



UNIVERSIDAD DE LOS ANDES

COMPORTAMIENTO DE LA RAZÓN  
 $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  DE UNA POBLACIÓN ESTELAR  
GENERADA ESTOCÁSTICAMENTE

[www.bdigital.ula.ve](http://www.bdigital.ula.ve)

Tesis de Maestría presentada por Nidia Danigza Lugo López  
dentro del Programa del Postgrado en Física Fundamental

Dirigida por Dra. Gladis Magris  
y Dr. Antonio Parravano

DONACION

SERBIULA  
Tullo Febres Cordero

[www.bdigital.ula.ve](http://www.bdigital.ula.ve)



UNIVERSIDAD DE LOS ANDES

# COMPORTAMIENTO DE LA RAZÓN $L_{H\alpha}/L_{FUV}$ DE UNA POBLACIÓN ESTELAR GENERADA ESTOCÁSTICAMENTE

[www.bdigital.ula.ve](http://www.bdigital.ula.ve)

Tesis de Maestría presentada por Nidia Danigza Lugo López  
dentro del Programa del Postgrado en Física Fundamental

Dirigida por Dra. Gladis Magris  
y Dr. Antonio Parravano

Magister

El director

El director

Merida, Septiembre 2013

[www.bdigital.ula.ve](http://www.bdigital.ula.ve)

[www.bdigital.ula.ve](http://www.bdigital.ula.ve)

*A mis padres.*

[www.bdigital.ula.ve](http://www.bdigital.ula.ve)

[www.bdigital.ula.ve](http://www.bdigital.ula.ve)

## Resumen

Se ha observado que en galaxias enanas que presentan formación estelar, la razón entre las luminosidades  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  decrece en función de  $L_{H\alpha}$ . Para luminosidad  $L_{H\alpha} < 1 \times 10^{38,5}$  (erg/s), la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  decae hasta en un factor de 1,5 y la dispersión aumenta en un factor de 3 respecto al comportamiento observado a alta luminosidad  $L_{H\alpha}$ . Con el propósito de explicar este comportamiento se han propuesto diferentes modelos en algunos de los cuales se supone que la función de masa inicial no es universal, es decir, que ésta cambia de un ambiente de formación a otro y en otros se utilizan variaciones violentas en la historia de formación estelar de la galaxia. Estas hipótesis, aunque logran predecir el decremento observado, no explican la dispersión observada para bajas  $L_{H\alpha}$ . En este trabajo presentamos un modelo que nos permite calcular las luminosidades  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  totales de una galaxia con formación estelar utilizando un muestreo estocástico tanto de la Función de Masa Inicial, como la Distribución de Asociaciones por Estrellas de alta Masa. Exploramos las variaciones que sufre el modelo al cambiar el exponente de la distribución de asociaciones por estrellas de alta masa, el número máximo de estrellas que puede tener una asociación y el número de generaciones en que se forman las estrellas. Comparamos el modelo estocástico para todas las simulaciones con un grupo de 203 galaxias cercanas con formación estelar que tienen observaciones en  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  y encontramos que el modelo puede explicar el cambio de pendiente y el aumento en la dispersión para bajas  $L_{H\alpha}$  sin invocar una función de masa inicial no-universal.

[www.bdigital.ula.ve](http://www.bdigital.ula.ve)

## Agradecimientos

Quiero agradecer de manera especial a la Dra. Gladis Magris primero que todo por haberme aceptado para la realización de la tesis de Maestría, y por acompañarme durante todos estos años en el desarrollo de la misma, orientándome en el camino a seguir para mi formación como profesional. Aunque fue un camino largo y lleno de obstáculos, su apoyo y consejo siempre me mantuvieron en la senda correcta.

Quiero también agradecer al Dr. Antonio Parravano quien me brindó un gran apoyo en el desarrollo de la tesis, aportando siempre numerosas y buenas ideas.

A la Dra. Cecilia Mateu con quien tuve numerosas reuniones que me permitieron la adecuada elaboración de mi tesis. Debo destacar, por encima de todo, su disponibilidad y paciencia que hizo que nuestras discusiones tuvieran grandes beneficios.

A mis compañeros y compañeras de clase quienes fueron testigo en esta trayectoria de aprendizaje y conocimiento.

A mis Padres que siempre estuvieron apoyándome y acompañándome aún cuando el trabajo se hacía más fuerte y difícil de realizar.

En general quiero agradecer a todos aquellos que de alguna u otra manera han vivido conmigo la realización de esta tesis.

Nidia Lugo  
septiembre 2013

[www.bdigital.ula.ve](http://www.bdigital.ula.ve)

# Índice general

<b>Índice de figuras</b>	<b>IX</b>
<b>Lista de Tablas</b>	<b>XI</b>
<b>1. Introducción</b>	<b>1</b>
<b>2. Objetivos y Antecedentes</b>	<b>5</b>
2.1. Objetivo General . . . . .	5
2.2. Objetivos Específicos . . . . .	5
2.3. Antecedentes . . . . .	6
<b>3. Generación de una población estelar</b>	<b>11</b>
3.1. Línea de emisión nebular $H\alpha$ y luminosidad en el ultravioleta lejano $L_{FUV}$ .	13
3.2. Tamaño de las Asociaciones . . . . .	15
3.3. Función de Masa Inicial . . . . .	16
<b>4. Cálculo de las luminosidades <math>L_{H\alpha}</math> y <math>L_{FUV}</math> de una Galaxia</b>	<b>23</b>
4.1. $L_{H\alpha}$ y $L_{FUV}$ de estrellas individuales . . . . .	25
4.2. Cálculo de la razón $L_{H\alpha}/L_{FUV}$ para una asociación . . . . .	27
4.3. Cálculo de la razón $L_{H\alpha}/L_{FUV}$ para una galaxia . . . . .	31
<b>5. Resultados y Análisis</b>	<b>37</b>
5.1. Muestra observacional . . . . .	39
5.2. Resultados del Modelo Estocástico . . . . .	43
5.3. Discusión . . . . .	48
5.3.1. Comparación de ME y las observaciones . . . . .	59
5.4. Modelo estocástico y Calibraciones $L_{H\alpha} - TFE$ y $L_{FUV} - TFE$ . . . . .	63

## ÍNDICE GENERAL

---

<b>6. Conclusiones</b>	<b>69</b>
<b>A. Glosario</b>	<b>73</b>
<b>Bibliografía</b>	<b>75</b>

[www.bdigital.ula.ve](http://www.bdigital.ula.ve)

# Índice de figuras

3.1. Galaxias espiral M74 en el lenjano UV . . . . .	12
3.2. Distribución del número de estrellas de alta masa por asociación . . . . .	17
3.3. Función de Masa Inicial . . . . .	18
3.4. Muestreo estocástico de FMI para diferentes generaciones estelares . . . . .	21
4.1. Evolución Temporal de $L_{H\alpha}$ , $L_{FUV}$ y $L_{H\alpha}/L_{FUV}$ para una PES . . . . .	24
4.2. Evolución temporal de $L_{H\alpha}$ para estrellas individuales . . . . .	27
4.3. Evolución temporal de $L_{FUV}$ para estrellas individuales . . . . .	28
4.4. Comportamiento de las $L_{H\alpha}$ , $L_{FUV}$ y de $L_{H\alpha}/L_{FUV}$ de una asociación . . . . .	30
5.1. Distribución de frecuencia de la luminosidad $L_{H\alpha}$ para diferentes TFA . . . . .	38
5.2. Distribución de frecuencia de la razón $L_{H\alpha}/L_{FUV}$ para diferentes TFA . . . . .	39
5.3. Observaciones $L_{H\alpha}/L_{FUV}$ y $L_{H\alpha}$ . . . . .	42
5.4. Efecto del muestreo estocástico de la FMI y de DAEM en la luminosidad $L_{H\alpha}$ y $L_{FUV}$ . . . . .	45
5.5. Ampliación de la figura 5.4 . . . . .	46
5.6. Luminosidad $L_{H\alpha}$ vs TFA y $L_{FUV}$ vs TFA . . . . .	49
5.7. Resultado de modelo para la simulación de referencia . . . . .	50
5.8. Resultados del Modelo para la simulación 1 . . . . .	51
5.9. Resultados del Modelo para las simulaciones 2 y 3 . . . . .	52
5.10. Resultados del Modelo para las simulaciones 4 y 5 . . . . .	53
5.11. Modelo convencional para diferentes metalicidades . . . . .	58
5.12. Distribución de probabilidad para los diferentes Prior . . . . .	61
5.13. Relación entre la TFA y TFE . . . . .	64
5.14. TFE en función de la $\text{Log}(L_{H\alpha})$ y $\text{Log}(L_{FUV})$ . . . . .	66
5.15. TFE en función de la $\text{Log}(L_{H\alpha})$ y $\text{Log}(L_{FUV})$ . . . . .	67

[www.bdigital.ula.ve](http://www.bdigital.ula.ve)

# Lista de Tablas

4.1. Luminosidad $H\alpha$ para estrellas individuales . . . . .	26
4.2. Luminosidad FUV para estrellas individuales . . . . .	29
4.3. Parámetros de las diferentes simulaciones . . . . .	32
5.1. Luminosidad $H\alpha$ y FUV para las diferentes TsFA usadas en la SR . . . . .	46
5.2. Comparación entre las diferentes simulaciones . . . . .	54
5.3. Distribución de Probabilidad Posterior para el parámetro $\beta$ . . . . .	62
5.4. Distribución de Probabilidad Posterior para el parámetro $N_{au}$ . . . . .	62
5.5. Distribución de Probabilidad Posterior para el parámetro G . . . . .	62
5.6. Distribución de Probabilidad Posterior para el parámetro $f_e$ . . . . .	62

[www.bdigital.ula.ve](http://www.bdigital.ula.ve)

# Introducción

Tanto la línea de emisión nebular  $H\alpha$  como la luminosidad del flujo no-ionizante del ultravioleta lejano ( $L_{FUV}$ ) son utilizados ampliamente como indicadores de la Tasa de Formación Estelar (TFE). La luminosidad de la línea nebular  $H\alpha$  es directamente proporcional al número de fotones ionizantes, este último a su vez está relacionado con el número de estrellas de alta masa ( $m > 8M_{\odot}$ ) y su tiempo de vida en la secuencia principal. De igual forma, la  $L_{FUV}$  es producida por estrellas de masa alta e intermedia ( $m > 3,5M_{\odot}$ ), que contribuyen por un mayor tiempo a la luminosidad en esta longitud de onda. Cualquier cambio en el número de estrellas por intervalo de masa que nacen en una asociación, o sea en la Función de Masa Inicial (FMI) de la asociación, podría generar un cambio en la luz observada de una galaxia en estas longitudes de onda (Kennicutt, 1998).

En principio, estos dos indicadores de la TFE deben ser consistentes entre sí, cualquier discrepancia entre ellos puede revelar posibles problemas en las calibraciones usadas y/o en las suposiciones planteadas para el cálculo de la TFE. Trabajos observacionales de Meurer *et al.* (2009) y Lee *et al.* (2009) encontraron que para galaxias con bajo brillo superficial y baja luminosidad  $H\alpha$  ( $L_{H\alpha} < 1 \times 10^{38}$  erg/s), se observa un decremento sistemático y un fuerte aumento en la dispersión de la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  a medida que  $L_{H\alpha}$  disminuye, y por lo tanto la TFE determinada con la luminosidad integrada  $L_{H\alpha}$  o con  $L_{FUV}$ , usando las relaciones estándar (Kennicutt, 1998), difieren entre sí. En el trabajo de Lee *et al.* (2011b) se reportó que para una TFE del orden de  $0,003 M_{\odot}/a$  la dispersión presente en la razón

## CAPÍTULO. INTRODUCCIÓN

---

$L_{H\alpha}/L_{FUV}$  es diez veces mayor a la mostrada a altas TFE ( $> 0,1M_{\odot}/a$ ), donde la razón entre los flujos es prácticamente constante.

Con el propósito de investigar la causa de este comportamiento, se han presentado diferentes explicaciones. Una de éstas sugiere que la FMI no es universal, sino que su forma funcional cambia de un ambiente a otro, lo que puede derivar en que en ambientes de baja TFE o asociaciones no muy masivas, la FMI sea sistemáticamente deficiente en estrellas de alta masa (Meurer *et al.*, 2009). Una propuesta alternativa se basa en que la FMI es universal, su forma funcional se mantiene constante en diferentes ambientes de formación estelar, pero es poblada de forma estocástica, lo cual conduce a que asociaciones con baja masa podrían no formar estrellas masivas, ya que la probabilidad de formar estrellas masivas ( $m > 8M_{\odot}$ ) es baja pero diferente de cero. Esto genera una deficiencia o ausencia de fotones ionizantes (Nio) respecto a las asociaciones con gran número de estrellas, donde la probabilidad de formar un número significativo de estrellas de alta masa es mayor.

Comprender el carácter universal o no-universal de la FMI es de gran importancia, ya que la FMI es un ingrediente clave para el estudio de diferentes problemas en la astrofísica, tales como la evolución y formación de las galaxias, la historia de formación estelar, las calibraciones usadas para el cálculo de la TFE actual y el comportamiento observado en la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  de las galaxias entre otros. Si la FMI es universal, las hipótesis planteadas para tratar de entender los problemas mencionados anteriormente serán invariantes ante el tipo morfológico, la luminosidad y el corrimiento al rojo de la galaxia, lo que facilitaría nuestra comprensión no solo del universo local sino a una mayor escala.

En esta misma línea, proponemos un modelo para calcular la luminosidad total  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  de la población estelar de una galaxia que forma estrellas, partiendo de que una galaxia es un conglomerado de asociaciones que tienen un diferente número de estrellas de alta masa, donde el número de estrellas de alta masa es determinado de forma aleatoria a partir de la relación empírica del número de asociaciones en función del número de estrellas de alta masa (Lamb *et al.*, 2010), siguiendo la relación tomada de Molina (2004). De igual forma, la masa de las estrellas de cada asociación es determinada estocásticamente, siguiendo la FMI de Salpeter para estrellas con  $m > 3,5M_{\odot}$ , utilizando la expresión matemática propuesta por Parravano *et al.* (2003). Finalmente se realiza una comparación entre los resultados obtenidos por el Modelo Estocástico y las observaciones de Lee *et al.* (2009) en el  $L_{FUV}$  y

---

las observaciones en  $L_{H\alpha}$  de Kennicutt *et al.* (2008) usando el teorema de Bayes, para establecer la veracidad de las hipótesis planteadas. En el capítulo 2 de este trabajo se presentan los objetivos y una breve descripción de los trabajos previos realizados en este mismo campo. En los capítulos 3 y 4 se explicarán los ingredientes necesarios para construir el modelo y en el capítulo 5 se expondrán los resultados obtenidos por el modelo para las diferentes simulaciones y se comparan con las observaciones. Finalmente las conclusiones de trabajo.

[www.bdigital.ula.ve](http://www.bdigital.ula.ve)

[www.bdigital.ula.ve](http://www.bdigital.ula.ve)

## Objetivos y Antecedentes

### 2.1 Objetivo General

Estudiar el comportamiento de la luminosidad de la línea nebular  $H\alpha$  ( $L_{H\alpha}$ ) y la luminosidad del flujo ultravioleta no-ionizante ( $L_{FUV}$ ) de una galaxia que está formando estrellas, donde la distribución de masa es generada estocásticamente con una Función Inicial de Masa universal para explicar en comportamiento presente en las observaciones de galaxias con formación estelar.

### 2.2 Objetivos Específicos

1. Simular de forma estocástica la población estelar de alta masa de una galaxia, haciendo uso de la relación empírica de la distribución del número de asociaciones por número de estrellas de alta masa (DAEM) y la Función de Masa Inicial (FMI).
2. Medir el efecto que tiene muestrear estocásticamente la FMI y la distribución de número de asociaciones por número de estrellas de alta masa en la razón de  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$ .
3. Comparar los valores de las luminosidades  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  obtenidos de la simulación con las observaciones Lee *et al.* (2009) en  $L_{FUV}$  y Kennicutt *et al.* (2008) en  $L_{H\alpha}$ .
4. Determinar la calibración  $L_{H\alpha} - TFE$  y  $L_{FUV} - TFE$  que se deriva de este modelo.

### 2.3 Antecedentes

Trabajos observacionales realizados por Lee *et al.* (2009), Meurer *et al.* (2009) y Weisz *et al.* (2012) muestran que la razón entre la  $L_{H\alpha}$  y la  $L_{FUV}$  decrece sistemáticamente con la  $L_{H\alpha}$ , el brillo superficial en  $H\alpha$  ( $\Sigma_{H\alpha}$ ) y el brillo superficial en la banda  $R$  ( $\Sigma_R$ ). A alta luminosidad ( $L_{H\alpha} > 1 \times 10^{38}$ (erg/s)) la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  permanece prácticamente constante y con una baja dispersión, sin embargo, para  $L_{H\alpha}$  menor la dispersión se hace hasta 10 veces mayor y la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  disminuye.

Meurer *et al.* (2009) han estudiado la tendencia presentada por las observaciones buscando explicarla como errores sistemáticos debidos a la atenuación del polvo, variaciones en la Historia de Formación Estelar (HFE) y cambios en las propiedades de la FMI. Ellos encontraron una fuerte correlación entre la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  y  $\Sigma_{H\alpha}$ , que se mantiene antes y después de las correcciones por polvo. El cambio que sufre la dispersión debido a las correcciones por polvo es de 0,01 dex, y no explica el comportamiento de la observaciones.

Ellos también estudian el efecto de cambios bruscos en la HFE. Para esto calculan el efecto de superponer brotes de formación estelar con forma gaussiana, sobre una TFE constante, variando la duración (D), amplitud  $A^1$  y tiempo inicial del brote ( $t_0$ ). Los parámetros que obtienen para explicar la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  son: brotes de corta duración ( $\Delta t \sim 10$  Ma) pero gran amplitud ( $A > 20$ ). Estudios realizados en morfología y Distribución Espectral de Energía (DEE) de galaxias con formación estelar, sugieren una  $A \lesssim 3$  y un  $\Delta t$  que está en el rango de varios 100 Ma (Meurer et al. 1992). Con lo que se concluye que estos modelos no pueden explicar el comportamiento de la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$ .

Meurer *et al.* (2009) adicionalmente exploran las consecuencias de variaciones sistemáticas en el límite superior de la masa ( $m_u$ ) entre 10 y 100  $M_{\odot}$  con una FMI tipo Salpeter, o cambios en la pendiente  $\Gamma$  entre valores de  $-4,5$  y  $-1,5$  y un límite superior de masa fijo igual a 100  $M_{\odot}$ . Encuentran que para brotes de alta duración  $D > 10$  Ma, con una FMI tipo Salpeter se pueden alcanzar valores de la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  de  $1 \times 10^{12,62}$ (1/Hz) si  $m_u \sim 30M_{\odot}$  o un cambio en la pendiente  $\Gamma \sim -3,3$  con un  $m_u \sim 100M_{\odot}$ , que es mayor al valor actualmente aceptado en la literatura  $\Gamma = -1,35$ , o una combinación de ambos. Estas variaciones explican las observaciones que tienen luminosidades  $L_{H\alpha} \simeq 1 \times 10^{38,5}$ (erg/s) y bajos valores

---

<sup>1</sup>La amplitud A es la razón entre la máxima y mínima TFE

### 2.3 Antecedentes

de la razón. Para lograr explicar las observaciones en el mismo rango de  $L_{H\alpha}$  pero con valores mayores de la razón (ver figura 5.3), es necesario un conjunto diferente de parámetros, igualmente para las observaciones con valores mayores de  $L_{H\alpha}$ . Para explicar la dispersión de las observaciones es necesario un modelo en el cual siempre se contemple la combinación de las variaciones en  $m_u$  y  $\Gamma$ , lo que implicaría que la FMI debería cambiar de un ambiente de formación estelar a otro, es decir, una FMI no-universal. Finalmente concluyen que este modelo logra explicar el aumento en la dispersión y el cambio en la pendiente observado en razón la  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  para  $L_{H\alpha} < 1 \times 10^{38,5}$  erg/s .

En esta misma línea, Pflamm-Altenburg *et al.* (2007) plantean un modelo con el que logran explicar el cambio de pendiente en la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  que sufren las observaciones para valores de luminosidad  $L_{H\alpha} < 1 \times 10^{38,5}$  erg/s pero no tienen éxito al tratar de explicar la dispersión a bajas  $L_{H\alpha}$ . Para este modelo, los autores utilizan la FMI de Weinder y Kroupa (2006), que establece una relación entre la masa de la asociación y la masa de la estrella más masiva formada en la asociación, de manera que solo aquellas asociaciones con masas mayores a  $10^4 M_{\odot}$  pueden poblar la FMI hasta un límite superior de  $100 M_{\odot}$ . Las asociaciones menos masivas no poseen suficiente masa para poblar la FMI completamente hasta una  $m_u$  de  $100 M_{\odot}$ , lo que produce que asociaciones de baja masa o número de estrellas tengan un déficit de estrellas masivas. Además, todas las estrellas se forman en asociaciones y las estrellas masivas solo se forman en presencia de estrellas de baja masa y la masa de las asociaciones es determinada por la TFE integrada de la galaxia. Bajo este modelo las galaxias con una baja TFE integrada, formarían asociaciones menos masivas que no tendrían la masa suficiente para la poblar la FMI hasta un  $m_u$  de  $100 M_{\odot}$  lo que ocasionaría un déficit de estrellas de alta masa generando disminución en la razón en función de la luminosidad  $L_{H\alpha}$ . En el mejor de los casos este modelo concuerda con el promedio de la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  en función de la disminución de la  $L_{H\alpha}$ , dejando por fuera valores de la razón que se encuentran tanto por encima como por debajo del promedio.

Por otra parte Weisz *et al.* (2012) exploran los efectos que tiene sobre la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  una HFE no-constante. Consideran un modelo de brotes de diferente amplitud (A), duración (D) y periodo (P), superpuestos a una TFE constante, finalmente construyen una malla de 1500 modelos con diferentes características. Encuentran que las galaxias masivas  $\text{Log}(M_*/M_{\odot}) > 10$  y  $L_{H\alpha} > 10^{41}$  (erg/s) están mejor caracterizadas por una HFE constante

## CAPÍTULO. OBJETIVOS Y ANTECEDENTES

---

con brotes ocasionales. Para este grupo de galaxias el modelo favorece brotes de corta duración ( $D \lesssim 6$  Ma), con periodo de 250 Ma y amplitudes relativamente bajas ( $A \lesssim 10$ ). Esta HFE es predominada por una TFE constante, con número bajo de brotes. Usando la prueba de Kolmogorov-Smirnov, ellos encuentran una probabilidad de ajuste entre el modelo y las observaciones de 72,3%. En este caso la formación estelar es prácticamente continua con bajas fluctuaciones, asemejándose a una TFE constante. Galaxias menos masivas  $\text{Log}(M_*/M_\odot) \leq 8$  y  $L_{\text{H}\alpha} < 1 \times 10^{38}$  (erg/s) están mejor caracterizadas por modelos con brotes de gran amplitud ( $A \sim 30$ ), con duración y periodo de 30-40 Ma y 250 Ma, respectivamente. La mayor discrepancia entre el modelo propuesto por Weisz *et al.* (2012) y las observaciones, son un puñado de galaxias que tienen valores de la razón  $L_{\text{H}\alpha}/L_{\text{FUV}}$  entre  $1 \times 10^{11,57}$  (1/Hz) y  $1 \times 10^{12,37}$  (1/Hz) y  $L_{\text{H}\alpha}$  entre  $1 \times 10^{38,2}$  (erg/s) y  $1 \times 10^{39,7}$  (erg/s) que este modelo no es capaz de predecir. Adicionalmente en Weisz *et al.* (2012) se hace un tratamiento del polvo diferente al planteado en el presente trabajo que sobreestima las correcciones para la extinción de algunas galaxias, lo que ocasiona que la dispersión a bajas luminosidades  $L_{\text{H}\alpha}$  se vea reducida.

Lee *et al.* (2009) proponen explicar la dispersión observada en la  $L_{\text{H}\alpha}/L_{\text{FUV}}$  para galaxias con formación estelar con un modelo donde la FMI es muestreada aleatoriamente pero la DAEM es muestreada completamente, asumiendo una TFE constante. Encuentran que la razón  $L_{\text{H}\alpha}/L_{\text{FUV}}$  decrece con TFE y  $L_{\text{H}\alpha}$ , pero el efecto no es lo suficiente para explicar la dispersión presente en las observaciones. Para altas  $L_{\text{H}\alpha}$  los resultados concuerdan con el modelo convencional, a medida que  $L_{\text{H}\alpha}$  disminuye el valor de la razón se empieza a desviar del modelo convencional y la dispersión comienza a aumentar. A pesar de esto, este modelo no logra explicar las observaciones que se encuentran entre  $1 \times 10^{37}$  (erg/s)  $\leq L_{\text{H}\alpha} \leq 1 \times 10^{39}$  (erg/s) y que tienen valores de la razón entre  $1 \times 10^{11,9}$  (1/Hz)  $\leq L_{\text{H}\alpha}/L_{\text{FUV}} \leq 1 \times 10^{13,18}$  (1/Hz). El modelo muestra sistemáticamente una pendiente mayor que las observaciones.

Nosotros proponemos calcular la razón  $L_{\text{H}\alpha}/L_{\text{FUV}}$  de una población estelar con una TFE continua, con un modelo que consiste en muestrear estocásticamente tanto la FMI como la relación empírica de número de asociaciones por número de estrellas de alta masa, cuyos detalles especificaremos en los capítulos 3 y 4. Molina (2004) plantea un modelo semejante al nuestro, en donde el número de estrellas de alta masa por asociación es determinado de forma estocástica y la estrella de más alta masa en la FMI es escogida de forma aleatoria.

## 2.3 Antecedentes

---

Este modelo logra explicar el comportamiento de la luminosidad  $L_{H\alpha}$  total en galaxias en un rango de  $1 \times 10^{38}$  (erg/s) a  $1 \times 10^{41}$  (erg/s), la tasa de supernovas y la función de luminosidad  $L_{H\alpha}$  de las regiones HII de una galaxia. Igualmente Fumagalli *et al.* (2011) proponen un modelo similar, en donde la FMI y la DAEM son muestreadas estocásticamente. Ellos logran explicar tanto el aumento en las dispersión como el cambio en la pendiente de la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  para observaciones con luminosidades  $L_{H\alpha} < 1 \times 10^{38.5}$  (erg/s). En su modelo ellos consideran que las asociaciones forman estrellas en una sola generación estelar y hacen una distinción previa entre las masas de las estrellas que contribuyen a las luminosidades  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  que se ve reflejado en una alta dispersión a bajos valores de la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$ . Estas dos suposiciones se alejan del comportamiento observado en las galaxias como explicaremos más adelante.

El muestreo estocástico de la FMI ha sido utilizado en otros modelos en donde el número pequeño de estrellas afecta el comportamiento de las cantidades físicas que se obtienen del modelo. Trabajos realizados por Cerviño *et al.* (2000, 2002) han examinado el papel que juega el muestreo estocástico de la FMI en cúmulos estelares de diferentes masa o número de estrellas. Para esto caracterizaron el comportamiento de diferentes parámetros observados en cúmulos estelares, en términos de los niveles de confianza de los modelos de síntesis de poblaciones estelares. Encontraron que las fluctuaciones estocásticas dependen fuertemente de la masa o número de estrellas del cúmulo. Estas fluctuaciones dominan las predicciones de los parámetros observados para cúmulos estelares con un bajo número de estrellas ( $10^4$ ). Estos resultados son similares a los obtenidos por Bruzual (2010) quien logra explicar la dispersión observada en los diagramas color-color de diferentes cúmulos estelares ubicados en la Nube Grande de Magallanes (NGM) en varios rangos de edad y en cúmulos estelares jóvenes de la galaxia NGC 7252 usando el muestreo estocástico de la FMI.

[www.bdigital.ula.ve](http://www.bdigital.ula.ve)

## Generación de una población estelar

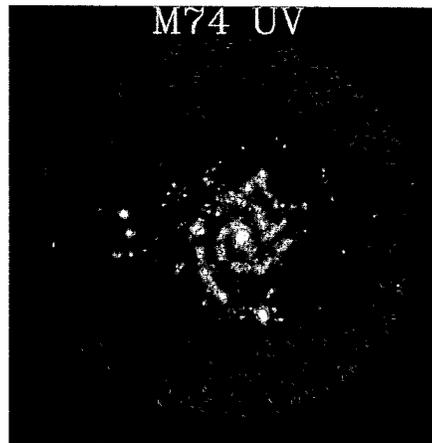
Tanto la luminosidad de la línea de emisión  $L_{H\alpha}$  como la luminosidad del ultravioleta lejano  $L_{FUV}$ , son indicadores de formación estelar en una galaxia, ya que la intensidad de las dos depende de la población estelar masiva joven que la galaxia posee. En una galaxia espiral, las regiones HII están ubicadas a lo largo de los brazos espirales confinados al plano de la galaxia, indicando zonas de formación estelar. La luminosidad integrada de  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  observada de la galaxia es resultado de las contribuciones de todas las regiones HII y estrellas de masa alta e intermedia que tiene la galaxia que no necesariamente se encuentran en el mismo estado evolutivo. En la figura 3.1 se muestra la galaxia espiral M74 en el lejano ultravioleta (1500 Å). Se puede ver en la imagen zonas de mayor intensidad ubicadas también sobre los brazos de la galaxia que indican la ubicación de las estrellas de masa alta e intermedia en la galaxia, que son las que contribuyen a esta longitud de onda, indicando de nuevo formación estelar. La presencia de regiones de formación estelar es mayor en galaxias espirales e irregulares, estas se encuentran prácticamente ausentes en galaxias elípticas y lenticulares.

Para simular la luminosidad  $L_{H\alpha}$  y la luminosidad no ionizante en el ultravioleta  $L_{FUV}$  de una galaxia que está formando estrellas, proponemos un modelo en donde la luminosidades totales  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  de la galaxia se obtienen de la suma de las luminosidades de cada una

## CAPÍTULO. GENERACIÓN DE UNA POBLACIÓN ESTELAR

de las estrellas que se encuentran en la Secuencia Principal (SP) de todas las asociaciones<sup>1</sup> vivas en la galaxia. En nuestro modelo la formación estelar ocurre en asociaciones cuyo tamaño inicial está dado por la DAEM. Las estrellas en cada asociación se distribuyen por masa siguiendo una FMI dada. Seguimos la evolución en el tiempo del número de fotones ionizantes y la luminosidad  $L_{FUV}$  para cada asociación que varía con el nacimiento y salida de la SP de las estrellas. El número de asociaciones que nacen por millón de años viene dado por la tasa de formación de asociaciones (TFA), que nos dice la frecuencia a la que se están formando asociaciones en una galaxia y ésta a su vez está relacionada con la TFE en una galaxia. Tanto la FMI como la DAEM serán muestreadas estocásticamente, las fluctuaciones en la DAEM y en la FMI, debido al muestreo estocástico genera que dos galaxias con la misma TFA no tenga un comportamiento idéntico en las luminosidades  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$ .

En la sección 3.1 se explican los procesos físicos al interior de una galaxia que dan origen tanto a la línea de emisión  $L_{H\alpha}$  como a la luminosidad no ionizante del lejano ultravioleta  $L_{FUV}$ . En las secciones 3.2 y 3.3 se describen las funciones analíticas para la DAEM y la FMI y las expresiones matemáticas que permiten explorar los efectos del muestreo estocástico en ellas.



**Figura 3.1:** Galaxias espiral M74 en el lejano UV. Imagen en el lejano UV tomada con el Ultraviolet Imaging Telescope (UIT), un telescopio orbital de 38 cm.

---

<sup>1</sup>Asociación: conjunto de estrellas que se formaron de un mismo brote. En este trabajo no hacemos una distinción entre cúmulos estelares y asociaciones, ver sección 3.2 para una explicación detallada.

### 3.1 Línea de emisión nebular $H\alpha$ y luminosidad en el ultravioleta lejano $L_{FUV}$

## 3.1 Línea de emisión nebular $H\alpha$ y luminosidad en el ultravioleta lejano $L_{FUV}$

La línea de emisión nebular  $H\alpha$  (6563 Å) de la serie de Balmer es resultado de los procesos de ionización y recombinación electrónica del átomo de hidrógeno, al interior de una región de gas difuso llamada región HII.

Para ionizar un átomo de hidrógeno es necesario una energía suficiente para llevarlo de su estado fundamental ( $n=1$ ) al estado de energía nulo ( $n = \infty$ ). Para esto se requieren fotones con una energía de al menos 13.6 eV, lo cual corresponde a fotones con una frecuencia mayor o igual a  $3,29 \times 10^{15}$  Hz o longitud de onda igual o menor a 912 Å, estos fotones ultravioleta son llamados fotones ionizantes. El proceso de recombinación ocurre cuando los electrones libres son recapturados por protones a cualquiera de los estados excitados, formando un átomo de hidrógeno, cuyo electrón posteriormente decae a estados de menor energía hasta alcanzar finalmente el nivel fundamental, generando alguna de las líneas de emisión observadas en las nebulosas, tales como las líneas de la serie de Balmer ( $H\alpha, H\beta, H\gamma, \dots$ ). En particular, la línea  $H\alpha$  corresponde a la emisión de un fotón al decaer del nivel  $n=3$  al  $n=2$  con una longitud de onda igual de 6565 Å. Existe una relación entre el número de fotones ionizantes,  $N_{io}$  y la luminosidad de la línea  $H\alpha$ , la cual, para las condiciones típicas de una región HII es (Osterbrock, 2006):

$$L_{H\alpha}(\text{erg/s}) = 1,36 \times 10^{-12} N_{io}(s^{-1}). \quad (3.1)$$

Las regiones HII están asociadas a regiones de formación estelar, son regiones de gas interestelar ionizado por fotones ultravioleta con longitudes de onda  $< 912$  Å, producidos por estrellas tipo O o B, con masas mayores o iguales a  $8 M_{\odot}$ , con temperaturas entre 11000 a 50000 K. Poseen densidades electrónicas que van de  $10$  o  $10^2 \text{ cm}^{-3}$  a  $10^4 \text{ cm}^{-3}$ . Además de las líneas de la serie de Balmer, se pueden observar líneas de emisión prohibidas (que se representan con corchetes) de elementos comunes como [OIII]4363 Å, [OIII]4959Å, [OIII]5007Å, en el verde; [NII]6548,6583 Å en el rojo; [OII]3726, 3729 Å, en el ultravioleta, estas líneas son características en el espectro de las regiones HII. El tiempo de vida típico de una región HII es del orden de 1 a 10 Ma (Vandervoort, 1963). Los vientos estelares de las estrellas masivas y la presión de radiación debida a las mismas, pueden ocasionar que la nube de gas se disipe. También contribuye a la disipación de la región las explosiones de supernova de estrellas de alta masa, que pueden ocurrir en los primeros 3 Ma después de formada la

## CAPÍTULO. GENERACIÓN DE UNA POBLACIÓN ESTELAR

región HII, estas explosiones de supernovas pueden desencadenar otros procesos de formación al interior de una asociación, ocasionado diferentes subgrupos estelares o generaciones estelares con diferentes edades. Datos observacionales muestran que las asociaciones OB forman estrellas en diferentes generaciones estelares, Blaauw (1964) encuentra que para una muestra de diferentes asociaciones OB en la vecindad solar, el período de formación estelar es de 15 a 20 Ma, con un promedio de 4Ma entre generaciones. En la asociación Ori OB1 tradicionalmente se han distinguido 4 subgrupos estelares con edades diferentes entre < 1 Maa 11,4 Ma, con un promedio de 3,7 Ma entre generaciones y con un número similar de estrellas de alta masa por generación, para tres de los cuatro grupos (Blaauw, 1964; Brown *et al.*, 1999). Teniendo en cuenta lo anterior, para este trabajo se asumió que una asociación OB forma estrellas en 5 generaciones estelares ( $G=5$ ), cada una con el mismo número de estrellas de alta masa ( $N/5$ ) por un período de 20 Ma, de igual forma que Parravano *et al.* (2003) y Molina (2004).

A diferencia de la línea de emisión nebular  $H\alpha$ , el flujo no-ionizante del lejano ultravioleta ( $L_{FUV}$ ), se origina principalmente en la fotosfera de estrellas jóvenes de masa alta e intermedia ( $m > 3,5M_{\odot}$ ), la contribución debida a estrellas de menor masa en la SP es despreciable. Este flujo es medido a través de una banda centrada en 1500 Å y con un ancho que depende del instrumento de medición utilizado, esto nos da el flujo incidente por unidad de longitud de onda (densidad de flujo). En este trabajo se utiliza el flujo a través del filtro 1516 Å del telescopio espacial Galaxy Evolution Explorer (GALEX)<sup>1</sup> como medida de  $L_{FUV}$ , nosotros usamos la luminosidad en unidades de ergs/sHz y  $L_{H\alpha}$  en unidades de erg/s por lo tanto la  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  tiene unidades de 1/Hz.

Las luminosidades  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  de cada asociación son calculadas por aproximadamente  $238 \text{ Ma}^2$ , que es mayor al tiempo de vida de una región HII (10 Ma). Cuando la región HII se ha disipado, la línea de emisión nebular  $H\alpha$  se produce por el mismo proceso de recombinación pero en el gas difuso ionizado que se encuentra en la galaxia, para este momento solo se encuentran vivas las estrellas con masas menores a  $15 M_{\odot}$  y el  $N_{io}$  emitido por las estrellas ha disminuido en un 99,9% respecto al valor emitido en el tiempo de nacimiento.

<sup>1</sup>El GALEX es una misión de la NASA que esta investigando la evolución de la formación estelar en las galaxias

<sup>2</sup>Tiempo de vida en la SP de la estrella de menor masa formada en una asociación en este trabajo ( $3,5M_{\odot}$ )

### 3.2 Tamaño de las Asociaciones

La contribución a la luminosidad  $L_{H\alpha}$  total de la asociación cuando la región HII se ha disipado es aproximadamente del 0,06 %. Por el contrario la  $L_{FUV}$  depende de la población de masa alta e intermedia y las estrellas con masa menor a  $15 M_{\odot}$  tienen un aporte significativo. Sin embargo, cuando consideramos muchas asociaciones vivas simultáneamente, como en el caso de una galaxia con formación estelar continua o en nuestro modelo a tasas de formación de asociaciones altas, el aporte a la  $L_{FUV}$  debido a las estrellas de masa intermedia no es despreciable, ya que sus tiempos de vida son mayores, haciendo que las estrellas se acumulen. Esta acumulación de estrellas juega un papel importante en el cálculo de la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$ , como se verá en los capítulos siguientes.

### 3.2 Tamaño de las Asociaciones

Se asume que el proceso de formación de estrellas ocurre en asociaciones individuales de tamaño variable  $N'$ . En cada asociación de  $N'$  estrellas, éstas se distribuyen por su masa siguiendo la FMI de Chabrier, la cual será descrita más adelante. En los últimos años se ha encontrado empíricamente que el número de asociaciones con un número  $N$  de estrellas de alta masa por asociación, para una variedad de sistemas, incluyendo cúmulos masivos (Hunter *et al.*, 2003; Zhang, 1999), cúmulos globulares (Harris, 1994) y regiones HII (Oey and Clarke, 1998), sigue una ley de potencias con un exponente  $\beta = 2$ , lo que lleva a pensar que esta relación podría ser universal y ha permitido establecer la siguiente relación:

$$n(N)dN \propto N^{-\beta}dN, \quad (3.2)$$

donde  $N$  es el número de estrellas de alta masa ( $m > 10M_{\odot}$ ),  $n(N)dN$  es el número de asociaciones en el rango  $N$  a  $N + dN$  y  $\beta$  es el exponente de la ley de potencias. En nuestras simulaciones utilizamos esta ley de potencias con  $\beta = 2$  para masa estelares de hasta  $3,5 M_{\odot}$ , al igual que Lamb *et al.* (2010).

Molina (2004) plantea la siguiente ecuación para asignar el tamaño  $N$  de una asociación seleccionada aleatoriamente de una población de asociaciones que sigue la distribución 3.2

$$N^{\beta-1} = \frac{N_i^{\beta-1}}{1 - x \left( 1 - \left( \frac{N_i}{N_u} \right)^{\beta-1} \right)}, \quad (3.3)$$

<sup>1</sup> $N'$ : Número total de estrellas que se forman en una asociación.

## CAPÍTULO. GENERACIÓN DE UNA POBLACIÓN ESTELAR

---

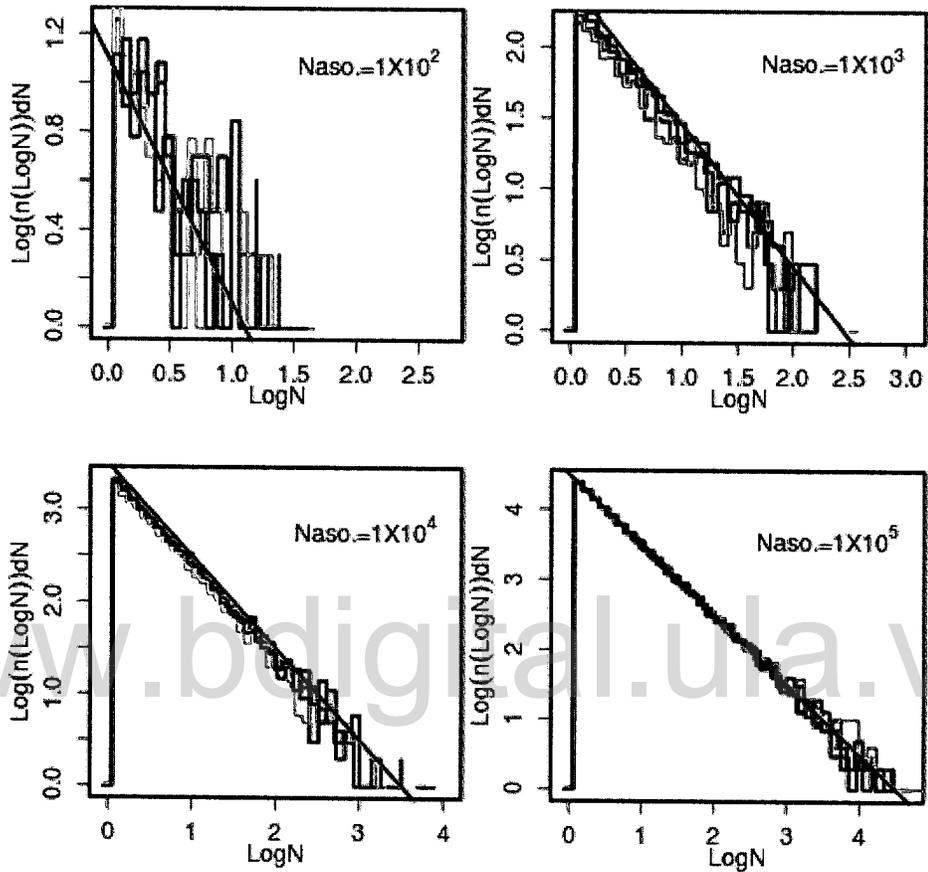
donde  $N_l$  y  $N_u$  son el mínimo y el máximo número de estrellas que puede tener una asociación respectivamente,  $x$  es un número aleatorio entre 0 y 1, que está relacionado con la probabilidad de tener una asociación con un determinado número de estrellas de alta masa. Oey *et al.* (2004) encuentran que para asociaciones OB en la Nube Pequeña de Magallanes (NPM), la distribución de número de estrellas de alta masa por asociación tiene un comportamiento continuo en  $N$ , hasta  $N = 1$ , lo cual representa la población de campo (estrellas masivas al parecer aisladas), lo que sugiere que estas estrellas podrían ser los objetos más masivos de un asociación con un número pequeño de estrellas. Lamb *et al.* (2010) encuentran resultados similares: asociaciones de baja masa con al menos una estrella masiva. Basándonos en esto se usará  $N_l = 1$  para este trabajo. Para el número máximo de estrellas de alta masa ( $N_u$ ), se tuvo en cuenta que una galaxia con alta formación estelar, tendrá una alta probabilidad de albergar regiones HII supergigantes, con  $L_{H\alpha}$  entre  $1 \times 10^{40}$  erg/s y  $1 \times 10^{42,09}$  erg/s, que corresponde a  $2 \times 10^4$  y  $1 \times 10^5$  estrellas de alta masa por asociación (Brière *et al.*, 2012), respectivamente, calculado usando  $\Gamma = 1,5$  en la FMI. En este trabajo adoptaremos  $N_u = 9 \times 10^4$  y se explorará la influencia de  $N_u$  y  $\beta$  en el cálculo de las luminosidades  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$ .

Tomando  $\beta = 2$ ,  $N_l = 1$  y  $N_u = 9 \times 10^4$ , en la figura 3.2 se muestra el resultado de poblar de forma estocástica de DAEM para diferente número total de asociaciones y diferentes realizaciones. La línea continua es la función analítica (ecuación 3.2) y los histogramas el muestreo aleatorio de la DAEM (ecuación 3.3), se puede observar que las fluctuaciones en la DAEM son pequeñas para un número grande de asociaciones ( $N_{aso} > 10^4$ ) y las diferencias entre las diferentes realizaciones es mínima. Por el contrario para un número bajo de asociaciones ( $N_{aso} < 10^4$ ) las fluctuaciones son grandes y las diferencias entre diferentes realizaciones es máxima. En este régimen, el número de asociaciones que se forma por intervalo de estrellas de alta masa cambia fuertemente de una ejecución a otra, variando a su vez el número de estrellas de alta masa que va a formar cada asociación ( $N$ ), que es usado por la ecuación 3.5, que describiremos en la siguiente sección. Esto afecta la distribución de estrellas por intervalo de masa.

### 3.3 Función de Masa Inicial

La función de masa inicial ( $dN' = \phi(m)dm$ ) nos da el número de estrellas  $N'$  en el rango de masa entre  $m$  y  $m + dm$  al momento del nacimiento de las estrellas. La FMI se describe

### 3.3 Función de Masa Inicial



**Figura 3.2:** Distribución del número de estrellas de alta masa por asociación. Cada color es una realización diferente de la DAEM.

matemáticamente como una ley de potencias, una ley de potencias a trozos para diferentes intervalos de masa, o una función lognormal. En este trabajo, se asumió la FMI como una ley de potencias. Los parámetros que la caracterizan son el exponente de la ley de potencias  $\Gamma$ , el límite superior  $m_u$  y el límite inferior  $m_l$  de masa:

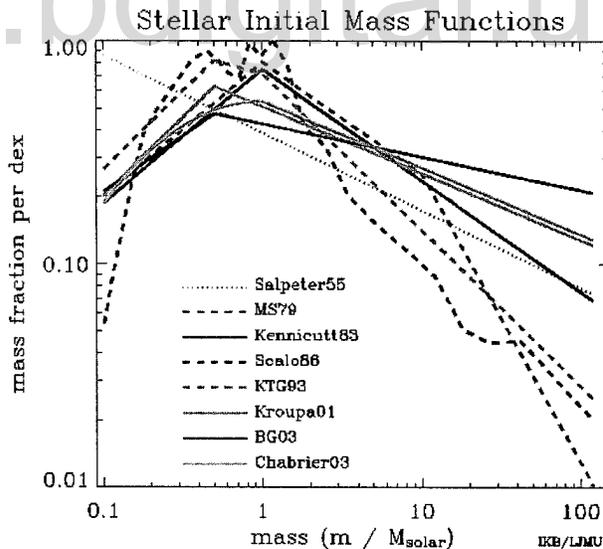
$$N'(m) = \phi(m)dm = m^{-(1+\Gamma)}dm, \quad (m_l \leq m \leq m_u) \quad (3.4)$$

En la literatura se proponen diferentes valores para este exponente tales como: FMI de Salpeter (1955)  $\Gamma = 1,35$  ( $m > 1 M_\odot$ ), FMI de Kroupa (2001)  $\Gamma = 1,3$  ( $m > 1 M_\odot$ ). Massey *et al.* (1995) en un trabajo realizado en asociaciones OB en la Vía Láctea y otras galaxias

## CAPÍTULO. GENERACIÓN DE UNA POBLACIÓN ESTELAR

del Grupo Local, encuentran que para estrellas de alta masa, el valor es de  $\Gamma = 1,35$ . En el cúmulo doble  $h$  y  $\chi$  Persei, Slesnick *et al.* (2002) encontraron  $\Gamma = 1,3 \pm 0,2$ . Resultados similares son reportados por Homeier y Alves (2005) en la región de formación de estrellas masivas W49  $\Gamma = 1,6$  ( $20 < M_{\odot} < 120$ ). La FMI de Chabrier (2005), para estrellas de alta masa proporciona  $\Gamma = 1,35$ . En la revisión hecha por Bastian *et al.* (2010), donde se estudia la FMI para diferentes ambientes y en diferentes regímenes de masa, se sugiere que para un régimen de alta masa, una buena aproximación para el exponente de la ley de potencias es  $\Gamma = 1,35$ , lo cual coincide con la FMI de Salpeter (Ver figura 3.3). Parravano *et al.* (2011) realiza un estudio del comportamiento de diferentes FMI (Salpeter, 1955; Kroupa, 2001; Chabrier, 2005) en diferentes regímenes de masa, ellos encuentran que para el límite de alta masa el exponente de la FMI concuerda de nuevo con una FMI tipo Salpeter. En este trabajo usaremos la FMI de Chabrier (2005) que coincide con una FMI tipo Salpeter para el límite de alta masa y es descrita por una ley de potencias.

El límite superior  $m_u$  juega un papel importante en la descripción de la FMI. Demostrar



**Figura 3.3:** Función de Masa Inicial. Comparación de diferentes FMI para todo el rango de masa desde  $0,1$  a  $100M_{\odot}$ . Se puede observar que diferentes FMI producen un número diferente de estrellas por intervalo de masa. Figura tomada de Baldry (2003)

que realmente existe un límite superior para la formación de estrellas masivas podría llegar a aclarar algunos de los fundamentos físicos de la formación estelar. Estudios observacionales

### 3.3 Función de Masa Inicial

---

realizados sobre la masa de la estrella más masiva en los cúmulos R136 de la NGM y Arches, cercano al centro galáctico, sugieren valores de masa de  $140 M_{\odot}$  y  $130 M_{\odot}$  respectivamente. Weidner y Kroupa (2006) analizan el cúmulo R136 con dos métodos estadísticos diferentes y sugieren un límite superior de  $140 M_{\odot}$ - $160 M_{\odot}$ . Igualmente Oey y Clarke (2005) dan una confirmación estadística del límite superior de  $120 M_{\odot}$  -  $200 M_{\odot}$ , siguiendo una FMI tipo Salpeter. De aquí surge una cuestión que pone de manifiesto si todas las asociaciones están sujetas al mismo límite superior o si asociaciones de un menor número de objetos tienen un límite superior diferente.

La FMI de Weidner y Kroupa (2006) propone una hipótesis donde la masa de la estrella más masiva de una asociación es proporcional a la masa de la asociación que la hospeda. Solo en asociaciones con masa mayor a  $10^4 M_{\odot}$  se puebla completamente la FMI hasta un límite superior de  $150 M_{\odot}$ , pero las asociaciones menos masivas no poseen suficiente masa para poblar la FMI completamente hasta un  $m_u = 150 M_{\odot}$ , lo que produce que asociaciones de baja masa o número de estrellas tengan un déficit de estrellas con masa mayor a  $20 M_{\odot}$ . Lo anterior concuerda con el modelo de acreción competente propuesto por Bonnell *et al.* (2004) que describe el proceso de formación de estrellas masivas. En este modelo la formación estelar en el interior de las asociaciones va desde la menos a la más masiva y la masa de la estrella de más alta masa depende de la acreción de gas del reservorio común en el que se encuentran las estrellas de la asociación, es decir de la masa inicial de la asociación. Como consecuencia, las estrellas masivas solo se forman en presencia de estrellas de baja masa y predice una relación entre la estrella más masiva y la masa de la asociación.

Una propuesta alternativa plantea que la FMI no depende del ambiente de formación estelar, y el límite superior  $m_u$  no depende de la masa de la asociación. Lo anterior concuerda con el modelo de colapso monolítico, en donde se puede o no formar estrellas masivas en solitario o en asociaciones de baja masa y esto depende de las condiciones iniciales de la región de formación. La premisa del modelo es que todas las estrellas, de baja y alta masa se forman de un proceso de fragmentación inicial, la cual hace que una Nube Molecular Gigante (NMG) se transforme en piezas más pequeñas, llamadas "cores". La masa final de la estrella está relacionada con la masa del core. Core masivos forman estrellas masivas Krumholz (2008). En este modelo no existe una relación entre la masa de la asociación y la estrella más masiva que se forma en ésta, se pueden formar estrellas de alta masa sin la presencia de estrellas de baja masa y asociaciones de un bajo número de estrellas pueden

## CAPÍTULO. GENERACIÓN DE UNA POBLACIÓN ESTELAR

formar estrellas de alta masa.

Para nuestro modelo nosotros partimos de que no existe una relación entre la masa o número de estrellas de una asociación y la estrella más masiva que esta forma. La probabilidad de que una asociación con un número bajo de estrellas forme una estrella de alta masa es baja pero diferente de cero. Con la finalidad de tener en cuenta las fluctuaciones en torno a la FMI expresada en la ecuación 3.4 utilizaremos para cada realización de una asociación, la expresión dada por Parravano *et al.* (2003) la cual permite calcular la masa de cada estrella  $m_i$ , y además no establece una relación entre la masa de la asociación y la estrella de mayor masa formada, dada por:

$$m_i = [\mu_i^{-\Gamma} - x_i (\mu_i^{-\Gamma} - \mu_{i-1}^{-\Gamma})]^{-1/\Gamma} \quad (3.5)$$

donde

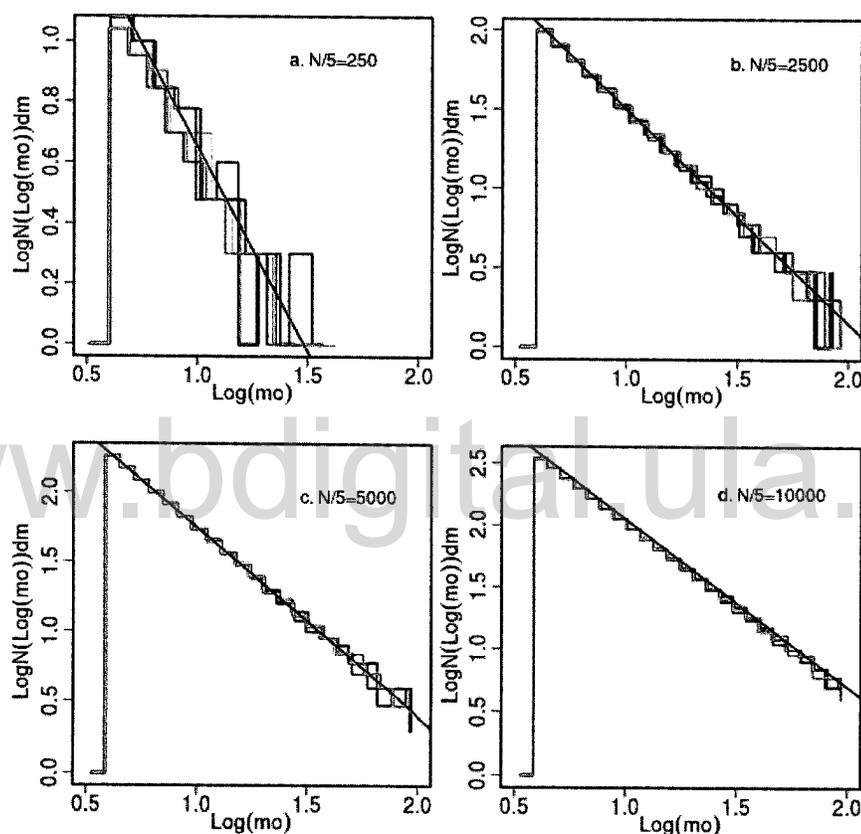
$$\mu_i = \frac{m_u}{\left[ \frac{i\phi_h}{N/G} \left( \frac{m_u}{m_h} \right)^\Gamma + 1 \right]^{1/\Gamma}} \quad (3.6)$$

$m_u$  es el límite superior de la FMI,  $\phi_h$  está definido como  $(1 - m_h/m_u)^\Gamma$ ,  $N$  es el número de estrellas de alta masa por asociación,  $m_h$  es el límite para la estrellas de alta masa, de nuevo  $x$  es un número aleatorio entre 0 y 1. En esta ecuación se contempla la posibilidad de que las estrellas de una asociación se formen en diferentes generaciones estelares,  $G$  nos indica el número de generaciones de formación estelar, cada generación tiene  $N/G$  estrellas de alta masa. Se exploró la influencia que tiene el número de generaciones estelares por asociación en el modelo y los resultados se discutirán en el capítulo 5.

En la figura 3.4 se ilustra el resultado de muestrear de forma estocástica la FMI, haciendo uso de las ecuaciones 3.5 y 3.6 tomando  $m_h = 3,5M_\odot$  y  $m_u = 100M_\odot$  y la función analítica (ecuación 3.4). En cada panel se indica el número de estrellas de alta masa por generación estelar ( $N/5$ ), para cada generación estelar se realizaron cinco ejecuciones diferentes referenciadas con distinto color en la figura. Se observa que para asociaciones con  $N/5 > 2500$ , no hay fluctuaciones en la distribución de las estrellas de alta masa. Sin embargo, asociaciones con un número modesto de estrellas de alta masa ( $N/5 < 250$ ) muestran que para cada ejecución se obtiene una distribución diferente, se aprecian fluctuaciones de la distribución de masa de las estrellas, especialmente para  $m > 20M_\odot$ ; estas fluctuaciones aumentan con la disminución del número de estrellas de alta masa. En el panel (d) en donde

### 3.3 Función de Masa Inicial

solo se forman 250 estrellas de alta masa por generación, en la ejecución 1 (color cyan) se forma una estrella de  $40 M_{\odot}$ , mientras en la ejecución 5 (color rojo) la estrella más masiva que forma es de  $15 M_{\odot}$ , estas variaciones son resultado de efecto estocástico en la FMI, esto es, se pueden o no formar estrellas de alta masa en una asociación.



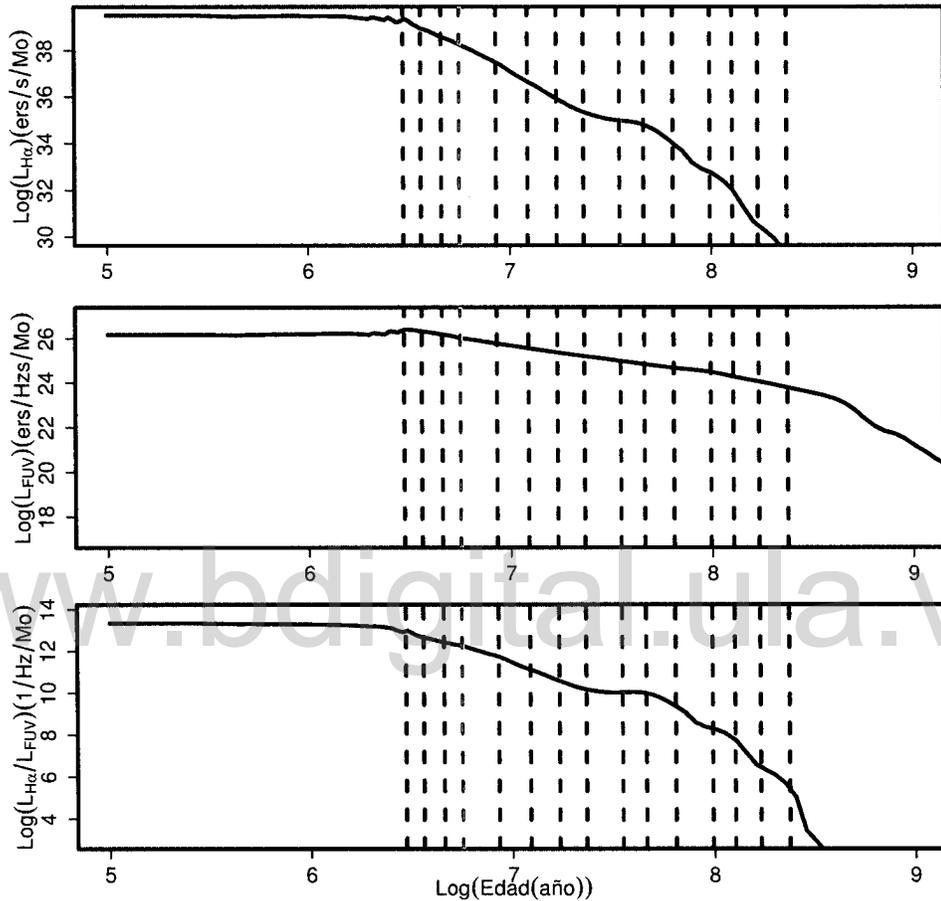
**Figura 3.4:** Muestreo estocástico de FMI para diferentes generaciones estelares. Los diferentes colores en la figura se debe a ejecuciones diferentes, las fluctuaciones en la FMI aumenta con la disminución del número de estrellas de alta masa. La línea continua es la función analítica (ver ecuación 3.4)

[www.bdigital.ula.ve](http://www.bdigital.ula.ve)

## Cálculo de las luminosidades $L_{H\alpha}$ y $L_{FUV}$ de una Galaxia

Como se mencionó en el capítulo 3, tanto la luminosidad  $H\alpha$ , como el flujo en el lejano ultravioleta son producidos por estrellas calientes de alta masa que evolucionan rápidamente. Por esta razón estos rasgos espectrales son indicadores directos de formación estelar en una galaxia, sin embargo, el flujo en FUV (correspondiente a  $1500 \text{ \AA}$ ) es emitido tanto por estrellas que producen  $H\alpha$  como por estrellas de menor masa y por lo tanto con un mayor tiempo de vida. En esto radica la utilidad de la razón entre ambas luminosidades, pues permite estudiar la proporción de estrellas jóvenes en dos intervalos de edad. Para ilustrar lo anterior, en la figura 4.1 mostramos la evolución temporal de  $L_{H\alpha}$ ,  $L_{FUV}$  y su razón para una población estelar simple (PES), que no es otra cosa que un brote de formación estelar de duración cero. Para esto utilizamos la última versión de los modelos de síntesis de poblaciones estelares de Charlot y Bruzual (2010) (CB10 de aquí en adelante), con las trayectorias evolutivas de Bertelli *et al.* (2008) a metalicidad solar ( $Z_{\odot}$ ), siguiendo una FMI de Salpeter con los límites  $m_l = 0,1M_{\odot}$  y  $m_h = 100M_{\odot}$  y estudiamos su evolución temporal. El modelo de síntesis de poblaciones estelares, nos da el número de fotones ionizantes ( $N_{\text{io}}$ ) emitido por la población estelar y de allí obtenemos la luminosidad  $L_{H\alpha}$  usando la ecuación 3.1.

**CAPÍTULO. CÁLCULO DE LAS LUMINOSIDADES  $L_{H\alpha}$  Y  $L_{FUV}$  DE UNA GALAXIA**



**Figura 4.1:** Evolución Temporal de  $L_{H\alpha}$ ,  $L_{FUV}$  y  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  para una PES. En cada panel las líneas punteadas señalan el tiempo de vida en la SP de las estrellas con masa 100, 60, 40, 30, 20, 15, 12, 10, 8, 6, 5 y  $3,5 M_{\odot}$  (de izquierda a derecha). Las líneas roja y azul resaltan el tiempo de vida en la SP de las estrellas de  $30$  y  $8 M_{\odot}$ , respectivamente. Panel Superior: Evolución temporal de la luminosidad  $L_{H\alpha}$ . La mayor contribución a esta luminosidad se debe a las estrellas con masa mayores a  $8 M_{\odot}$  de la población. Panel Central: Evolución temporal de la luminosidad  $L_{FUV}$ . La variación en esta luminosidad es menor que en  $L_{H\alpha}$  debido a que las estrellas que contribuyen a ésta viven un mayor tiempo. Panel Inferior: Evolución temporal de la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$ .

La figura 4.1 muestra la evolución temporal de la contribución de las estrellas de la SP a la luminosidad  $H\alpha$  y FUV de una PES. Las variaciones de  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  se deben a que las estrellas que componen la población estelar (PE) dejan de contribuir a las luminosidades ya que salen de la SP. En la figura 4.1, se indica como referencia el tiempo de vida en la SP,

#### 4.1 $L_{H\alpha}$ y $L_{FUV}$ de estrellas individuales

de las estrellas con masa 100, 60, 40, 30, 20, 15, 12, 10, 8, 6, 5 y  $3,5 M_{\odot}$ . Al cabo de 35 Ma (línea vertical azul, figura 4.1), la luminosidad total  $H\alpha$  y FUV han caído en un factor de  $10^4$  y  $10^2$ , respectivamente, respecto a los valores que tenían en  $t = 0$ . Esto es consecuencia de la salida de la SP de las estrellas con masa mayores  $8M_{\odot}$ , indicando que el mayor aporte a  $L_{H\alpha}$  de una población estelar se debe a las estrellas con masas mayores a  $8M_{\odot}$ , pero para  $L_{FUV}$  las estrellas de menor masa también tiene un aporte significativo en esta longitud de onda por lo que se contabilizó la contribución de estas estrellas hasta una masa de  $3,5M_{\odot}$ . Para sistemas con formación estelar continua en donde las estrellas de baja masa de diferentes asociaciones se pueden acumular debido a sus largos tiempo de vida en la SP este efecto es aun mayor. En este trabajo, llamamos estrellas de alta masa a aquellas con  $m > 3,5M_{\odot}$ .

#### 4.1 $L_{H\alpha}$ y $L_{FUV}$ de estrellas individuales

Teniendo el rango de masa que contribuye a las luminosidades  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$ , se construyó una malla con las luminosidades  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  en función de la masa y tiempo de evolución de la estrella. Dada la masa de cada estrella, el cálculo de  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  se realizó por medio de una aproximación analítica a los valores que utilizan los modelos CB10, con trayectorias evolutivas de Bertelli *et al.* (2008), para metalicidad solar, que fueron gentilmente proporcionados por Gustavo Bruzual (comunicación privada). En la figura 4.2 y 4.3 se muestra la evolución temporal de  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$ , respectivamente para las estrellas con masa 100, 60, 40, 30, 20, 15, 12, 10, 8, 7, 6, 5, 4,5, 4 y  $3,5 M_{\odot}$ . En cada panel la línea roja y azul corresponde a los valores tomados del modelo de CB10 y en negro, el promedio o valor analítico obtenido en este trabajo. En las tablas 4.1 y 4.2 se muestran los promedios o ajustes analíticos hechos para  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  y se indican los intervalos de tiempo que las estrellas individuales contribuyen a las luminosidades totales.

Se puede ver de la figura 4.2, que las estrellas continúan emitiendo al salir de la SP, pero esta emisión es insignificante. Por ejemplo, la  $L_{H\alpha}$  de la estrella de  $100M_{\odot}$  después de salir de la SP se hace cero en menos de 1 Ma, algo similar ocurre con estrellas de otras masas, por lo que en este modelo solo se tomaron las contribuciones a la luminosidad  $H\alpha$  durante el tiempo de vida en la SP de las estrellas que se muestran en la la tabla 4.1, en la columna 4. La  $L_{FUV}$  para cada masa estelar se describió como una función en el tiempo, que se extiende unos pocos millones de años más allá del tiempo de vida en la SP para las estrellas con masas menores  $40M_{\odot}$ , los intervalos de contribución a la luminosidad FUV para cada valor de la

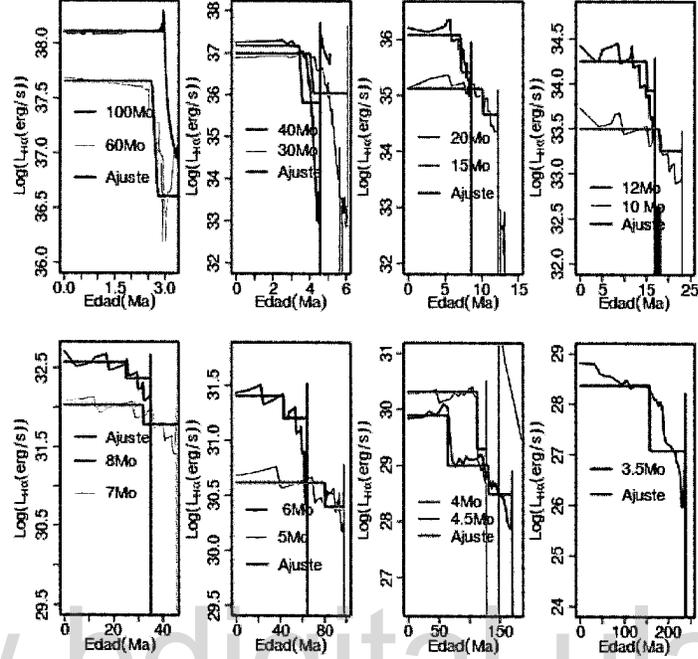
**CAPÍTULO. CÁLCULO DE LAS LUMINOSIDADES  $L_{H\alpha}$  Y  $L_{FUV}$  DE UNA GALAXIA**

**Tabla 4.1:** Luminosidad  $H\alpha$  para estrellas individuales

Intervalo Masa	Intervalo Temporal (Ma)	$Log(L_{H\alpha})$ (erg/s)	Tiempo SP (Ma)
$3,25 \leq M/M_{\odot} < 3,75$	$0 \leq t < 157$	28,37	238
	$157 \leq t \leq 238$	27,09	
$3,75 \leq M/M_{\odot} < 4,25$	$0 \leq t < 64$	29,90	170
	$64 \leq t < 130$	28,50	
	$130 \leq t \leq 170$	29,00	
$4,25 \leq M/M_{\odot} < 4,75$	$0 \leq t < 112$	30,32	127
	$112 \leq t \leq 127$	29,30	
$4,75 \leq M/M_{\odot} < 5,5$	$0 \leq t < 80$	30,60	98
	$80 \leq t \leq 98$	30,40	
$5,5 \leq M/M_{\odot} < 6,5$	$0 \leq t < 42,5$	31,35	64
	$42,5 \leq t \leq 64$	31,20	
$6,5 \leq M/M_{\odot} < 7,5$	$0 \leq t < 32$	32,05	46
	$32 \leq t \leq 46$	31,70	
$7,5 \leq M/M_{\odot} < 9,5$	$0 \leq t < 25$	32,59	35
	$25 \leq t \leq 35$	32,37	
$9,5 \leq M/M_{\odot} < 11$	$0 \leq t < 18$	33,50	23
	$18 \leq t \leq 23$	33,26	
$11 \leq M/M_{\odot} < 13,5$	$0 \leq t < 15$	34,25	17
	$15 \leq t \leq 17$	33,93	
$13,5 \leq M/M_{\odot} < 17,5$	$0 \leq t < 10$	35,12	12
	$10 \leq t \leq 12$	34,66	
$17,5 \leq M/M_{\odot} < 25$	$0 \leq t < 7$	36,08	8
	$7 \leq t \leq 8$	35,42	
$25 \leq M/M_{\odot} < 35$	$0 \leq t < 4$	36,99	5,4
	$4 \leq t \leq 5,4$	36,04	
$35 \leq M/M_{\odot} < 50$	$0 \leq t < 3$	37,18	4
	$3 \leq t \leq 4$	35,82	
$50 \leq M/M_{\odot}/M_{\odot} < 80$	$0 \leq t < 2,7$	37,60	3,7
	$2,7 \leq t < 3,7$	36,60	
$80 \leq M/M_{\odot}/M_{\odot} < 110$	$0 \leq t < 3$	38,17	3

masa estelar se muestra en la columna 1 de la tabla 4.2 . Las estrellas con masas mayores a  $40M_{\odot}$  no emiten en el  $L_{FUV}$  más allá de la SP (ver tiempo de vida de las estrellas en la SP en la tabla 4.1). De la figura 4.3 se puede ver que el comportamiento de  $L_{FUV}$  es más suave que el de  $L_{H\alpha}$  y que la  $L_{FUV}$  se mantiene por un tiempo mayor que  $L_{H\alpha}$ , especialmente para las estrellas de menor masa.

## 4.2 Cálculo de la razón $L_{H\alpha}/L_{FUV}$ para una asociación



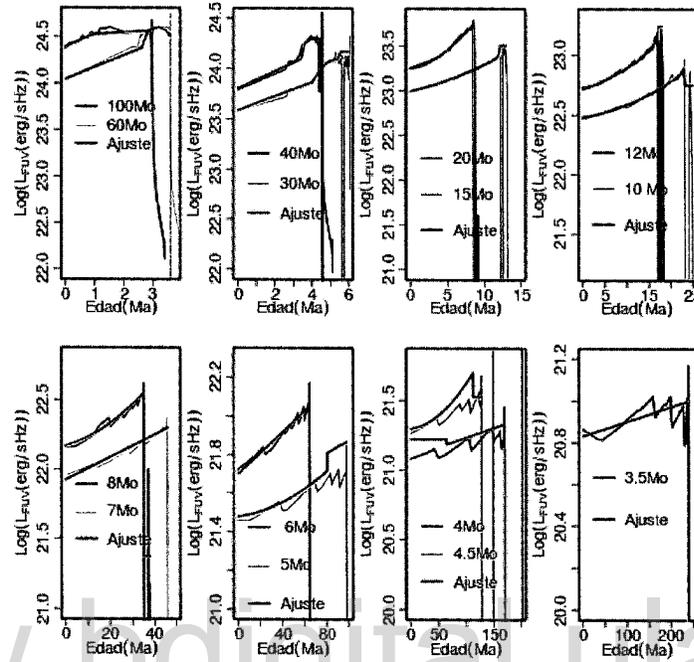
**Figura 4.2:** Evolución temporal de la  $L_{H\alpha}$  para estrellas de diferente masa indicada en cada panel, mostradas con las líneas roja y azul. El ajuste analítico realizado en este trabajo se muestra con la línea negra.

## 4.2 Cálculo de la razón $L_{H\alpha}/L_{FUV}$ para una asociación

Con los valores de  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  para estrellas individuales, calculamos las luminosidades totales en  $H\alpha$ , FUV y la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  para una asociación OB. Para esto se construyó un modelo en el que se utiliza la expresión matemática (3.3) descrita en el capítulo anterior que permite generar el número de estrellas de alta masa por asociación ( $N$ ) con un muestreo estocástico de la distribución de asociaciones, ecuación 3.2. Los valores de  $N$  van desde 1 a  $9 \times 10^4$  (Ver la sección 3.2 del capítulo anterior). Posteriormente, usando las ecuaciones 3.5 y 3.6 calculamos de forma estocástica la masa de cada una de las estrellas que conforma cada asociación estelar.

La evolución en el tiempo de la  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  total para cada asociación OB se obtiene de la suma de las contribuciones individuales de cada una de las estrellas que componen las diferentes generaciones estelares. Dicha evolución se sigue por un tiempo aproximado de

## CAPÍTULO. CÁLCULO DE LAS LUMINOSIDADES $L_{H\alpha}$ Y $L_{FUV}$ DE UNA GALAXIA



**Figura 4.3:** Evolución temporal de la  $L_{FUV}$  para estrellas de diferente masa indicada en cada panel, mostradas con las líneas rojas y azul. El ajuste analítico realizado en este trabajo se muestra con la línea negra.

238 Ma, que corresponde al tiempo de vida en la SP de la estrella de menor masa considerada en este trabajo. Después de 238 Ma, el flujo FUV y la  $L_{H\alpha}$  es completamente despreciable. Las luminosidades  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  de cada estrella fueron tomadas de las tablas 4.1 y 4.2.

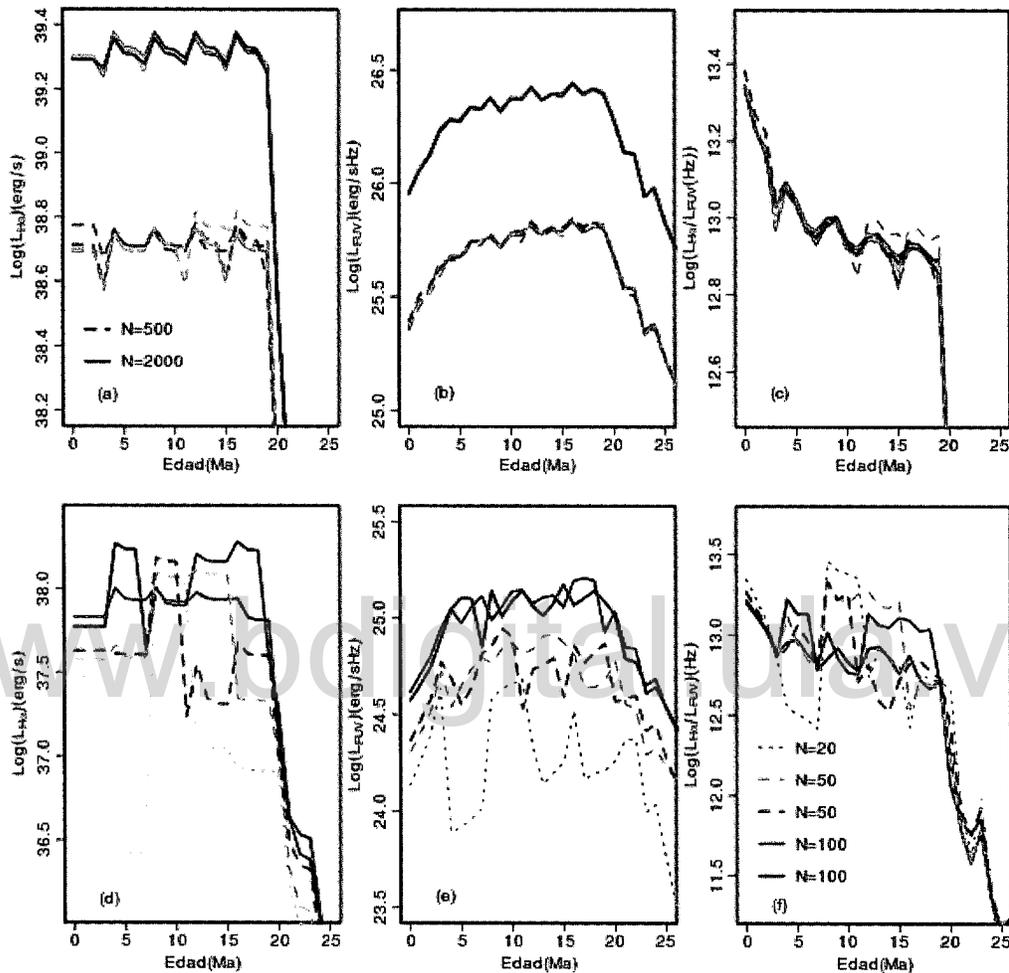
En la figura 4.4 se puede ver el efecto que tiene el muestreo estocástico de la FMI en la luminosidad  $L_{H\alpha}$  (panel a y d),  $L_{FUV}$  (panel b y e) y la razón entre ellas (panel c y f), para asociaciones con el mismo valor de  $N$  pero diferentes ejecuciones, y asociaciones con diferentes valores de  $N$ . Las variaciones observadas aproximadamente cada 4 Ma en todos los paneles se deben a la formación de una generación estelar, éstos son más regulares para los valores grandes de  $N$ . La intensidad de esta variación corresponde a la luminosidad de la estrella de mayor masa formada en cada generación. También se puede ver que para asociaciones con un número grande de estrellas de alta masa ( $N > 500$ ) no hay diferencias significativas en las luminosidades  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  para las diferentes ejecuciones y generaciones estelares y estas diferencias disminuyen en función del aumento de  $N$ , mientras que para un

## 4.2 Cálculo de la razón $L_{H\alpha}/L_{FUV}$ para una asociación

**Tabla 4.2:** Luminosidad FUV para estrellas individuales

Intervalo Masa	Intervalo Temporal	$\text{Log}(L_{FUV}) - 21,97$ (ergs/sHz)
$3,25 \leq M/M_{\odot} < 3,75$	$0 \leq t \leq 238$	$-13,08 + 11,94e^{5,79 \times 10^{-5}t}$
	$245 < t \leq 279$	-7,83
$3,75 \leq M/M_{\odot} < 4,25$	$0 \leq t \leq 64$	-0,75
	$64 \leq t \leq 170$	$-0,87 + 0,0014t$
	$177 < t \leq 191$	-7,70
$4,25 \leq M/M_{\odot} < 4,75$	$0 \leq t \leq 112$	$-6,77 \times 10^{-1} + 5,85 \times 10^{-4}t + 2,69 \times 10^{-5}t^2$
	$112 \leq t \leq 127$	-0,45
	$132 < t \leq 141$	-7,42
$4,75 \leq M/M_{\odot} < 5,5$	$0 \leq t \leq 80$	$4,95 \times 10^{-1} + 7,87 \times 10^{-4}t + 2,724e - 5t^2$
	$80 \leq t \leq 98$	$-0,405 + 0,003t$
	$102 < t \leq 109$	-7,154
$5,5 \leq M/M_{\odot} < 6,5$	$0 \leq t \leq 64$	$-5,39 \times 10^{-3}t - 0,27$
	$67 < t \leq 69$	-3,37
$6,5 \leq M/M_{\odot} < 7,5$	$0 \leq t \leq 64$	$8,1 \times 10^{-3}t - 0,049$
	$48 < t \leq 49$	-1,74
$7,5 \leq M/M_{\odot} < 9,5$	$0 \leq t \leq 35$	$0,19 + 4,63 \times 10^{-3}t + 1,73 \times 10^{-4}t^2$
	$35 < t \leq 38$	-0,60
$9,5 \leq M/M_{\odot} < 11$	$0 \leq t \leq 23$	$0,60e^{t/10,69} + 2,92 \times 10^{-29}e^{t/0,35} + 2,57$
	$23 < t < 25$	0,78
$11 \leq M/M_{\odot} < 13,5$	$0 \leq t \leq 17$	$2,04e^{t/11,61} + 2,44 \times 10^{-4}e^{t/1,82} + 3,46$
	$17 < t \leq 18$	1,27
$13,5 \leq M/M_{\odot} < 17,5$	$0 \leq t \leq 10$	$3,40e^{t/7,11} + 7,31 \times 10^{-25}e^{t/0,21} + 7,10$
	$10 < t \leq 13$	1,53
$17,5 \leq M/M_{\odot} < 25$	$0 \leq t \leq 8,6$	$1,27 + 5,16 \times 10^{-3}t$ $+ 8,90 \times 10^{-3}t^2 - 3,26 \times 10^{-4}t^3$
	$8,6 < t \leq 9,1$	-0,36
$25 \leq M/M_{\odot} < 35$	$0 \leq t \leq 4$	$1,61 + 0,07t$
	$4 < t \leq 5,5$	$66,87 - 56,72t + 18,29t^2 - 2,58t^3 + 0,13t^4$
	$5,5 < t \leq 6$	2,16
$35 \leq M/M_{\odot} < 50$	$0 \leq t \leq 3,5$	$65,59 + 19,16t$
	$3,5 < t \leq 4,6$	$1,83 - 0,46t + 0,3124t^2 - 0,04t^3$
$50 \leq M/M_{\odot} < 80$	$0 \leq t \leq 2,7$	$2,07 + 0,15t$
	$2,7 < t \leq 3,7$	$2,07 - 0,76t + 0,64t^2 - 0,11t^3$
$80 \leq M/M_{\odot} < 110$	$0 \leq t \leq 1,5$	$2,42 + 0,14t$
	$1,5 < t \leq 3$	$2,53 + 0,019t$

CAPÍTULO. CÁLCULO DE LAS LUMINOSIDADES  $L_{H\alpha}$  Y  $L_{FUV}$  DE UNA GALAXIA



**Figura 4.4:** Comportamiento de las  $L_{H\alpha}$ ,  $L_{FUV}$  y de  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  de una asociación. En la gráfica se muestra en el comportamiento de las luminosidades  $L_{H\alpha}$ ,  $L_{FUV}$  y de la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  para asociación con diferentes valores de  $N$  y diferentes ejecuciones. En los paneles se indica el número de estrellas de alta masa

número menor de estrellas de alta masa ( $N < 500$ ) las luminosidades  $L_{H\alpha}$ ,  $L_{FUV}$  y su razón no necesariamente tienen un comportamiento igual entre generaciones y ejecuciones. En el panel (a) se puede ver que en una asociación con  $N = 2000$  (línea continua) es cuatro veces más luminosa en  $H\alpha$  que una de  $N = 500$  (línea a trozos) y no tiene variaciones importantes en la luminosidad entre diferentes ejecuciones. Sin embargo, para asociaciones con  $N \leq 100$  (panel d), la luminosidad  $H\alpha$  varía de una ejecución a otra y entre generaciones,

### 4.3 Cálculo de la razón $L_{H\alpha}/L_{FUV}$ para una galaxia

estas variaciones se hacen mayores a medida que disminuye el número de estrellas de alta masa, ya que el efecto del muestreo estocástico en la FMI aumenta cuando  $N$  disminuye ocasionando que la estrella de mayor masa formada cambie de generación en generación y entre diferentes ejecuciones de una misma asociación. Así, para dos ejecuciones de una asociación con  $N = 50$  (líneas verde y amarillo, panel d), la  $L_{H\alpha}$  no tienen el mismo comportamiento y se puede observar diferencias hasta de un factor de 7 para una edad de 15 Ma. También puede ocurrir que las asociaciones con  $N = 20$  y  $N = 50$  (rojo, verde y amarillo) puedan ser más luminosas que una asociación con  $N = 100$  (Negro).

En los paneles (b) y (e) de la figura 4.4, se muestra el comportamiento de la luminosidad  $L_{FUV}$ , se puede ver que al igual que en la  $L_{H\alpha}$ , para  $N \geq 500$  no hay variaciones significativas entre las diferentes ejecuciones, igualmente la disminución de  $N$  genera un aumento en las fluctuaciones. La principal diferencia entre las luminosidades  $L_{FUV}$  y  $L_{H\alpha}$  es que la evolución temporal de  $L_{FUV}$  es más suave que la de  $L_{H\alpha}$  y además  $L_{FUV}$  se mantiene por un mayor tiempo. Esto se debe a que las estrellas que contribuyen a la  $L_{FUV}$  lo hacen por un mayor tiempo y que mientras  $L_{H\alpha}$  disminuye,  $L_{FUV}$  aumenta y esta tendencia individual en las estrellas se ve reflejada en las asociaciones (ver figuras 4.2 y 4.3).

Con la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  (paneles c y f) pasa algo similar, no se observan variaciones fuertes para altos valores de  $N$  y el comportamiento es prácticamente el mismo para  $N = 2000$  y  $N = 500$ , pero para  $N \leq 100$  la razón cambia de una ejecución a otra y estas variaciones aumentan con la disminución de  $N$ . Estas fluctuaciones son resultado de la combinación de las variaciones que sufren  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  y por lo tanto aumentan cuando las fluctuaciones en las luminosidades son mayores. Cuando el número total de estrellas de alta masa es muy bajo ( $N \leq 20$ ), esto menos de 5 estrellas de alta masa por generación estelar, los valores de la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  son más cercanos a los valores de estrellas individuales generando mayores fluctuaciones en las luminosidades  $L_{H\alpha}$ ,  $L_{FUV}$  y en la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$ .

### 4.3 Cálculo de las luminosidades $L_{H\alpha}$ y $L_{FUV}$ y de la razón $L_{H\alpha}/L_{FUV}$ en galaxias

En la sección anterior mostramos la evolución de  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  para asociaciones individuales con número arbitrario de estrellas de alta masa. En una galaxia con formación estelar, este proceso ocurre en muchas asociaciones cuyo tamaño varía según la DAEM y con una

## CAPÍTULO. CÁLCULO DE LAS LUMINOSIDADES $L_{H\alpha}$ Y $L_{FUV}$ DE UNA GALAXIA

---

frecuencia dada por la TFA. Para tomar en cuenta todos estos procesos utilizamos como parámetros de entrada el límite superior de la FMI ( $m_u$ ), el número máximo de estrellas de alta masa que puede tener una asociación ( $N_u$ ), el exponente de la DAEM ( $\beta$ ), el número de generaciones estelares en las que una asociación forma estrellas (G) y la TFA. Dados estos parámetros se calcula la luminosidad total  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  como la suma de la contribución de las estrellas de cada asociación por 238 Ma con lo cual contabilizaremos la contribución de estrellas de hasta  $3,5M_{\odot}$  en nuestro Modelo Estocástico (ME) para galaxias con formación estelar. De aquí en adelante, llamamos simulación de referencia (SR) la correspondiente a los siguientes parámetros: la formación estelar ocurre en 5 generaciones estelares por asociación, con un intervalo de 4Ma. El número de estrellas de alta masa se calculó con un  $\beta = 2$ , el número mínimo ( $N_l$ ) y máximo ( $N_u$ ) de estrellas de alta masa son 1 y  $9 \times 10^4$  respectivamente, valores que concuerdan con lo reportado por las observaciones y trabajos previos (Oey, 2005; Fumagalli *et al.*, 2011; Lamb *et al.*, 2010).

Para verificar los valores de estos parámetros de entrada se realizó una serie de simulaciones variando los parámetros de entrada, según se lista en la tabla 4.3 y se describe a continuación:

**Tabla 4.3:** Parámetros de las diferentes simulaciones

Simulación	Parámetros del Modelo				Referencias
	$\beta$	$N_l$	$N_u$	G	
SR	2	1	$9 \times 10^4$	5	(Oey, 2005; Lamb <i>et al.</i> , 2010)
1	2	1	$9 \times 10^4$	1	de Zeeuw <i>et al.</i> (1999)
2	2	1	$3 \times 10^4$	5	Brière <i>et al.</i> (2012)
3	2	1	$1 \times 10^5$	5	Brière <i>et al.</i> (2012)
4	1,8	1	$9 \times 10^4$	5	Chandar <i>et al.</i> (2010)
5	2,55	1	$9 \times 10^4$	5	Hunter <i>et al.</i> (2003)

1. Simulación 1: Todas las estrellas se forman en una sola generación estelar (G=1).  $N_u$ ,  $N_l$  y  $\beta$ , se mantienen igual que para la SR. Observacionalmente se reportan asociaciones con solo una generación estelar como Taurus y  $\alpha$  Persei (Per OB3) de Zeeuw *et al.* (1999)
2. Simulación 2 y 3: Se varió el número máximo de estrellas de alta masa que se forman en una asociación. Se explora  $N = 3 \times 10^4$  y  $N = 1 \times 10^5$ . Estos valores concuerdan

### 4.3 Cálculo de la razón $L_{H\alpha}/L_{FUV}$ para una galaxia

con regiones HII supergigantes observadas en la galaxia espiral SB(s)b NGC 5430 (Brière *et al.*, 2012).

3. Simulación 4 y 5: Se explora los efectos del cambio de la pendiente de la DAEM, para los valores del exponente de  $\beta = 1,8$  y  $2,55$ , los cuales han sido reportados por Chandar *et al.* (2010) y Hunter *et al.* (2003) en asociaciones OB en la Nube Grande de Magallanes. Los parámetros  $N_u$ ,  $N_l$  y  $G$ , se mantuvieron igual que para la SR.

En el capítulo siguiente se mostrarán los resultados obtenidos con el ME para las diferentes simulaciones.

Para cada simulación del ME se estableció un conjunto de valores para la Tasa de Formación de Asociaciones (TFA), un parámetro de muestro ( $\delta t$ ), tiempo de simulación (TS) y un número de experimentos. La TFA la definimos como el número de asociaciones que se forman por millón de años:

$$TFA = \frac{\#Asociaciones}{1Ma}. \quad (4.1)$$

La TFA se varía entre 0,09 (1/Ma) y 12000 (1/Ma), lo cual corresponde a  $8,9 \times 10^{-6}(M_{\odot}/a)$  y  $4(M_{\odot}/a)$ , respectivamente para la SR<sup>1</sup>, más adelante se describirá la relación entre TFE y TFA. Estos valores abarcan las TFE reportadas por Lee *et al.* (2009) que se encuentra entre  $6,3 \times 10^{-6}(M_{\odot}/a)$  y  $3,2(M_{\odot}/a)$  para las mismas galaxias estudiadas en este trabajo.

Para TFA mayor a 1(1/Ma) se forma al menos una asociación por millón de años lo que resulta en que se forma simultáneamente generaciones estelares pertenecientes a diferentes asociaciones y estrellas de muchas asociaciones contribuyen simultáneamente a la luminosidad total  $H\alpha$  y FUV, aunque no todas se encuentran en el mismo estado evolutivo. Para TFA menor a 1 (1/Ma), aunque no hay formación casi simultanea de asociaciones, aun se tienen estrellas vivas de las asociaciones formadas anteriormente y la luminosidad medida proviene de más de una asociación, especialmente de aquellas asociaciones en donde se formaron estrellas de masa intermedia. Esto concuerda con lo que ocurre en las galaxias con formación estelar en donde se puede observar muchas asociaciones con formación estelar, en diferentes estados evolutivos. El número de asociaciones vivas depende de la TFE de la galaxia.

<sup>1</sup>En el capítulo siguiente se discutirán los cambios en la TFE y TFA para la diferentes simulaciones.

## CAPÍTULO. CÁLCULO DE LAS LUMINOSIDADES $L_{H\alpha}$ Y $L_{FUV}$ DE UNA GALAXIA

---

El Tiempo de Simulación (TS) es una herramienta de la simulación que nos permite explorar todos los posibles estados que podría tener una galaxia que está formando estrellas actualmente, debido a las diferentes asociaciones que están vivas y por lo tanto contribuyen a la luminosidad  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$ . El TS está relacionado con el número de experimentos, que nos indica el número total de asociaciones que se forma en cada simulación para una TFA fija. Este número debe ser estadísticamente confiable, esto es, que nos permita explorar las posibles fluctuaciones de la  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  debido a diferentes asociaciones que se forman en la galaxia para una misma TFA. En este trabajo usamos TS igual a 40000 Ma, el número de experimentos está dado para la siguiente expresión:

$$\#Experimentos = TFA \times TS. \quad (4.2)$$

Este valor del TS garantiza que aun para  $TFA < 1$  (1/Ma) se realice más de 1000 experimentos, lo cual asegura que para TFA bajas las fluctuaciones en las  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  sean bien caracterizadas. Es importante aclarar que el TS no está relacionado con el tiempo de evolución real de la galaxia. También se fijó el parámetro de muestreo  $\delta t$ , que es el intervalo de tiempo en el que se miden las luminosidades  $H\alpha$  y FUV en la simulación. Para nuestro modelo  $\delta t = 0,5$  Ma, este valor de  $\delta t$  nos permite observar las variaciones que sufren las luminosidades  $H\alpha$  y FUV debidas a la muerte de las estrellas más masivas que tienen cortos tiempos de vida en la SP.

Es importante mencionar que debido al escape o absorción por el polvo de fotones ionizantes, solo una fracción de los fotones ionizantes producidos llega a ionizar el átomo de hidrógeno. Hirashita *et al.* 2003, calcula el número de fotones ionizantes que son absorbidos antes de ionizar el átomo de hidrógeno ( $f_{H\alpha}$ ) y encuentra para su muestra observacional, compuesta por 28 galaxias no interactuantes, ni con fuerte formación estelar, que esta fracción puede variar entre 1 y 0,6. En el ME, se explora el efecto que tienen distintos valores de  $f_{H\alpha}$ , para lo cual se usaron los valores de  $f_{H\alpha} = 1$ ,  $f_{H\alpha} = 0,9$  y  $f_{H\alpha} = 0,7$ . Para  $f_{H\alpha} = 1$  el número de fotones ionizantes es máximo y la luminosidad  $L_{H\alpha}$  es un límite superior, como no consideramos atenuación de la luminosidad  $L_{FUV}$  consecuencia de la absorción del polvo, ésta también es un límite superior. Para  $f_{H\alpha} = 0,9$  el escape de fotones ionizantes es del 10% y la luminosidad  $L_{H\alpha}$  disminuye en la misma proporción, ya que  $L_{FUV}$  es un límite superior, la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  decae en la misma proporción que  $L_{H\alpha}$ . Los diferentes resultados obtenidos por el ME serán discutidos ampliamente en el capítulo siguiente.

### 4.3 Cálculo de la razón $L_{H\alpha}/L_{FUV}$ para una galaxia

A lo largo de este trabajo, se asume el modelo convencional (MC) como aquel en donde la FMI es muestreada completamente siguiendo su expresión analítica (ecuación 3.4) para el rango de masa entre  $0,1M_{\odot}$  y  $100 M_{\odot}$  y todas las asociaciones se forman con el mismo número de estrellas de alta masa, bajo un escenario en el cual la galaxia forma estrellas a una tasa de formación estelar constante. Bajo el régimen del MC existe una relación lineal entre  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  dada por la expresión:

$$\text{Log}(L_{FUV})(\text{ergs/sHz}) = \text{Log}(L_{H\alpha})(\text{erg/s}) - 13,09 \quad (4.3)$$

El valor determinado para la razón logarítmica  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  bajo este modelo es de  $13,09(1/\text{Hz})$  y se usará como referencia en el capítulo siguiente.

www.bdigital.ula.ve

[www.bdigital.ula.ve](http://www.bdigital.ula.ve)

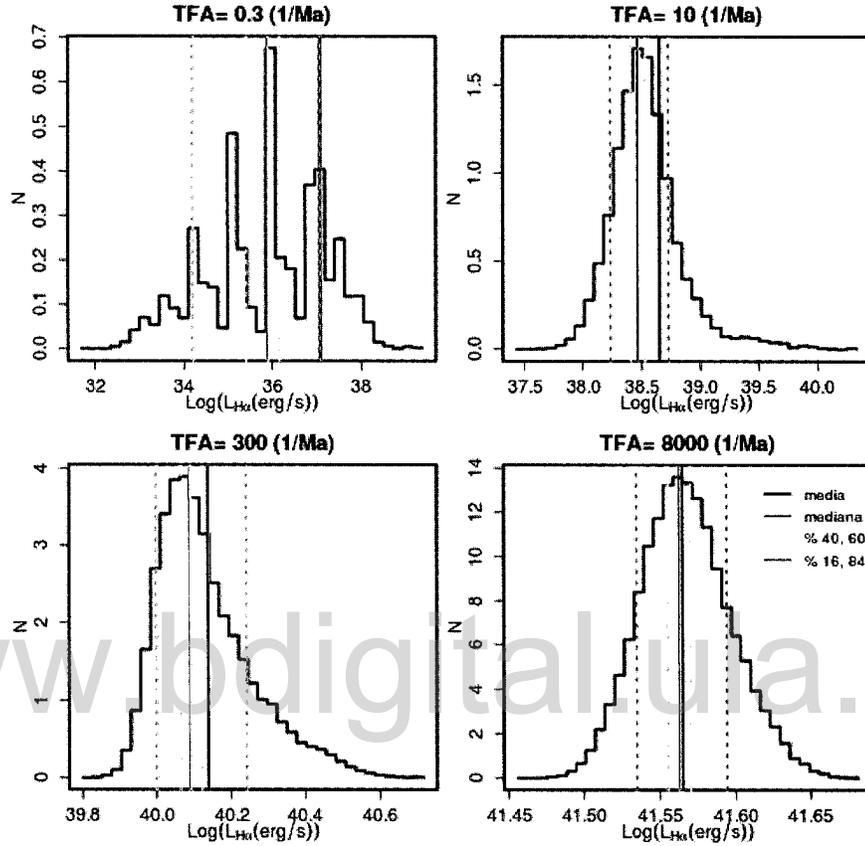
## Resultados y Análisis

En el capítulo anterior se realizó una descripción detallada del método propuesto en este trabajo para sintetizar las luminosidades  $L_{H\alpha}$ ,  $L_{FUV}$  y la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  de una galaxia que está formando estrellas. En este capítulo presentaremos los resultados obtenidos del modelo para diferentes valores de la TFA y se muestra además el efecto en los resultados de las variaciones de diferentes parámetros de entrada tales como  $N_u$ ,  $\beta$  y  $G$ . Estos resultados a la vez son comparados con un grupo de observaciones de 207 galaxias con formación estelar, tomadas de Lee *et al.* (2009) para  $L_{H\alpha}$  y Kennicutt *et al.* (2008) para  $L_{FUV}$ .

Para poder llevar a cabo el análisis estadístico de los resultados se compararon las distribuciones de frecuencia de la luminosidad  $L_{H\alpha}$  y la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  para cuatro TFA diferentes, iguales a 0,3, 10, 300 y 8000 (1/Ma), éstas se muestran en las figuras 5.1 y 5.2. En cada figura se indica la mediana (línea roja), media (línea azul) y los percentiles 16, 40, 60 y 84 representados con las líneas amarillas y magenta, respectivamente. Se puede ver que la distribución de frecuencia de la luminosidad  $L_{H\alpha}$  (figura 5.1) no es simétrica, la media se desplaza hacia la derecha de la distribución excepto para el caso de TFA igual a 8000 1/Ma (o mayores, no mostrados en la figura), por lo que consideramos que es mejor usar la mediana de la distribución ya que ésta no es afectada por los valores extremos.

En la distribución de frecuencia de la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  (figura 5.2) se puede observar el mismo comportamiento que para la luminosidad  $L_{H\alpha}$  para TFA  $< 10$  (1/Ma) mientras

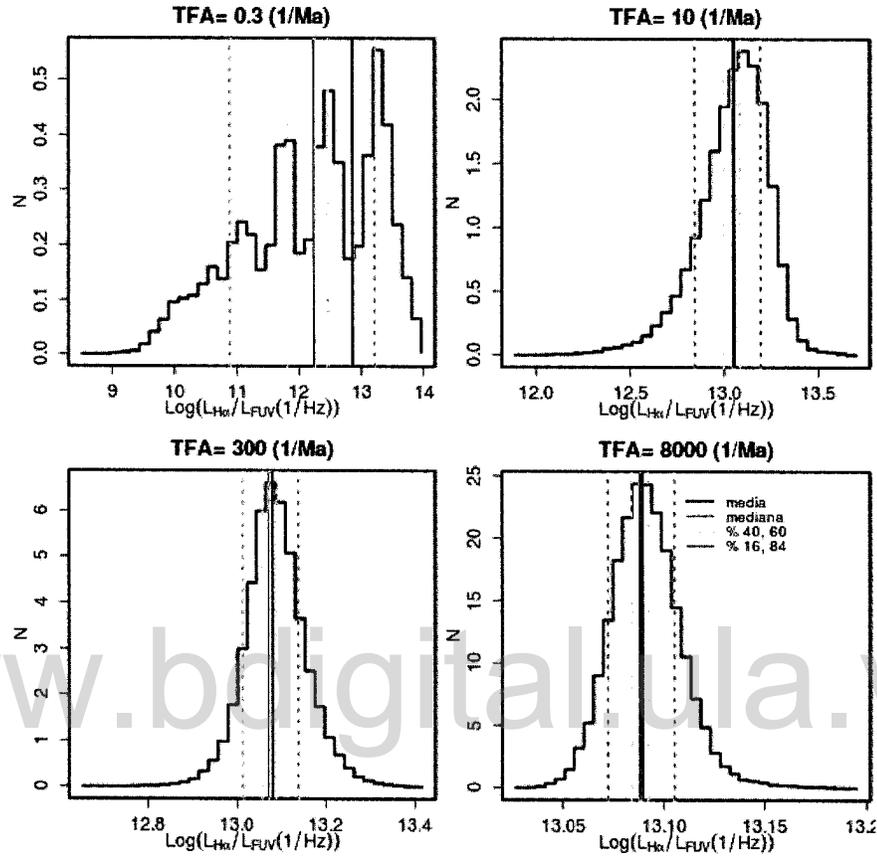
## CAPÍTULO. RESULTADOS Y ANÁLISIS



**Figura 5.1:** Distribución de frecuencia de la luminosidad  $L_{H\alpha}$  para diferentes TFA. En cada figura se indica el valor de la TFA, la media y la mediana, así como los percentiles 16(magenta), 40(amarillo), 60(amarillo) y 84(magenta) . Se observa que los percentiles 16 y 84 abarcan el mayor número de fluctuaciones. Los histogramas están normalizados de forma que el área bajo la curva es igual a 1

que a altas TsFA la mediana y la media son similares entre si y es indiferente el uso de cualquiera de los dos estimadores. Ya que en este trabajo se expondrán tanto los resultados para la luminosidad  $L_{H\alpha}$  como para la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  para todo el rango TFA usado, es necesario usar un estimador que sea adecuado para ambos y es por esto que usaremos la mediana de las distribuciones de las luminosidades  $L_{H\alpha}$ ,  $L_{FUV}$  y la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  para describir los resultados. Con el propósito garantizar que el cálculo de la dispersión contenga el mayor número de fluctuaciones consecuencia del muestreo estocástico de la FMI y de la DAEM, ésta se calculará usando los percentiles 16 % y 84 %, esto es, el 34 % por debajo y

## 5.1 Muestra observacional



**Figura 5.2:** Distribución de frecuencia de la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  para diferentes TFA. Referencia iguales a la figura 5.1

por encima de la mediana de la distribución.

### 5.1 Muestra observacional

Inicialmente se cuenta con los flujos integrados  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$ , corregidos por la extinción debida a la Vía Láctea, de 390 galaxias publicados por Kennicutt *et al.* (2008) y Lee *et al.* (2009), respectivamente. Las imágenes en el ultravioleta lejano (FUV) fueron tomadas con el satélite Galaxy Evolution Explorer (GALEX) que utiliza un telescopio de 50 cm de apertura. Las observaciones para FUV se hicieron con un filtro centrado en 1528 Å con ancho de banda de 442 Å. Los datos observacionales para  $L_{H\alpha}$  fueron tomadas en el observatorio de Steward Bok con el telescopio Bok de 2,3 m de apertura, con el telescopio Vatican Advanced

## CAPÍTULO. RESULTADOS Y ANÁLISIS

Technology y el telescopio de 0,9 m en el Observatorio Interamericano Cerro Tololo. Para los dos primeros instrumentos el filtro se centró en 6585 Å con un ancho de banda de 66 Å, y para el último, el filtro estaba centrado en 6563 Å con un ancho de banda de 75 Å. Esta muestra cuenta con dos grupos de galaxias, las primeras son galaxias cercanas (Distancia  $\leq 11$  Mpc) que presentan formación estelar, ubicadas sobre el plano Galáctico ( $|b| > 20^\circ$ ), más brillantes que  $B = 15$ mag y un segundo grupo que se encuentra también dentro de los 11 Mpc pero no necesariamente cumple con los límites de brillo en B o latitud Galáctica pero presentan emisión en  $L_{H\alpha}$ . Detalles de la selección de la muestra, observaciones, fotometría y propiedades generales están dados en Kennicutt *et al.* (2008) y Lee *et al.* (2011a).

Las correcciones por polvo interno de cada galaxia para las luminosidades  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$ , se realizaron de forma similar que Lee *et al.* (2009). Para este trabajo se escogieron aquellos objetos de la muestra inicial, que tienen observaciones en el infrarojo (IR) y en la magnitud absoluta  $M_B$ , que permitan hacer estas correcciones por la extinción causada por el polvo interno de cada galaxia. Esto redujo la muestra inicial a 207 galaxias.

Para el cálculo de la extinción  $A_{H\alpha}$ , Lee *et al.* (2009) dividen la muestra observacional en dos grupos. El primero, contiene el 20 % de la muestra observacional debido a que solo este porcentaje tiene medidas espectroscópicas de  $H\alpha/H\beta$  disponibles en la literatura, necesarias para las correcciones usando el decremento de Balmer <sup>1</sup> y la ley de extinción de Cardelli *et al.* (1989) con lo cual

$$A_{H\alpha} = 5,91 \log \left( \frac{f_{H\alpha}}{f_{\beta}} - 2,70 \right), \quad (5.1)$$

Para aquellos datos observacionales sin medidas espectroscópicas, Lee *et al.* (2009) encuentran, usando la espectroscopía integrada de Moustakas and Kennicutt (2006), una relación empírica entre  $A_{H\alpha}$  y la magnitud absoluta  $M_B$ , dada por:

$$A_{H\alpha} = \begin{cases} 0,1 & \text{si } M_B > -14,5, \\ 1,971 + 0,323M_B + 0,0134M_B^2 & \text{si } M_B \leq -14,5. \end{cases} \quad (5.2)$$

La extinción  $A_{FUV}$  fue calculada usando la razón entre la Luminosidad Total Infraroja ( $L_{TIR}$ ) y  $L_{FUV}$  ( $\frac{L_{TIR}}{L_{FUV}}$ ) ya que ésta es un indicador de atenuación de la luz ultravioleta (UV) en una galaxia. La luz UV que se ha perdido por la absorción del polvo es reemitida

<sup>1</sup>Ellos asumen el caso de recombinación B, para una razón intrínseca  $H\alpha/H\beta = 2,86$ .

## 5.1 Muestra observacional

en el infrarrojo lejano por el polvo (Buat *et al.*, 2005). Usando modelos de poblaciones estelares, diferentes geometrías para el polvo y curvas de extinción se ha encontrado que para sistemas con formación estelar existe una relación entre el  $A_{FUV}$  y  $\frac{L_{TIR}}{L_{FUV}}$ . Lee *et al.* (2009) determinaron la extinción en  $A_{FUV}$  usando la relación propuesta por Buat *et al.* (2005):

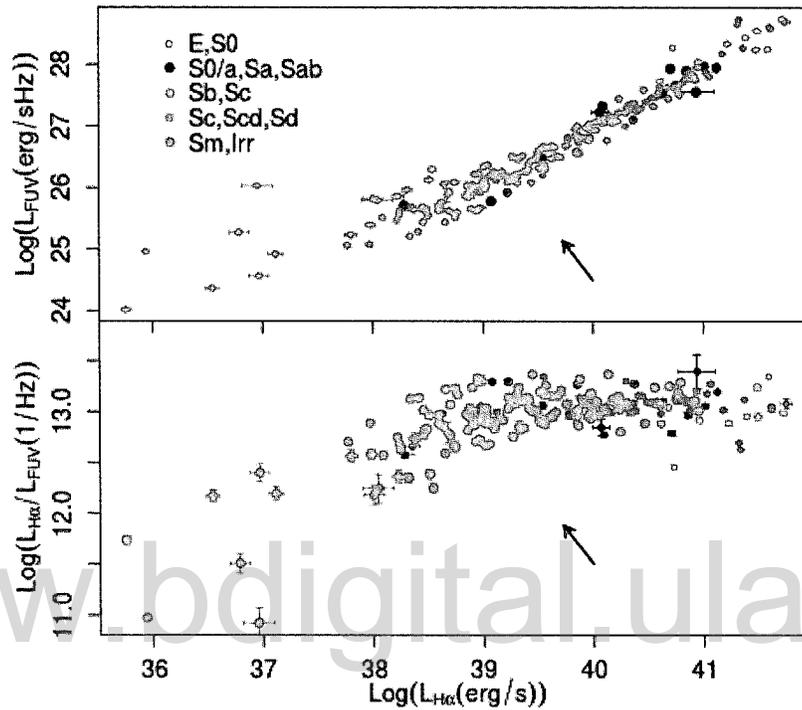
$$A_{FUV} = -0,0333y^3 + 0,3522y^2 + 1,1960y + 0,4967 \quad (5.3)$$

donde  $y = \log\left(\frac{L_{TIR}}{L_{FUV}}\right)$ . Para el cálculo de  $L_{TIR}$  se usaron los flujos integrados en el infrarrojo en las bandas 24, 70 y 160  $\mu m$  del programa del Spitzer LVL Dale *et al.* (2009) y la calibración de Dale and Helou (2002) para  $L_{TIR}$ :

$$L_{TIR} = 1,559\nu f_{\nu}(24) + 0,7686\nu f_{\nu}(70) + 1,347\nu f_{\nu}(160) \quad (5.4)$$

La  $L_{FUV}$  es calculada como  $\nu f_{\nu}$  para 1520 Å.

En la figura 5.3 se muestra  $L_{FUV}$  vs  $L_{H\alpha}$  y  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  vs  $L_{H\alpha}$ . La línea roja es el vector de enrojecimiento por el polvo interno en las galaxias correspondiente a una extinción de  $A_{H\alpha} = 0,27$  y  $A_{FUV} = 0,64$ . Se puede observar un cambio en la pendiente de los datos observacionales como función de la luminosidad  $L_{H\alpha}$  (panel superior) y es evidente un decremento sistemático en la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  cuando  $L_{H\alpha}$  disminuye (panel inferior). Para altas luminosidades ( $L_{H\alpha} > 10^{40}$  erg/s), la razón es constante con un valor de  $1 \times 10^{13,02}$  (1/Hz) con una baja dispersión  $+0,17$  y  $-0,15$  por encima y por debajo de la mediana. A medida que la luminosidad  $L_{H\alpha}$  decrece, entre  $1 \times 10^{40}$  (erg/s) y  $1 \times 10^{38}$  (erg/s), la mediana de la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  disminuye por un factor de 1,1 y la dispersión aumenta en un factor de 2. Para las galaxias menos luminosas que  $1 \times 10^{38}$  (erg/s), la razón decae hasta en un factor de 2 y la dispersión aumenta en promedio en un factor de 5. En el plano  $L_{FUV}$  vs  $L_{H\alpha}$  (panel superior) se puede ver un comportamiento similar en las observaciones, para valores de  $L_{H\alpha} > 1 \times 10^{40}$  erg/s la dispersión es en promedio de  $+0,12$  y  $-0,31$ . Esta dispersión aumenta en un factor de 1,5 para luminosidades  $L_{H\alpha}$  entre  $1 \times 10^{38}$  (erg/s) y  $1 \times 10^{40}$  (erg/s). Este aumento en la dispersión alcanza un factor de 3 para  $1 \times 10^{38}$  (erg/s) respecto a altos valores de  $L_{H\alpha}$ , además hay un cambio en la pendiente de la distribución. Es evidente un cambio en el comportamiento de las galaxias observadas con luminosidades  $L_{H\alpha}$  menores a  $1 \times 10^{38}$  erg/s y también es evidente un aumento en la dispersión tanto en la razón como en  $L_{FUV}$  en función de  $L_{H\alpha}$ . Meurer *et al.* (2009) y Fumagalli *et al.* (2011) para muestras observacionales diferentes a la usada en este trabajo reportan un comportamiento similar al



**Figura 5.3:**  $L_{FUV}$  vs  $L_{H\alpha}$  (panel superior) y  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  vs  $L_{H\alpha}$  (panel inferior) para la muestra de 207 galaxias utilizadas en este trabajo. La fecha roja indica el enrojecimiento debido a la absorción por el polvo interno de la galaxia y su longitud en el  $\log(L_{H\alpha}/L_{FUV})$  corresponde al cuartil 90 % de las correcciones hechas en este trabajo ( $L_{H\alpha}/L_{FUV} = 0,46(1/Hz)$ ).

descrito anteriormente, a pesar de las diferencias en el tratamiento del polvo interno en cada galaxia.

Adicionalmente, en la figura 5.3 se muestra la clasificación morfológica de la muestra observacional usada en este trabajo tomada de Lee *et al.* (2009) (representada con diferentes colores en la figura las etiquetas indican el tipo morfológico), se observa que a bajas  $L_{H\alpha}$ , esto es,  $L_{H\alpha} < 1 \times 10^{38}$  (erg/s) solo se observan galaxias irregulares (Irr), para  $L_{H\alpha}$  entre  $1 \times 10^{38}$  (erg/s) y  $1 \times 10^{40}$  (erg/s) se observan galaxias irregulares luminosas, lenticulares (S0) y espirales tanto tempranas como tardías (Sc y Sd) y para  $1 \times 10^{40}$  (erg/s), la muestra está dominada por galaxias espirales tardías de gran diseño. Resultados similares fueron

encontrados por Meurer *et al.* (2009).

### 5.2 Resultados del Modelo Estocástico

En la figura 5.4 se muestra la evolución sintética de las luminosidades  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  totales para la SR para dos TFA de 0,3 y 8000 (1/Ma). Se realizó una medida de las luminosidades cada 0,5 Ma y estas se siguieron por un TS de 40000 Ma. Se puede ver que para bajas TFA las fluctuaciones en la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  son mayores que a altas TsFA. Los efectos del muestreo estocástico son significativos en simulaciones con bajas TFA. Estas fluctuaciones en las luminosidades son resultado de muestrear la FMI y la DAEM de forma estocástica.

Para bajas TsFA, esto es,  $TFA < 1(1/Ma)$  no hay formación casi simultánea de asociaciones. Se pueden observar asociaciones con un bajo  $N$ , recordando del capítulo 4 en el caso de  $N$  bajo, el efecto del muestreo estocástico en la FMI es mayor y esto puede generar un déficit significativo de las estrellas de más alta masa ( $m > 20M_{\odot}$ ) que ocasiona la disminución en la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  respecto al valor del MC. De igual modo, se pueden observar asociaciones con solo 5 estrellas de alta masa, esto ocasiona que cada generación estelar tenga una estrella de alta masa y como resultado del muestreo estocástico de la FMI se pueden formar estrellas en todo el rango de masas usado en este trabajo (3.5 a  $100 M_{\odot}$ ) y obtener valores de la luminosidad  $L_{H\alpha}$ ,  $L_{FUV}$  y de la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  correspondientes a valores de estrellas individuales (ver tablas 4.1 y 4.2). También se puede observar asociaciones con un número mayor de estrellas de alta masa, en donde los efectos del muestreo estocástico se ven reducidos<sup>1</sup> y las fluctuaciones en las luminosidades  $L_{H\alpha}$ ,  $L_{FUV}$  y en la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  disminuyen. Por lo tanto, para TFA bajas los resultados del modelo son la suma de los tres comportamientos descritos anteriormente, generando que estas bajas TsFA presenten una mayor dispersión y logren alcanzar valores de la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  por encima y por debajo del MC. Esto se puede observar en la figura 5.5, que es una ampliación de la figura 5.4, en donde la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  toma valores desde 9,1(1/Hz) hasta 13,6(1/Hz) para una TFA=0,3(1/Ma).

Para TFA alta ( $TFA > 1(1/Ma)$ ) se forma al menos 1 asociación por millón de años, lo

<sup>1</sup>Como se mencionó en el capítulo anterior, los efectos del muestreo estocástico de la FMI dependen del  $N$ , así una asociación con un número alto de estrellas de alta masa tendrá menos fluctuaciones que con un bajo  $N$  (Ver figura 3.4).

## CAPÍTULO. RESULTADOS Y ANÁLISIS

---

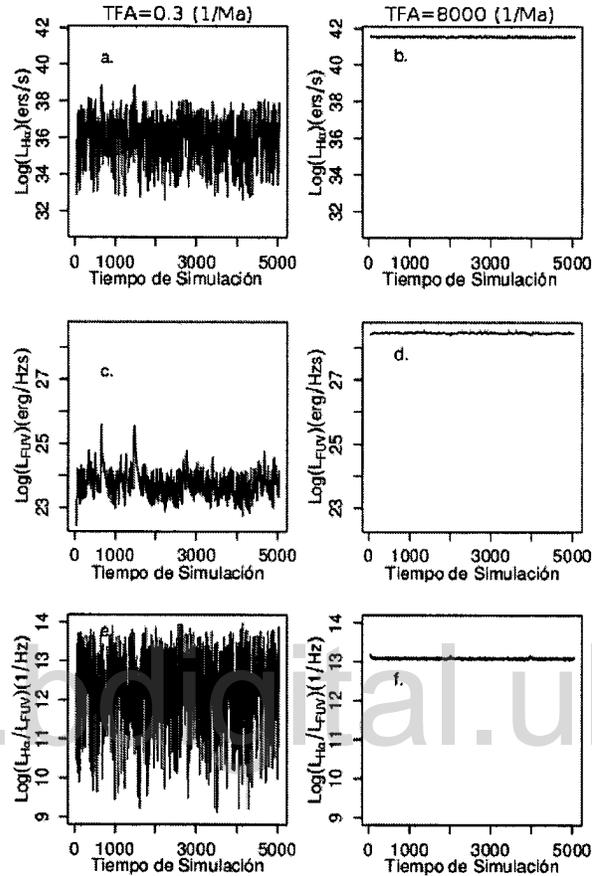
cual garantiza que estrellas de alta masa de muchas asociaciones estelares vivan simultáneamente. Por lo tanto los efectos de poblar estocásticamente tanto la FMI como la DAEM en las luminosidades  $L_{H\alpha}$ ,  $L_{FUV}$  y el la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  son prácticamente imperceptibles. A estas TFA hay formación casi simultánea de asociaciones, lo cual se traduce en que el comportamiento de la FMI y de la DAEM muestreadas estocásticamente es análogo al descrito por sus respectivas funciones analíticas (ver figuras 3.2, 3.4) y la masa de la estrella más masiva observada en la galaxia es cercano al límite superior de la FMI ( $m_u$ ). Consecuencia de esta formación casi simultánea de asociaciones, las estrellas que salen de la SP y dejan de contribuir a las luminosidades  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  son reemplazadas casi al mismo tiempo de su salida, generando un equilibrio entre en nacimiento y salida de la SP de las estrellas, lo que hace menos posible observar un déficit de estrellas de alta masa, reduciendo las fluctuaciones en las luminosidades  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  como se muestra en las figuras 5.4 y 5.5.

En la figura 5.5 se pueden apreciar diferencias en el comportamiento de  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$ , en donde la segunda fluctua más suavemente que  $L_{H\alpha}$ . Se observa que la luminosidad  $L_{H\alpha}$  presenta picos en su comportamiento mientras  $L_{FUV}$  cambia lentamente, esto se debe a que las estrellas que tienen mayor contribución a  $L_{FUV}$  viven por un mayor tiempo que las que contribuyen a  $L_{H\alpha}$ . Esto se puede ver en la figura 4.1, en donde se observa que  $L_{H\alpha}$  cae en un 90 % cuando salen de la SP las estrellas de más de  $20 M_{\odot}$ , mientras  $L_{FUV}$  se mantiene por un mayor tiempo, lo que ocasiona que las variaciones en  $L_{FUV}$  sean menores. Son precisamente estas diferencia entre el comportamiento de  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$ , las que generan que al calcular la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  de estas dos cantidades se observen fluctuaciones y además que esta sea una cantidad útil para estimar la proporción entre estos dos grupos de estrellas.

En la tabla 5.1 se muestran los resultados del modelo para todo el conjunto de TFA usadas en este trabajo para la SR; se indica la mediana de  $L_{H\alpha}$ ,  $L_{FUV}$  y la razón entre ellas para cada TFA, su respectiva dispersión medida con los percentiles 16 y 84 y la TFE <sup>1</sup>. Estos resultados también se muestran en la figura 5.6, en el panel superior se muestra el comportamiento de  $L_{H\alpha}$ . Para TFA menores a 2 (1/Ma) se observa un aumento en la dispersión en un factor de 10 así como un cambio en la pendiente de la distribución respecto a lo observado para TFA > 2(1/Ma). A bajas TFA los efectos del muestreo estocástico de la FMI y de la DAEM son mayores, esto puede generar un déficit de estrellas de alta masa lo que ocasiona que las fluctuaciones observadas aumenten. A altas TsFA se forma un alto número asociaciones

<sup>1</sup>En la sección 5.4 se explicará la relación entre TFA-TFE

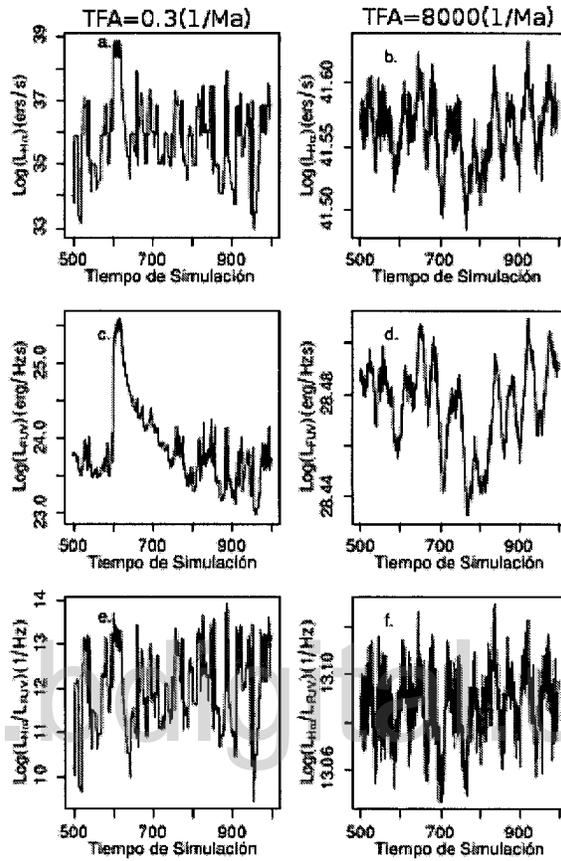
## 5.2 Resultados del Modelo Estocástico



**Figura 5.4:** Efecto del muestreo estocástico de la FMI y de DAEM en la luminosidad  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$ . Panel izquierdo muestra los resultados del muestrear estocásticamente la FMI y la DAEM en la luminosidad  $L_{H\alpha}$ ,  $L_{FUV}$  y la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  para una  $TFA = 0,3(1/Ma)$ . En el panel derecho muestra lo mismo pero para  $TFA = 8000(1/Ma)$ .

y estrellas, lo que disminuye las fluctuaciones en la FMI y DAEM (ver figuras 3.2 y 3.4) generando que las fluctuaciones en la luminosidad también disminuyan. Para  $L_{FUV}$  ocurre algo similar pero su comportamiento es más suave y el aumento en la dispersión es menor, como ya hemos mencionado anteriormente, esto se debe a que el aporte a esta luminosidad no solo se debe a las estrellas de alta masa sino a las estrellas de masa intermedia y estas contribuyen por un mayor tiempo a  $L_{FUV}$ , reduciendo las fluctuaciones observadas. El panel inferior muestra los cambios que sufre la razón entre  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  en función de la TFA. El comportamiento de  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  es la suma de las contribuciones individuales de  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$ . Para TFA mayores a 2 (1/Ma) en donde  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  tienen una relación lineal respecto a

## CAPÍTULO. RESULTADOS Y ANÁLISIS



**Figura 5.5:** Ampliación de la figura 5.4. En esta se pueden observar fácilmente las fluctuaciones que sufren  $L_{H\alpha}$ ,  $L_{FUV}$  y  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$ .

la TFA, la razón es constante con una mediana de  $13,08(1/Hz)$  cercana al valor del MC y una dispersión de  $+0,06$  y  $-0,05$ . Para TFA menores a  $2 (1/Ma)$ , debido a las diferencias entre  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$ , la razón toma valores por encima y por debajo al valor para altas TFA y su dispersión aumenta.

**Tabla 5.1:** Luminosidad  $H\alpha$  y FUV para las diferentes TsFA usadas en la SR

TFA	TFE	$L_{H\alpha}$	$L_{FUV}$	$L_{H\alpha}/L_{FUV}$
1/Ma	$M_{\odot}/a$	erg/s	ergs/sHz	1/Hz
0,09	$-5,05_{0,44}^{-0,24}$	$34,046_{1,85}^{-1,66}$	$22,887_{-0,45}^{0,62}$	$10,894_{1,8}^{-1,15}$

Sigue en la página siguiente.

## 5.2 Resultados del Modelo Estocástico

TFA	TFE	$L_{H\alpha}$	$L_{FUV}$	$L_{H\alpha}/L_{FUV}$
1/Ma	$M_{\odot}/a$	erg/s	ergs/sHz	1/Hz
0,1	$-4,992_{0,46}^{-0,3}$	$34,069_{1,86}^{-1,61}$	$22,968_{-0,45}^{0,6}$	$11,157_{1,58}^{-1,34}$
0,2	$-4,594_{0,39}^{-0,26}$	$35,215_{1,68}^{-1,77}$	$23,404_{-0,39}^{0,5}$	$11,811_{1,36}^{-1,46}$
0,3	$-4,396_{0,37}^{-0,23}$	$35,899_{1,15}^{-1,67}$	$23,632_{-0,36}^{0,45}$	$12,266_{0,95}^{-1,35}$
0,4	$-4,246_{0,37}^{-0,22}$	$36,182_{1,11}^{-1,25}$	$23,799_{-0,34}^{0,41}$	$12,379_{0,85}^{-1,14}$
0,5	$-4,124_{0,37}^{-0,21}$	$36,494_{0,96}^{-1,27}$	$23,922_{-0,3}^{0,39}$	$12,466_{0,75}^{-0,97}$
0,6	$-4,023_{0,37}^{-0,2}$	$36,836_{0,66}^{-1,32}$	$24,028_{-0,29}^{0,36}$	$12,698_{0,54}^{-1,06}$
0,7	$-3,963_{0,34}^{-0,18}$	$36,883_{0,68}^{-0,97}$	$24,097_{-0,28}^{0,34}$	$12,776_{0,48}^{-0,94}$
0,8	$-3,89_{0,31}^{-0,19}$	$36,982_{0,63}^{-1}$	$24,16_{-0,27}^{0,31}$	$12,835_{0,43}^{-0,81}$
0,9	$-3,825_{0,3}^{-0,19}$	$37,029_{0,63}^{-0,95}$	$24,22_{-0,25}^{0,3}$	$12,845_{0,41}^{-0,78}$
1	$-3,758_{0,29}^{-0,19}$	$37,12_{0,64}^{-0,88}$	$24,292_{-0,25}^{0,3}$	$12,857_{0,41}^{-0,75}$
2	$-3,394_{0,27}^{-0,18}$	$37,598_{0,47}^{-0,51}$	$24,643_{-0,2}^{0,27}$	$12,949_{0,31}^{-0,41}$
3	$-3,204_{0,24}^{-0,17}$	$37,831_{0,38}^{-0,42}$	$24,834_{-0,18}^{0,24}$	$12,993_{0,26}^{-0,34}$
4	$-3,068_{0,27}^{-0,15}$	$38,003_{0,34}^{-0,37}$	$24,981_{-0,16}^{0,26}$	$13,006_{0,23}^{-0,31}$
5	$-2,968_{0,23}^{-0,14}$	$38,106_{0,3}^{-0,34}$	$25,073_{-0,15}^{0,21}$	$13,024_{0,2}^{-0,27}$
9	$-2,649_{0,25}^{-0,14}$	$38,421_{0,28}^{-0,24}$	$25,385_{-0,13}^{0,23}$	$13,039_{0,16}^{-0,21}$
10	$-2,618_{0,23}^{-0,13}$	$38,465_{0,27}^{-0,24}$	$25,424_{-0,14}^{0,23}$	$13,045_{0,15}^{-0,2}$
15	$-2,414_{0,23}^{-0,12}$	$38,663_{0,25}^{-0,19}$	$25,623_{-0,12}^{0,21}$	$13,05_{0,13}^{-0,17}$
20	$-2,273_{0,22}^{-0,12}$	$38,803_{0,25}^{-0,17}$	$25,762_{-0,12}^{0,21}$	$13,052_{0,12}^{-0,15}$
30	$-2,076_{0,19}^{-0,11}$	$38,999_{0,23}^{-0,15}$	$25,952_{-0,11}^{0,18}$	$13,059_{0,11}^{-0,12}$
50	$-1,842_{0,18}^{-0,09}$	$39,243_{0,21}^{-0,13}$	$26,19_{-0,1}^{0,17}$	$13,063_{0,1}^{-0,11}$
60	$-1,735_{0,19}^{-0,11}$	$39,332_{0,23}^{-0,13}$	$26,284_{-0,09}^{0,17}$	$13,06_{0,1}^{-0,1}$
70	$-1,675_{0,18}^{-0,1}$	$39,399_{0,21}^{-0,12}$	$26,35_{-0,09}^{0,16}$	$13,063_{0,09}^{-0,1}$
100	$-1,501_{0,18}^{-0,1}$	$39,576_{0,21}^{-0,12}$	$26,526_{-0,09}^{0,16}$	$13,065_{0,09}^{-0,09}$
150	$-1,313_{0,12}^{-0,08}$	$39,767_{0,18}^{-0,11}$	$26,708_{-0,08}^{0,13}$	$13,07_{0,08}^{-0,08}$
300	$-0,999_{0,1}^{-0,07}$	$40,09_{0,15}^{-0,09}$	$27,023_{-0,07}^{0,11}$	$13,075_{0,07}^{-0,06}$

Sigue en la página siguiente.

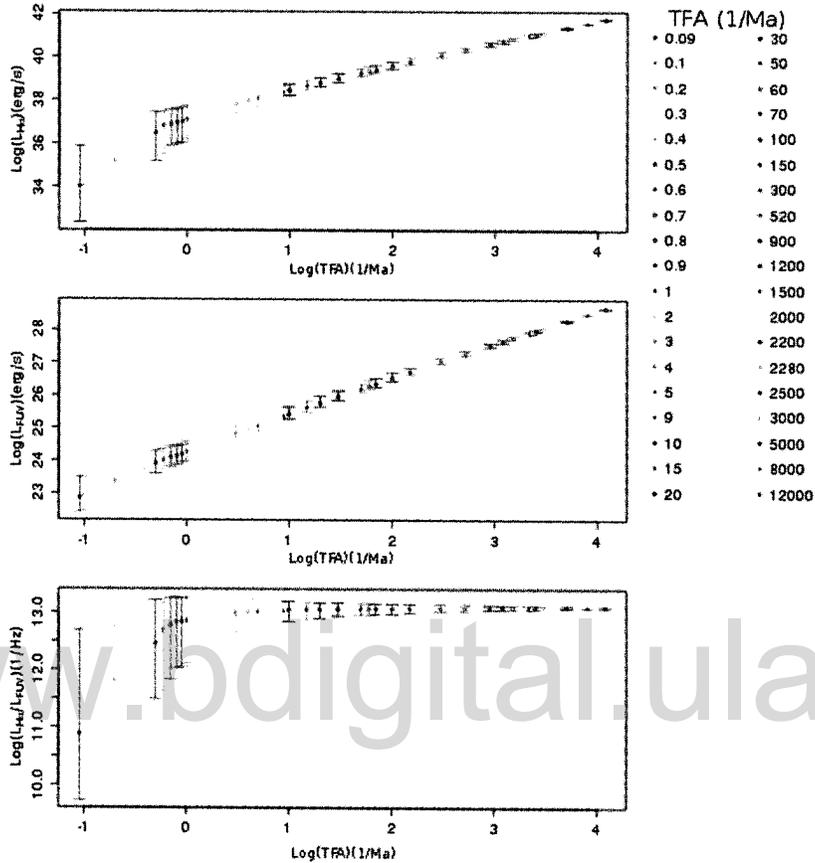
## CAPÍTULO. RESULTADOS Y ANÁLISIS

TFA	TFE	$L_{H\alpha}$	$L_{FUV}$	$L_{H\alpha}/L_{FUV}$
1/Ma	$M_{\odot}/a$	erg/s	ergs/sHz	1/Hz
520	$-0,754_{0,07}^{-0,06}$	$40,345_{0,12}^{-0,08}$	$27,271_{-0,06}^{0,08}$	$13,078_{0,06}^{-0,05}$
900	$-0,505_{0,06}^{-0,05}$	$40,601_{0,1}^{-0,07}$	$27,522_{-0,05}^{0,07}$	$13,081_{0,05}^{-0,04}$
1200	$-0,38_{0,05}^{-0,04}$	$40,727_{0,08}^{-0,06}$	$27,646_{-0,05}^{0,06}$	$13,083_{0,04}^{-0,04}$
1500	$-0,28_{0,04}^{-0,04}$	$40,829_{0,07}^{-0,06}$	$27,747_{-0,04}^{0,05}$	$13,083_{0,04}^{-0,03}$
2000	$-0,158_{0,04}^{-0,04}$	$40,954_{0,06}^{-0,05}$	$27,87_{-0,04}^{0,04}$	$13,085_{0,03}^{-0,03}$
2200	$-0,114_{0,04}^{-0,03}$	$41_{0,06}^{-0,05}$	$27,916_{-0,04}^{0,04}$	$13,085_{0,03}^{-0,03}$
2280	$-0,101_{0,04}^{-0,03}$	$41,014_{0,06}^{-0,05}$	$27,929_{-0,04}^{0,04}$	$13,085_{0,03}^{-0,03}$
2500	$-0,058_{0,03}^{-0,03}$	$41,055_{0,06}^{-0,05}$	$27,971_{-0,03}^{0,04}$	$13,085_{0,03}^{-0,03}$
3000	$0,022_{0,03}^{-0,03}$	$41,135_{0,05}^{-0,04}$	$28,051_{-0,03}^{0,04}$	$13,085_{0,03}^{-0,03}$
5000	$0,242_{0,03}^{-0,02}$	$41,359_{0,04}^{-0,04}$	$28,272_{-0,02}^{0,03}$	$13,087_{0,02}^{-0,02}$
8000	$0,446_{0,02}^{-0,02}$	$41,563_{0,03}^{-0,03}$	$28,474_{-0,02}^{0,02}$	$13,088_{0,02}^{-0,02}$
12000	$0,624_{0,02}^{-0,01}$	$41,741_{0,03}^{-0,02}$	$28,652_{-0,02}^{0,02}$	$13,09_{0,01}^{-0,01}$

### 5.3 Discusión

A continuación presentamos los resultados del ME para los diferentes parámetros que se muestran en la tabla 4.3 y que fueron descritos en el capítulo 4. Cada simulación es representada en una de las figuras 5.7 a 5.10 en las cuales se muestra el comportamiento de la  $L_{H\alpha}$  vs  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  calculadas para las TFA indicadas en el panel derecho de la figura 5.7 que van desde 0,09(1/Ma) a 12000(1/Ma) las cuales corresponden a las TFE de  $= 8,9 \times 10^{-6}$  ( $M_{\odot}/a$ ) a 4 ( $M_{\odot}/a$ ), que concuerdan con las TFE calculadas en el trabajo de Lee *et al.* (2009), que también se muestran en la figura como puntos negros y sus respectivos errores (barras verticales y horizontales). Con el propósito de comparar las diferentes simulaciones del ME, en la tabla 5.2 se muestran los resultados obtenidos de las diferentes simulaciones para alcanzar tres valores de luminosidad  $L_{H\alpha}$  distribuidos a lo largo del rango observado, iguales a  $1 \times 10^{37,5}$  erg/s,  $1 \times 10^{39}$  erg/s y  $1 \times 10^{41,6}$  erg/s. En las columnas 1 a la 4 se indica el nombre de la simulación y sus respectivos parámetros. Columna 5, 6 y 7 son la mediana

### 5.3 Discusión

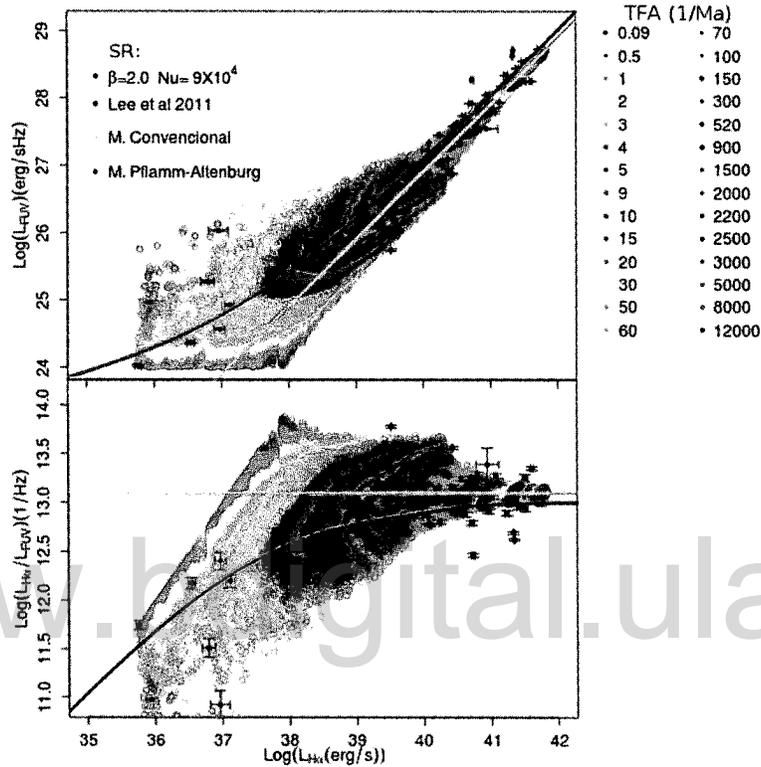


**Figura 5.6:** Luminosidad  $L_{H\alpha}$  vs TFA y  $L_{FUV}$  vs TFA. Cada color representa una TFA diferente. La dispersión observada en las luminosidades  $L_{H\alpha}$ ,  $L_{FUV}$  y en la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  es medida como los percentiles 16 y 84 % y mostrada en la figura con las barras de error.

de la TFA, la mediana del número de asociaciones que contribuyen simultáneamente a las luminosidades  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  y finalmente la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  con su respectiva dispersión calculadas para la luminosidad  $L_{H\alpha}$  de referencia de  $1 \times 10^{37,5}$  erg/s. Columna 8, 9 y 10 son la mediana de la TFA, la mediana del número de asociaciones que contribuyen simultáneamente a las luminosidades  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  y finalmente la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  con su respectiva dispersión calculadas para la luminosidad  $L_{H\alpha}$  de referencia de  $1 \times 10^{39}$  erg/s. Columna 11, 12 y 13 son la mediana de la TFA, la mediana del número de asociaciones que contribuyen simultáneamente a las luminosidades  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  y finalmente la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  con su respectiva dispersión calculadas para la luminosidad  $L_{H\alpha}$  de referencia de  $1 \times 10^{41,6}$  erg/s.

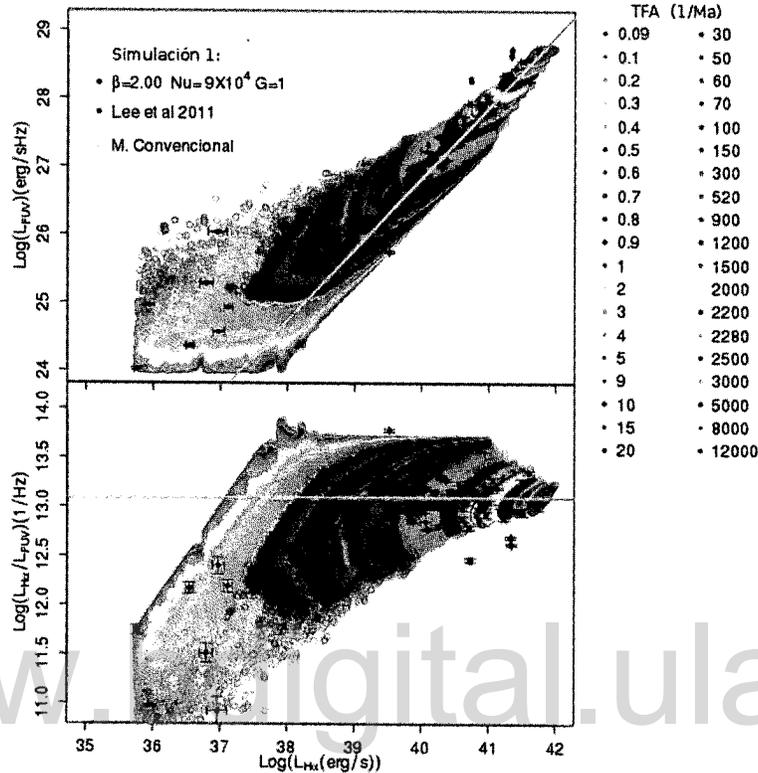
## CAPÍTULO. RESULTADOS Y ANÁLISIS

Podemos observar en la figura 5.7, que para  $L_{H\alpha} > 1 \times 10^{38}$  erg/s, la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  para



**Figura 5.7:** Resultado de modelo para la simulación de referencia. Los puntos negros son la muestra observacional usada en este trabajo con sus respectivas barras de error. Se muestran los resultados del ME para la SR y las diferentes TFA indicadas en el panel de la derecha, así como los resultados de MC y del modelo de Pflamm-Altenburg *et al.* (2007,2009).

las galaxias observadas se mantiene prácticamente constante, con una baja dispersión, muy cercano al valor correspondiente al MC. En este límite, la TFA es de al menos 200 (1/Ma) para todas las simulaciones y tal como se explicó en la sección anterior, las fluctuaciones debidas al muestreo estocástico de la FMI y de la DAEM se minimiza por la formación simultanea de múltiples asociaciones que aumentan el número total de estrellas. En este límite el ME tiende al MC. Pero para galaxias más debiles en  $L_{H\alpha}$  los datos sufren un cambio en la pendiente de la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  así como un aumento en su dispersión, con valores de la razón por encima y por debajo del MC. El ME logra solapar la muestra observada para todas las simulaciones (ver figuras 5.7, 5.8, 5.9 y 5.10). Como se mencionó en el capítulo 4, esto se debe a que a bajas TFA (o TFE) es posible observar en las asociaciones un déficit

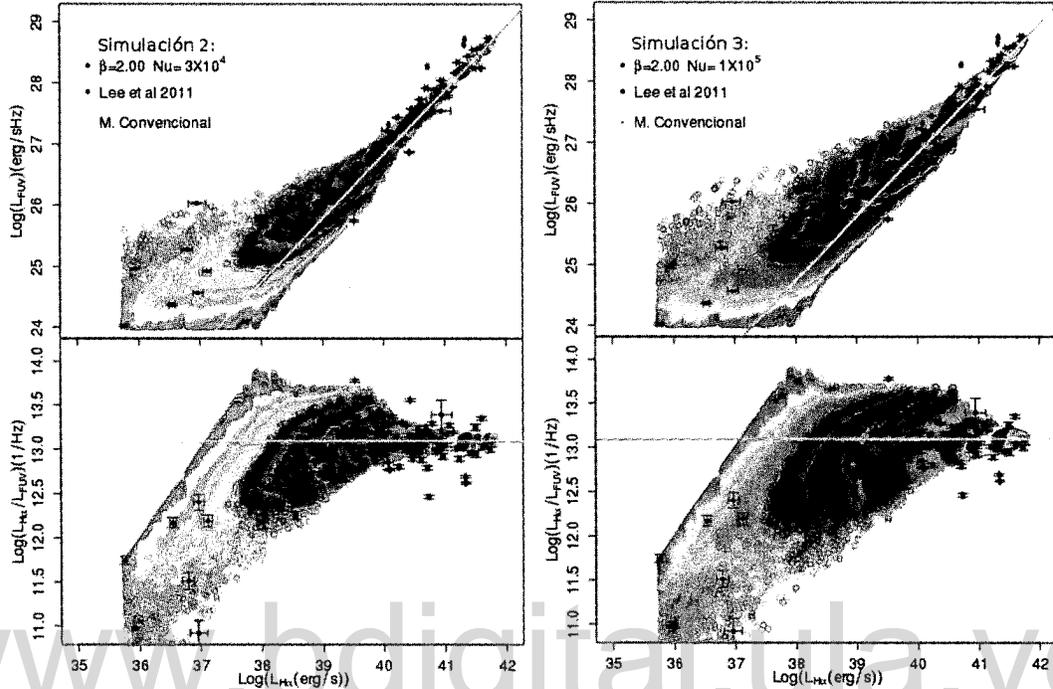


**Figura 5.8:** Resultados del Modelo para la simulación 1. En esta simulación las asociaciones forman estrellas en un sola generación estelar, se puede ver un aumento en las dispersión.

de estrellas de alta masa ocasionando un sesgo hacia valores bajos de la luminosidad  $L_{H\alpha}$  y la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$ . Al mismo tiempo, es posible observar asociaciones con estrellas de alta masa que generan valores de la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  cercanos o incluso superiores al MC (ver sección 5.2).

Para luminosidades  $L_{H\alpha}$  mayores a  $1 \times 10^{40,5}$  (erg/s), las galaxias observadas son en su mayoría galaxias irregulares o espirales tardías tipo (Sbc - Sc) (ver figura 5.3), para las cuales las luminosidades integradas  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  observadas son el resultado de la superposición de diferentes asociaciones que no necesariamente están en el mismo estado evolutivo, como es reportado en el trabajo de Sanchez y Alfaro (2008). Para las galaxias NGC 628 y NGC 3344, ellos encuentran que deben tener al menos 2027 y 669 asociaciones con una luminosidad  $L_{H\alpha}$  mayor a  $1 \times 10^{39}$  (erg/s) para tener la luminosidad integrada  $L_{H\alpha}$  observada de

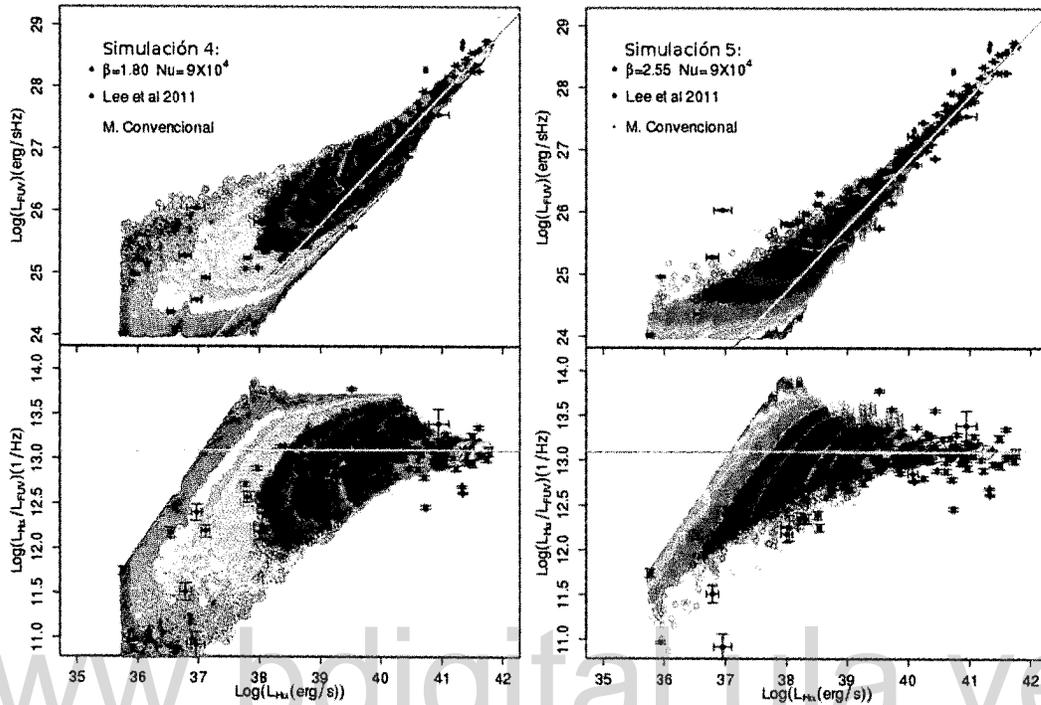
## CAPÍTULO. RESULTADOS Y ANÁLISIS



**Figura 5.9:** Resultados del Modelo para las simulaciones 2 y 3. El panel izquierdo muestra los resultados para la simulación 2 y el derecho para la simulación 3. Código de colores igual al de la figura 5.7

$1 \times 10^{41,17}$  erg/s y  $1 \times 10^{40,61}$  erg/s, respectivamente. Estas asociaciones solo representan una fracción del número total de asociaciones formadas. En este mismo rango de luminosidades, tanto  $L_{H\alpha}$  como  $L_{FUV}$  totales obtenidas con el ME en todas las simulaciones son resultado de la superposición de diferentes asociaciones en diferentes estados evolutivos (ver tabla 5.2), lo que concuerda con lo observado.

En la muestra observacional usada en este trabajo, para luminosidades menores a  $1 \times 10^{39}$  (erg/s) las galaxias son en su mayoría galaxias irregulares enanas. En el trabajo de Youngblood y Hunter (1999), reportan el número de asociaciones vivas para la galaxia DDO 154, que pertenece a la muestra observacional usada en este trabajo. Ellos indican que esta galaxia tiene al menos 25 asociaciones con una luminosidad mayor a  $1 \times 10^{37}$  erg/s, y éstas representan el 88 % del número total de asociaciones vivas que contribuyen a las luminosidades integradas  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  de la galaxia que son de  $1 \times 10^{38,65}$  (erg/s) y  $1 \times 10^{27,15}$  (ergs/sHz),



**Figura 5.10:** Resultados del Modelo para las simulaciones 4 y 5. El panel izquierdo muestra los resultados para la simulación 4 y el derecho para la simulación 5, se puede ver la dispersión disminuye fuertemente con el aumento de la pendiente de la DAEM. Código de colores igual al de la figura 5.7

respectivamente. En este mismo rango de luminosidades, el ME para todas sus simulaciones requiere TFA menores a 200 1/Ma y las luminosidades  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  totales obtenidas proviene la superposición de un menor número de asociaciones en diferentes estados evolutivos, respecto a  $TsFA > 200(1/Ma)$  (ver tabla 5.2) . Con lo que podemos decir que el ME logra reproducir rasgos observacionales típicos de galaxias con formación estelar de alta y baja luminosidad  $L_{H\alpha}$ .

En la figura 5.7, se muestra el ME para la SR y los resultados de las predicciones hechas por el modelo de Pflamm-Altenburg *et al.* (2007,2009). Para valores de  $L_{H\alpha} > 1 \times 10^{39}(\text{erg/s})$  los dos modelos tienen un comportamiento similar y el valor de la razón es cercano al modelo convencional. Cuando  $L_{H\alpha}$  decrece ambos modelos predicen una disminución en la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  que en buena medida concuerda con la mediana de la luminosidad  $L_{H\alpha}$  y la razón

## CAPÍTULO. RESULTADOS Y ANÁLISIS

$L_{H\alpha}/L_{FUV}$  de las observaciones, pero el modelo de Pflamm-Altenburg *et al.* (2007,2009) no tiene éxito al tratar de explicar la dispersión en la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$ . En particular, para galaxias con  $L_{H\alpha} < 10^{38,5}$ , las predicciones de este modelo no logran dar cuenta del significativo número de objetos que tienen un valor de  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  por encima y por debajo del modelo.

La dispersión de las luminosidades  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  en el ME aumenta cuando se restringe el

**Tabla 5.2:** Comparación entre las diferentes simulaciones

Sim.	$\beta$	$N_u$	G	$L_{H\alpha} = 1 \times 10^{37,5}(\text{erg/s})$			$L_{H\alpha} = 1 \times 10^{39}(\text{erg/s})$			$L_{H\alpha} = 1 \times 10^{41,6}(\text{erg/s})$		
				TFA	N. Aso	$\text{Log}(L_{H\alpha}/L_{FUV})$	TFA	N. Aso	$\text{Log}(L_{H\alpha}/L_{FUV})$	TFA	N. Aso	$\text{Log}(L_{H\alpha}/L_{FUV})$
SR	2	$9 \times 10^4$	5	2	451	$12,95^{+0,31}_{-0,41}$	30	6759	$13,06^{+0,11}_{-0,12}$	9000	$2,71 \times 10^6$	$13,09^{+0,01}_{-0,01}$
1	2	$9 \times 10^4$	1	2	191	$12,83^{+0,43}_{-0,47}$	30	5391	$12,99^{+0,18}_{-0,18}$	9000	$1,04 \times 10^6$	$13,08^{+0,04}_{-0,03}$
2	2	$3 \times 10^4$	5	1,8	452	$12,95^{+0,31}_{-0,41}$	31	6774	$13,06^{+0,11}_{-0,12}$	10000	$3,05 \times 10^6$	$13,09^{+0,01}_{-0,01}$
3	2	$1 \times 10^5$	5	2	390	$12,94^{+0,32}_{-0,41}$	30	6771	$13,06^{+0,11}_{-0,13}$	8000	$1,81 \times 10^6$	$13,09^{+0,02}_{-0,02}$
4	1,8	$9 \times 10^4$	5	1	282	$12,87^{+0,38}_{-0,66}$	15	4008	$13,02^{+0,17}_{-0,2}$	2800	$8,00 \times 10^5$	$13,09^{+0,02}_{-0,02}$
5	2,55	$9 \times 10^4$	5	4	600	$12,95^{+0,31}_{-0,35}$	100	14982	$13,08^{+0,06}_{-0,07}$	40000	$4,00 \times 10^6$	$13,09^{+0,01}_{-0,00}$

número de generaciones estelares en el que una asociación forma estrellas a  $G=1$  (ver figura 5.8), simulación 1, esta suposición aunque no describe el comportamiento real observado en las asociaciones<sup>1</sup> en donde la formación estelar ocurre en asociaciones que en promedio tienen más de una generación estelar, nos permite explorar los efectos que tiene sobre la luminosidades  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  este parámetro. En la tabla 5.2 se puede ver que el número de asociaciones que contribuyen simultáneamente para alcanzar las luminosidades  $L_{H\alpha}$  de referencia, con respecto a las SR, disminuye en un 43, 64 y 38 % respectivamente, esta misma tendencia se observa para todo el rango de TFA y tal como vimos en el capítulo 4 (figura 3.2) al disminuir el número de asociaciones las fluctuaciones en las DAEM aumentan. Esto se ve reflejado en un aumento en la dispersión de las luminosidades  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  para todas las TFA utilizadas en esta simulación. De esta simulación, es claro que una disminución en el número de G ocasiona un aumento en la dispersión observada en las luminosidades  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  respecto a la SR, como se puede ver de la tabla 5.2 en donde la dispersión medida para

<sup>1</sup>En la vecindad solar se observan asociaciones como Ori OB1, Escorpio-Centaurus(Scor OB2), Monoceros OB1 y Lacerta OB1 que tienen 4, al menos 2, 2 y 3 subgrupos estelares (Brown *et al.*, 1999)(Chen and Lee, 2008)

la  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  siempre es mayor en la simulación 1, consecuencia directa del aumento en la dispersión de  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$ . El modelo de Fumagalli *et al.* (2011), descrito en el capítulo 1 que considera que la formación estelar ocurre en asociaciones que solo tienen una generación, arroja resultados similares a los obtenidos por el ME en esta simulación.

Para el caso de la simulación 2 mostrada en la figura 5.9 (panel izquierdo), se usó un  $N_u = 3 \times 10^4$ . Como el número máximo de estrellas de alta masa que una asociación puede formar disminuye en un factor de 3 con respecto a la SR, una fracción de las asociaciones tendrá un menor N y como se describió en el capítulo 3 (figura 3.4), esto hace que las fluctuaciones en la FMI aumente respecto a la SR. Pero las asociaciones formadas son en promedio menos luminosas porque tienen un menor número de estrellas. Una consecuencia directa de esto es que es necesario que se forme un mayor número de asociaciones simultáneamente por intervalo de muestreo para alcanzar una luminosidad  $L_{H\alpha}$  cada vez mayor (ver tabla 5.2). Como se describió en el capítulo 4 (figura 3.2) esto disminuye las fluctuaciones en la DAEM, este comportamiento es observado para todo el rango de TsFA usado en esta simulación. Ya que la dispersión observada en las luminosidades  $L_{H\alpha}$ ,  $L_{FUV}$  y en su razón depende del comportamiento tanto de la FMI como de la DAEM, el posible aumento en la dispersión de las luminosidades debido al aumento de las fluctuaciones de la FMI es compensado por el decremento en la dispersión de las luminosidades ocasionado por la disminución de las fluctuaciones de la DAEM, haciendo que la dispersión final observada en la luminosidad  $L_{H\alpha}$ ,  $L_{FUV}$  y en la razón total entre ellas no sufra cambios significativos respecto a la SR.

Para el caso de la simulación 3 mostrada en la figura 5.9 (panel derecho), se usó un  $N_u = 1 \times 10^5$ . Como el número máximo de estrellas de alta masa que una asociación puede formar aumentó en un 5 % respecto a la SR, una fracción de las asociaciones tiene un mayor N y como se describió en el capítulo 3 (figura 3.4), esto hace que las fluctuaciones en la FMI disminuyan respecto a la SR. Pero las asociaciones formadas son en promedio más luminosas porque tienen un mayor número de estrellas. Por lo tanto se necesitará que se forme un menor número de asociaciones simultáneamente por intervalo de muestreo para alcanzar una luminosidad  $L_{H\alpha}$  cada vez mayor (ver tabla 5.2), lo que genera un aumento en las fluctuaciones de DAEM (ver capítulo 4 figura 3.2). Esta misma tendencia se observa en todo el rango de TsFA usado en esta simulación. Como la dispersión observada en las luminosidades  $L_{H\alpha}$ ,  $L_{FUV}$  y en su razón depende del comportamiento tanto de la FMI como de la DAEM, el decremento en la dispersión de las luminosidades debido a la disminución de las

## CAPÍTULO. RESULTADOS Y ANÁLISIS

fluctuaciones de la FMI es compensado por el aumento en la dispersión de la luminosidades ocasionado por el aumento en las fluctuaciones de la DAEM, haciendo que la dispersión en la luminosidad  $L_{H\alpha}$ ,  $L_{FUV}$  y en la razón entre ellas total no sufra cambios significativos respecto a la SR.

En la simulación 4 el exponente de la ley de potencias que describe la DAEM es de  $\beta = 1,8$ , menor al usado en la SR. El decremento de  $\beta$  ocasiona que se forme un mayor número de asociaciones con un alto número de estrellas de alta masa para todas las TFA, lo que genera una disminución en las fluctuaciones de la FMI, como se vio en el capítulo 3 (figura 3.5), pero las asociaciones formadas son en promedio más luminosas. Por lo tanto se requiere de TFA menores para describir todo el rango observado en  $L_{H\alpha}$  (ver figura 5.10 y tabla 5.2). Esta fuerte disminución en las TsFA usadas en esta simulación, que no se aprecia en las simulaciones 2 y 3, genera que el número de asociaciones que contribuyen simultáneamente a las luminosidades  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  decaiga considerablemente, como se puede ver en la tabla 5.2 en donde se indica el número de asociaciones formadas simultáneamente necesarias para alcanzar las luminosidades  $L_{H\alpha}$  de referencia que disminuyen en promedio en un 50 % respecto a la SR, lo que trae como consecuencia el aumento significativo en las fluctuaciones de la DAEM respecto a la SR. Ya que la dispersión observada en la luminosidad  $L_{H\alpha}$ ,  $L_{FUV}$  y en su razón depende del comportamiento tanto de la FMI como DAEM, el decremento en la dispersión de las luminosidades debido a la disminución de las fluctuaciones de la FMI es compensado y superado por el fuerte aumento en la dispersión de las luminosidades ocasionado por el aumento de las fluctuaciones de la DAEM, haciendo que la dispersión en la luminosidad  $L_{H\alpha}$ ,  $L_{FUV}$  y en la razón entre ellas sea mayor en esta simulación que en la SR.

La baja dispersión observada en la simulación 5 y que genera que esta simulación solape con un menor número de galaxias observadas (ver figura 5.10 panel derecho), es resultado del aumento de la pendiente en la DAEM a  $\beta = 2,55$ . Un  $\beta$  mayor favorece el aumento en las fluctuaciones de la FMI ya que más del 70 % de las asociaciones formadas tiene menos de 10 estrellas de alta masa por asociación, pero obliga a que la DAEM varíe en un menor rango de  $N$ . Como en promedio el número de asociaciones con un alto número de estrellas de alta masa es menor, las asociaciones son en promedio menos luminosas y por lo tanto para alcanzar luminosidades  $L_{H\alpha}$  mayores se necesitan TFA hasta tres veces mayores a las

### 5.3 Discusión

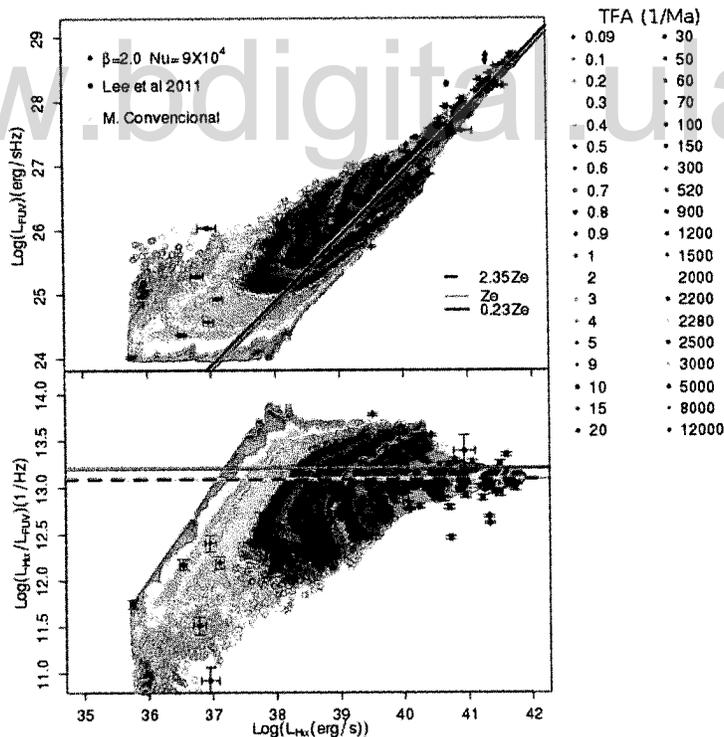
usadas por la SR<sup>1</sup>. Este aumento en la TFA genera un aumento en el número de asociaciones que contribuye simultáneamente a las luminosidades  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  para cada intervalo de muestreo. Este aumento respecto a la SR es del 50 % para las luminosidades  $L_{H\alpha}$  de referencia y como se discutió en el capítulo 4, un incremento en el número de asociaciones formadas disminuye las fluctuaciones en DAEM. Recordando que la dispersión observada en la luminosidad  $L_{H\alpha}$ ,  $L_{FUV}$  y en su razón se debe al comportamiento en conjunto de la FMI y la DAEM, el aumento en las fluctuaciones de la FMI es compensado y superado por la disminución en las fluctuaciones de la DAEM y esto se ve reflejado en un decremento en la dispersión observada en la luminosidad  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  total para todas las TsFA. De esta simulación queda claro que el muestreo estocástico de la FMI no es suficiente para explicar el comportamiento de la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  a bajas y altas luminosidades  $L_{H\alpha}$ , ya que es para esta simulación en donde este muestreo juega un papel importante en los resultados y es para esta simulación en donde se presenta el mayor desacuerdo entre las observaciones y el ME.

Es importante resaltar que ninguna variación en los parámetros de entrada  $\beta$ ,  $N_u$  y  $G$ , del ME genera fuertes cambios en el valor de la mediana de la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  para una luminosidad  $L_{H\alpha} > 1 \times 10^{38,5}$ , ésta se mantiene prácticamente constante con un valor cercano 13,05 1/Hz y una dispersión máxima de +0,04 y -0,034 que es obtenida por la simulación 1. Adicionalmente de las figuras 5.7 a 5.10, en el régimen de alta luminosidad ( $L_{H\alpha} > 1 \times 10^{40}$  erg/s), se puede ver un grupo de observaciones que se encuentran fuera de los límites del ME. Con el propósito de explicar estas observaciones, exploramos los efectos que tiene la metalicidad en el comportamiento de las luminosidades y la razón, para esto usamos los modelos de síntesis de poblaciones estelares de CB10 con una FMI de Salpeter entre 0,1 y 100 $M_{\odot}$  y las trayectorias evolutivas de Bertelli *et al.* (2008). Calculamos las luminosidades  $L_{H\alpha}$ ,  $L_{FUV}$  y en la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  para un rango de metalicidades similar al reportado por (Lee *et al.*, 2009) para la muestra observacional, entre  $Z_{\odot}/4$  a  $4Z_{\odot}$ , los resultados son mostrados en la figura 5.11, junto con la simulación de referencia y las observaciones. Se puede ver que las luminosidades  $L_{H\alpha}$ ,  $L_{FUV}$  no sufren cambios fuertes debido a las diferentes metalicidades y que la variación en la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  para baja y alta metalicidad respecto a solar es de 0,12 y 0,05, respectivamente. Para  $L_{H\alpha} > 1 \times 10^{40}$  erg/s, teniendo en cuenta la dispersión del ME y el aumento en la razón para bajas metalicidades, se logran explicar todas las galaxias

<sup>1</sup>Aun así esta simulación no logra describir todo el rango observacional. La mayor TFA utilizada para esta simulación es de 40000 1/Ma y debido al alto tiempo de cómputo empleado por esta TFA no se hicieron pruebas con valores mayores.

## CAPÍTULO. RESULTADOS Y ANÁLISIS

que están por encima de ME para las simulaciones 1, 2, 3 y SR. Ocurre algo similar para las observaciones que están por debajo del MC y fuera del ME, una metalicidad mayor ocasiona un decremento en el valor de la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$ , que unido a la dispersión propia del ME, logra explicar el comportamiento de estas observaciones. A pesar de las variaciones en la razón debido al cambio de metalicidades, el ME no logra explicar un pequeño grupo de galaxias que tienen una alta  $L_{H\alpha}$  y valores de la  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  por debajo de  $12,7(1/Hz)$ . Lee *et al.* (2009) mencionan que en su muestra observacional hay un grupo de galaxias para las cuales la luminosidad  $L_{H\alpha}$  ha sido subestimada, por lo que habría que establecer si alguno de estos 3 objetos pertenece a estas galaxias y se ven afectadas por este efecto. También se podría estudiar la influencia de otros parámetros observacionales como inclinación de la galaxia y el cálculo de la atenuación debido al polvo interno de la galaxia en las medidas de las luminosidades.



**Figura 5.11:** Modelo convencional para diferentes metalicidades - Resultados obtenidos por el ME para la simulación de referencia y el modelo convencional para diferentes metalicidades.

### 5.3.1 Comparación de ME y las observaciones

Con el propósito de realizar una comparación medible entre el ME y las observaciones, presentamos los resultados del análisis estadístico. Para esto se usó el teorema de Bayes y el de marginalización. Se cuantificó la probabilidad que las hipótesis planteadas en el ME sean verdaderas dado un conjunto de observaciones. Las diferentes hipótesis planteadas están relacionadas con los valores que pueden tomar el exponente de la DAEM ( $\beta$ ), el número máximo de estrellas de alta masa por asociación ( $N_u$ ), el número de generaciones en que una asociación forma estrellas ( $G$ ) y la fracción de fotones ionizantes ( $f_{H\alpha}$ ) en las diferentes simulaciones de ME. (Ver capítulo 4 tabla 4.3).

El teorema de Bayes para el modelo estocástico se puede escribir como:

$$P(\beta, N_u, G, f_{H\alpha}|\{obs\}, I) = \frac{P(\{obs\}|\beta, N_u, G, f_{H\alpha}, I)P(\beta, N_u, G, f_{H\alpha})}{P(obs)} \quad (5.5)$$

El término de la izquierda  $P(\beta, N_u, G, f_{H\alpha}|\{obs\}, I)$  es la distribución de probabilidad posterior, que cuantifica la probabilidad de que los valores de  $\beta$ ,  $N_u$ ,  $G$  y  $f_{H\alpha}$  usados en el ME sean verdaderos dado el conjunto de observaciones (Muestra observacional usada en este trabajo). Para este caso la probabilidad de las observaciones  $P(obs)$  es una constante y no la tendremos en cuenta en los cálculos. El primer término del lado derecho de la expresión es llamado verosimilitud y nos da la probabilidad de que ocurran las observaciones dados los parámetros de ME. El último término el prior, está relacionado con la información que se tiene de antemano del comportamiento de los parámetros  $\beta$ ,  $N_u$ ,  $G$  y  $f_{H\alpha}$ . Como cada uno de estos parámetros es independiente la expresión se puede escribir como:

$$P(\beta, N_u, G, f_{H\alpha}|\{obs\}, I) = P(obs|\beta, N_u, G, f_{H\alpha}, I)P(\beta)P(N_u)P(G)P(f_{H\alpha}) \quad (5.6)$$

La verosimilitud se definió como la probabilidad de que una observación esté dentro de los límites superior o inferior de las luminosidades  $L_{H\alpha}$ ,  $L_{FUV}$  y la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  reportadas por el ME para las diferentes simulaciones. Matemáticamente se puede escribir como:

$$P(obs|\beta, N_u, G, f_{H\alpha}, I) = \frac{N_{in}(\beta, N_u, G, f_{H\alpha})}{N_T} \quad (5.7)$$

Donde  $N_{in}$  es el número de observaciones que cae dentro de los límites de ME para las diferentes simulaciones y  $N_T$  es el número total de observaciones.

## CAPÍTULO. RESULTADOS Y ANÁLISIS

---

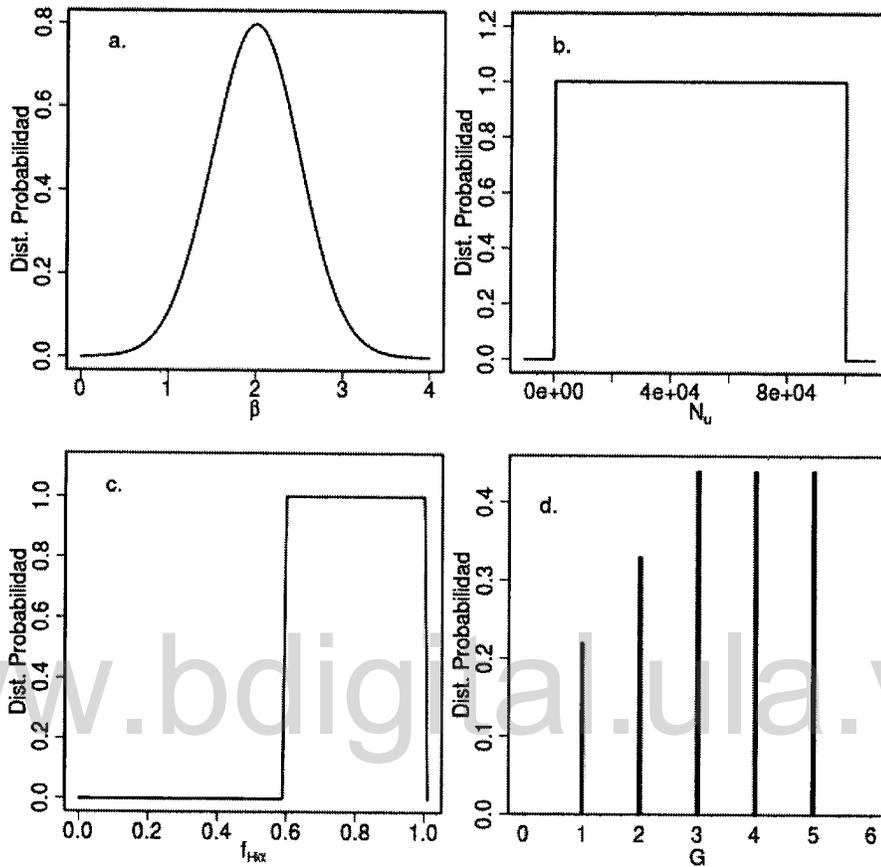
El prior para cada parámetro de ME se puede escribir en función de lo que se conoce de las observaciones o por algún conocimiento teórico. En el caso del exponente de la DAEM, tal como señalamos en el capítulo 3 se han reportado valores de  $\beta$  entre 1,8 y 2,55. En la literatura no se acepta ampliamente el carácter universal de la DAEM, por lo tanto hay la posibilidad de que ocurran valores menores o mayores de  $\beta$  con una baja probabilidad. Lo que nos llevó a representar el prior para  $\beta$  como una distribución de probabilidad Gaussiana con  $\mu = 2$  y  $\sigma = 0,5$  (ver figura 5.12 panel a).

La distribución de probabilidad para el número máximo de estrellas de alta masa  $N_u$ , se describió como una distribución de probabilidad uniforme, comprendida entre el mínimo número de estrellas de alta masa que una asociación puede formar  $N_l$  y el número de estrellas de alta masa que tiene una región HII super gigante reportada en la galaxia NGC 5430  $N_u = 1 \times 10^5$  (Brière *et al.*, 2012)(ver figura 5.12 panel b).

Aunque el valor exacto de  $f_{H\alpha}$  es incierto, trabajos realizados por Hirashita *et al.* (2003), Boselli *et al.* (2009) y Zurita *et al.* (2000) encuentran valores de 1 - 0,6, 1-0,9 y 1-0,5, respectivamente. La distribución a priori para  $f_{H\alpha}$  se describió como una distribución de probabilidad uniforme en el intervalo de 0,6 - 1 (ver figura 5.12 panel c).

Para la construcción de la distribución de probabilidad a priori para el número de generaciones estelares, se consideraron las asociaciones estelares de la vecindad solar más estudiadas como Taurus y  $\alpha$  Persei (Per OB3) en las que se observa solo una generación estelar (de Zeeuw *et al.*, 1999). Las asociaciones Ori OB1, Escorpio-Centaurus (Sco OB2), Monoceros OB1 y Lacerta OB1 tienen 4, al menos 2, 2 y 3 subgrupos estelares, respectivamente (Brown *et al.*, 1999; Chen and Lee, 2008). Así como la región de formación estelar ubicada en la constelación de Cepheus, en la que se observan tres asociaciones OB Cep OB2, Cep OB3 y Cep OB4 con diferentes subgrupos estelares (Kun *et al.*, 2008). De las nueve asociaciones anteriores solo dos forman sus estrellas en una sola generación estelar, tres en 2 generaciones estelares y las cuatro restantes en más de tres generaciones estelares. Usando esta información el prior usado para el número de generaciones se planteó como se muestra en la figura 5.12 panel d.

Para conocer la probabilidad de un parámetro de entrada del ME dado el conjunto de probabilidades posteriores para los diferentes parámetros del modelo, se suma el conjunto de



**Figura 5.12:** Distribución de probabilidad para los diferentes Prior - Distribuciones de probabilidad para los diferentes parámetros de entrada del ME, estos se construyeron en base a lo que se conoce de las observaciones.

probabilidades posteriores dado el parámetro de entrada del modelo (Teorema de la marginalización).

$$P(\beta|obs) = \sum_{N_u, G, f_{H\alpha}} Posterior(N_u, G, f_{H\alpha}, N_T) \quad (5.8)$$

Esta ecuación se usa de forma similar para los otros parámetros del modelo. En las tablas 5.3, 5.4, 5.5, y 5.6 se muestran las probabilidades marginalizadas obtenidas para los parámetros  $\beta$ ,  $N_u$ ,  $G$  y  $f_{H\alpha}$ .

La máxima probabilidad marginalizada para los parámetros de entrada del ME son 0,41,

## CAPÍTULO. RESULTADOS Y ANÁLISIS

---

**Tabla 5.3:** Distribución de Probabilidad Posterior para el parámetro  $\beta$

$\beta$	Probabilidad
1,8	0,39
2	0,41
2,55	0,19

**Tabla 5.4:** Distribución de Probabilidad Posterior para el parámetro  $N_u$

$N_u$	Probabilidad
$3 \times 10^4$	0,32
$9 \times 10^4$	0,34
$1 \times 10^5$	0,34

**Tabla 5.5:** Distribución de Probabilidad Posterior para el parámetro  $G$

$G$	Probabilidad
1	0,34
5	0,66

**Tabla 5.6:** Distribución de Probabilidad Posterior para el parámetro  $f_{H\alpha}$

$f_{H\alpha}$	Probabilidad
0,7	0,34
0,9	0,33
1	0,32

0,34, 0,59 y 0,34 para  $\beta = 2$ ,  $N_u = 9 \times 10^4$  a  $1 \times 10^5$ ,  $G = 5$  y  $f_{H\alpha} = 0,7$ , estos parámetros corresponden a la SR y simulación 3 (ver tabla 4.3), y es para estos parámetros de entrada que se observa el mejor ajuste entre el modelo y las observaciones. El peor ajuste entre las obser-

#### 5.4 Modelo estocástico y Calibraciones $L_{H\alpha}$ – TFE y $L_{FUV}$ – TFE

vaciones y el ME se obtiene cuando  $\beta$  es igual a 2,55, con una probabilidad marginalizada de 0,19. Para todas las posibles combinaciones de  $\beta = 2,55$  con los diferentes parámetros del ME siempre se deja fuera del area del ME entre 1 - 37 % de las observaciones. Como se describió anteriormente un aumento en  $\beta$  genera un aumento en las fluctuaciones de la FMI pero las fluctuaciones de DAEM disminuyen, como se observa en la figura 5.10.

De la distribución de probabilidad marginalizada del número de estrellas de alta masa  $N_u$  (ver tabla 5.4), se puede ver que no hay diferencia significativa entre las probabilidades de  $N_u$ : el ajuste entre el ME y las observaciones no cambia significativamente al cambiar el número máximo de estrellas de alta masa que se pueden formar en una asociación. En un trabajo futuro se espera explorar los efectos que tiene en el ME usar valores de  $N_u$  menores.

Para todas las combinaciones posibles de los parámetros de entrada, el mejor ajuste entre el ME y las observaciones, se obtiene cuando el  $f_{H\alpha}$  es 0,7, aunque la diferencia entre los valores de la probabilidad marginalizada no cambian significativamente (ver tabla 5.6). El máximo de la distribución de probabilidad marginalizada de G ocurre para G=5 (ver tabla 5.5), lo cual concuerda con las observaciones donde, en promedio las estrellas al interior de una asociación se forman en más de una generación estelar.

#### 5.4 Modelo estocástico y Calibraciones $L_{H\alpha}$ – TFE y $L_{FUV}$ – TFE

Para poder construir las calibraciones  $L_{H\alpha}$  – TFE y  $L_{FUV}$  – TFE en el ME debemos encontrar en primera medida una relación entre la TFA y la TFE. Con el propósito de establecer esta relación entre la TFA y la TFE, partimos de que la masa total de gas por unidad de tiempo convertida en estrellas (TFE) es proporcional al número total de estrellas de alta masa por unidad de tiempo y éste cambia en función de la TFA. La constante de proporcionalidad entre la TFE y  $N$  nos indica el valor en masa de estrellas formadas por estrella de alta masa (Parravano *et al.*, 2011), con esto completamos la masa debida a las estrellas de baja masa que no se toman en cuenta en el cálculo de las luminosidades, ni para el conteo de estrellas de alta masa, pero que se deben tener en cuenta para el cálculo de la masa total formada en estrellas.<sup>1</sup> La relación entre la masa convertida en estrellas por año y el número de estrellas

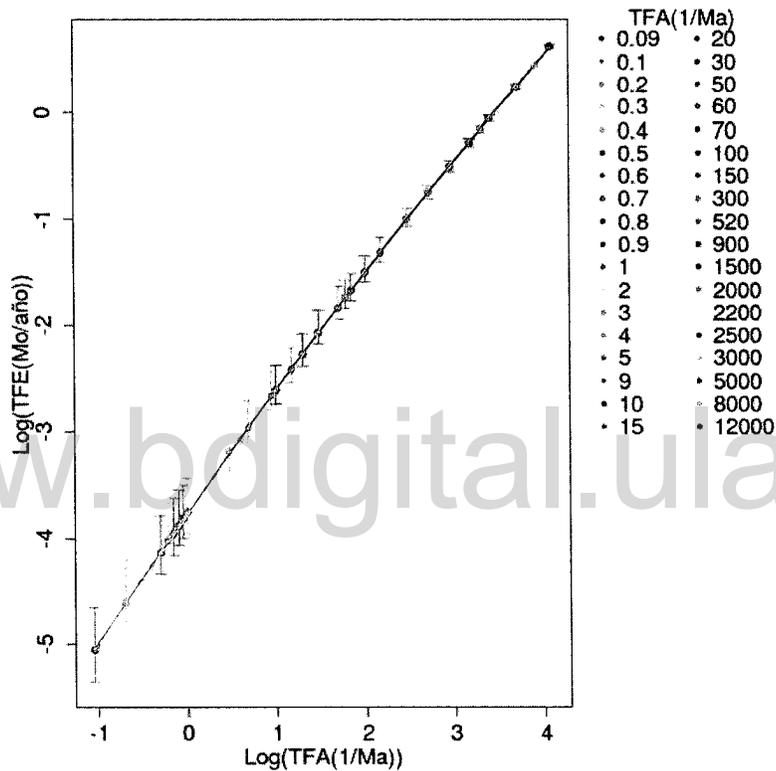
<sup>1</sup>En el ME el límite de la FMI usado para el cálculo de las luminosidades y el número de estrellas de masivas es de  $m_h=3,5 M_{\odot}$ , para el calculo de la masa total se debe integrar la FMI desde  $m_l = 0,1$  hasta  $m_u$

## CAPÍTULO. RESULTADOS Y ANÁLISIS

de alta masa por año se puede escribir como:

$$\dot{M} = \mu \dot{N} \quad (5.9)$$

Donde  $\mu$  es la constante de proporcionalidad entre la TFE y el número formado de estrellas



**Figura 5.13:** Relación entre la TFA y TFE. Los puntos de colores representan las diferentes TFA usadas por el ME para la SR, referenciadas en el panel de la derecha, las barras de error son los valores obtenidos de TFE en los percentiles 16 y 84 de  $\dot{N}$ , es claro que a bajas TsFA el efecto del muestreo estacástico de la FMI y DAEM genera una fuerte dispersión que no se observa para altas TsFA. La línea roja es el ajuste analítico.

de alta masa, y nos indica la masa total que se formó por estrellas de alta masa. Para el cálculo de la TFE se usó la FMI de Chabrier (2005), en la cual para  $m > 1M_{\odot}$  coincide con la FMI de Salpeter, pero para  $m < 1M_{\odot}$  es una función log-normal con una masa máxima de  $0,20M_{\odot}$ , que describe mejor el comportamiento observado. Usando una FMI de Chabrier (2005), con límites de masa de  $0,1$  a  $100M_{\odot}$ , la constante de proporcionalidad es  $\mu = 31,8M_{\odot}$ .

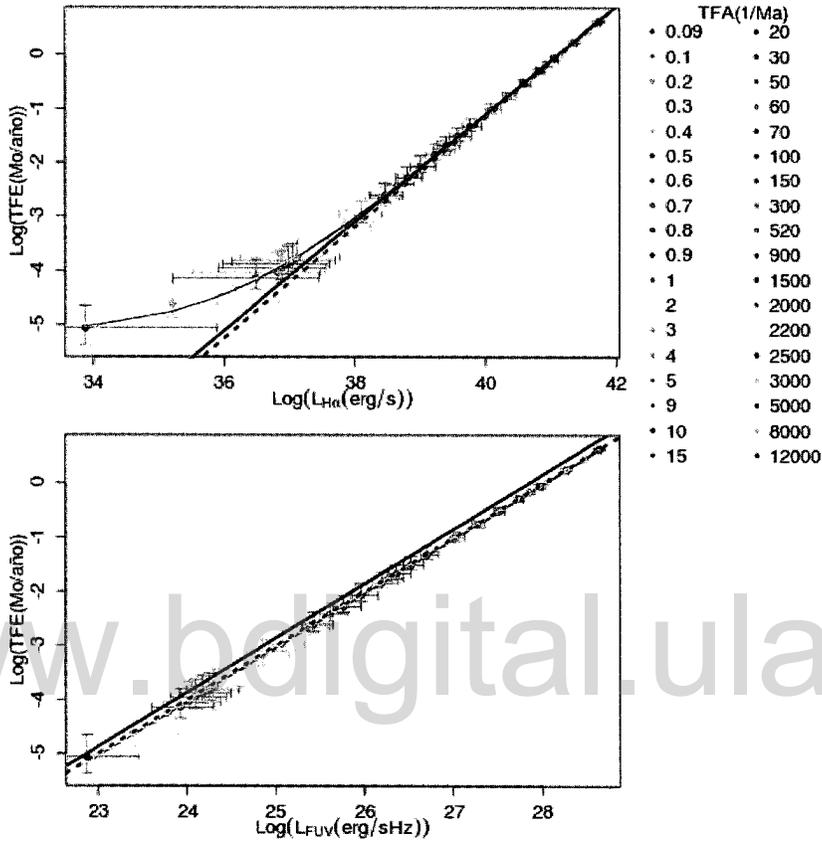
#### 5.4 Modelo estocástico y Calibraciones $L_{H\alpha} - TFE$ y $L_{FUV} - TFE$

Para el cálculo de  $\dot{N}$  se contaron las estrellas con más de  $3,5M_{\odot}$  para el mismo intervalo de muestreo que las luminosidades ( $\delta t = 0,5\text{Ma}$ ). Como consecuencia del muestreo estocástico de la FMI y de la DAEM, también se observa fluctuaciones en el  $\dot{N}$ ; estas fluctuaciones aumentan al disminuir la TFA de la misma manera que lo hacen las fluctuaciones de  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$ . Por lo tanto a cada TFA le corresponde un valor mediano del  $\dot{N}$  y las fluctuaciones fueron medidas con los percentiles 16 y 84. Una vez obtenido el  $\dot{N}$  calculamos la TFE, usando la expresión 5.9. En la figura 5.13, se muestra las relación obtenida entre la TFA-TFE para la SR. El cálculo de la TFE se realizó con la mediana del  $\dot{N}$  y para medir la dispersión, resultado del muestreo estocástico, se calcularon los percentiles 16 y 84 del  $\dot{N}$ . Las barras de error representan la TFE calculada en cada percentil. Se encontró que la mediana de TFE en función de TFA se puede escribir como:

$$\text{Log}(TFE) = 2,75 \times 10^{-2} \text{Log}(TFA)^2 + 1,19 \text{Log}(TFA) - 3,76. \quad (5.10)$$

Esta expresión nos permite pasar de TFA a TFE en el ME. Al tener la TFE se construyeron las calibraciones  $L_{H\alpha} - TFE$  y  $L_{FUV} - TFE$ , para lo cual se usaron las medianas de las luminosidades  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  y los respectivos percentiles 16 y 84 y las TFE calculadas con la ecuación 5.9 y los respectivos valores percentiles 16 y 84. Los resultados de estas calibraciones se muestran en las figuras 5.14 y 5.15 para la SR y simulación 3 ya que estas tienen el mejor ajuste entre las observaciones y el ME, también se muestran las calibraciones obtenidas para el MC (línea punteada). Se puede ver de las dos simulaciones que es necesario una TFE de al menos  $3,5M_{\odot}/a$  para alcanzar una luminosidad  $L_{H\alpha} > 1 \times 10^{41}\text{erg/s}$ , aunque hay variaciones en la TFE reportadas por las dos simulaciones, su comportamiento general es el mismo. Para  $L_{H\alpha}$  menores a  $1 \times 10^{38}\text{erg/s}$ , la calibración  $L_{H\alpha} - TFE$  para las dos simulaciones deja de ser lineal y cercana al MC, se observa un aumento en la TFE respecto al MC, mientras que para una luminosidad  $L_{H\alpha}$  mayor a este valor, las dos simulaciones tienen un comportamiento lineal igual al del MC. En la calibración  $L_{FUV} - TFE$ , en las dos simulaciones, aunque se observa un aumento en la dispersión en la TFE para  $L_{FUV} < 1 \times 10^{26,9}\text{erg/sHz}$ , no hay un cambio en la pendiente de la calibración y ésta siempre se comporta como la obtenida para el MC. Estas diferencias en el comportamiento de las dos luminosidades es el resultado de las diferentes poblaciones estelares que contribuyen a estas luminosidades (Ver sección 5.2). Ya que las fluctuaciones en  $L_{FUV} - TFE$  son menores que las que presenta  $L_{H\alpha} - TFE$ , podemos afirmar que  $L_{FUV}$  es un mejor calibrador de la TFE para galaxias con baja luminosidad. Para luminosidad  $L_{H\alpha} < 1 \times 10^{38}\text{erg/s}$ , el MC predice TFE sistemáticamente menores que las que predice la mediana de la TFE obtenida del ME,

## CAPÍTULO. RESULTADOS Y ANÁLISIS



**Figura 5.14:** TFE en función de la  $\text{Log}(L_{H\alpha})$  y  $\text{Log}(L_{FUV})$ . Los parámetros de entrada en el ME para esta simulación son:  $\beta = 2$ ,  $N_u = 9 \times 10^4$ ,  $G = 5$  y  $fe = 0,7$ . Cada punto representa la mediana de la TFE calculada con la expresión 5.9 para las diferentes TFA indicadas en el panel de la derecha. La línea negra, en cada panel, corresponde a la calibración  $L_{H\alpha} - \text{TFE}$  y  $L_{FUV} - \text{TFE}$  encontrada por el MC y la línea azul la obtenida por Kennicutt (1998)

esto se debe a que las estrellas más masivas ( $m > 30M_{\odot}$ ) que son las que contribuyen fuertemente a esta luminosidad, tienen tiempos de vida muy cortos, lo que no garantiza que se observe todas las estrellas formadas, afectando el cálculo de TFE. Las calibraciones obtenidas para la SR se pueden escribir como:

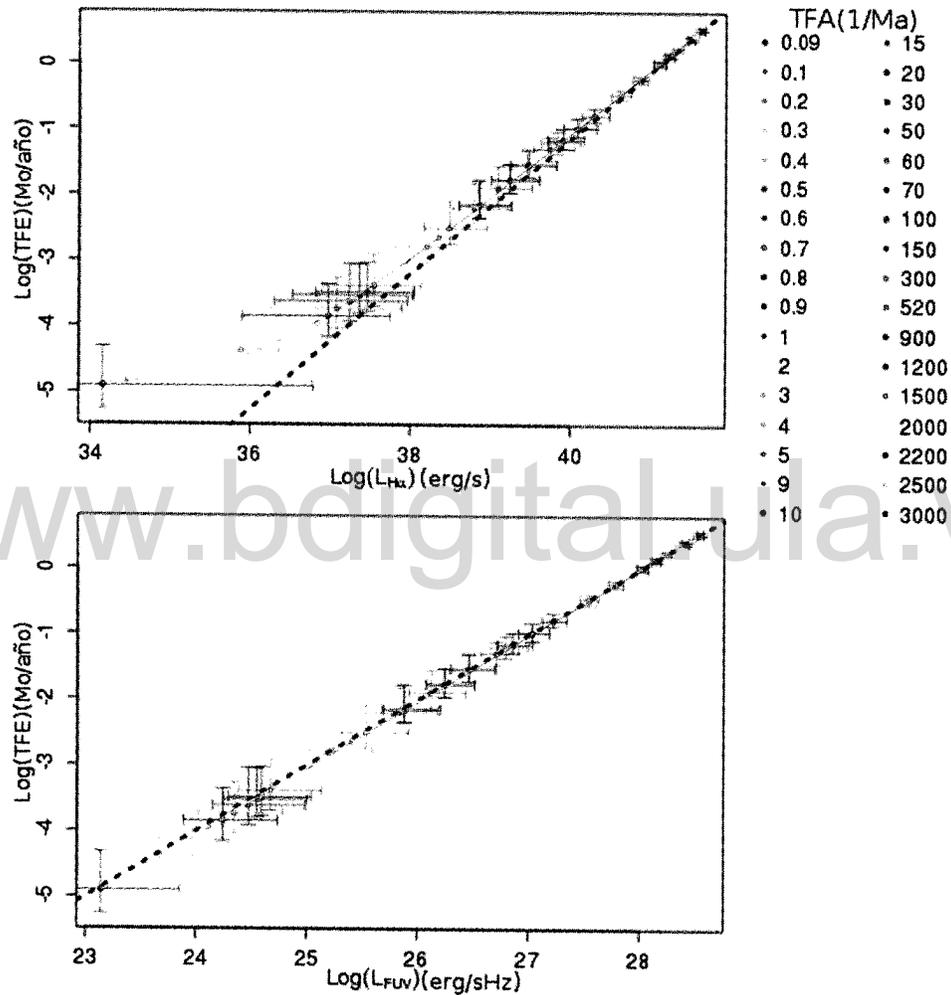
$$\text{Log}(\text{TFE})(M_{\odot}/a) = a(b^n + \text{Log}(L_{H\alpha})(\text{erg/s})^n)^{1/n} - c \quad (5.11)$$

$$\text{Log}(\text{TFE})(M_{\odot}/a) = 0,99\text{Log}(L_{FUV})(\text{ergs/sHz}) - 27,96 \quad (5.12)$$

## 5.4 Modelo estocástico y Calibraciones $L_{H\alpha}$ – TFE y $L_{FUV}$ – TFE

donde  $a=1.01$ ,  $b=36.05$ ,  $c=41.66$  y  $n=37.48$ .

En la figura 5.14 también comparamos las calibraciones obtenidas en este trabajo con



**Figura 5.15:** TFE en función de la  $\text{Log}(L_{H\alpha})$  y  $\text{Log}(L_{FUV})$ . Los parámetros de entrada en el ME para esta simulación son:  $\beta = 2$ ,  $N_u = 1 \times 10^5$ ,  $G = 5$  y  $fe = 0,7$ . Cada punto representa la mediana de la TFE calculada con la expresión 5.9 para las diferentes TFA indicadas en el panel de la derecha. La línea negra, en cada panel, corresponde a la calibración  $L_{H\alpha}$  – TFE y  $L_{FUV}$  – TFE encontrada por el MC.

los reportadas por Kennicutt (1998)(línea continua azul). Esta última fue derivada usando una FMI de Salpeter para el intervalo de masa entre  $0,1$  a  $100M_{\odot}$ , usando las trayectorias

## CAPÍTULO. RESULTADOS Y ANÁLISIS

---

evolutivas de Schaller *et al.* (1992) y los modelos de atmósferas de Kurucz (1992) para metalicidad solar para obtener el número de fotones ionizantes y el flujo en el lejano ultravioleta.

Para la calibración  $L_{H\alpha} - TFE$ , panel superior, no hay diferencias significativas entre la calibración obtenida por MC y Kennicutt (1998), ya que las dos predicen una relación lineal muy similar entre la TFE y  $L_{H\alpha}$ . Contrariamente, a bajas luminosidades ( $L_{H\alpha} < 1 \times 10^{38}$  erg/s) en el ME hay un cambio en la pendiente que predice una mayor TFE que el MC para un mismo valor de  $L_{H\alpha}$ . Mientras que  $L_{FUV} - TFE$  obtenida por Kennicutt (1998) se encuentra sistemáticamente por encima de la encontrada por el MC y ME. Esto se debe a las diferentes trayectorias evolutivas y modelos de atmósferas utilizados por Kennicutt (1998). A pesar de las diferencias Kennicutt (1998) predice una relación lineal entre TFE y  $L_{FUV}$  al igual que lo hace el MC y el ME, esto de nuevo reafirma que la luminosidad  $L_{FUV}$ , para galaxias con baja luminosidad es un óptimo indicador de TFE.

www.bdigital.ula.ve

## Conclusiones

Se construyó un modelo con el cual se calcula la evolución de las luminosidades  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  de la población estelar de una galaxia que está formando estrellas, donde las estrellas de alta masa son generadas de forma estocástica. Para esto se muestreó tanto el número de estrellas de alta masa de una asociación como la FMI de forma estocástica. En cada simulación del ME se mantuvieron fijos el parámetro de muestreo ( $\delta t$ ), el límite superior de la FMI ( $m_u$ ), el número mínimo de estrellas de alta masa que puede tener una asociación y se usó un conjunto de TsFA que abarca un rango de TFE de  $8,9 \times 10^{-6} M_{\odot}/a$  a  $4 M_{\odot}/a$ , que concuerdan con lo encontrado por Lee *et al.* (2009) para el mismo conjunto de galaxias observadas. Se varió el exponente de la DAEM ( $\beta$ ), el número máximo de estrellas de alta masa que puede formar una asociación ( $N_u$ ), el número de generaciones estelares en las que una asociación forma estrellas ( $G$ ) y el factor de escape de fotones ionizantes ( $f_{H\alpha}$ ). El ME se comparó con un conjunto de 207 galaxias cercanas que presentan formación estelar y se encontró un conjunto de parámetros que logran predecir la distribución de la  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  en función de  $L_{H\alpha}$  que presentan las observaciones. Así las observaciones con luminosidades mayores a  $L_{H\alpha} > 10^{38,5} \text{erg/s}$  son mejor caracterizadas por un grupo de TFA altas, mayores a 91/Ma (TFE  $> 2,51 \times 10^{-3} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ ), en donde los efectos del muestreo de forma estocástica tanto la FMI como de la DAEM son mínimos, garantizando que el número de estrellas sea lo suficiente para muestrear completamente la FMI y la masa de la estrella más masiva formada sea cercano al  $m_u$  y no se presenta un déficit de estrellas masivas. También se encontró que las galaxias de baja luminosidad ( $L_{H\alpha} < 10^{38,5} \text{erg/s}$ ) son mejor caracterizadas por bajas

## CAPÍTULO. CONCLUSIONES

---

TFA ( $TFA < 91/\text{Ma}$  ó  $TFE < 2,51 \times 10^{-3} M_{\odot}/a$ ) Kennicutt (1998)) en donde los efectos del muestreo estocástico generan un déficit de estrellas con masa mayores a  $20M_{\odot}$ , la FMI no se llena completamente, lo que ocasiona una disminución en la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  lo suficiente para lograr explicar tanto el aumento en la dispersión como el cambio de pendiente que tienen las observaciones. Con ayuda de la estadística bayesiana se midió la probabilidad de ajuste entre el modelo y las observaciones y se encontró que los parámetros que mejor describen las observaciones son  $\beta = 2$ ,  $N_u = 9 \times 10^4$  ó  $1 \times 10^5$ ,  $G = 5$  y  $f_{H\alpha} = 0,7$ .

La calibración de  $L_{H\alpha} - TFE$  calculada con el ME tiene un comportamiento similar al MC para luminosidades  $L_{H\alpha} > 10^{39,3} \text{erg/s}$ , con lo que podemos decir que el ME cae en los límites del MC para altas TFE. Para una luminosidad menor a este valor, se observa que la calibración determinada por el MC y el ME se alejan entre sí y estas diferencias se hacen mayores a medida que  $L_{H\alpha}$  disminuye. El uso de calibraciones estandar  $L_{H\alpha} - TFE$  puede generar errores hasta de un orden de magnitud a baja  $L_{H\alpha}$  en el calculo de la TFE. Hemos calculado una nueva calibración  $L_{H\alpha} - TFE$  válida para las galaxias más debiles. La calibración  $L_{FUV} - TFE$  se ve menos afectada por el muestreo estocástico de la FMI, esto se debe a que esta luminosidad no se ve fuertemente afectada por el déficit de estrellas de alta masa ya que son las estrellas de masa baja e intermedia las que contribuyen en un mayor porcentaje a esta luminosidad y esto reduce las fluctuaciones en  $L_{FUV}$  y por lo tanto en la calibración, haciendo de ésta una calibración muy recomendable para la estimación de la TFE en las galaxias con una baja luminosidad.

Se comparó el modelo-estocástico con los modelos de Meurer *et al.* (2009) y Pflamm-Altenburg *et al.* (2007,2009) que proponen variaciones sistemáticas en la FMI. Se encontró que estos modelos solo pueden explicar el cambio de pendiente que sufren las observaciones en función de la luminosidad  $L_{H\alpha}$ , pero no su dispersión. También se comparó con el modelo de Weisz *et al.* (2012) que explora los efectos de una HFE no-constante en la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$ , quienes logran explicar la tendencia presentada por las observaciones pero tienen problemas al tratar de explicar un pequeño grupo de observaciones de alta  $L_{H\alpha}$  con valores bajos de  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  y además su modelo no considera la formación simultánea de asociaciones que se observa en las galaxias. El ME logra explicar la tendencia presentada por las observaciones, teniendo en cuenta la formación simultánea de observaciones. Tanto el modelo-estocástico como el modelo de Weisz *et al.* (2012) utilizan una FMI universal para explicar distribución de las observaciones.

---

Finalmente se puede concluir que el ME, al igual que los otros modelos estudiados en este trabajo caen dentro del régimen del MC para luminosidades  $L_{H\alpha} > 10^{38,5}$  erg/s pero para luminosidades menores aparecen discrepancias entre los modelos. El ME es capaz de reproducir la tendencia y la dispersión que presentan las observaciones, en  $L_{H\alpha}$ ,  $L_{FUV}$  y  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$ , sin necesidad de invocar una FMI no-Universal, esto concuerda con los resultados obtenidos por Molina (2004) y Fumagalli *et al.* (2011). De las simulaciones 2 y 3 del ME se concluye que no hay fuertes cambios en la dispersión observada en la luminosidad  $L_{H\alpha}$ ,  $L_{FUV}$  y en su razón para  $L_{H\alpha} < 1 \times 10^{38}$  erg/s, respecto a la SR, cuando se varía el número máximo de estrellas de alta masa por asociación en el rango propuesto en este trabajo. De las variaciones de exponente de la DAEM ( $\beta$ ), simulaciones 4 y 5, es claro que el aumento en  $\beta$  (simulación 5) garantiza un aumento en las fluctuaciones de la FMI respecto a la SR, pero restringe las variaciones de DAEM, lo que genera que la dispersión observada en  $L_{H\alpha}$ ,  $L_{FUV}$  y en la razón entre ellas disminuya significativamente para todo el rango de TFA haciendo que esta simulación solape con un menor número de observaciones. De lo anterior se concluye que solo el muestreo estocástico de la FMI no es capaz de reproducir la dispersión presente en las observaciones. Si mantenemos el  $f_{H\alpha}$  constante, ninguna combinación de los parámetros de entrada restantes del ME genera cambios significativos en la mediana de la razón  $L_{H\alpha}/L_{FUV}$  para luminosidades  $L_{H\alpha} > 1 \times 10^{38,5}$  erg/s, esta se mantiene en un valor de 13,09 1/Hz.

Como trabajo futuro se esperará construir las distribuciones de probabilidad marginalizada para parámetros de entrada del ME ( $\beta$ ,  $f_{H\alpha}$ ,  $N_u$  y  $G$ ) y medir los intervalos de confianza. También se pretende añadir al ME la relación que existe entre el número de generaciones que puede formar una asociación y la estrella de alta masa formada en la generación precedente. Se ha observado que los diferentes episodios de formación estelar al interior de una asociación se pueden disparar por las ondas de choque resultado de la muerte de una estrella como supernova, generando nuevas regiones de formación al interior de la asociación, por lo que el número de generaciones estelares estaría unido a la masa de la estrella más masiva que se forme en la primera generación, así como el periodo de formación entre generaciones ya que el tiempo de vida de una estrella cambia en función de su masa. Adicionalmente se trabajará en que el ME para que no solo describa el comportamiento de las luminosidades  $L_{H\alpha}$  y  $L_{FUV}$  sino de otro conjunto de variables tales como la magnitud en la banda B ( $M_B$ ), luminosidad en la banda R ( $L_R$ ) y la masa.

[www.bdigital.ula.ve](http://www.bdigital.ula.ve)

APENDICE

# A

## Glosario

A: Amplitud

CB10: Charlot y Bruzual 2010

DAEM: Distribución de asociaciones por Estrellas de Alta Masa

D: Duración

$f_{H\alpha}$ : Fracción de fotones ionizantes

FMI: Función de Masa Inicial

FUV: Ultravioleta Lejano

G: Número de generaciones estelares en las que una asociación forma estrellas

GALEX: Galaxy Evolution Explorer

HFE: Historia de Formación Estelar

MC: Modelo Convencional

ME: Modelo Estocástico

$m_u$ : Límite superior de la Función de Masa Inicial

N: Número de estrellas de alta masa por asociación

Naso: Numero de Asociaciones

$N_l$ : Número mínimo de estrellas de alta masa por asociación

NGM: Nube Grande de Magallanes

Nio: Número de Fotones Ionizantes

NMG: Nube Molecular Gigante

NPM: Nube Pequeña de Magallanes

## **CAPÍTULO. GLOSARIO**

---

$N_u$ =Número máximo de estrellas de alta masa por asociación

P: Periodo

PE: Población Estelar

PES: Población Estelar Simple

SP: Secuencia Principal

SR: Simulación de Referencia

TFE: Tasa de Formación Estelar

TFA: Tasa de Formación de Asociaciones

TS: Tiempo de Simulación

TsFA: Tasas de Formación de Asociaciones

UV: Ultravioleta

[www.bdigital.ula.ve](http://www.bdigital.ula.ve)

# Bibliografía

- Baldry, I.K. y Glazebrook, K. (2003). Constraints on a Universal Stellar Initial Mass Function from Ultraviolet to Near-Infrared Galaxy Luminosity Densities. *ApJ*, **593**, 258–271. 18
- Bastian, N., Covey, K. R., and Meyer, M. R. (2010). A Universal Stellar Initial Mass Function? A Critical Look at Variations. *A&A*, **48**, 339–389. 18
- Bertelli, G., Girardi, L., Marigo, P., and Nasi, E. (2008). Scaled solar tracks and isochrones in a large region of the Z-Y plane. I. From the ZAMS to the TP-AGB end for 0.15-2.5 M<sub>⊙</sub> stars. *A&A*, **484**, 815–830. 23, 25, 57
- Blaauw, A. (1964). The O Associations in the Solar Neighborhood. *A&A*, **2**, 213. 14
- Bonnell, I. A., Vine, S. G., and Bate, M. R. (2004). Massive star formation: nurture, not nature. *MNRAS*, **349**, 735–741. 19
- Boselli, A., Boissier, S., Cortese, L., Buat, V., Hughes, T. M., and Gavazzi, G. (2009). High-mass Star Formation in Normal Late-type Galaxies: Observational Constraints to the Initial Mass Function. *ApJ*, **706**, 1527–1544. 60
- Brière, É., Cantin, S., and Spekkens, K. (2012). Properties of the giant H II regions and bar in the nearby spiral galaxy NGC 5430. *MNRAS*, **425**, 261–272. 16, 32, 33, 60
- Brown, A. G. A., Blaauw, A., Hoogerwerf, R., de Bruijne, J. H. J., and de Zeeuw, P. T. (1999). OB Associations. In C. J. Lada and N. D. Kylafis, editors, *NATO ASIC Proc. 540: The Origin of Stars and Planetary Systems*, page 411. 14, 54, 60
- Bruzual, A. G. (2010). Star clusters as simple stellar populations. *Royal Society of London Philosophical Transactions*, **368**, 783–799. 9

## BIBLIOGRAFÍA

---

- Buat, V., Iglesias-Páramo, J., Seibert, M., Burgarella, D., Charlot, S., Martin, D. C., Xu, C. K., Heckman, T. M., Boissier, S., Boselli, A., Barlow, T., Bianchi, L., Byun, Y.-I., Donas, J., Forster, K., Friedman, P. G., Jelinski, P., Lee, Y.-W., Madore, B. F., Malina, R., Milliard, B., Morissey, P., Neff, S., Rich, M., Schiminovitch, D., Siegmund, O., Small, T., Szalay, A. S., Welsh, B., and Wyder, T. K. (2005). Dust Attenuation in the Nearby Universe: A Comparison between Galaxies Selected in the Ultraviolet and in the Far-Infrared. *ApJL*, **619**, L51–L54. 41
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., and Mathis, J. S. (1989). The relationship between infrared, optical, and ultraviolet extinction. *ApJ*, **345**, 245–256. 40
- Cerviño, M., Luridiana, V., and Castander, F. J. (2000). Confidence levels of evolutionary synthesis models. *A&A*, **360**, L5–L8. 9
- Cerviño, M., Valls-Gabaud, D., Luridiana, V., and Mas-Hesse, J. M. (2002). Confidence levels of evolutionary synthesis models. II. On sampling and Poissonian fluctuations. *A&A*, **381**, 51–64. 9
- Chabrier, G. (2005). The Initial Mass Function: from Salpeter 1955 to 2005. In E. Corbelli, F. Palla, and H. Zinnecker, editors, *The Initial Mass Function 50 Years Later*, volume 327 of *Astrophysics and Space Science Library*, page 41. 18, 64
- Chandar, R., Fall, S. M., and Whitmore, B. C. (2010). New Tests for Disruption Mechanisms of Star Clusters: The Large and Small Magellanic Clouds. *ApJ*, **711**, 1263–1279. 32, 33
- Charlot y Bruzual (2010). En preparación. 23
- Chen, W. P. and Lee, H. T. (2008). The Lacerta OB1 Association. In B. Reipurth, editor, *Handbook of Star Forming Regions*, volume 1, page 124. 54, 60
- Dale, D. A. and Helou, G. (2002). The Infrared Spectral Energy Distribution of Normal Star-forming Galaxies: Calibration at Far-Infrared and Submillimeter Wavelengths. *ApJ*, **576**, 159–168. 41
- Dale, D. A., Cohen, S. A., Johnson, L. C., Schuster, M. D., Calzetti, D., Engelbracht, C. W., Gil de Paz, A., Kennicutt, R. C., Lee, J. C., Begum, A., Block, M., Dalcanton, J. J., Funes, J. G., Gordon, K. D., Johnson, B. D., Marble, A. R., Sakai, S., Skillman, E. D., van Zee, L., Walter, F., Weisz, D. R., Williams, B., Wu, S.-Y., and Wu, Y. (2009). The Spitzer Local Volume Legacy: Survey Description and Infrared Photometry. *ApJ*, **703**, 517–556. 41

## BIBLIOGRAFÍA

---

- de Zeeuw, P. T., Hoogerwerf, R., de Bruijne, J. H. J., Brown, A. G. A., and Blaauw, A. (1999). A HIPPARCOS Census of the Nearby OB Associations. *AJ*, **117**, 354–399. 32, 60
- Fumagalli, M., da Silva, R. L., and Krumholz, M. R. (2011). Stochastic Star Formation and a (Nearly) Uniform Stellar Initial Mass Function. *ApJ*, **741**, L26. 9, 32, 41, 55, 71
- Harris, W.E. & Pudritz, R. (1994). Supergiant molecular clouds and the formation of globular cluster systems. *ApJ*, **429**, 177–191. 15
- Hirashita, H., Buat, V., and Inoue, A. K. (2003). Star formation rate in galaxies from UV, IR, and H $\alpha$  estimators. *A&A*, **410**, 83–100. 34, 60
- Homeier, N.L. & Alves, J. (2005). Massive star formation in the W49 giant molecular cloud: Implications for the formation of massive star clusters. *A&A*, **430**, 481–489. 18
- Hunter, D. A., Elmegreen, B. G., Dupuy, T. J., and Mortonson, M. (2003). Cluster Mass Functions in the Large and Small Magellanic Clouds: Fading and Size-of-Sample Effects. *AJ*, **126**, 1836–1848. 15, 32, 33
- Kennicutt, Jr., R. C. (1998). Star Formation in Galaxies Along the Hubble Sequence. *ARA&A*, **36**, 189–232. 1, 66, 67, 68, 70
- Kennicutt, Jr., R. C., Lee, J. C., Funes, José G., S. J., Sakai, S., and Akiyama, S. (2008). An H $\alpha$  Imaging Survey of Galaxies in the Local 11 Mpc Volume. *ApJS*, **178**, 247–279. 3, 5, 37, 39, 40
- Kroupa, P. (2001). On the variation of the initial mass function. *MNRAS*, **322**, 231–246. 17, 18
- Krumholz, M. (2008). From Massive Cores to Massive Stars. In J. H. Knapen, T. J. Mahoney, and A. Vazdekis, editors, *Pathways Through an Eclectic Universe*, volume 390 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 16. 19
- Kun, M., Kiss, Z. T., and Balog, Z. (2008). Star Forming Regions in Cepheus. In B. Reipurth, editor, *Handbook of Star Forming Regions*, volume I, page 136. 60

## BIBLIOGRAFÍA

---

- Kurucz, R. L. (1992). Model Atmospheres for Population Synthesis. In B. Barbuy and A. Renzini, editors, *The Stellar Populations of Galaxies*, volume 149 of *IAU Symposium*, page 225. 68
- Lamb, J. B., Oey, M. S., Werk, J. K., and Ingleby, L. D. (2010). The Sparsest Clusters with O Stars. *ApJ*, **725**, 1886–1902. 2, 15, 16, 32
- Lee, J. C., Gil de Paz, A., Tremonti, C., Kennicutt, Jr., R. C., Salim, S., Bothwell, M., Calzetti, D., Dalcanton, J., Dale, D., Engelbracht, C., Funes, S. J. J. G., Johnson, B., Sakai, S., Skillman, E., van Zee, L., Walter, F., and Weisz, D. (2009). Comparison of  $H\alpha$  and UV Star Formation Rates in the Local Volume: Systematic Discrepancies for Dwarf Galaxies. *ApJ*, **706**, 599–613. 1, 2, 5, 6, 8, 33, 37, 39, 40, 41, 42, 48, 57, 58, 69
- Lee, J. C., Gil de Paz, A., Kennicutt, Jr., R. C., Bothwell, M., Dalcanton, J., José G. Funes S., J., Johnson, B. D., Sakai, S., Skillman, E., Tremonti, C., and van Zee, L. (2011a). A GALEX Ultraviolet Imaging Survey of Galaxies in the Local Volume. *ApJS*, **192**, 6. 40
- Lee, J. C., de Paz, A. G., Tremonti, C., Kennicutt, R., and Local Volume Legacy Team (2011b). UV/ $H\alpha$  Turmoil. In M. Treyer, T. Wyder, J. Neill, M. Seibert, and J. Lee, editors, *UP2010: Have Observations Revealed a Variable Upper End of the Initial Mass Function?*, volume 440 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 179. 1
- Massey, P., Johnson, K. E., and Degioia-Eastwood, K. (1995). The Initial Mass Function and Massive Star Evolution in the OB Associations of the Northern Milky Way. *ApJ*, **454**, 151. 17
- Meurer, G. R., Wong, O. I., Kim, J. H., Hanish, D. J., Heckman, T. M., Werk, J., Bland-Hawthorn, J., Dopita, M. A., Zwaan, M. A., Koribalski, B., Seibert, M., Thilker, D. A., Ferguson, H. C., Webster, R. L., Putman, M. E., Knezek, P. M., Doyle, M. T., Drinkwater, M. J., Hoopes, C. G., Kilborn, V. A., Meyer, M., Ryan-Weber, E. V., Smith, R. C., and Staveley-Smith, L. (2009). Evidence for a Nonuniform Initial Mass Function in the Local Universe. *ApJ*, **695**, 765–780. 1, 2, 6, 41, 43, 70
- Molina, F. (2004). *Tasa de Formación Estelar y Luminosidad  $H\alpha$  en Galaxias*. Tesis Licenciatura. Universidad de Los Andes. 2, 8, 14, 15, 71

## BIBLIOGRAFÍA

---

- Moustakas, J. and Kennicutt, Jr., R. C. (2006). An Integrated Spectrophotometric Survey of Nearby Star-forming Galaxies. *ApJS*, **164**, 81–98. 40
- Oey, M.S. & Clarke, C. (2005). Statistical Confirmation of a Stellar Upper Mass Limit. *ApJL*, **620**, L43–L46. 19, 32
- Oey, M., King, N., and Parker, J. W. (2004). Massive Field Stars and the Stellar Clustering Law. *AJ*, **127**, 1632–1643. 16
- Oey, M. S. and Clarke, C. J. (1998). On the Form of the H II Region Luminosity Function. *AJ*, **115**, 1543–1553. 15
- Osterbrock, D. E. (2006). *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*. Mill Valley:University Science Books. 13
- Parravano, A., Hollenbach, D. J., and McKee, C. F. (2003). Time Dependence of the Ultraviolet Radiation Field in the Local Interstellar Medium. *ApJ*, **584**, 797–817. 2, 14, 20
- Parravano, A., McKee, C. F., and Hollenbach, D. J. (2011). An Initial Mass Function for Individual Stars in Galactic Disks. I. Constraining the Shape of the Initial Mass Function. *ApJ*, **726**, 27. 18, 63
- Pflamm-Altenburg, J., Weidner, C., and Kroupa, P. (2007). Converting H $\alpha$  Luminosities into Star Formation Rates. *ApJ*, **671**, 1550–1558. 7, 50, 53, 54, 70
- Pflamm-Altenburg, J., Weidner, C., and Kroupa, P. (2009). Diverging UV and H $\alpha$  fluxes of star-forming galaxies predicted by the IGIMF theory. *MNRAS*, **395**, 394–400. 50, 53, 54, 70
- Salpeter, E. E. (1955). The Luminosity Function and Stellar Evolution. *ApJ*, **121**, 161. 17, 18
- Sanchez y Alfaro (2008). The Fractal Distribution of H II Regions in Disk Galaxies. *ApJS*, **178**, 1–19. 51
- Schaller, G., Schaerer, D., Meynet, G., and Maeder, A. (1992). New grids of stellar models from 0.8 to 120 solar masses at Z = 0.020 and Z = 0.001. *A&A*, **96**, 269–331. 68

## BIBLIOGRAFÍA

---

- Slesnick, C. L., Hillenbrand, L. A., and Massey, P. (2002). The Star Formation History and Mass Function of the Double Cluster h and  $\chi$  Persei. *ApJ*, **576**, 880–893. 18
- Vandervoort, P. (1963). The stability of ionization fronts and the evolution of HII regions. *ApJ*, **138**, 599. 13
- Weidner, C. . K. (2006). The maximum stellar mass, star-cluster formation and composite stellar populations. *MNRAS*, **365**, 1333–1347. 7, 19
- Weisz, D. R., Johnson, B. D., Johnson, L. C., Skillman, E. D., Lee, J. C., Kennicutt, R. C., Calzetti, D., van Zee, L., Bothwell, M. S., Dalcanton, J. J., Dale, D. A., and Williams, B. F. (2012). Modeling the Effects of Star Formation Histories on H $\alpha$  and Ultraviolet Fluxes in nearby Dwarf Galaxies. *ApJ*, **744**, 44. 6, 7, 8, 70
- Youngblood y Hunter (1999). The Luminosity Functions and Size Distributions of H II Regions in Irregular Galaxies. *ApJ*, **519**, 55–68. 52
- Zhang, Q. & Fall, S. (1999). The Mass Function of Young Star Clusters in the “Antennae” Galaxies. *ApJL*, **527**, L81–L84. 15
- Zurita, A., Rozas, M., and Beckman, J. E. (2000). The origin of the ionization of the diffuse interstellar medium in spiral galaxies. I. Photometric measurements. *A&A*, **363**, 9–28. 60