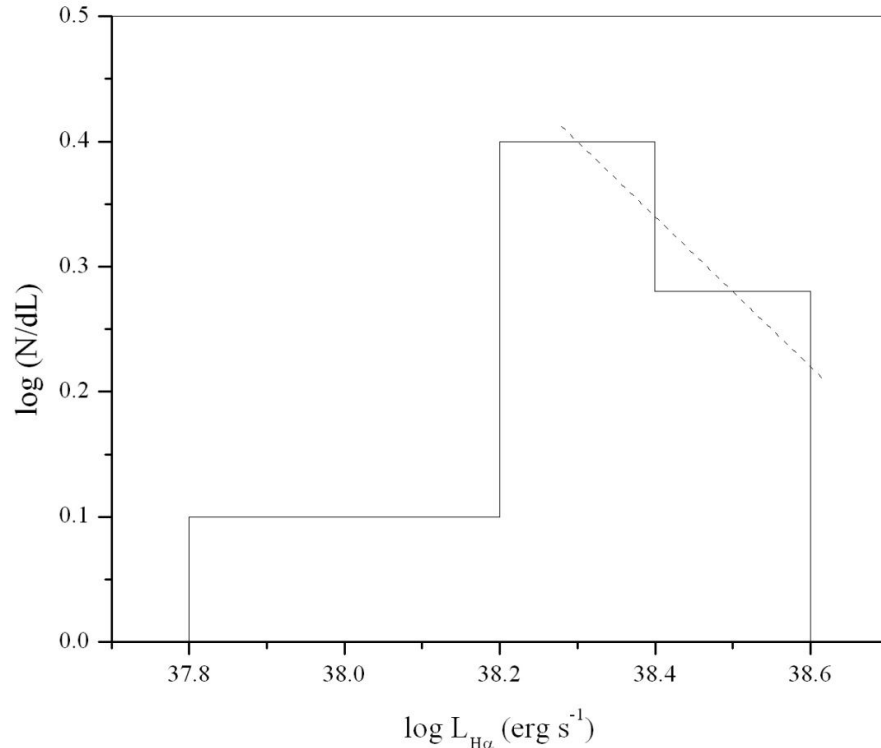


Figura 3-5. Función de luminosidad para UGC 891. La pendiente obtenida con el ajuste lineal es $a = -0.6$ correspondiente a los puntos por arriba de $\log L_{H\alpha} = 38.2$, con un ancho de intervalo $\log dL = 0.2$ dex. La línea punteada tiene la pendiente que ajusta a la zona de alta luminosidad de la función.

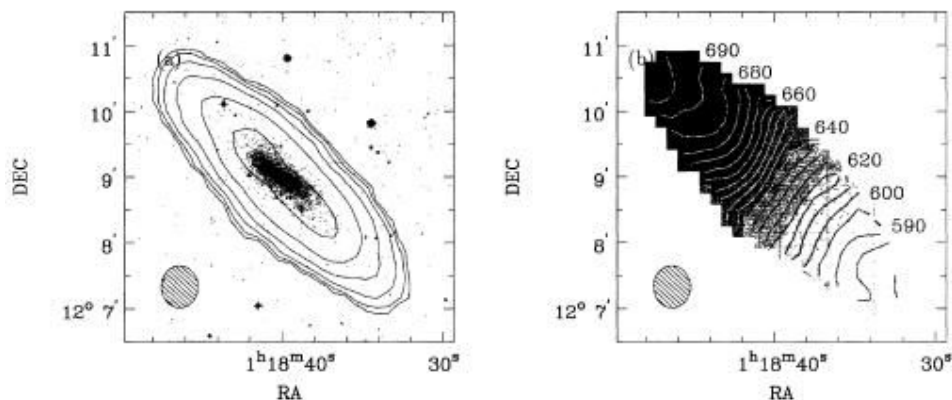


Figura 3-6. (a) Imagen de la emisión del gas HI sobrepuesta a una imagen en continuo de banda estrecha de UGC 891. Los contornos de HI son 4, 8, 16, 32, 64 y 128×10^{19} átomos por cm^2 . (b) Campo de velocidades de UGC 891. Los contornos son cada 5 km s^{-1} (van Zee et al. 1997).

3.2.5 La función de luminosidad de UGC 5296

La función de luminosidad de la galaxia UGC 5296 (fig. 3-7) se construyó a partir de sólo 5 regiones HII. Esto va a dificultar mucho el análisis de la misma. Como se ha dicho, cuatro de estas regiones están básicamente en la misma línea, cruzando a la galaxia de este a oeste. Además, sólo se va a tener una región por cada intervalo de luminosidad. Por tanto la LF es plana. A pesar de tener sólo 5 regiones, las luminosidades de las mismas no son bajas sino que más bien es al revés. La luminosidad mínima es muy alta (38.4), mientras que la máxima es de 39.0. Es muy llamativo, por tanto, el modo de formación estelar de esta galaxia con muy pocas regiones pero muy luminosas. De nuevo, los brazos espirales están muy mal definidos y por tanto, las ondas de densidad no parecen haber inhibido la formación de regiones HII supergigantes (KEH 1989). En este caso, las regiones HII están bien separadas. Además, se tienen estudios espectroscópicos de las cuatro regiones alineadas y no parece que ninguna de ellas esté compuesta por más de una región de cierto tamaño (Hidalgo-Gómez, comunicación privada).

No parece existir otra galaxia en la literatura con estas características. Es por tanto, muy importante, hacer otro estudio más completo para poder entender la formación estelar tan peculiar de esta galaxia (como se hará más adelante en este capítulo).

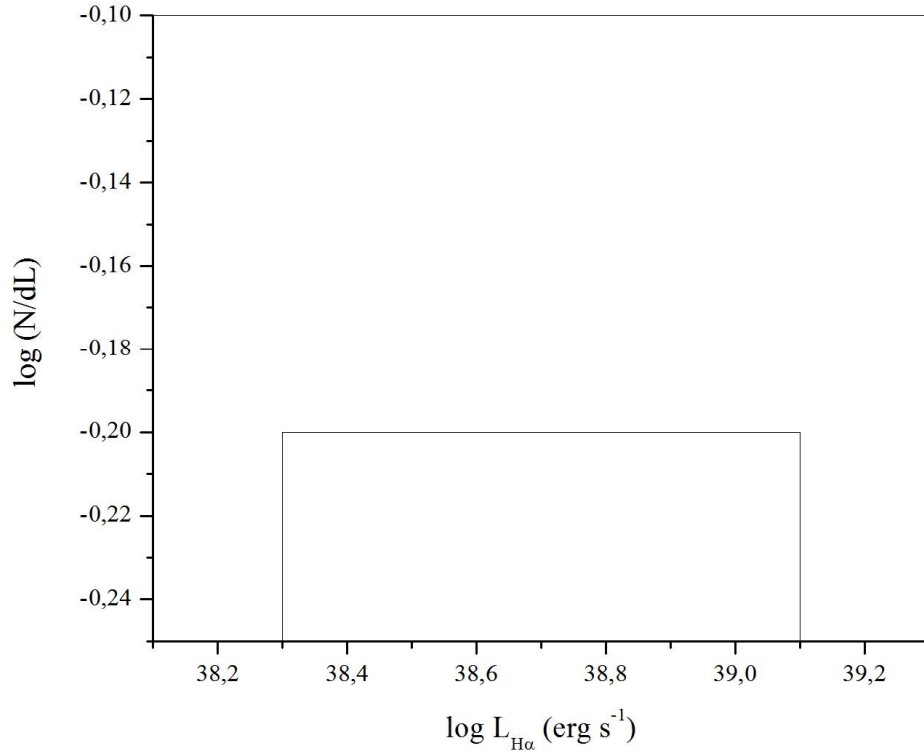


Figura 3-7. Función de Luminosidad para UGC 5296. Esta función no presenta una pendiente, quizás a causa del poco número de regiones HII.

3.3 COMPARACIÓN CON OTROS RESULTADOS

En el estudio de la LF de regiones HII para galaxias hecha por KEH (1989) se obtiene que la pendiente de ésta es más plana para galaxias tardías (Sd-Sm) que para galaxias tempranas. Explícitamente, determinan que la pendiente típica de la LF para galaxias espirales normales Sa-Sc es en promedio -2.0 ± 0.5 , mientras que para galaxias tardías Sm e irregulares la pendiente característica de la función de luminosidad tiene valores entre -1.0 y -1.5. Por otro lado, Youngblood & Hunter (1999), mediante un estudio de galaxias irregulares, establecen que la pendiente de la LF para estas galaxias tiene, en promedio, el valor de -1.0 ± 0.1 . Desde luego existen trabajos realizados para otras galaxias o grupos de galaxias, como los realizados por Hodge et al. (1994) y por Miller & Hodge (1994) para galaxias irregulares enanas. Los valores de las pendientes de estos trabajos coinciden con los resultados establecidos por KEH (1979) para galaxias tardías. Es por esto que las comparaciones que realizamos son con respecto a los trabajos de KEH (1989) y de Youngblood & Hunter (1999), los cuales consideramos como los estudios más completos de la LF para distintos tipos de galaxias.

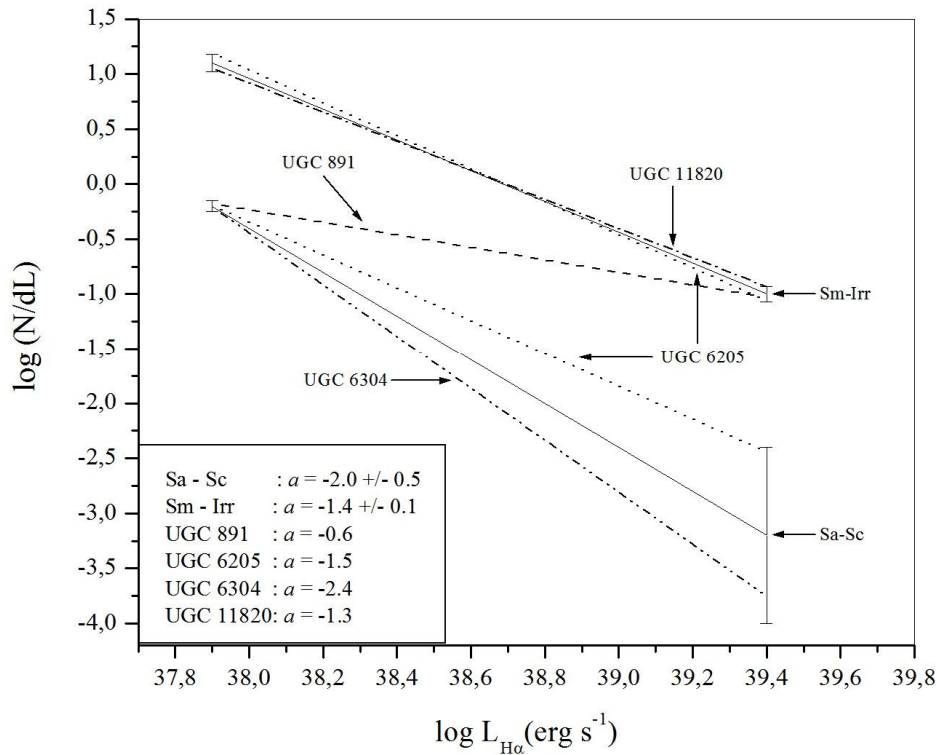


Figura 3-8. Comparación entre las pendientes de galaxias espirales enanas y las correspondientes a galaxias Sa-Sc y Sm-Irr. Las rectas dibujadas ilustran las pendientes de la LF de cada galaxia dS (línea a trazos: UGC 891, línea punteada: UGC 6205, línea punto-trazo: UGC 11820, línea punto-punto-trazo: UGC 6304) que se comparan con las pendientes obtenidas, por otros autores, para galaxias espirales tardías y tempranas (como se describe en la sección 3.3).

La figura 3-8 muestra las pendientes de las funciones de luminosidad de nuestra muestra junto con las pendientes de la LF de galaxias espirales normales e irregulares publicadas por KEH (1989). Para estas últimas galaxias el valor de la pendiente es el valor medio entre el publicado por KEH (1989) y el presentado por Youngblood & Hunter (1999) en un estudio más extenso sobre las propiedades de la LF de este tipo de galaxias. La Figura 3-8 es solamente de carácter representativo, ya que aunque la elaboración de las rectas se basó en los valores reales de las pendientes, no existe una extrapolación rigurosa ni escalamiento o normalización establecida. Su construcción tiene como objetivo ofrecer una visión rápida del comportamiento de cada LF y realizar una fácil comparación entre las pendientes involucradas.

Con un valor de -1.3, la pendiente de la LF de UGC 11820 está en el rango esperado para una galaxia de su tipo o irregular. Incluso con un valor de -1.5, la pendiente de la distribución de luminosidad H_{α} de la galaxia UGC 6205 puede clasificarse dentro del conjunto de valores para galaxias irregulares o Sm, ya que por ejemplo, la pendiente de la LF de la Gran Nube de Magallanes (tipo Sm) tiene un valor de -1.75 (KEH 1989). Por otro lado, la galaxia UGC 891 presenta un valor muy bajo en la pendiente de su LF (-0.6), que no entra ni en el rango de las galaxias irregulares ni en el de las galaxias espirales normales. Pero es importante enfatizar que, a pesar del valor bajo de la pendiente, éste no está en desacuerdo con la relación entre el tipo en la secuencia de

Hubble y el exponente a en la LF. Además hay otros valores de pendientes de la LF tan pequeños como éste, como por ejemplo el obtenido para la galaxia DDO 216 (Youngblood & Hunter 1999). Lo que podría estar ocurriendo ahora mismo en UGC 891 es que aparentemente habría un exceso anormal de regiones HII en el extremo de la zona de alta luminosidad de su distribución, confirmando la tendencia al aplanamiento a la LF (fig. 3-5) que como se ha dicho puede ser debido a efectos causados por la inclinación. Finalmente, el comportamiento más sorprendente es el de la galaxia UGC 6304. La pendiente de la LF es igual a -2.4 , valor muy característico de las galaxias espirales normales y tempranas. En principio se podría pensar que esta galaxia forma estrellas bajo las mismas condiciones físicas que rigen la formación estelar en las galaxias espirales tempranas, a pesar de no tener las mismas características físicas de estas galaxias.

3.4 LA FUNCIÓN DE LUMINOSIDAD ACUMULATIVA Y COMPUESTA

Una forma de trabajar con la LF es hacer la función de luminosidad acumulativa, la cual consiste en contar el número de regiones HII con luminosidad mayor a una dada. A una función así dada se pueden ajustar modelos que consideran el efecto de la evolución estelar, en conjunto con la distribución de la tasa de formación estelar y la distribución de masa de los cúmulos de estrellas en regiones HII, según la ley de potencia $dN(M) = A M^{-\beta} dM$, donde $N(M)$ es el número de estrellas con masa M por intervalo de masa dM . A y β son constantes a determinar para cada cúmulo de estrellas (Feinstein 1997). Es decir, se establece una función de masa para cúmulos de estrellas, lo cual tiene sentido ya que un cúmulo estelar es un grupo de algunas decenas o centenas de estrellas, no necesariamente con la misma masa.

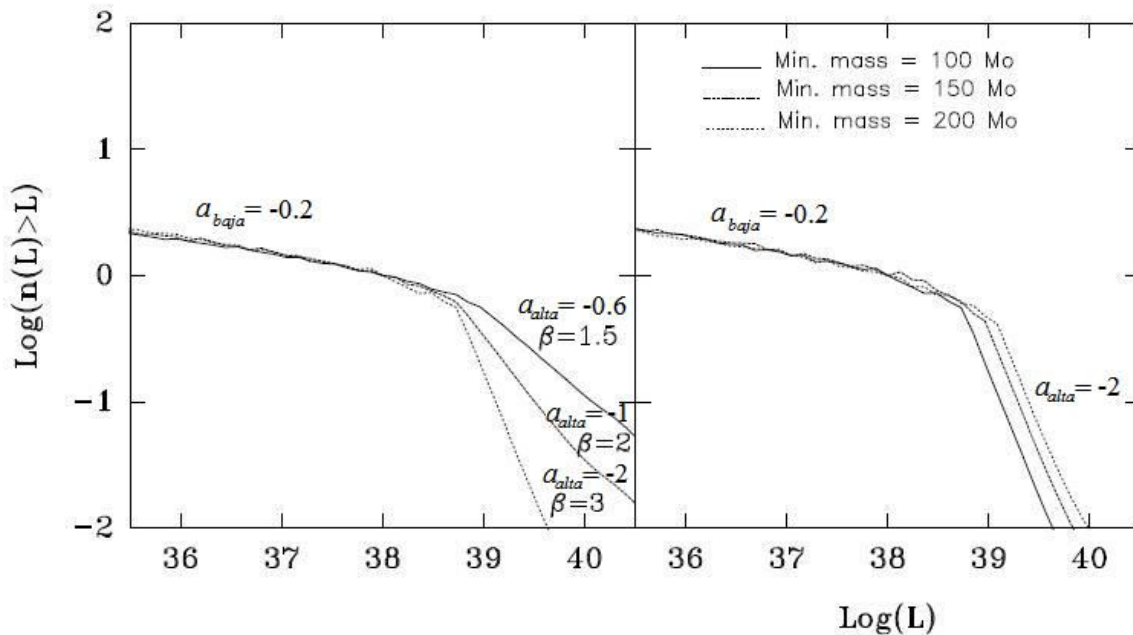


Figura 3-9. Modelo de la función de luminosidad acumulativa al considerar una tasa de formación estelar constante (Feinstein 1997).

La figura 3-9 muestra distintos modelos de la LF acumulativa cuando se considera una tasa de formación estelar constante, como lo es la típica de las galaxias espirales. Dos características son destacables en esta figura. Cuando se varía la pendiente de la distribución de masa de los cúmulos de estrellas (β) solamente resulta afectada la rama de alta luminosidad, a diferencia de la de baja luminosidad que permanece intacta y con una pendiente muy pequeña. Conforme disminuye β , la pendiente de la rama de alta luminosidad de la LF acumulativa también lo hace. Por otro lado, cuando se incrementa el valor de la masa mínima en la distribución (que se define como la masa estelar total en la región HII menos brillante), el resultado es un desplazamiento del punto de corte de la LF acumulativa a mayores luminosidades.

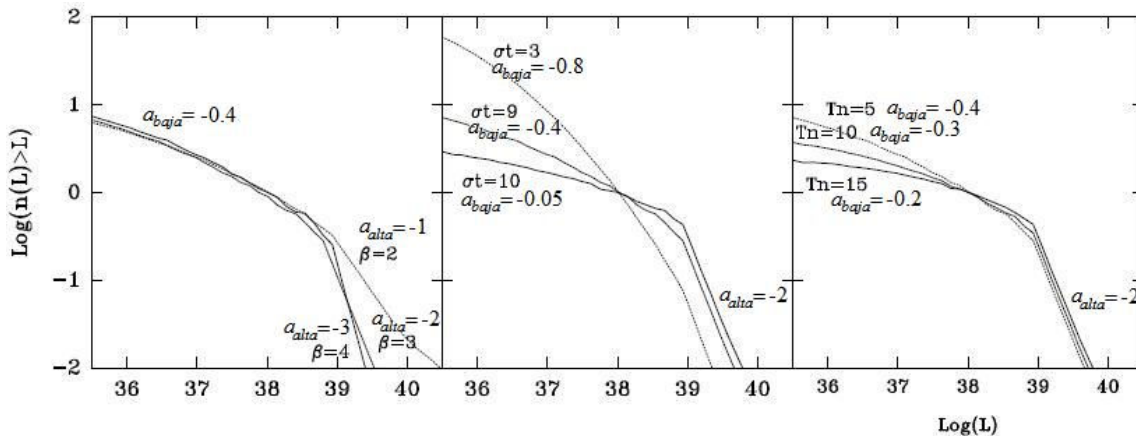


Figura 3-10. Modelo de la función de luminosidad acumulativa al considerar la tasa de formación estelar como una distribución gaussiana (Feinstein 1997).

Por otro lado, la figura 3-10 muestra los modelos de la LF acumulativa asumiendo una distribución gaussiana de la tasa de formación estelar. Este modelo representa la fase de brote estelar, así como su duración, en algún momento de la historia de una galaxia. Primero se observa que la LF acumulativa responde de forma semejante al cambio de la pendiente de la distribución de masa como en el caso de tasa de formación estelar constante, salvo que la rama de baja luminosidad se vuelve menos inclinada, como consecuencia del aumento en el número de eventos de formación estelar. Segundo, cuando se disminuye el intervalo de tiempo de duración del brote (σ_t en la fig. 3-10) la rama de baja luminosidad de la LF acumulativa se vuelve menos inclinada y cada vez es menos perceptible el punto de corte, mientras en la rama de alta luminosidad aunque no varía la pendiente sí que varía la luminosidad máxima. Finalmente, el resultado de variar el tiempo cuando pudo haber ocurrido el máximo del brote estelar (T_n en la fig. 3-10) es decir, la edad de la región HII, se manifiesta en el decremento de la pendiente de la rama de baja luminosidad conforme T_n sea más lejano al tiempo actual.

Con la finalidad de complementar el análisis hecho sobre la LF de las galaxias espirales enanas se construyó la LF acumulativa de cada galaxia. Su construcción está basada al igual que la LF normal, en los datos de la Tabla 5, mientras que la Tabla 7 contiene las propiedades de la LF acumulativa de cada galaxia: el valor de luminosidad de corte

(columna 2) y los valores de las pendientes de la rama de baja luminosidad y de alta luminosidad (columnas 3 y 4, respectivamente). Aquellos valores de la pendiente que no tienen errores en esta tabla, es porque sólo se hizo uso de los dos únicos puntos de los que consta la rama de alta luminosidad de la función. Lo primero que llama la atención en la tabla 7 es que los valores de la pendiente de la rama de baja luminosidad son muy similares para todas las galaxias excepto para UGC 11820, mientras que la galaxia discordante en la zona de altas luminosidades es UGC 6304. Los puntos de corte están todos entre $\log L_{H\alpha} = 38$ y $\log L_{H\alpha} = 39$, básicamente.

Por otro lado, se debe aclarar que no se pretende llevar a cabo un estudio riguroso sobre los modelos de Feinstein. El único objetivo es comparar el comportamiento de la LF acumulativa con respecto a otras propiedades de la formación estelar. Es por esto que sobre cada una de las figuras de Feinstein (1997), aquí figs. 3-9 y 3-10, se han colocado los valores de la pendiente de baja luminosidad a_{baja} y de alta luminosidad a_{alta} que mejor se ajustan a la LF acumulativa en estas figuras. En algunos casos solamente se muestra un valor, en el cual coinciden las funciones de luminosidad acumulativas.

Tabla 7.
Propiedades de la función de luminosidad acumulativa.

Galaxia ¹	$L_{H\alpha corte}$ ²	a_{baja} ³	a_{alta} ⁴
UGC 891	38.3	-0.50 ± 0.20	-1.80
UGC 5296	39.0	-0.65 ± 0.08	-1.5
UGC 6205	38.7	-0.41 ± 0.13	-1.75 ± 1.01
UGC 6304	39.15	-0.40 ± 0.03	-3.00
UGC 11820	37.9	-0.08 ± 0.01	-1.74 ± 0.19

Col. 1. Nombre de la galaxia en el Uppsala General Catalog.

Col. 2. Valor de la luminosidad en $H\alpha$ (en log) donde ocurre el corte de la LF acumulativa.

Col. 3. Pendiente de la rama de baja luminosidad de la LF acumulativa.

Col. 4. Pendiente de la rama de alta luminosidad de la LF acumulativa.

En la figura 3-11 se presenta la LF acumulativa correspondiente a la galaxia UGC 11820. Ésta es la función que abarca el rango más amplio en los valores logarítmicos de la luminosidad $H\alpha$. En esta función se distinguen tres puntos de corte en $\log L_{H\alpha} = 37.9$, en $\log L_{H\alpha} = 38.3$ y en $\log L_{H\alpha} = 38.5$. Recordemos que la LF de UGC 11820 parece ser del tipo II, es por esto que es notorio el punto $\log L_{H\alpha} = 38.5$ en la LF acumulativa, mientras que el punto en $\log L_{H\alpha} = 38.3$ es debido a que la rama de alta luminosidad de la LF de esta galaxia no es estrictamente creciente (fig. 3-2). Sin embargo, el verdadero valor de corte está en $\log L_{H\alpha} = 37.9$, que es donde se observa un cambio significativo en la pendiente de la LF acumulativa de esta galaxia (de -1.74 a -0.08). De hecho, es de este modo como se determina el valor de corte en todas las LF acumulativas. Se obtiene la pendiente en cada punto de la función y se calcula la diferencia de estos valores de un punto a otro, de tal forma que donde ocurre la máxima diferencia se establece el valor de corte de la función. Por tanto, tomando el valor de 37.9 como la luminosidad de corte

de esta función, la rama de alta luminosidad de la LF acumulativa se ajustó a una recta de pendiente $a_{\text{alta}} = -1.74$, mientras que la pendiente de la rama de baja luminosidad es de -0.08 . Ninguno de los modelos aquí estudiados presentan valores de corte tan pequeños y por tanto, atendiendo sólo al valor de las pendientes, los modelos que mejor representan a esta LF acumulativa serían bien un modelo de formación estelar constante con $\beta = 2$ y una masa mínima de 100 o bien una formación estelar gaussiana con $\sigma_t = 10$ Myr.

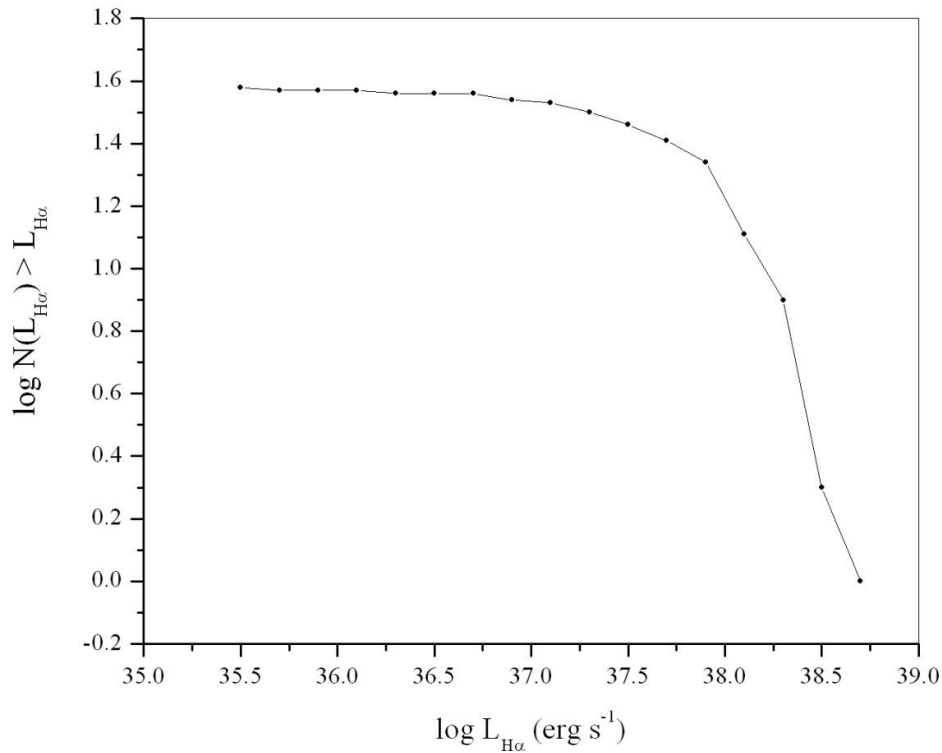


Figura 3-11. La función de luminosidad acumulativa de UGC 11820. Presenta un valor de corte a $\log L_{\text{H}\alpha} = 37.9$.

Por otro lado, la LF acumulativa de la galaxia UGC 6205 (3-12) es muy peculiar. Presenta una meseta antes de $\log L_{\text{H}\alpha} = 38.7$ y otra en la parte extrema de alta luminosidad. Este extraño comportamiento se debe a las discontinuidades que presenta la LF de esta galaxia (fig. 3-3), ya que al estar vacíos estos intervalos, entonces se conserva el número de regiones del intervalo anterior. A pesar de estas características, el valor de corte que se determina para esta función es $\log L_{\text{H}\alpha} = 38.7$ y las pendientes obtenidas para cada rama tras el ajuste a una recta son -0.41 para la rama de baja luminosidad, y -1.75 para la rama de alta luminosidad. Tanto un modelo con formación estelar gaussiana con $\beta = 3$, como con $\sigma_t = 9$ Myr, o bien con $T_n = 5$ Myr explicaría bien la misma.

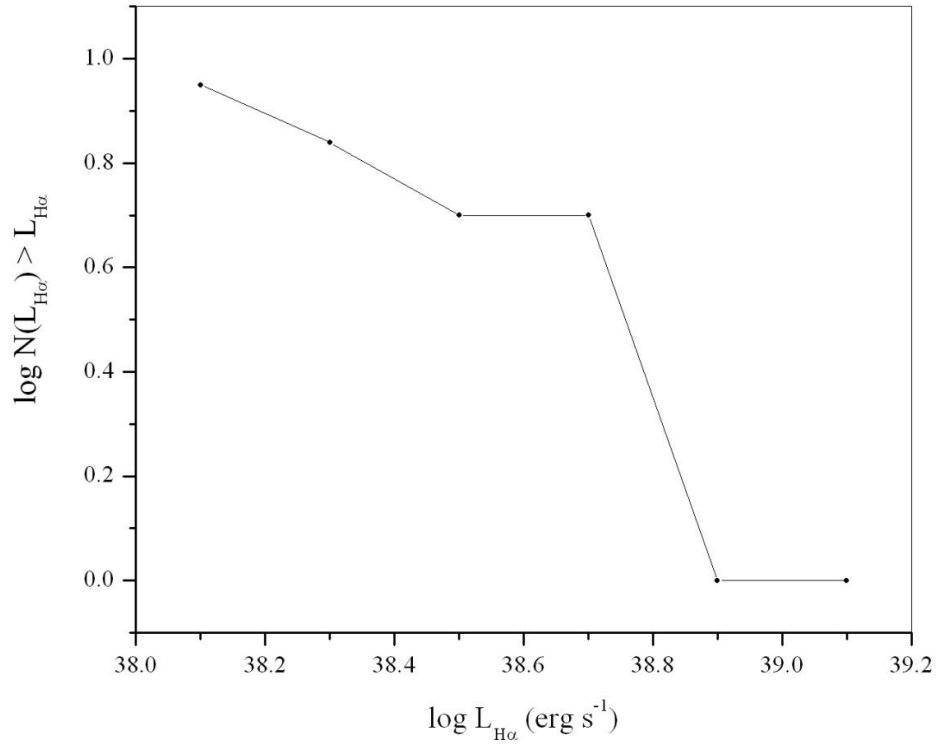


Figura 3-12. La función de luminosidad acumulativa de UGC 6205. Presenta un valor de corte a $\log L_{H\alpha} = 38.7$. Se observan dos mesetas debido a las discontinuidades de la LF normal.

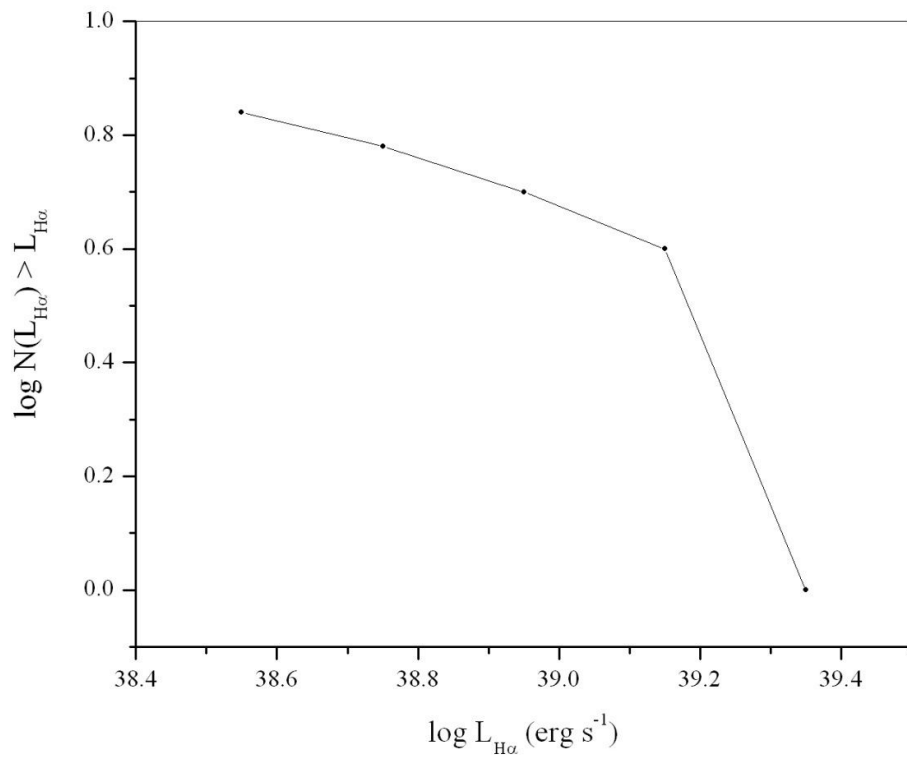


Figura 3-13. La función de luminosidad acumulativa de UGC 6304. Presenta un valor de corte a $\log L_{H\alpha} = 39.15$.

La galaxia UGC 6304 tiene una LF acumulativa (fig 3-13) formada por dos curvas suaves que se intersectan en $\log L_{H\alpha} = 39.15$, el cual es el valor de corte de esta función. La rama de baja luminosidad es mucho más plana ($a_{baja} = -0.4$) que la de alta luminosidad, que se ajusta a una recta de pendiente $a_{alta} = -3$. Como se ve en la figura 3-4 la mayoría de las regiones HII de esta galaxia tienen luminosidades alrededor de 39.1, que es justo la luminosidad de corte. El cambio tan brusco en la pendiente es debido a que por encima de la luminosidad de corte sólo hay una región HII. De acuerdo a la figura 3-10, un modelo de formación estelar gaussiana con $\beta = 4$ explicaría bien a esta LF acumulativa. Por tanto el rango de los posibles valores de masa que pudieran tener las estrellas de reciente formación en UGC 6304 es muy pequeño. Además, claramente en esta galaxia se forman preferentemente estrellas muy masivas de acuerdo al valor de corte $\log L_{H\alpha} = 39.15$.

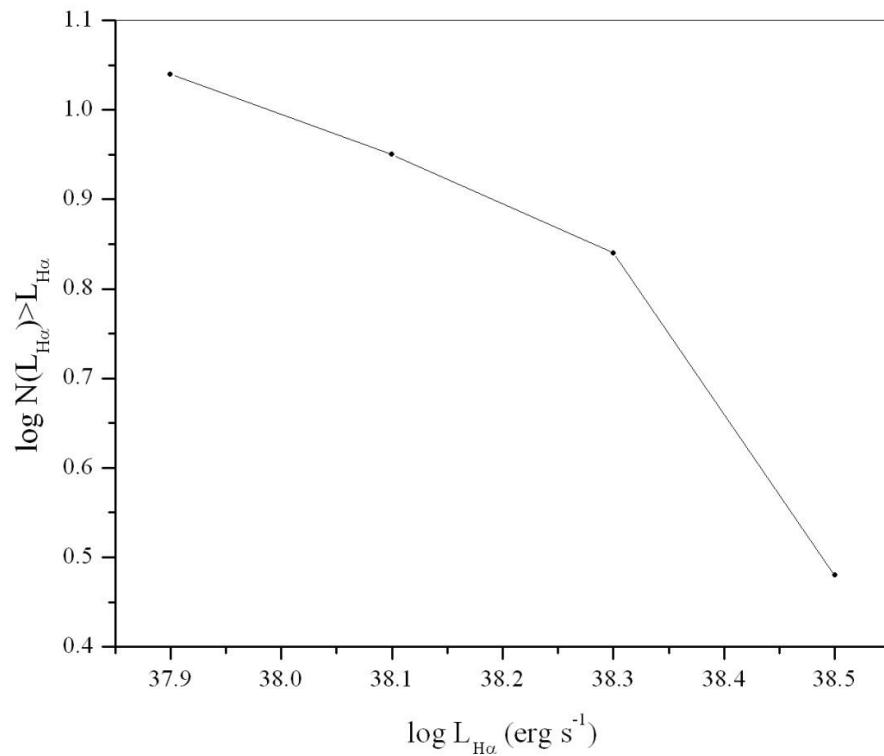


Figura 3-14. La función de luminosidad acumulativa de UGC 891. Presenta un valor de corte a $\log L_{H\alpha} = 38.3$.

En la figura 3-14 se muestra la LF acumulativa de la galaxia UGC 891. Esta LF acumulativa presenta su valor de corte a $\log L_{H\alpha} = 38.3$. Las líneas continuas representan las ramas de alta y de baja luminosidad, las cuales tienen pendientes de -1.8 y -0.5 respectivamente. Esta función podría corresponder a un modelo de formación estelar gaussiana con $\beta = 3$ y $\sigma_t = 9$ Myr, pudiendo descartar la tasa de formación estelar constante ya que las pendientes de baja luminosidad de este caso son menores (de acuerdo a la Figura 3-9), con todas las reservas a causa de la inclinación de la galaxia que nos puede enmascarar la LF real.

Finalmente, al contrario que en los casos anteriores, en la LF acumulativa de la galaxia UGC 5296 (fig. 3-15) no se observa un valor de corte tan pronunciado. Seguramente esto es consecuencia de la forma plana de la función de luminosidad de esta galaxia (fig. 3-10), aunque esto no sea una condición necesaria. Sin embargo, la máxima variación en el comportamiento de esta función ocurre en $\log L_{H\alpha} = 39.0$, el cual hemos establecido como el valor de corte de la LF acumulativa. Las pendientes para las ramas de alta y de baja luminosidad son de -1.5 y -0.65, respectivamente. Un modelo con formación estelar gaussiana y $\sigma_t = 3$ Myr podría representar bien a esta galaxia.

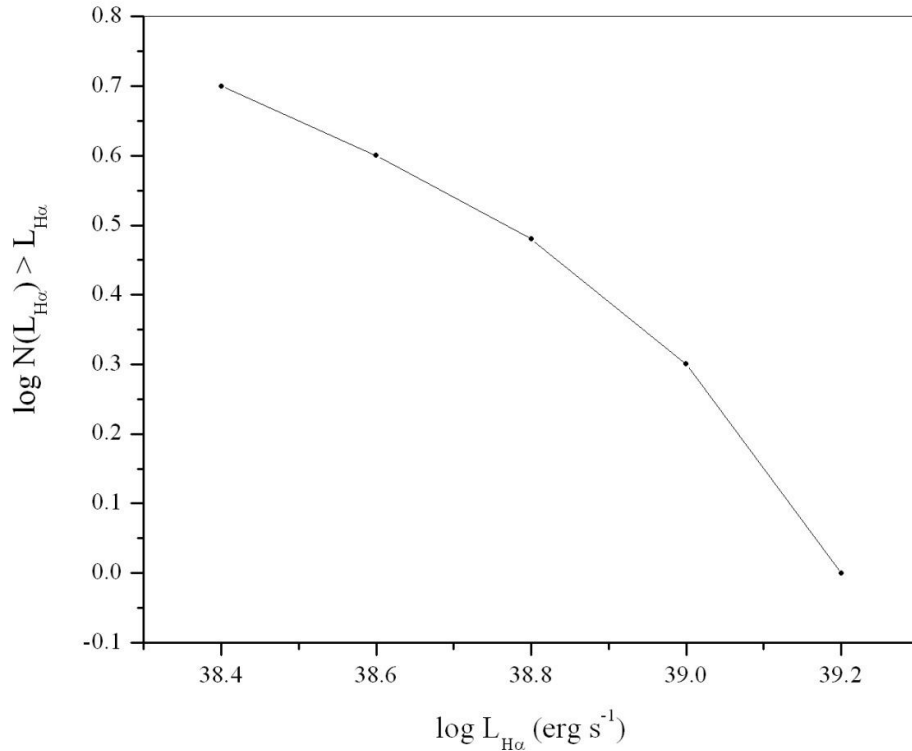


Figura 3-15. La función de luminosidad acumulativa de UGC 5296. No muestra un punto de corte muy pronunciado, aunque probablemente ocurra a $\log L_{H\alpha} = 39.0$.

Se puede concluir que UGC 11820 parece ajustarse mejor a una formación estelar constante, típica de las galaxias espirales. Por el contrario, UGC 891, UGC 5296, UGC 6205 y UGC 6304 parecen tener una formación estelar gaussiana o en brotes, con brotes cortos en el caso de UGC 5296 mientras que UGC 6205 parece tener brotes más largos.

Para tener más información sobre los rangos de masa en los que se encuentran los cúmulos estelares de estas galaxias y conocer más acerca de cuáles son las condiciones que rigen la forma de la LF de las galaxias espirales enanas, se derivan algunas propiedades de las regiones HII. KEH (1989) estudiaron el número de estrellas del cúmulo ionizante de regiones HII en función de la luminosidad en $H\alpha$. Ellos concluyen que las regiones con luminosidades en $H\alpha$ menores a 10^{37} erg s⁻¹ son creadas por una única estrella del tipo OB. La LF en estos niveles traza la distribución de la luminosidad

ultravioleta, pues prácticamente todos los fotones Lyman son empleados para ionizar el gas circundante (KEH 1989). Las regiones HII con luminosidades en el rango $10^{37} - 10^{38} \text{ erg s}^{-1}$ se forman a partir de la radiación de asociaciones estelares con menos de 10 estrellas OB, como la Nebulosa de Orión en la Vía Láctea (Rumstay 1985). Si la luminosidad de una región HII está entre $10^{38} - 10^{39} \text{ erg s}^{-1}$ entonces su origen es consecuencia de la presencia de cúmulos estelares con alrededor de 100 estrellas OB; por ejemplo, la Nebulosa de Carina (Kennicutt 1984). En estas zonas, la LF sería la representación de la distribución de luminosidad de los cúmulos estelares. Finalmente, las regiones HII más luminosas que se han observado, ($L_{H\alpha} > 10^{39} \text{ erg s}^{-1}$) como 30 Doradus en la LMC, corresponden a la ionización del medio interestelar por cúmulos estelares grandes y masivos con más de 100 estrellas OB (Kennicutt & Chu 1988). En estas zonas, la LF sería simplemente el decaimiento natural del rango anterior de la función de luminosidad y masa de los cúmulos estelares o podría representar objetos formados bajo condiciones especiales, como regiones HII acotadas por densidad (Beckman et al. 2002).

El número de estrellas ionizantes OB se puede obtener como $N(OB) = 120 (L_{H\alpha}/10^{39})$, mientras que la masa de las mismas sería $M(OB) = 3600 (L_{H\alpha}/10^{39})$ (Kennicutt 1988). La Tabla 8 contiene los valores obtenidos del número de estrellas OB y la masa del cúmulo para la región HII de menor luminosidad (L_{min} columna 2), la región de mayor luminosidad ($L_{\text{máx}}$ columna 3) y para la región más representativa (L_{med} columna 4), que se definió como el valor medio de todas las regiones HII consideradas en el rango de máxima acumulación en la LF, para cada galaxia aquí estudiada. Es importante mencionar que los valores de la masa mínima en esta tabla (columna 2) son mayores que los que predicen los modelos de Feinstein respecto al valor de corte de la LF acumulativa (fig. 3-9). Seguramente esto sería consecuencia del error en los valores obtenidos de nuestras luminosidades; por lo tanto, los valores de la Tabla 8 deberían ser considerados más bien como límites superiores que pudieran mejorarse si, por ejemplo, se tuvieran errores más pequeños en la determinación de distancias o se contaran con espectros de cada región HII en las galaxias. Sin embargo, se observa que el valor de la masa mínima del cúmulo estelar aumenta conforme aumenta el valor de corte en la LF acumulativa. Por otro lado, en la Tabla 9 se muestra el porcentaje de la luminosidad $H\alpha$ que provendría de todas las regiones HII que pertenecieran a un mismo tipo (de acuerdo a los ejemplos representativos antes descritos), respecto a la luminosidad $H\alpha$ total de cada galaxia.

La luminosidad $H\alpha$ en las galaxias UGC 5296 y UGC 6304, cuyos procesos de formación estelar presentan peculiaridades, está dominada por regiones HII del tipo de 30 Doradus creadas a partir de la radiación ultravioleta de entre 150 y 200 estrellas del tipo OB y cuya masa total en cúmulo sería de alrededor de $5000 M_{\odot}$. Esto nos indica que la zona de alta luminosidad de la LF de estas galaxias no sólo es la representación de la distribución de masa de las estrellas, sino que también es el reflejo de la distribución de luminosidad de las estrellas en el cúmulo. Quiere decir que las estrellas logran ionizar una enorme cantidad de gas a su alrededor y aún algunos fotones ultravioletas alcanzan a escapar de estas zonas. Por lo tanto, resulta convincente creer que la formación de regiones HII acotadas por densidad sería favorecida en estas galaxias y además la morfología de las regiones HII sería suficientemente irregular para dejar al descubierto a las estrellas ionizantes, delatando serias heterogeneidades en la densidad del gas circundante (Beckman et al. 2002). Sin embargo, la presencia de poco gas ionizado difuso en UGC 5296 debilita esta posibilidad (Hidalgo-Gómez,

comunicación privada). Además, el tamaño de cuatro de las cinco regiones HII de UGC 5296 es menor que 300 pc. Por tanto, no se puede decir que esta galaxia está en fase de brote.

Tabla 8.
Propiedades estelares de las regiones HII.

Galaxia ^a	No. *OB ^b / M ^{*OB} ^c (M _⊙)		
	L _{Hα min} ⁱ	L _{Hα max} ⁱⁱ	L _{Hα med} ⁱⁱⁱ
UGC 891	11 / 342	36 / 1084	24 / 731
UGC 5296	35 / 1084	155 / 4644	--- / ---
UGC 6205	13 / 385	167 / 5004	62 / 1876
UGC 6304	38 / 1156	275 / 8244	185 / 5544
UGC 11820	0.04 / 1	68 / 2056	10 / 3089

a. Nombre de la galaxia en el Uppsala General Catalog.

b. Número de estrellas del tipo OB en una región HII.

c. Masa total de la asociación ó cúmulo estelar en la región HII.

Col. i. Luminosidad H_α de la región HII de menor brillo.

Col. ii. Luminosidad H_α de la región HII de mayor brillo.

Col. iii. Luminosidad H_α media, tal como es descrita en el texto.

Tabla 9.
Porcentaje de cada tipo de región HII.

Nombre ¹	% (*OB) ²	% (Orión) ³	% (Carina) ⁴	% (30 Dor) ⁵
UGC 891	0	9	91	0
UGC 5296	0	0	35	65
UGC 6205	0	0	65	35
UGC 6304	0	0	20	80
UGC 11820	1	28	71	0

Col. 1. Nombre de la galaxia en el Uppsala General Catalog.

Col. 2. Porcentaje de la luminosidad H_α proveniente de regiones HII ionizadas por una estrella del tipo OB.

Col. 3. Porcentaje de la luminosidad H_α proveniente de regiones HII similares a la Nebulosa de Orión.

Col. 4. Porcentaje de la luminosidad H_α proveniente de regiones HII similares a la Nebulosa de Carina.

Col. 5. Porcentaje de la luminosidad H_α proveniente regiones HII similares a 30 Doradus.

Por otra parte, las regiones HII más comunes en las galaxias UGC 891, UGC 6205 y UGC 11820 son del tipo de la Nebulosa de Carina. Estas regiones tienen en su núcleo cúmulos con una masa total alrededor de 1000 M_⊙ distribuida aproximadamente en 30 estrellas del tipo OB. Así, la LF de estas galaxias también representaría la distribución

de luminosidad y masa de los cúmulos de estrellas recién formadas, aunque dado el menor brillo de estas regiones y la tolerancia a la formación de estrellas no solamente muy masivas sino también de menor masa también ($\sim 10 M_{\odot}$), la LF en estos valores representaría la distribución de regiones HII acotadas por radiación o incluso una mezcla entre este tipo de regiones y las acotadas por densidad. Este último argumento se ajustaría al caso de la galaxia UGC 891 que sufre un gran aumento en la zona de alta luminosidad de la LF pero dentro de un pequeño rango de luminosidad. Esto podría interpretarse como una evolución “forzada” de una región HII acotada por radiación hacia una acotada por densidad, a causa del mecanismo que estaría obligando a las regiones HII de menor brillo a acumularse hasta formar un complejo más brillante. En general para toda la muestra, un estudio de imágenes con mejor resolución sería necesario para asegurar las características descritas de cada galaxia, así como poder establecer la morfología de las regiones HII en galaxias espirales enanas.

Por último, podemos también describir la LF a partir de la llamada LF compuesta. Se llama función de luminosidad compuesta a la función de luminosidad construida a partir de las luminosidades H_{α} de varias galaxias, en principio del mismo tipo morfológico, y suponer que se trata de una misma galaxia. De esta forma se tiene un mayor número de datos y la forma de la LF se vuelve más suave. Este tipo de estudio tiene como objetivo mostrar la forma más general de la LF que presenta un cierto tipo de galaxia, en este caso las galaxias tipo dS. Los primeros en realizar esta LF fueron Kennicutt, Edgar & Hodge (1989) y más recientemente Bradley et al. (2006), en ambos casos evidenciando que la LF de las galaxias Sa-Sc presenta una anomalía. Ésta es un corte que aparece alrededor del valor $\log L_{H\alpha} = 38.6$ (llamada luminosidad de Strömgen) y que además esta función se ajusta a una doble ley de potencia más que a una simple.

Para construir la función de luminosidad compuesta con un intervalo $\log dL$ de 0.2 dex se reunieron los valores $L_{H\alpha}$ de todas las regiones HII de las 5 galaxias, lo que hace un total de 69 regiones HII en esta muestra. Finalmente se siguió el procedimiento detallado en la sección 3.1. Ésta se presenta en la figura 3-16.

De acuerdo a nuestra LF compuesta esperaríamos que el valor típico de la pendiente para galaxias espirales enanas fuera muy pequeño con un decaimiento suave hacia mayores luminosidades, ya que cuando ajustamos esta función a una recta obtenemos el valor $a = -0.6 \pm 0.2$. Sin embargo, si solamente se consideran los puntos que se encuentran antes de $\log L_{H\alpha} = 38.8$ (pero en la zona de alta luminosidad), entonces esta función se ajusta a una recta cuya pendiente es -0.8 ± 0.2 , la cual posiblemente podría ser más característica para la LF de galaxias irregulares, cuyo valor suele ser $a = -1.0 \pm 0.1$ (Youngblood & Hunter 1999). Este último ajuste se hizo porque el final de la distribución en la LF compuesta ($L_{H\alpha} > 10^{39} \text{ erg s}^{-1}$) es la contribución hecha por las galaxias UGC 5296 y UGC 6304, principalmente, que han mostrado tener propiedades muy peculiares. Sin embargo, como se ve, las diferencias en las pendientes no son tan grandes y por tanto la contribución de estas dos galaxias no es tan significativa.

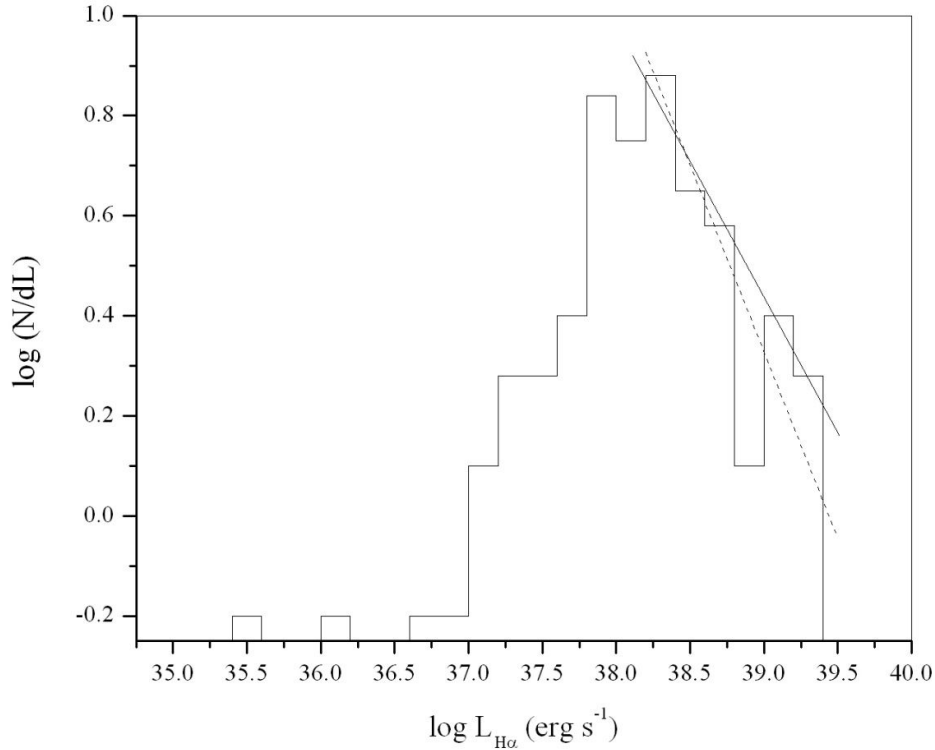


Figura 3-16. La función de luminosidad compuesta. Comprende todas las regiones HII de UGC 891, UGC 5296, UGC 6205, UGC 6304 y UGC 11820; en total 69 regiones HII. La pendiente de la LF tras un único ajuste lineal correspondiente a luminosidades mayores que $\log L_{H\alpha} = 38.2$ es $a = -0.6$, esta pendiente esta representada por la línea continua, mientras que la línea punteada tiene la pendiente que mejor se ajusta a los puntos de la zona de alta luminosidad con valores menores que $\log L_{H\alpha} = 38.8$.

La LF compuesta nos muestra que en general las galaxias dS forman cúmulos con 100 estrellas OB y masa entre $15 M_{\odot}$ y $30 M_{\odot}$ de acuerdo a la luminosidad más representativa ($L_{H\alpha} = 10^{38} \text{ erg s}^{-1}$). Más significativo que la pendiente de la LF compuesta es el abrupto corte alrededor de $\log L_{H\alpha} = 38.8$, justo en el límite entre regiones HII grandes y regiones HII súpergigantes. Este valor de corte nos advierte de la presencia de un mecanismo que inhibe la formación de regiones HII con luminosidades del orden de $10^{39} \text{ erg s}^{-1}$, pero también podría representar el paso entre distintos tipos de regiones HII. Este mismo fenómeno es observado en las galaxias espirales normales (KEH 1989). Si las galaxias espirales enanas formaran estrellas de la misma forma que las galaxias irregulares, entonces, en principio, tendrían únicamente en común con las galaxias espirales normales la presencia de brazos espirales en su disco. Esto nos conduciría a proponer que también son las ondas de densidad el mecanismo que restringiría la formación de regiones HII súpergigantes en galaxias espirales enanas. Aunque el proceso de formación de este tipo de regiones HII bien podría depender de otros aspectos dinámicos de las galaxias dS.

3.5 NORMALIZACIÓN POR METALICIDAD

Existen muchos factores que probablemente desencadenen la formación estelar en una galaxia, como lo es la abundancia química ó la dinámica galáctica. Kennicutt, Edgar & Hodge (1989), en su estudio de la LF a lo largo de la secuencia de Hubble, mencionan que la dinámica del gas dentro de las galaxias es el factor determinante en la regulación del tamaño y masa de las regiones de formación estelar. Ellos dicen que es probablemente más importante que la metalicidad de estas regiones o su distancia galactocéntrica, e incluso más trascendente que la dinámica global de la propia galaxia como brazos espirales, barras, etc., como se podría pensar en un principio. A pesar de que la metalicidad sea un factor de segundo orden en la formación estelar puede ser interesante estudiar su influencia en la LF.

Se conoce como metalicidad (Z) a la medida adimensional de la cantidad de elementos más pesados que el hidrógeno presente en una nebulosa. El indicador más empleado en su determinación para gas tibio (nebulosas) es el oxígeno, es decir, la abundancia del oxígeno con respecto al hidrógeno. Este se define mediante el cociente entre las abundancias de los átomos respectivas, según la expresión siguiente:

$$Z = 12 + \log \frac{O}{H} \quad (3.2)$$

donde O/H representa el cociente entre el número total de átomos de oxígeno y el número de átomos de hidrógeno.

La función de luminosidad normalizada por metalicidad (LF M-normalizada), variante de la función de luminosidad, es simplemente la distribución de las luminosidades de cada una de las regiones HII divididas por su correspondiente valor de metalicidad. La realización de una LF de este tipo tiene como objetivo investigar si existe una diferencia entre su pendiente y la de la LF no normalizada, además de establecer hasta qué punto este factor trasciende en la formación y distribución estelar dentro de una galaxia.

En este caso, como es necesario normalizar la luminosidad de cada región por su propia abundancia de oxígeno, sólo es posible obtener esta normalización para dos galaxias: UGC 5296 y UGC 6205. Además, otro problema añadido es que no para todas las regiones HII detectadas en esas galaxias hay valores de la metalicidad medidos. De las 5 regiones de UGC 5296 sólo 4 tienen abundancias, mientras que sólo se tienen estos valores para 7 regiones de UGC 6205 (Hidalgo-Gómez et al. AJ, enviado). Los valores de la abundancia y de la luminosidad se presentan en la Tabla 10 (columnas 3 y 4 respectivamente).

Como ya se ha dicho, el principal objetivo de la normalización por metalicidad de la luminosidad en H_α es averiguar si este factor modifica las propiedades de la LF, en particular la pendiente. Como se ve en las figuras 3-17 y 3-18 el comportamiento más notorio es un corrimiento hacia menores luminosidades. Esto es de esperarse, ya que al normalizar la luminosidad, el valor de la misma ha disminuido. Este efecto no sólo representa la normalización, sino que también es debido a que la metalicidad modifica las propiedades de ionización de las estrellas. Tengamos en cuenta que cuando aumenta

el número de átomos de elementos químicos diferentes al hidrógeno, la luminosidad total (y en particular en H_α) va a disminuir. Esto es debido a que más fotones muy energéticos se utilizan en ionizar estos elementos, y por tanto se pierden.

Tabla 10.
Propiedades locales de las regiones HII en las galaxias UGC 5296 y UGC 6205.

Galaxia ¹	No. RHII ²	$12+\log(O/H)^3$ (dex)	$\log L_{H\alpha M}^4$	SFR ⁵ $10^{-3} (M_\odot \text{ yr}^{-1})$
UGC 5296	1	7.79 ± 0.07	38.17 ± 0.05	9.09 ± 1.09
	2	8.41 ± 0.09	37.90 ± 0.05	5.31 ± 0.64
	3	8.53 ± 0.20	38.18 ± 0.04	10.20 ± 1.22
	4	---	---	3.04 ± 0.36
	5	7.40 ± 0.04	37.59 ± 0.05	2.30 ± 0.28
UGC 6205	1	8.73 ± 0.10	38.20 ± 0.05	11.00 ± 1.32
	2	---	---	1.19 ± 0.14
	3	8.71 ± 0.10	37.86 ± 0.05	4.97 ± 0.60
	4	8.16 ± 0.06	37.75 ± 0.05	3.61 ± 0.43
	5	8.68 ± 0.07	37.33 ± 0.05	1.46 ± 0.17
	6	8.38 ± 0.07	37.84 ± 0.05	4.62 ± 0.55
	7	8.38 ± 0.02	37.70 ± 0.05	3.29 ± 0.40
	8	7.97 ± 0.04	37.13 ± 0.05	0.85 ± 0.10

Col. 1. Nombre de la galaxia en el Uppsala General Catalog.

Col. 2. Número asignado a la región HII en las Figuras 2-2b y 2-2c.

Col. 3. Metalicidad de la región HII (Hidalgo-Gómez et al. AJ, enviado).

Col. 4. Logaritmo de la luminosidad H_α normalizada por metalicidad.

Col. 5. Tasa de formación estelar correspondiente a la región HII calculada con la ec. 1.38.

En la figura 3-17 se comparan la LF normal y normalizada de la galaxia UGC 6205. Se ve en esta figura que el rango en luminosidades es el mismo, de 1.2 magnitudes. Sin embargo, el pico de luminosidad es menor y más ancho (0.4 magnitudes). Pero sí persiste la discontinuidad a la izquierda de este pico, luego la función aumenta sólo un poco y se mantiene constante. A pesar que el punto máximo es menor en la LF M-normalizada respecto a la LF normal ambas comparten el mismo valor de la pendiente (-1.5). Dado que la pendiente es el parámetro que determina la distribución de luminosidad, entonces la LF normal y la LF M-normalizada son equivalentes, aunque distintas en forma. Por lo tanto la metalicidad no modifica la distribución de la luminosidad de las regiones HII en esta galaxia.

Como la LF de la galaxia UGC 5296 es plana, una LF M-normalizada que presentara una pendiente en su forma podría significar que la metalicidad influye de algún modo en la formación estelar de la galaxia. En la figura 3-18 se observa que en este caso el rango de luminosidades es más pequeño, 0.8 magnitudes frente a 1 magnitud de la función sin normalizar. Ahora sí aparece un máximo, aunque como no hay regiones con luminosidades normalizadas mayores no podemos obtener la pendiente de la misma. Este máximo es debido a que la región no. 1, al tener baja metalicidad, tiene poco corrimiento respecto al resto de las regiones.

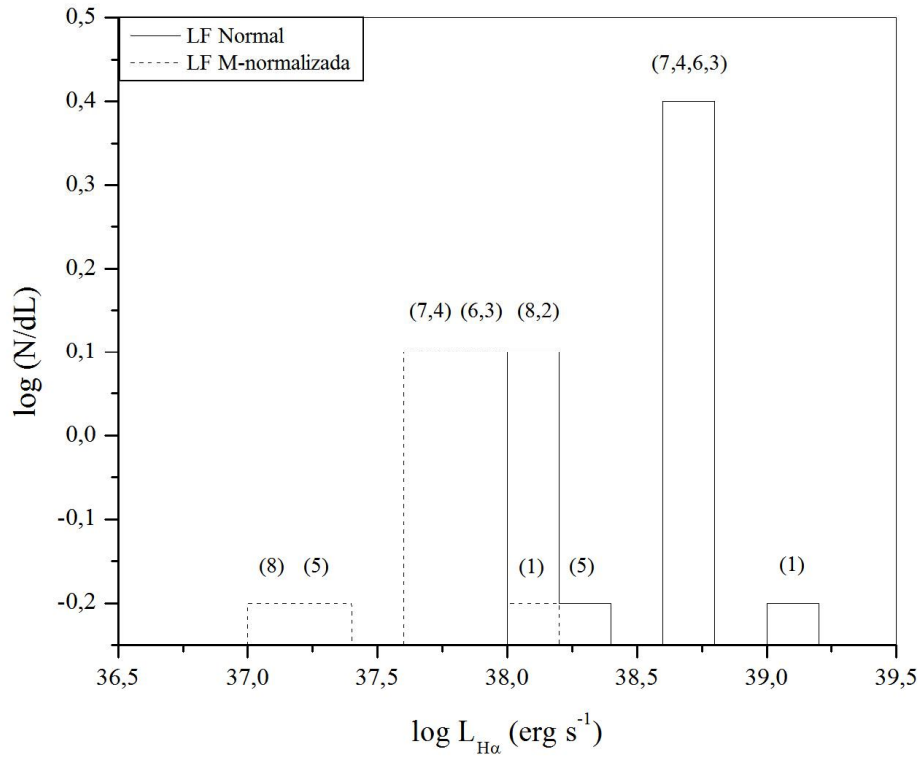


Figura 3- 17. Comparación entre la LF y la LF normalizada por metalicidad de UGC 6205.

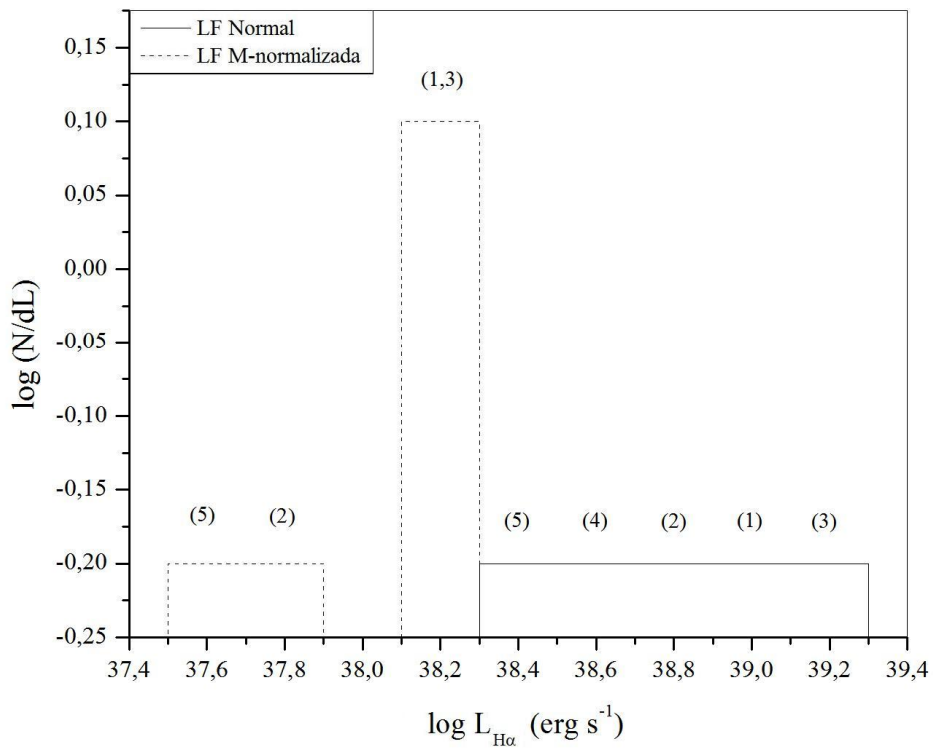


Figura 3-18. Comparación entre la LF y la LF normalizada por metalicidad de UGC 5296.

Aunque parece ser que la metalicidad no modifica la distribución de la luminosidad H_α de una galaxia, la manera en que se distribuyen las regiones HII en la LF tras la normalización no es al azar. En ambas figuras, 3-17 y 3-18, se ha colocado el número de la región de acuerdo a la Tabla 9 para detectar fácilmente cómo se distribuyen las regiones HII antes y después de la normalización sobre cada intervalo $\log L_{H\alpha}$. El mismo caso ocurre para las dos galaxias: los valores adyacentes en luminosidad continúan siéndolo tras la normalización. Entonces, sí existe posiblemente una relación entre la luminosidad H_α y la metalicidad de una región HII. Aunque a través de este efecto, por sí solo, no se puede concluir inmediatamente sobre cómo se relacionan la luminosidad y la metalicidad, ya que si dos valores de luminosidad, L_1 y L_2 , tienen una la relación de orden tal que $L_1 > L_2$, no implica que $Z_1 > Z_2$, donde Z_1 y Z_2 representan la metalicidad respectiva. Lo que sí se puede asegurar es que el orden se conserva tras la normalización por metalicidad, es decir, $L_1/Z_1 > L_2/Z_2$, por lo menos para estas dos galaxias. Estudios de las otras galaxias en esta muestra serían muy interesantes para ver si este comportamiento es más general.

El análisis de la función de luminosidad normalizada por metalicidad cierra la serie de análisis realizados sobre la función de luminosidad. A lo largo de este capítulo hemos derivado y analizado las principales características de esta función para cada galaxia, considerando en todo momento los parámetros a los cuáles es susceptible de cambiar la forma de la LF. También quisimos investigar si existen otros parámetros secundarios, como la metalicidad, que pudieran influir en la LF original. A continuación, daremos el paso de la luminosidad H_α hacia la formación estelar, ya que ambos parámetros están relacionados.

CAPÍTULO 4

FORMACIÓN ESTELAR EN GALAXIAS ESPIRALES ENANAS

Como se dijo en el capítulo 1, la tasa de formación estelar es uno de los parámetros más importantes para conocer la evolución y comportamiento de las galaxias. En este capítulo vamos a obtener dichos valores para las galaxias aquí estudiadas. Posteriormente determinaremos algunos parámetros asociados a la SFR. Finalmente, estableceremos relaciones de la formación estelar con algunos parámetros locales y globales de las galaxias como la metalicidad, el tamaño óptico, etc.

4.1 TASA DE FORMACIÓN ESTELAR EN GALAXIAS ESPIRALES ENANAS

Como se comentó en el capítulo 1, la tasa de formación estelar se obtiene a partir de la expresión (Kennicutt 1994):

$$\text{SFR}(M_{\odot}\text{yr}^{-1}) = 7.9 \times 10^{-42} L_{\text{H}\alpha} (\text{erg s}^{-1}) \quad (1.38)$$

De este modo hemos calculado la SFR a partir de la luminosidad total en $\text{H}\alpha$, la cual nos será de gran utilidad para trazar la historia de formación estelar y determinar algunos parámetros interesantes al respecto. La SFR resultante para cada galaxia a partir de la ecuación 1.38 se muestra en la columna 2 de la Tabla 11 (columna 2) que resume las propiedades generales de la formación estelar de cada galaxia en la muestra. Además, en las columnas 3 y 4 se muestran la masa de hidrógeno neutro y la masa estelar de cada galaxia (ver sección 4.2), cuando fue posible determinarla. El tiempo de formación y el tiempo restante de formación de cada galaxia están contenidos en las columnas 5 y 6, respectivamente, los cuales se definirán posteriormente en las secciones 4.2 y 4.3. El error en la SFR de cada galaxia evidentemente es el mismo que se presenta en la determinación de la luminosidad $\text{H}\alpha$, a saber, del 22% para UGC 891, del 26 % para UGC 11820 y del 12% para UGC 5296, UGC 6205 y UGC 6304.

El valor más bajo de la SFR le corresponde a UGC 891, mientras que la galaxia UGC 6304 cuenta con una SFR que es un poco más del doble que el resto de los valores obtenidos. La SFR de esta pequeña muestra de galaxias espirales enanas es en promedio $3 \times 10^{-2} M_{\odot}\text{yr}^{-1}$, ligeramente mayor a la de las galaxias irregulares, pero corresponde a la encontrada para otras galaxias del tipo Sm (Hunter & Elmegreen 2004).

Tabla 11.
Propiedades de formación estelar.

Galaxia ¹	SFR ² 10 ⁻² (M _⊙ yr ⁻¹)	M _{HI} ³ 10 ⁸ (M _⊙)	M* ⁴ 10 ⁸ (M _⊙)	τ _{form} ⁵ (Gyr)	τ _{res} ⁶ (Gyr)
UGC 891	1.70 ± 0.37	2.9	6.7	39.4	21.2
UGC 5296	2.99 ± 0.36	3.1	---	---	9.7
UGC 6205	3.10 ± 0.37	5.2	---	---	10.0
UGC 6304	6.78 ± 0.81	3.6	---	---	7.7
UGC 11820	2.94 ± 0.76	15.4	2.0	6.8	52.4

Col. 1. Nombre de la galaxia en el Uppsala General Catalog.

Col. 2. Tasa de formación estelar total.

Col. 3. Contenido de hidrógeno neutro (ver la sección 4.3).

Col. 4. Masa estelar (obtenida con base en los valores fotométricos de van Zee et al. 1997, ver sección 4.2).

Col. 5. Tiempo de formación.

Col. 6. Tiempo restante de formación.

4.2 TIEMPO DE FORMACIÓN

Aunque actualmente todas las galaxias espirales e irregulares están formando estrellas, existen galaxias que lo hacen a un ritmo muy acelerado y en un tiempo relativamente corto. Se dice que galaxias con esta particularidad se encuentran en una fase de brote estelar.

Para saber si una galaxia se encuentra en esta fase se necesita conocer el tiempo de formación τ_{form} , es decir, el tiempo que le ha tomado a la galaxia formar todo su contenido estelar hasta la actualidad (Miller & Hodge 1994). Para ello, es necesario conocer la tasa de formación estelar y la masa estelar (M_*), que se obtiene por medio de estudios fotométricos para incluir información sobre todas las poblaciones estelares en la galaxia.

El tiempo de formación se define entonces como (Miller & Hodge 1994):

$$\tau_{\text{form}} = \frac{M_*(M_{\odot})}{\text{SFR}(M_{\odot}\text{yr}^{-1})} \quad (4.1)$$

considerando que la tasa de formación estelar en el pasado se ha mantenido constante y con valor igual al actual, por tanto, el valor τ_{form} así calculado es sólo una estimación para las galaxias donde la formación estelar no sea realmente constante.

Por otro lado, el tiempo de Hubble es el tiempo de vida del Universo a partir del Big Bang hasta la actualidad, siendo el valor más aceptado de 13 Gyr. La comparación entre el tiempo de formación y el tiempo de Hubble es un criterio empleado para decir si una galaxia está en fase de brote estelar o no. Si el tiempo de formación es menor que el tiempo de Hubble entonces la galaxia es de reciente formación o se encuentra en fase de brote. Si por el contrario, el tiempo de formación es mayor al tiempo de Hubble, entonces se trata de una galaxia con débil formación estelar, ya que no puede haber una galaxia que se formara antes que el Universo.

Este criterio fue empleado sólo con dos galaxias de la muestra (UGC 891 y UGC 11820), para las cuales se pudo obtener la masa estelar. El valor de la misma se puede obtener a partir de la expresión (Allen 1973):

$$M_* = \gamma_B \log^{-1} \left(\frac{M_B - C}{-2.5} \right) \quad (4.2)$$

donde $C = 5.48$ y γ_B es el cociente masa - luminosidad en el azul dado por Larson & Tinsley (1978)

$$\log(\gamma_B) = 2.06(B - V) - 0.807 \quad (4.3)$$

donde $(B-V)$ es el llamado índice de color y que, en nuestro caso, lo obtuvimos de los datos de van Zee et al. (1997). Una comparación entre los puntos teóricos de Larson & Tinsley (1978) y los datos empíricos de Nordsieck (1973) indican que los valores calculados con este método presentan un error de alrededor del 50%.

El τ_{form} para UGC 891 y UGC 11820 son presentados en la Tabla 11 (columna 5). El tiempo de formación de la galaxia UGC 11820 es del orden de mil millones de años, indicando que esta galaxia se encontraría en fase de brote estelar o sería de reciente formación, mientras que el τ_{form} de UGC 891 es un orden de magnitud mayor que el de UGC 11820. Entonces UGC 891 estaría en una fase de débil formación estelar. Dado que el cálculo de este tiempo se ha simplificado considerando una SFR constante, es difícil saber si estos valores son típicos de algún tipo de galaxia. Esto es debido a que en el estudio de las propiedades de formación estelar de galaxias enanas del grupo M81 (Miller & Hodge 1994), se encuentra que el tiempo de formación varía entre 3 Gyr y 1550 Gyr. De acuerdo a los modelos de Feinstein, podemos complementar que los lapsos de tiempo en que estas galaxias han formado las estrellas en la última generación son de 9 Myr y de 10 Myr para UGC 891 y UGC 11820, respectivamente. Éstos son miles de veces más pequeños que los tiempos de formación obtenidos con la expresión 4.1. Esto significaría, que probablemente el proceso de formación estelar en estas dos galaxias es intermitente, que han ocurrido varios brotes de formación estelar a lo largo de la historia de estas galaxias.

4.3 TIEMPO RESTANTE DE FORMACIÓN

Además del tiempo de formación, se ha calculado el tiempo en que las galaxias de nuestra muestra continuarían formando estrellas al ritmo en que lo hacen ahora. Definimos este tiempo como el tiempo restante de formación τ_{res} de la siguiente manera (Miller & Hodge 1994):

$$\tau_{\text{res}} = \frac{M_{\text{HI}}(M_{\odot})}{\text{SFR}(M_{\odot}\text{yr}^{-1})} \quad (4.4)$$

donde M_{HI} es la masa del hidrógeno neutro de la cual se van a formar las sucesivas generaciones de estrellas. Esta masa se calcula con el parámetro m_{21}^* , que se puede obtener del RC3 (de Vaucouleurs et al. 1991), a través de la relación $M_{\text{HI}}-m_{21}$ (Hidalgo-Gómez 2004). Una vez más, la tasa de formación estelar se considera constante en el tiempo y en este caso se desprecia el proceso de reciclado de gas para la formación de estrellas.

Como se ve en la columna 6 de la Tabla 11, estos tiempos varían desde 7.7 Gyr para UGC 6304 hasta 52.4 Gyr para UGC 11820. En general, una galaxia de este tipo tardaría 10 mil millones de años en transformar su gas en estrellas. Estos tiempos son similares a los calculados para otras galaxias Sm e irregulares (Hunter & Elmegreen 2004). Una vez más, en cuanto a las galaxias UGC 891 y UGC 11820, podemos resaltar que son las galaxias que tienen los valores más altos para este tiempo respecto al resto. Esto es interesante, ya que como se dijo en la sección 4.3, existe la posibilidad de que las estrellas en estas galaxias se formen a brotes y no de manera constante. Esto sugiere que el proceso de formación estelar para estas dos galaxias se encuentre en una etapa desacelerada. En particular para la galaxia UGC 11820. Esto no está en contradicción con lo establecido en el estudio de la LF acumulativa de la misma (sección 3.4), pues también se estableció que el proceso de formación estelar corresponde a una representación gaussiana, en comparación con los modelos de Feinstein.

4.4 HISTORIA DE LA FORMACIÓN ESTELAR

Las galaxias espirales enanas de esta muestra comprenden un corto rango de valores de la tasa de formación estelar, siendo el valor mínimo el encontrado para la galaxia UGC 891, mientras que la tasa de formación estelar más elevada le pertenece a UGC 6304. Por otro lado, se podría decir que las galaxias UGC 5296, UGC 6205 y UGC 11820 tienen la misma SFR, alrededor de $3 \times 10^{-2} M_{\odot} \text{yr}^{-1}$. Por otra parte, como se ha mencionado antes, los valores obtenidos aquí para las galaxias dS son semejantes a las SFR de las galaxias irregulares y Sm estudiadas por Hunter & Elmegreen (2004). En realidad, esto no es tan sorprendente, ya que como se concluyó en la sección 3.4, la LF de las galaxias espirales enanas es semejante a la LF de las galaxias irregulares.

* m_{21} es la magnitud de una fuente que emite radiación proveniente de la línea de 21-cm, como consecuencia del cambio de espín del electrón (de paralelo a antiparalelo respecto al espín del protón) en el átomo de hidrógeno.

A pesar de la cercanía entre los valores de la SFR de UGC 5296, UGC 6205 y UGC 11820, esto no indica que las tres galaxias formen estrellas bajo los mismos mecanismos, solamente lo hacen casi al mismo ritmo, ya que parece que tanto UGC 5296 como UGC 6205 han logrado formar regiones HII del tipo de 30 Doradus mientras que UGC 11820 no. El caso extremo pertenece a UGC 6304 cuya tasa de formación estelar elevada es consecuencia de las regiones HII súper-gigantes que contiene. Este valor alto de la SFR (respecto a las galaxias Sm) sugiere que UGC 6304 está bajo la influencia de un brote de estrellas, confirmando la posibilidad de explicar la LF de esta galaxia con un modelo de Feinstein de distribución gaussiana de la SFR, pero además de corta duración σ_i , pues aunque la galaxia está dominada por regiones HII como 30 Doradus, son pocas en realidad.

Como resulta difícil distinguir si una región HII es intrínsecamente poco brillante ó se encuentra en una etapa evolutiva más adelantada, el pasado del proceso de formación estelar permanece inaccesible, pero podemos indagar algunos puntos al respecto. De acuerdo al tiempo de formación, la galaxia UGC 891 pareciera haberse formado hace casi 40 mil millones de años, si consideramos una tasa de formación estelar constante. Como esto no es posible, ya que el Universo tiene sólo 13 mil millones de años, significa que la SFR ha sido en forma de brotes, semejante a la SFR de las galaxias irregulares. Como la SFR es baja para esta galaxia, podemos concluir que actualmente estamos en la fase entre-brotes. Esto también parece apoyarlo la masa estelar, ya que ésta es mucho mayor que la masa de HI de la galaxia. Esto puede ser importante para explicar la SFR de esta galaxia, ya que podría ser que al tener un valor bajo de masa de HI entonces no se alcanza la densidad necesaria para empezar el proceso de formación estelar. De seguir a este ritmo, UGC 891 tardaría 21 mil millones de años en transformar todo el gas neutro en estrellas, lo cual nos convence que la SFR es realmente baja pues la masa en gas neutro es pequeña en comparación al resto de las galaxias.

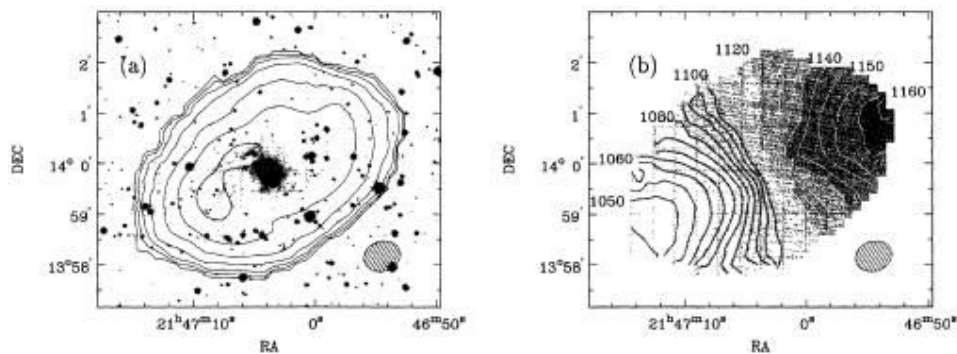


Figura 4-1. (a) Imagen de la emisión del gas HI sobrepuesta a una imagen en la banda R de UGC 11820. Los contornos de HI son 1, 5, 3, 6, 12, 24, 48 y 96×10^{19} átomos por cm^{-2} . (b) Campo de velocidad de UGC 11820. Los contornos son cada 5 km s^{-1} (van Zee et al. 1997).

La galaxia UGC 11820 podría ser una galaxia de reciente formación que tuvo su origen aproximadamente hace 7 mil millones de años y como tal agotaría su masa en hidrógeno neutro en un tiempo casi 4 veces al tiempo de Hubble. Esta opción para UGC 11820 es la más viable ya que reconcilia el comportamiento de la LF acumulativa con el

tiempo de formación. Además elimina la posibilidad de la fase de brote estelar que habría justificado el doble ajuste de la LF, fortaleciendo la cohabitación de regiones HII acotadas por radiación y por densidad en la misma galaxia. Además, notemos que UGC 11820 tiene uno de los radios más grandes y es significativamente más abundante y extensa en hidrógeno neutro como se aprecia en la figura 4-1a (van Zee et al. 1997), alrededor de 3 a 5 veces más que sus compañeras. Además, en la imagen en H_{α} se aprecia claramente la existencia de gas ionizado entre las regiones HII.

Al contrario que UGC 11820, UGC 6304 terminará su materia prima para la formación de estrellas en casi 7 mil millones de años, mientras que UGC 5296 y UGC 6205 lo harían en casi 10 mil millones de años de acuerdo a su tasa actual de formación estelar. Como no tenemos información sobre el tiempo de formación no podemos comentar mucho más sobre su historia de formación estelar.

4.5 FORMACIÓN ESTELAR Y METALICIDAD DE REGIONES HII

Uno de los grandes problemas es ver si la SFR está relacionada con algún otro parámetro de las galaxias. Hunter & Elmegreen (2004), en su estudio de la SFR para galaxias tardías, concluyen que no hay ninguna relación entre ésta y los demás parámetros globales de las galaxias. En concreto, obtienen una falta de correlación entre la SFR y la metalicidad, tomadas ambas como parámetros globales. Sin embargo, una relación de este tipo parece existir, tal y como han obtenido Rosenberg et al. (2008), en el sentido de que a menor metalicidad en una región HII mayor sería su tasa de formación estelar.

Para hacer este estudio utilizamos sólo dos de las galaxias de la muestra, UGC 5296 y UGC 6205, que son aquellas para las que se tienen datos espectrofotométricos de la mayoría de las regiones HII y por tanto se han podido obtener los valores de las abundancias de oxígeno para cada una de las regiones HII (tabla 10). En total, tenemos 11 regiones en donde podemos medir a la vez su metalicidad y su SFR. La relación entre la SFR y la metalicidad para cada región HII se puede ver en la figura 4-2.

La interpretación de la figura 4-2 es bastante difícil, ya que se puede ver tanto una tendencia lineal directa (a mayor abundancia mayor SFR) o bien un diagrama de dispersión. Esto es así porque la tendencia lineal está marcada por las regiones no.3 y no.5 de UGC 5296 y la región no.1 de UGC 6205, mientras que el resto de las regiones de estas galaxias están ocupando una pequeña zona en el plano SFR vs. Z con excepción de la región no.1 de UGC 5296 la cual, aunque tiene una elevada formación estelar, tiene un valor bajo de metalicidad.

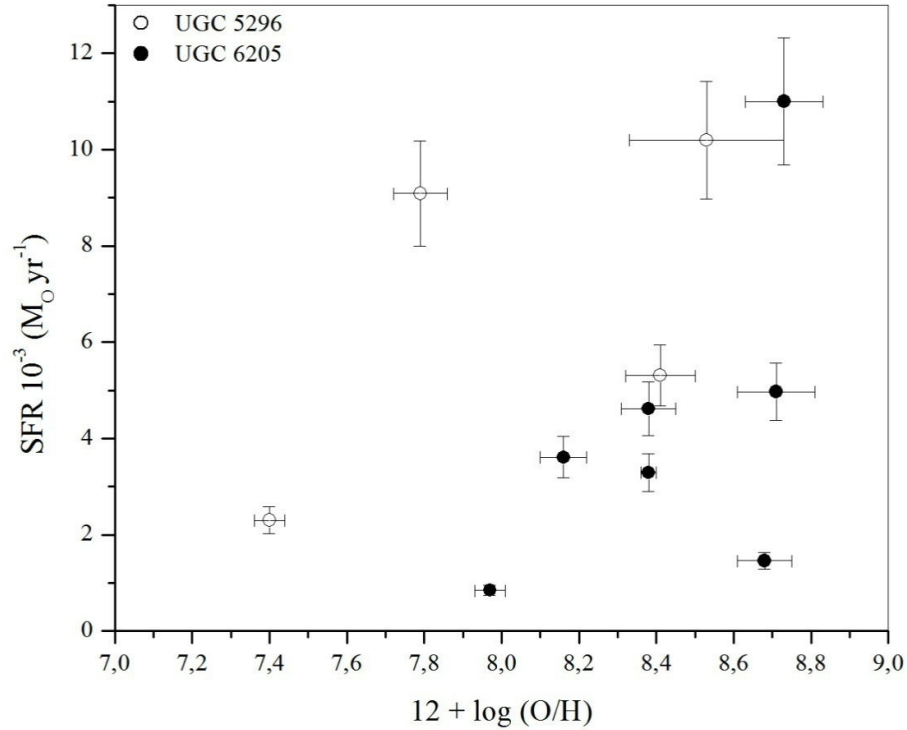


Figura 4-2. Relación tasa de formación estelar-metalicidad. Parece existir una tendencia hacia una más eficiente formación estelar mientras mayor sea el contenido de metales dentro de una región HII.

Si asumimos que la relación entre la SFR y la metalicidad (Z) es lineal y con pendiente positiva podemos realizar un ajuste lineal de los puntos en la figura 4-2. El resultado es la siguiente expresión

$$\text{SFR}(M_{\odot}\text{yr}^{-1}) = 2.38 Z(\text{dex}) - 14.58 \quad (4.5)$$

cuyo coeficiente de correlación es $r = 0.3$, el cual es un valor pequeño que nos advierte del grado de dispersión que hay en esta relación, es decir, lo que asumimos sobre la linealidad no es tan correcto. Aún así, cuando se considera una SFR nula en 4.5 obtenemos un valor $Z_0 = 6.1 \pm 2.6$, el cual hemos denominado aquí metalicidad de corte. Esto significaría que no se podrían formar estrellas para metalicidades menores y sería, por tanto, la metalicidad mínima esperable que tuviera cualquier galaxia.

Sin embargo, esta metalicidad de corte podría ser un valor distinto para cada galaxia, ya que cuando observamos los puntos de una sola galaxia a la vez la relación lineal parece un poco más marcada. Es por esto que hemos hecho dos ajustes lineales más: el respectivo a los puntos de la galaxia UGC 5296 y el correspondiente a los puntos de la galaxia UGC 6205. Lo más interesante es que aumenta significativamente el coeficiente de correlación hasta 0.6 en ambos casos. También aumenta la metalicidad de corte, siendo de 6.4 ± 2.2 para UGC 5296 y de 7.7 ± 1.4 para UGC 6205.

No es evidente saber si la metalicidad de corte guarda a su vez una relación con algún parámetro global o local de la galaxia, para ello es necesario realizar este estudio con un mayor número de galaxias a lo largo de la secuencia de Hubble para obtener alguna pista al respecto.

En realidad, una relación directa entre ambos parámetros es fácil de explicar. Esto es porque la SFR depende directamente del valor de la masa de Jeans M_J , es decir, el valor de la masa mínima de las nubes moleculares que puede colapsar para formar estrellas. Este es distinto según las condiciones físicas (temperatura y densidad). Como vimos en la sección 1.6, en particular la M_J depende inversamente de la densidad. Cuando aumenta el contenido de metales en el gas aumenta la densidad y por tanto disminuye la masa de Jeans. Entonces, se produce más formación estelar ya que las nubes moleculares que no podían colapsar porque su masa era menor que la de Jeans, cuando aumenta la metalicidad sí pueden hacerlo.

Sin embargo, no podemos concluir completamente de la figura 4-2 que la relación entre la SFR y la metalicidad sea lineal positiva. Hay que tener en cuenta que en las regiones no. 3 de UGC 5296 y en las de UGC 6205 con metalicidades mayores a 8.6 parece que existen ondas de choque que aumentan la intensidad de las líneas y por tanto la metalicidad (Hidalgo-Gómez, comunicación privada). De ser cierto esto, la metalicidad real de dichas regiones podría ser menor y por tanto irían en la dirección de una relación negativa, tal y como Rosenberg et al. (2008) obtienen. La diferencia con los resultados de Rosenberg et al. (2008) podría deberse a que ellos emplean un indicador de la SFR en el infrarrojo medio normalizado por la SFR en H_α , siendo que esta última fue la que aquí se empleó. Además ellos mencionan que se debe ser cuidadoso cuando se deriva la SFR a partir de indicadores en el infrarrojo ya que los métodos desarrollados para realizar esta tarea no funcionan del todo bien para las galaxias enanas.

4.6 FORMACIÓN ESTELAR Y DINÁMICA GALÁCTICA

Se ha mostrado que la distribución de luminosidad H_α de las galaxias espirales enanas de esta muestra es distinta a la de las galaxias espirales normales; más aún, las características de su LF son más semejantes a la LF de las galaxias irregulares. En principio, esto quiere decir que el proceso de formación estelar de las galaxias de esta muestra también sería semejante al de las irregulares. De este modo, para entender un poco mejor cuáles son los factores que desencadenan y regulan este proceso en las galaxias espirales enanas, se presentan a continuación algunas relaciones de carácter espacial y dinámico.

Por ejemplo, en el caso de las galaxias irregulares se ha encontrado que mientras mayor sea el número de regiones HII presentes en una galaxia, mayor será la probabilidad de desarrollar regiones HII súper gigantes, es decir, con luminosidades en H_α mayores a 10^{39} erg s⁻¹ (Youngblood & Hunter 1999). En la Figura 4-3 se muestra la relación entre los valores logarítmicos de la luminosidad H_α de la región HII más brillante en una galaxia y del número de regiones HII de la misma. Los puntos negros representan las galaxias irregulares de Youngblood & Hunter (1999) mientras que nuestros datos están representados por los puntos blancos. Aunque una buena interpretación de esta figura es

complicada, ya que Youngblood & Hunter (1999) no muestran los errores en sus datos, se intenta dar una descripción general de este resultado.

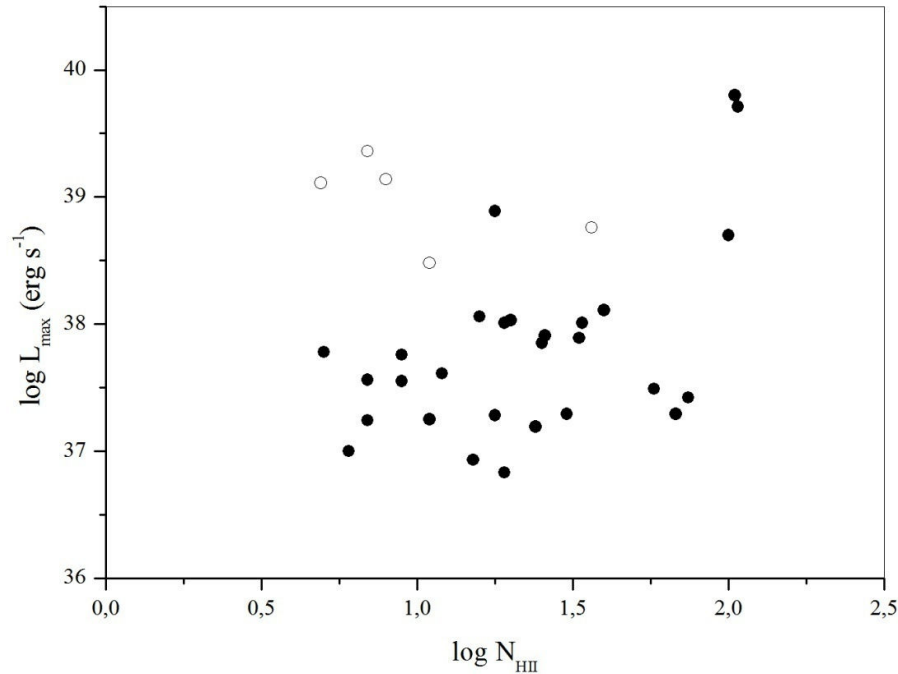


Figura 4-3. Relación entre la luminosidad H_{α} de la región HII de mayor brillo en cada galaxia y el número de regiones presentes. Los puntos negros corresponden a los datos de Youngblood & Hunter (1999) para galaxias Im mientras que los puntos blancos son la representación de los datos de nuestra muestra de galaxias dS.

Como se puede ver en Figura 4-3, las galaxias espirales enanas no parecen seguir la misma tendencia que las galaxias irregulares, ya que las galaxias dS se encuentran por arriba de la zona donde se sitúan las galaxias Im de Youngblood & Hunter (1999). Es decir, tienen luminosidades máximas más grandes que las que les correspondería por su número bajo de regiones HII. En particular, tres de nuestras galaxias (UGC 5296, UGC 6205 y UGC 6304) con valores de $\log N_{\text{HII}}$ entre 0.5 y 1 han logrado formar al menos una región HII súper gigante, mientras que las galaxias Im del mismo rango no. Incluso las regiones HII de mayor brillo de las galaxias Im son aproximadamente dos órdenes de magnitud menores que las de las galaxias dS. Además, aunque ligeramente, parece que las galaxias de nuestra muestra siguieran una tendencia opuesta a la establecida por Youngblood & Hunter (1999). En otras palabras, sería más probable encontrar una región HII de alto brillo en estas galaxias cuando hay pocas regiones HII en su disco. Este comportamiento podría justificarse a través de factores dinámicos. Las galaxias irregulares carecen de movimientos organizados, y por tanto la cantidad de energía que se necesita para la formación estelar es generada y suministrada por las estrellas: vientos estelares, supernovas, etc., mientras que la energía empleada para formar estrellas en las galaxias dS provendría de las ondas de densidad.

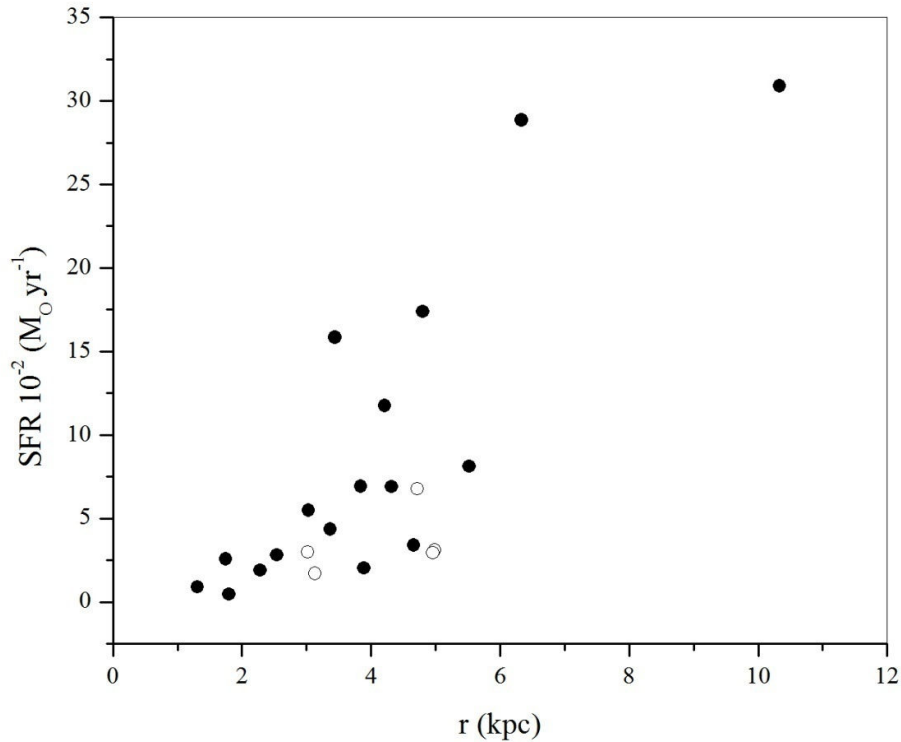


Figura 4-4. Relación entre la tasa de formación estelar y el radio óptico para galaxias Sm. Parece existir una tendencia lineal a bajos valores de la SFR y del radio óptico. Los puntos en negro son galaxias de una muestra de galaxias tardías (Hunter & Elmegreen 2004), los puntos blancos son nuestras galaxias dS.

Para averiguar cómo influye el tamaño óptico de las galaxias de esta investigación sobre su tasa de formación estelar, fue construida la figura 4-4, en la cual se presenta esta relación. Una vez más, los puntos blancos de esta figura corresponden a nuestras galaxias, graficados con los datos de las Tablas 1 y 11, mientras que los puntos negros son las galaxias Sm del estudio de formación estelar de galaxias tardías de Hunter & Elmegreen (2004). Se observa que existe una tendencia lineal para las galaxias Sm, incluyendo nuestras 5 galaxias dS, pero solamente en una pequeña zona del plano SFR vs. R, que corresponde a valores de SFR menores que $8 \times 10^{-2} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ y posiblemente a radios ópticos menores que 6 kpc. Lo más sorprendente es que esta tendencia lineal parece cortarse entre 5 kpc y 6 kpc, el cual es un rango superior inmediato al límite establecido para el tamaño de una galaxia espiral enana que es 5 kpc (Hidalgo-Gómez 2004). Finalmente, lo que también se observa en la Figura 4-4 es que para radios ópticos mayores a los anteriormente mencionados, la tasa de formación estelar de este tipo de galaxia se eleva mucho respecto al resto. Quizás esta tendencia esté relacionada con la importancia que desempeñen las barras y ondas de densidad en este tipo de galaxia. En el estudio de galaxias espirales enanas de Hidalgo-Gómez (2004) se establece que las galaxias barradas tienden a ser más grandes que las que no lo son y además son más luminosas que las que no tienen barra. En particular, los radios ópticos de estas galaxias frecuentemente valen alrededor de 4.5 kpc.

De este modo, las ondas de densidad y otras características dinámicas serían, posiblemente, los factores que desencadenan y regulan la formación estelar en las galaxias Sm, y también en las espirales enanas. Si esto es cierto, entonces la masa (o

más bien la densidad) de gas que se encuentra en los discos de estas galaxias se relacionaría de alguna manera con la tasa de formación estelar. Kennicutt (1998) realizó un estudio de la formación estelar en 61 galaxias espirales (tempranas y tardías) y determinó que la densidad local de gas HI es el factor que regula el proceso de formación estelar por unidad de área, es decir, mientras más densas sean las nubes de gas HI se observará más formación estelar en toda la galaxia. Es así que hemos seguido el formalismo de Kennicutt (1998) para averiguar si las galaxias dS tienen el mismo comportamiento que una galaxia espiral normal. En la tabla 12 se muestran los valores logarítmicos de la densidad de la SFR (Σ_{SFR}) y los del gas en HI (Σ_{HI}). Para ello, simplemente se ha dividido el valor de la SFR y de la masa en HI de cada galaxia (tabla 11) por su correspondiente área. Para determinar el área fue empleado el radio óptico, suponiendo que el disco es circular.

Tabla 12.
Propiedades dinámicas.

Galaxia ¹	$\log \Sigma_{\text{SFR}}^2$ ($M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$)	$\log \Sigma_{\text{HI}}^3$ ($M_{\odot} \text{ pc}^{-2}$)
UGC 891	-3.26	0.97
UGC 5296	-2.98	1.03
UGC 6205	-3.40	0.82
UGC 6304	-3.01	0.71
UGC 11820	-3.42	1.30

Col. 1. Nombre de la galaxia en el Uppsala General Catalog
 Col. 2. Logaritmo de la densidad de la tasa de formación estelar
 Col. 3. Logaritmo de la densidad de hidrógeno neutro.

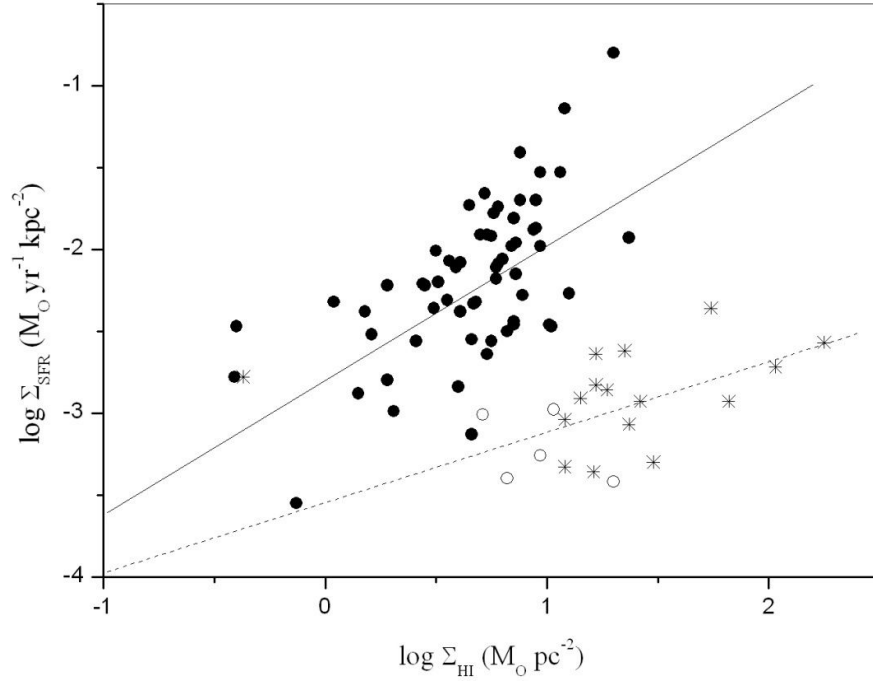


Figura 4-5. Relación entre la densidad de la tasa de formación estelar y la densidad local de hidrógeno neutro. Los puntos negros son las 61 galaxias espirales normales de Kennicutt (1998), los asteriscos representan las galaxias Sm de Hunter & Elmegreen (2004), mientras que los puntos blancos son las galaxias dS de este trabajo. La línea continua representa el mejor ajuste obtenido por Kennicutt (1998) y la línea punteada representa el mejor ajuste para las galaxias Sm.

Dado que únicamente hemos estudiado 5 galaxias espirales enanas, fue preferible agregar los datos de otros estudios similares. La figura 4-5 presenta la relación entre los valores logarítmicos de la densidad de la SFR y de la densidad local de gas HI, es decir la densidad de las nubes de hidrógeno neutro. Los puntos blancos en esta figura son las galaxias espirales enanas de este estudio, los puntos negros representan las 61 galaxias espirales normales de Kennicutt (1998) y los asteriscos son las galaxias Sm de Hunter & Elmegreen (2004). Al observar la figura 4-5 resulta interesante que prácticamente los puntos correspondientes a cada tipo de galaxia no se mezclan, observándose dos grupos con la misma tendencia. Por un lado, se puede observar en esta figura la tendencia lineal descubierta por Kennicutt (1998) y debajo de ella hacia valores mayores de Σ_{HI} se observa una tendencia similar formada por las galaxias Sm, incluidas las dS. Hay que notar que la dispersión en ambas muestras aumenta mucho por debajo del valor $\log \Sigma_{\text{SFR}} = -2.5$. Por otro lado, mientras las galaxias espirales normales siguen la siguiente ley (Kennicutt 1998):

$$\Sigma_{\text{SFR}} \sim (\Sigma_{\text{HI}})^{1.4 \pm 0.15} \quad (4.6)$$

en este estudio hemos determinado que las galaxias Sm en conjunto con nuestras 5 galaxias dS se ajustan mejor a la ley:

$$\Sigma_{\text{SFR}} \sim (\Sigma_{\text{HI}})^{0.43 \pm 0.15} \quad (4.7)$$

El exponente en la expresión 4.7 es mucho más bajo que el de la expresión 4.6 y se puede interpretar como una consecuencia del resultado obtenido en la figura 4-4. Es decir, aunque galaxias con radios ópticos mayores parecen favorecer la SFR, esta última no varía mucho de una galaxia a otra, de hecho está prácticamente concentrada en el orden de $10^{-2} M_{\odot} \text{yr}^{-1}$. Al menos para el caso de galaxias dS, podríamos sugerir que la tasa de formación estelar característica es aproximadamente $3 \times 10^{-2} M_{\odot} \text{yr}^{-1}$, resultando normal no observar variaciones significativas en la SFR a causa del pequeño intervalo de tamaños ópticos que puede tener una de estas galaxias por definición. Es por esto que esperaríamos ver que la densidad de SFR en una galaxia Sm no se incrementase mucho a pesar de aumentar su densidad local de gas HI, tal como lo prueba la expresión 4.7. Además, podemos agregar que una galaxia Sm (incluidas las enanas), para poder formar estrellas, necesitaría una mayor densidad local de gas en su disco que una espiral normal para lograrlo.

Finalmente podemos decir que la función de luminosidad de regiones HII en galaxias espirales enanas es semejante a la de las galaxias irregulares pero solamente a causa del tamaño óptico. Sin embargo, el proceso que regularía la formación estelar en estas galaxias sería de naturaleza dinámica, muy probablemente ondas de densidad, que a su vez inhiben la formación de regiones HII súper-gigantes. Pensemos que si esto fuera cierto, conforme una galaxia dS disminuye su radio óptico, tendrían lugar al menos dos efectos: las ondas de densidad y la formación de barras serían menos importantes y el número de regiones HII que pudiéramos observar disminuiría ya que la SFR también lo haría según el resultado obtenido en la figura 4-4. En consecuencia podrían formarse regiones HII súper-gigantes, quizás como producto de la superposición de varios brotes que no se diluyen por cuestiones dinámicas, tal y como sugiere la figura 4-3.

Es necesario comentar que para corroborar estos aspectos, no sólo bastaría realizar estudios dinámicos más complejos, sino también aumentar el número de galaxias espirales enanas con un estudio similar al realizado aquí.

CONCLUSIONES

Se ha estudiado la función de luminosidad de regiones HII de una muestra pequeña de galaxias espirales enanas para determinar cuáles son las principales características del proceso de formación estelar, así como indagar sobre los factores que regulan este proceso en este tipo de galaxia. Los principales resultados se resumen en los siguientes puntos:

- a. La pendiente a característica de la función de luminosidad ($N = AL^a dL$) para estas galaxias es -0.8 , que está de acuerdo a los valores de otras galaxias tardías, aunque menor que la asociada a galaxias irregulares.
- b. Las regiones HII de estas galaxias son generalmente la consecuencia de la radiación ionizante de cúmulos estelares conformados por alrededor de 30 estrellas OB cuya masa total es de $1000 M_{\odot}$.
- c. En al menos dos de estas galaxias, UGC 891 y UGC 11820, parecen coexistir las poblaciones de regiones HII acotadas por radiación y acotadas por densidad, sobre todo en UGC 11820 cuya LF presenta un valor de corte (38.4) parecido a la luminosidad de Strömgren establecida por Bradley et al. (2006), además de la presencia de gas ionizado difuso en esta galaxia.
- d. La SFR representativa de estas galaxias es baja, alrededor de $3 \times 10^{-2} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$, en consonancia con la obtenida para otras galaxias del mismo tipo en la secuencia de Hubble.
- e. En el caso de las galaxias UGC 891 y UGC 11820 probablemente el proceso de formación estelar habría sido desacelerado, mientras que en el caso de la galaxia UGC 6304 este proceso habría sido acelerado.
- f. La normalización por metalicidad de la LF sugiere una relación entre la SFR y la metalicidad a nivel local. A mayor metalicidad en una región HII, mayor sería su tasa de formación estelar. De hecho, se establece un indicador necesario del desencadenamiento del proceso de formación estelar a nivel local: la metalicidad de corte.
- g. El análisis de la LF de cada galaxia, resumido en la LF compuesta, sugiere la existencia de un mecanismo que inhibe la formación de regiones HII con luminosidades mayores a $10^{39} \text{ erg s}^{-1}$. Probablemente se trate de la presencia de ondas de densidad.
- h. El factor global que regularía el proceso de formación estelar en estas galaxias sería la densidad de gas HI, como en el caso de las galaxias espirales normales. Sin embargo, las galaxias Sm, y seguramente las dS, necesitarían un mayor contenido de gas para formar estrellas, ya que no existiría un mecanismo detonador del colapso gravitacional de las nubes de gas ó que al menos fuera lo suficientemente fuerte para inducirlo.

REFERENCIAS

- Allen, C. W. 1973. *Astrophysical quantities* (London: Athlone)
- Beckman, J. E. Rozas, M. Zurita, A. et al. 2000. Populations of high luminosity density bounded HII regions in spiral galaxies: Evidence and implications. *AJ*, 119, 2728.
- Beiser, A. 2003, *Conceptos de física moderna*. 6a. ed. McGraw-Hill.
- Binggelli, B. 1993. in *Dwarf galaxies*, eds. G. Meylan & P. Prugniel.
- Bomans, D. J. 2001. Warm and hot gaseous outflows in dwarf galaxies. *ApSSS*, 277, 51.
- Bosma, A. 1978. The distribution and kinematics of neutral hydrogen in spiral galaxies of various morphological types. Tesis de Doctorado, Universidad de Groningen, Holanda.
- Bradley, T. R., Knapen, J. H., Beckman, J.E. & Folkes, S. L. 2006. A composite HII region luminosity function in H_{α} of unprecedented statistical weight. *A&A*, 459, 13.
- Brosch, N., Heller, A. & Almozino, E. 1998. Morphology of star formation regions in irregular galaxies. *MNRAS*, 300, 1091.
- Carroll, B. W. & Ostlie, A. 2007. *An introduction to modern astrophysics*. 2nd. Ed. Pearson Addison-Wesley.
- Centre de Données Astronomiques de Strasbourg (CDS-SIMBAD). simbad.u-strasbg.fr/simbad
- Combes, F. et al. 2002. *Galaxies & Cosmology*. 2nd. Ed. Springer.
- de Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A., corwin, Jr, et al. 1991. *Third reference catalog of brighth galaxies (RC3)*, Springer.
- Elmegreen, D. M. & Elmegreen, B. G. 1980. The location of star-forming regions in barred Magallanic-type galaxies. *AJ*, 85, 1325.
- Feinstein, C. 1997. HII regions in southern Spiral Galaxies : The H_{α} luminosity function. *ApJS*, 112, 29.
- Gallagher, J. S., Hunter, D. A. & Tutukov, A. V. 1984. Star formation histories of irregular galaxies. *ApJ*, 284, 544.

- Hidalgo-Gómez, A. M. & Olofsson, K. 2002. The chemical content of a sample of dwarf irregular galaxies. *A&A*, 389, 836.
- Hidalgo-Gómez, A. M. 2004. Dwarf and normal spiral galaxies: Are they self-similar? *Rev. Mex. A&A*, 40, 37.
- Hidalgo-Gómez, A. M. 2005. Physical conditions in the dwarf local irregular galaxy IC 10. I. Diffuse ionized gas. *A&A*, 442, 443.
- Hodge, P. W., Strobel, N. V. & Kennicutt, R. C. 1994. The HII regions of Holmberg II. *PASP*, 106, 309.
- Hodge, P. W. & Kennicutt, R. C. & Strobel, N. V. 1994. The HII regions of Sextans A. *PASP*, 106, 765.
- Holmberg, E. B. 1975. in *Galaxies and the Universe*, eds. A. Sandage & J. Kristian, 154.
- Hua, C. & Llebaria, A. 1981. Optical spectrum of the filamentary HII region north of the Carina complex. *A&A*, 94, 12.
- Hubble, E. P. 1926. Extra-Galactic Nebulae. *ApJ*, 64, 321.
- Hunter, D. A. & Elmegreen, B. G. 2004. Star Formation properties of a large sample of irregular galaxies. *AJ*, 128, 2170.
- Karttunen, H. et al. 1996. *Fundamental Astronomy*. 3rd. Ed. Springer.
- Kennicutt, R. C. 1984. Structural properties of giant HII regions in nearby galaxies. *ApJ*, 287, 116.
- Kennicutt, R. C. 1988. Properties of HII region populations in Galaxies. I. The first-ranked HII regions. *ApJ*, 334, 144.
- Kennicutt, R. C. & Chu, Y-H. 1988. Giant HII regions and the formation of populous star clusters. *AJ*, 95, 720.
- Kennicutt, R. C., Edgar, B. K. & Hodge, P. W. 1989. Properties of HII region populations in Galaxies. II. The HII region luminosity function. *ApJ*, 337, 761.
- Kennicutt, R. C. 1992. A spectrophotometric atlas of galaxies. *ApJs*, 79, 255.
- Kennicutt, R. C., Tamblyn, P. & Congdon, C. W. 1994. Past and future star formation in disk galaxies. *ApJ*, 435, 22.
- Kennicutt, R. C. 1998. The global Schmidt Law in star forming galaxies. *AJ*, 498, 541.
- Larson, R. B. & Tinsley, B. M. 1978. Star formation rates in normal and peculiar galaxies. *ApJ*, 219, 46.

Miller, B. W. & Hodge, P. W. 1994. HII regions in M81 Group. Dwarf Galaxies. ApJ, 427, 656.

NASA/ IPAC: NASA Extragalactic Database (NED) la cual es operada por el “JET Propulsion Laboratory”, Insitituto de Tecnología de California, en contrato con la NASA. nedwww.ipac.caltech.edu

Nilson, P. 1973. Acta Universitatis Upsaliensis, Nova Regiae Societatis Upsaliensis, Series v:a. vol. V

Nordsieck, K. H. 1973. The angular momentum of Spiral Galaxies. II. Detailed models and correlations for 17 galaxies. ApJ, 184, 735.

Massey, P. & Hunter, D. A. 1998. Star formation in R136: A cluster of O3 stars revealed by Hubble Space Telescope spectroscopy. ApJ, 493, 180.

Osterbrock, D. E. 1989. Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei. University Science Books.

Pleuss, P. O., Heller, C. H. & Fricke, K. J. 2000. The impact of resolution on observed HII region properties from WFPC2 observations of M101. A&A, 361, 913.

Reid, I. N., Gizis, J. E. & Hawley, S. L. 2002. The Palomar/MSU nearby star spectroscopic survey. IV. The luminosity function in the solar neighbourhood and M dwarf kinematics. AJ, 124, 2721.

Rosenberg, J. L., Wu, Y., Le Flo'ch, E. Et al. 2008. Dust properties and star formation rates in star forming Dwarf Galaxies. ApJ, 674, 814.

Roye, E. W. & Hunter, D. A. 2000. The patial distribution of HII regions in Irregular Galaxies. ApJ, 119, 1145.

Rubin, V. C., Ford, W. K. Jr. & Thonnard, N. 1978. Extended rotation curves of high-luminosity spiral galaxies. IV. Systematic dynamical propierties, Sa through Sc. ApJ, 255, 107.

Rubin, V. C., Ford, W. K. Jr., Thonnard, N. & Burstein, D. 1982. Rotational propierties of 23 SB galaxies. ApJ, 261, 439.

Rumstay, K. 1985. Ph. D. Thesis, Ohio State University.

Schaerer, D. J., Meynet, G. et al. 1993. Grids of stellar models. II-From 0.8 to 120 solar masses at $Z = 0.008$. A&AS, 98, 523.

Sloan Digital Sky Survey (SDSS). www.sdss.org

van Zee, L., Haynes, M. P., Salzer, J. J. et al. 1997. A comparative study of star forming threshold in gas-rich low surface brightness dwarf galaxies. AJ, 113, 1618.

von Hippel, T. V. & Bothun, G. 1990. The luminosities of bright HII regions in NGC 628 and its star formation rate.

Youngblood, A. J. & Hunter, D. A. 1999. The luminosity funtions and size distributions of HII regions in irregular galaxies. *ApJ*, 519, 55.