

Límite superior de la masa en galaxias con formación estelar*

*Gladis Magris C.^{1**}, Faviola Molina² y Antonio Parravano³*

¹Centro de Investigaciones de Astronomía (CIDA). Av. Alberto Carnevalli. Mérida 5101-A.
²Postgrado de Física Fundamental (PFF). Universidad de Los Andes. Facultad de Ciencias.
La Hechicera. Mérida 5101-A. ³Centro de Física Fundamental (CFF).
Universidad de Los Andes. Facultad de Ciencias. La Hechicera. Mérida 5101-A

Recibido: 28-11-05 Aceptado: 24-14-06

Resumen

Presentamos un modelo para el espectro de emisión de galaxias con formación estelar en el cual el espectro de masa de las estrellas al momento de nacer es calculado como función del tamaño del cúmulo en el cual se forman, permitiendo una variación aleatoria de la masa alrededor de una función inicial de masa predeterminada. Este enfoque nos da la posibilidad de obtener un corte natural al límite superior de la masa en la función inicial de masa que correlaciona con el tamaño de la asociación progenitora. Calculamos de manera consistente la luminosidad resultante en las líneas $H\alpha$, [OII]3727, [OIII]5007, y su correlación con la tasa de formación estelar.

Palabras clave: Función inicial de masa; Galaxias; líneas de emisión; tasa de formación estelar.

IMF upper mass cutoff in star forming galaxies

Abstract

We present a model for the emission line spectrum in star forming galaxies, where the initial stellar mass distribution at each association birth event is calculated as a function of the cluster size, allowing a stochastic dispersion around a preselected initial mass function. This approach results in a natural upper mass limit cutoff in the resulting initial mass distribution, which depends on the size of cluster. We obtain the time evolution of $H\alpha$ luminosity, and also of the metallic lines: [OII]3727, [OIII]5007, as a function of the star formation rate.

Key words: Emission lines; galaxies; initial mass function; star formation rate.

Introducción

Los espectros de galaxias espirales se caracterizan por presentar líneas de emisión prominentes sobre el continuo, éstas provienen principalmente de la emisión nebular y son producto de los procesos de ionización y recombinación

dentro de la nube. El estudio de estas líneas en el espectro de regiones HII proporciona información sobre la tasa de formación estelar, el contenido estelar y la metalicidad del gas, la cual a su vez es un indicador de la metalicidad de la componente estelar.

* Trabajo presentado en el V Congreso de la Sociedad Venezolana de Física, La Universidad del Zulia. Nucleo Punto Fijo - Edo. Falcón, Venezuela, Noviembre 2005.

** Autor para la correspondencia. E-mail: magris@cida.ve

En los modelos para líneas de emisión en galaxias con formación estelar, disponibles en la actualidad, se calcula el flujo integrado considerando que las regiones HII se encuentran bien representadas por una "región HII equivalente", sin tomar en cuenta las propiedades individuales de las mismas dentro de las galaxias (1-4). Ha sido mencionado en distintas oportunidades que tanto el tamaño del cúmulo donde nacen las estrellas, como las fluctuaciones estocásticas en la función inicial de masa, deben ser tomados en cuenta en los modelos destinados a reproducir las propiedades espectrofotométricas observadas en sistemas estelares (5-8) calculó la evolución sintética de la luminosidad H en galaxias con formación estelar considerando una distribución de tamaño asociaciones estelares, y una distribución de probabilidad alrededor de la función inicial de masa, utilizando una prescripción similar a la utilizada por (9-14) entre otros. En este trabajo extendemos el cálculo para incluir las líneas metálicas más prominentes en galaxias: [OII]3727Å y [OIII]5007Å.

El modelo

En este trabajo asumimos que la formación estelar ocurre en asociaciones cuyo tamaño en número es descrito por una ley de potencias $n(N)dN \propto N^{-\alpha}$. Para cada evento de nacimiento obtenemos el número total de estrellas utilizando la siguiente distribución de probabilidad

$$\mathcal{N}_{n_h} = \frac{\mathcal{N}_{h,l}}{\left[1 - x \left(1 - \left(\frac{\mathcal{N}_{h,l}}{\mathcal{N}_{h,u}}\right)^\alpha\right)\right]^{1/\alpha}} \quad [1]$$

donde el número $\mathcal{N}_{h,l}$ es el límite inferior del número de estrellas de alta masa, $\mathcal{N}_{h,u}$ el límite superior y x es un número aleatorio entre 0 y 1. Esta ecuación fue derivada por Parravano *et al.* (15) y permite obtener las fluctuaciones alrededor de la distribución universal $n(N)dN \propto N^{-\alpha}$. En cada asociación, la distribución de la masa de las estrellas al nacer sigue la función inicial de masa de Salpeter (16). La masa de las estrellas se calcula siguiendo la prescripción de Parravano

et al. (12), con la cual es posible obtener las fluctuaciones alrededor de la IMF. Ellos obtuvieron que la masa de la i -ésima estrella de un cúmulo se puede calcular como

$$m_i = \left[\mu_i^\Gamma - x(\mu_i^\Gamma - \mu_{i-1}^\Gamma) \right]^{-1/\Gamma}, \text{ donde}$$

$$\mu_i = \frac{m_u}{\left\{ [i \phi_h / (\mathcal{N}_{n_h} / 5)] (m_u / m_h)^\Gamma + 1 \right\}^{1/\Gamma}}$$

y ϕ_h está definido como:

$$\phi_h = 1 - \left(\frac{m_h}{m_u} \right)^\Gamma \approx 1$$

y $\mu_0 = m_u$. El límite inferior de masa es $m_h = 8M_\odot$ y el límite superior es $m_u = 120M_\odot$. El número total de estrellas de alta masa en el cúmulo es $\mathcal{N}_{n_h} / 5$. La masa de la i -ésima estrella es calculada usando como un número aleatorio entre 0 y 1. De esta manera obtenemos un número entero de estrellas entre los límites m_h y m_u establecidos.

Como se puede observar en la Figura 1, la masa de la estrella de mayor masa formada depende del tamaño de la asociación, de esta manera se obtiene un corte aparente en el límite superior de la masa en la IMF. El valor esperado de la masa de la estrella de mayor masa aumenta en la medida que \mathcal{N}_{n_h} aumenta, mientras que la dispersión alrededor del valor más probable, disminuye. Se obtiene además, que los cúmulos de un número pequeño de estrellas de alta masa (~ 1 estrella) presentan fluctuaciones mayores en la estrella de mayor masa. Mientras que, los más grandes (> 500 estrellas) presentan fluctuaciones mucho menores. Este resultado es consistente con el presentado por Oey & Clarke (17). Dado que la distribución de tamaño de las asociaciones no es uniforme, sino que favorece la formación de asociaciones con número pequeño de estrellas, tendremos un mayor número de eventos cuya distribución inicial de estrellas es similar a la mostrada en los paneles a y b de la Figura 1. Esto trae como consecuencia que para estrellas de alta masa, la función inicial de masa integrada de la galaxia es más pendiente que la ley de poten-

cias de Salpeter. Este resultado ha sido reportado recientemente por Weidner y Kroupa (18).

Para obtener la luminosidad de las líneas de emisión, conocida la masa de cada estrella en dentro de cada una de las generaciones, calculamos el número de fotones ionizantes, N_{H} y el número de fotones de Helio, N_{He} . Suponemos que cada generación de estrellas tiene asociada una región HII durante un tiempo máximo de 10 millones de años, y calculamos la luminosidad de las líneas [OII], $H\beta$, [OIII] y $H\alpha$. Para el cálculo de las propiedades estelares, utilizamos las trayectorias evolutivas del grupo de Padova 1994, y los modelos de atmósferas estelares de Kurucz (19), tal como está descrito en Bruzual y Charlot (7). El cálculo de las líneas de emisión se realizó con MAPPINGSI (20).

Resultados y Discusión

En la Figura 2 se muestra la evolución de la luminosidad de las líneas [OII], [OIII] y $H\alpha$ para dos valores de la tasa de formación estelar. Se observa que las fluctuaciones son mayores para el menor valor de la tasa de formación estelar. Esto es un reflejo directo de la función inicial de masa efectiva ó integrada que mencionamos anteriormente. Mientras menor es la tasa de formación estelar, mayor es la fluctuación en la función inicial de masa y particularmente en la masa de la estrella de mayor masa, reflejándose directamente en la intensidad de las líneas. Hay que notar que la línea de [OIII] presenta las oscilaciones mayores, esto se debe a que para ionizar dos veces el oxígeno dentro de la región HII es necesario un campo de radiación más duro que para ionizar las otras especies y que sólo se obtiene con la presencia de estrellas de muy alta masa, las cuales son más susceptibles a fluctuaciones.

En la Figura 3 tenemos el clásico diagrama de diagnóstico que muestra la relación entre [OIII]/ $H\alpha$ y [OII]/ $H\alpha$. El pentágono indica el valor correspondiente al modelo integrado para galaxias con formación estelar continua, la metalicidad indicada en el gráfico (1, 0.6 y 0.4 Z_{\odot}) y parámetro de ionización $\log U = -3$ y -2.75 . Los puntos cuadrados representan los resultados del presente modelo. Se observa que el modelo "clásico" sobreestima el valor de ambas líneas de oxígeno relativas a $H\alpha$, y en consecuencia sobreesti-

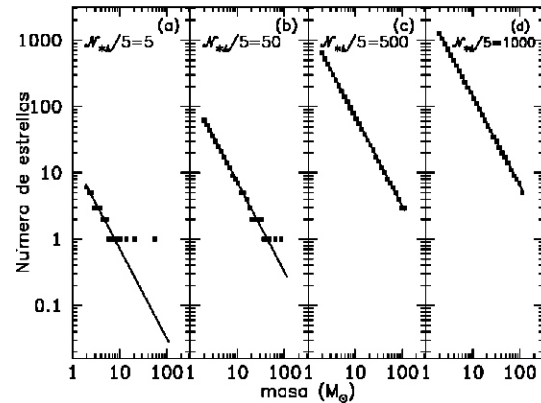


Figura 1. Función inicial de masa calculada según el número de estrellas de alta masa que componen una generación de una asociación de estrellas OB.

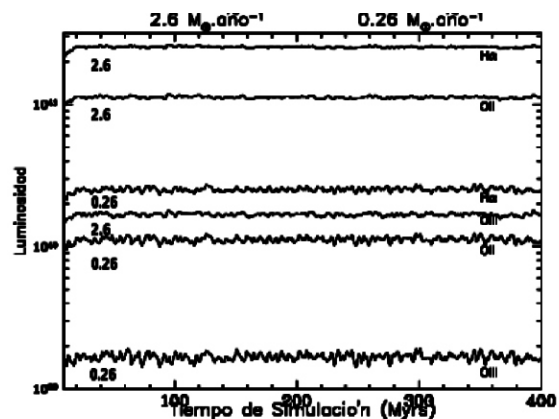


Figura 2. Evolución temporal de la luminosidad de las líneas [OII] 3727, [OIII] 5007 y $H\alpha$, para dos valores de la tasa de formación estelar.

ma la metalicidad de las regiones HII y por ende de las galaxias ya que estas razones son ampliamente utilizadas como indicadores de metalicidad en galaxias

Conclusiones

La distribución de número de estrellas por asociación, favorece la formación de cúmulos con un número pequeño de estrellas, lo cual re-

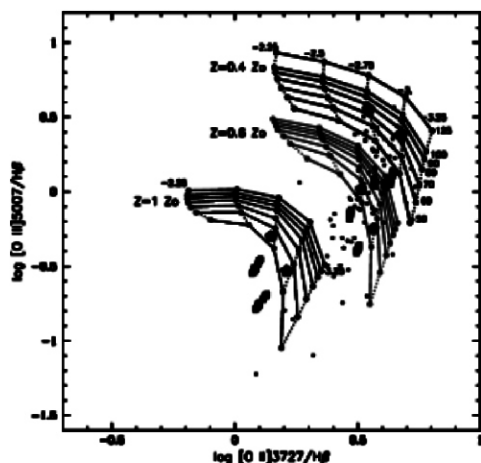


Figura 3. Diagrama de diagnóstico $[OIII]/H\alpha$ vs $[OII]/H\alpha$. Las mallas muestran modelos para regiones HII correspondientes a $Z=1, 0,6, 0,4 Z_{\odot}$ (4). Los puntos cuadrados representan los resultados de los presentes modelos para $Z = 1, 0,6$ y $0,4 Z_{\odot}$ y $\log U = -2,75$ con formación estelar).

sulta en una función inicial de masa de la galaxia que es más pendiente en la región de menor masa considerada en este trabajo y con poca probabilidad de formar estrellas de muy alta masa.

Una de las principales consecuencias es la reducción de la razón $[OII]/H\alpha$ y $[OIII]/H\alpha$, y por lo tanto de la abundancia de oxígeno, respecto a lo predicho por modelos convencionales que incluyen la forma analítica completa de la función inicial de masa de Salpeter en el intervalo usual de 0.1 a 120 M.

Se hace necesario recalibrar las razones $[OIII]/H\alpha$ y $[OII]/H\alpha$ como indicadores de abundancia en poblaciones estelares compuestas.

Referencias Bibliográficas

1. GARCÍA-VARGAS M.L., SUTHERLAND R.S., DÍAZ, A.I. *A&AS* 112: 13-34, 1995.
2. STASINSKA G., LEITHERER C. *A&A* 370: 1-22, 2001.
3. DOPITA M.A., KEWLEY L.J., HEISLER C.A., SUTHERLAND R.S. *ApJ* 542: 224-234, 2000.
4. MAGRIS C. G., BINETTE L., BRUZUAL A., G. *ApJS* 149: 313-326, 2003.
5. BRUZUAL G. *IAU Symp* 207: 616-620, 2002.
6. CERVIÑO M., VALLS-GABAUD D. *MNRAS* 338: 481-496, 2003.
7. BRUZUAL A., CHARLOT S. *MNRAS* 344: 1000-1028, 2003.
8. MOLINA F. Tasa de Formación Estelar y Luminosidad H en Galaxias (Tesis de Licenciatura), Universidad de Los Andes, Mérida (Venezuela), pp. 76, 2004.
9. MCKEE C.F., WILLIAMS J.P. *ApJ* 476: 144-165, 1997.
10. OEY M.S., CLARKE C.J. *AJ* 115: 1543-1553, 1998.
11. LARSEN S.S., RICHTLER T. *A&A* 354: 836-846, 2000.
12. PARRAVANO A., HOLLENBACH D.J., MCKEE C.F. *ApJ* 584: 797-817, 2003.
13. OEY M.S., PARKER J., S., ZHANG X. *AJ* 126: 2317-2329, 2003.
14. OEY M.S., KING N.L., PARKER J. Wm. *AJ* 127: 1632-1643, 2004.
15. PARRAVANO A., et al. en preparación 2006.
16. SALPETER E.E. *ApJ* 121: 161-167, 1955.
17. OEY M.S., CLARKE C.J. *ApJ Lett* 620: L43-L46, 2005.
18. WEIDNER C., KROUPA P. *MNRAS* 365: 1353-1347, 2006.
19. KURUCZ R.L. *IAU Symp* 149: 225-230, 1992.
20. BINETTE L., DOPITA M.A., TUHOY I.R. *ApJ* 297: 476-491, 1985.