



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA  
DE MÉXICO

---

---

INSTITUTO DE ASTRONOMÍA

ESTUDIO DE REGIONES FOTOIONIZADAS  
(REGIONES HII Y NEBULOSAS PLANETARIAS)  
EN LA GALAXIA dIRR NGC 6822 Y SU  
INTERPRETACIÓN ASTROFÍSICA.

TESIS

QUE PARA OBTENER EL GRADO ACADÉMICO DE  
DOCTORA EN CIENCIAS (ASTRONOMÍA)

PRESENTA

LILIANA HERNÁNDEZ MARTÍNEZ



instituto de astronomía

UNAM

DIRECTORA DE TESIS  
DRA. MIRIAM DEL CARMEN PEÑA CÁRDENAS

CODIRECTORA DE TESIS  
DRA. MA. LETICIA CARIGI DELGADO

México, D.F.

2010



Universidad Nacional  
Autónoma de México



**UNAM – Dirección General de Bibliotecas**  
**Tesis Digitales**  
**Restricciones de uso**

**DERECHOS RESERVADOS ©**  
**PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL**

Todo el material contenido en esta tesis esta protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.

# Dedicatoria

A mis tres seres humanos favoritos...

Mary

Aureliano

Ary

# Agradecimientos

- Gracias por TODO, por ser mi confidente, mi amigo, mi novio, mi compañero de vida pero sobre todo gracias por enseñarme lo bonito de la vida, sin ti no lo hubiera logrado. Gracias por caminar conmigo de la mano, por estar siempre para mi, TE AMO de aquí a la Luna dos vueltas y de regreso.
- Madre, dicen que solo hay una! Gracias por ayudarme a terminar la primaria, por TODOS tus desvelos, por tu riquísima comida, por soportar mi mal humor, por hacerme la vida más alegre y divertida, por todas tus enseñanzas. GRACIAS por estos 32 años de ser mi madre, TE QUIERO MUCHO.
- Del Padre se dice poco, pero yo tengo mucho que decir: GRACIAS por mostrarme el camino de las ideas, por ayudarme a salir adelante, por creer en mi siempre, por dejarme ser, hacer y pensar lo que quise. Muchísimas gracias por las innumerables pláticas a lo largo de estos años, fué un placer. Gracias por ser SIEMPRE mi padre, TE QUIERO MUCHO.
- Cinco años han sido suficientes para conocer, querer y agradecer a las asesoras de este trabajo. Miriam y Leti, mis maestras, amigas y compañeras de viaje. Mil gracias por TODO absolutamente todo, estos cinco años han sido un verdadero sueño, desde el punto de vista académico y personal. Nunca olvidaré las pláticas, las risas y los sufrimientos que pasamos en este tiempo. Gracias por su valioso tiempo, dedicación y esfuerzo para hacer que un sueño se hiciera realidad. MUCHAS GRACIAS.
- Al sinodo, formado por Manuel, Miriam, Leti, Yolanda y Christophe. Gracias por sus comentarios y consejos para mejorar este trabajo. Por ser parte de mi comité por cinco años, cada consejo ha sido tomado en cuenta y me ha ayudado a concluir este trabajo y a echarle ganas para seguir adelante. GRACIAS por su tiempo y dedicación.
- Que los amigos son la familia que uno sí escoge, eso me pasó con ustedes tres. Yo escojo a Ana como mi hermana para compartir una vida juntas, risas, llantos, sueños cumplidos y por cumplir. Gracias por TODO, un brindis por el café y el frío. A Javis, a él lo escojo por su buen corazón, por lo divertido que es compartir con él un día, y por prestarme a la niña para que juegue con eky. Y al tercero que escojo es a Hugo, el hermano mayor que a pesar de ser el 'rarito' (qué es eso de planchar los pantalones de mezclilla?) se le agradece el estar presente siempre. GRACIAS a los tres por todo, se que siempre puedo contar con ustedes, los quiero de aquí a Tamiahua ida y regreso, con todo y empipianadas.
- A Yoya y Joel les agradezco infinitamente haberme hecho parte de su vida y bajada. Los quiero muchísimo, gracias por ser mi familia por tantos años.

- Para la amiga que siempre está presente en la buenas y en las mejores, porque este sueño empezó casi con nuestra amistad. Gracias Velia por las porras, por tu amistad, por una niñez y una juventud compartida, por tu cariño que ni con el tiempo ni con la distancia se ha perdido ni se perderá y que además es recíproco y aumentado.
- A ti Licha, por tus comentarios siempre tan acertados, que en lugar de achicopalar ayudan a salir adelante. Y como siempre lo diré, gracias por el léxico tan fluido que me enseñaste y que ahora no recuerdas, pero como olvidar aquellas lecciones de alvaradeño avanzado que dabas en la primaria. GRACIAS, tu sabes que en el fondo se te aprecia.
- Al club ZP, Diana, Ivette, Jezahel y Martha. GRACIAS, en verdad me he divertido como enana con ustedes. Son lo mejor de la vida, GRACIAS por las desveladas en el ICQ, por los tacos del pollo, por que nos gusta vivir de noche y que viva el rock and roll. Las quiero valen mil nunca cambien.
- A la BANDA PAVA, Vero, Juan, Ary, Alenka, Andrés, Lucía, Tomás, Mario, Lirio. Gracias por la compañía, la amistad, y las comidas. Se agradecen las chelas, y las platicas tan nutridas sobre la vida del Juan y sus primas. Esta congregación fué todo un éxito, nos vemos por ahí.
- A mis compañeros y amigos de oficina, Jillian, Atahualpa, Mario, Diana, Nahiely, Virgilio y Alenka. Gracias por la compañía, pláticas, y cafes compartidos en el cubo 243.
- A los astrónomos del ICN, por los buenos cafés de liliana 1, por la buena compañía, por los buenos asados, buenos vinos, buenas veladas. GRACIAS totales por las porras.
- Al Instituto de Astronomía de la UNAM, nuestro segundo hogar. GRACIAS a todos que con su presencia hacen que sea un GRAN lugar para trabajar.
- Agradezco a CONACyT por el apoyo para la realización de este proyecto a través de la beca con afiliación número 165882. Y a la Universidad Nacional Autónoma de México por el apoyo económico otorgado por medio del programa "Fomento a la Graduación de los Alumnos de Posgrado de la UNAM."
- Agradezco el apoyo otorgado por medio de los proyectos de CONACyT (43121, 46904 y 60354) y DGAPA-UNAM (IN-114805 y IN-112708).
- Agradezco las facilidades brindadas para la realización de esta tesis en las estancias de investigación en el 'Departamento de Astronomía de la Universidad de Chile' (2005), en 'University of Central Lancashire Department of Physics, Astronomy and Mathematics' (2008), y en el Instituto de Astrofísica de Canarias (2008). Así como a los observatorios: OAN, San Pedro Martir, México y CTIO, Tololo, Chile, a todo el personal gracias por todo.
- A la familia y amigos que han compartido este viaje de TANTOS años. **GRACIAS!**

# Resumen

El estudio de la composición química del medio interestelar nos ayuda a entender la formación y evolución de una galaxia. Este trabajo se enfoca en dos componentes del medio interestelar, regiones HII y nebulosas planetarias. La composición química de las regiones HII nos da información sobre el estado actual del medio interestelar, mientras que las nebulosas planetarias (NPs) nos cuentan como era el medio interestelar cuando se formó su estrella progenitora. Las regiones HII son objetos relativamente brillantes, lo que facilita su observación en otras galaxias, sin embargo las NPs son objetos más débiles y su observación se dificulta un poco más. Para el estudio de las nebulosas planetarias extragalácticas es necesario hacer observaciones con telescopios de gran diámetro ( $> 4\text{m}$ ).

Para este trabajo se obtuvieron imágenes directas para la búsqueda de NPs y espectros con suficiente resolución para hacer determinaciones de abundancias químicas de regiones HII y NPs en la galaxia del grupo local dIrr NGC6822. Los telescopios utilizados fueron: CTIO-MOSAIC2 (4m), Gemini South-GMOS (8m) y VLT-FORS2 (8m). Las abundancias obtenidas de los espectros se utilizaron para restringir modelos de evolución química desarrollados en esta tesis para entender la historia química de la galaxia dIrr NGC 6822.

# Indice

Resumen	I
Dedicatoria	III
Agradecimientos	v
<b>1. Introducción</b>	<b>1</b>
<b>2. Antecedentes</b>	<b>5</b>
2.1. NGC 6822: una galaxia dIrr del Grupo Local . . . . .	5
2.2. Regiones HII en NGC 6822 . . . . .	9
2.3. Nebulosas planetarias en NGC 6822 . . . . .	13
2.4. Modelos de evolución química de NGC 6822 . . . . .	15
<b>3. Búsqueda de Nebulosas Planetarias</b>	<b>17</b>
3.1. Imágenes de objetos puntuales . . . . .	17
3.2. Reducción de datos . . . . .	19
3.3. Candidatos a nebulosas planetarias . . . . .	23
3.4. Función de luminosidad . . . . .	34
3.4.1. Parámetro $\alpha_{0,5}$ . . . . .	37
3.5. Conclusiones del capítulo . . . . .	39
<b>4. Abundancias Químicas de Regiones HII y Nebulosas Planetarias</b>	<b>41</b>
4.1. Observaciones con el VLT . . . . .	42
4.1.1. Reducción y análisis de datos . . . . .	43
4.2. Observaciones con el GEMINI . . . . .	44
4.2.1. Reducción y análisis de datos . . . . .	44
4.3. La composición química de regiones HII y nebulosas planetarias . . . . .	48
4.3.1. Cálculo de abundancias . . . . .	48
4.3.2. Abundancias químicas . . . . .	54
4.4. Homogeneidad espacial de oxígeno nebular . . . . .	59

4.5. Comparación con otras galaxias . . . . .	60
4.6. Conclusiones del capítulo . . . . .	61
<b>5. Evolución química</b>	<b>65</b>
5.1. Ecuaciones básicas de evolución química . . . . .	66
5.2. Ecuaciones de evolución química con retraso . . . . .	68
5.3. Suposiciones del modelo . . . . .	68
5.3.1. Acreción de masa, $f(t)$ . . . . .	68
5.3.2. Tasa de formación estelar, $\psi(t)$ . . . . .	70
5.3.3. Función de masa inicial, $\phi(m)$ . . . . .	71
5.3.4. Yields estelares, $p_i(m)$ . . . . .	71
5.3.5. Masa representativa . . . . .	76
5.3.6. Retraso temporal, $\tau_i$ . . . . .	79
5.3.7. Vientos galácticos, $w(t)$ . . . . .	79
5.3.8. Condiciones Iniciales . . . . .	81
5.4. Modelos para NGC 6822 . . . . .	81
5.4.1. Modelos usando líneas de excitación colisional . . . . .	82
5.4.2. Modelos usando líneas de recombinación . . . . .	89
5.5. Conclusiones del capítulo . . . . .	94
<b>6. Conclusiones</b>	<b>97</b>
<b>A. Factores de Corrección por Ionización</b>	<b>101</b>
A.1. Nitrógeno . . . . .	101
A.2. Oxígeno . . . . .	101
A.3. Carbono . . . . .	102
A.4. Neón . . . . .	104
A.5. Argón . . . . .	104
A.6. Azufre . . . . .	104
A.7. Abundancias para nebulosas planetarias de muy alta excitación . . . . .	105
<b>B. Código de evolución química CHEV-E</b>	<b>107</b>
B.1. El Código . . . . .	107
B.2. Diagrama del flujo . . . . .	118
<b>C. Exploración de parámetros libres para los modelos numéricos</b>	<b>121</b>
<b>D. Artículos publicados con relación a la tesis</b>	<b>135</b>
<b>Bibliografía</b>	<b>137</b>



# Capítulo 1

## Introducción

Las regiones fotoionizadas (nebulosas planetarias y regiones HII) son piezas fundamentales para el entendimiento de varios escenarios astrofísicos. Su composición química es necesaria para entender la estructura y evolución de las galaxias. También ayudan a determinar empíricamente la abundancia primordial del helio, la cual es una pieza fundamental en la cosmología para poder confirmar o descartar el modelo estándar del Big Bang. Tanto la cinemática como la química de regiones fotoionizadas son utilizadas como restricciones a los modelos evolutivos a diferentes escalas, desde estructuras estelares hasta galácticas, supergalácticas y cosmológicas.

Las nebulosas planetarias (NPs) han sido objetos estudiados desde hace muchos años, y debido al gran brillo que muestran en ciertas líneas no permitidas del espectro ([OIII]  $\lambda 5007$  y otras) podemos encontrarlos por toda nuestra galaxia. Su nombre se debe al astrónomo William Herschel, quien en el siglo XVIII, llevado por la apariencia a menudo circular de estas nebulosas, las relacionó con los discos planetarios. Sin embargo ahora se sabe que estos objetos provienen de estados finales de estrellas de masa intermedia, es decir, entre  $\sim 1M_{\odot}$  y  $\sim 8M_{\odot}$ . Desde mediados del siglo pasado las NPs se han observado en galaxias cercanas, sin embargo sólo en la última década se han hecho observaciones sistemáticas, con mayor profundidad que han ayudado a encontrarlas en casi todas las galaxias del Grupo Local.

También se les ha utilizado como candelas estándar, ya que las NPs más brillantes que se han observado parecen tener el mismo brillo en muchas galaxias, por lo que sus flujos pueden ser usados como indicador de distancia, a través de su Función de Luminosidad (FLNP). Usando la FLNP se puede determinar la distancia de objetos que se encuentran hasta algunos Mpc de distancia. Incluso en el Cúmulo de Virgo se han podido observar algunos cientos de NPs intracúmulo, que se cree que son producto de una población estelar expulsada de sus galaxias anfitrionas durante alguna interacción.

Las NPs también son de gran valor para la caracterización de una galaxia, por ejemplo, a través de estos objetos podemos conocer la cinemática estelar, ya que presentan ciertas líneas muy brillantes (e.g. [OIII]  $\lambda$ 5007) lo cual hace fácil su observación. Por otro lado, podemos obtener abundancias químicas del medio interestelar (MI) de cierta galaxia, a partir de las NPs. Esto corresponde a la abundancia representativa del MI cuando se formó la estrella progenitora de la NP, hace algunos Gaños ( $>3$ ). Las abundancias químicas de las NPs pueden servir como restricciones observacionales de modelos donde se estudia cómo el gas de una galaxia ha sido químicamente contaminado a lo largo de toda su vida. Estos modelos son retringidos utilizando valores observacionales como por ejemplo, la masa de gas actual, las abundancias químicas de estrellas y del medio interestelar actual (regiones HII) y pasado (NPs), entre otros.

Las regiones HII, estas son producidas por estrellas masivas ( $\gtrsim 8 M_{\odot}$ ). Estos objetos son igualmente luminosos y podemos encontrarlos en cualquier galaxia con suficiente materia prima para formar estrellas, es decir, suficiente gas. En las galaxias que más se han hallado regiones H II son las espirales, en especial en los brazos de éstas, donde las estrellas jóvenes proporcionan los fotones ultravioleta necesarios para ionizar el gas. Una gran cantidad de estrellas masivas se encuentran en los brazos de las galaxias. Estas estrellas las podemos encontrar también en galaxias irregulares, las cuales tienen suficiente gas para formar estrellas masivas jóvenes. Las regiones HII representan, químicamente, la componente presente del MI, y esto nos ayuda a buscar gradientes químicos en las galaxias, con el objetivo de conocer como fue la formación de cierta galaxia.

Las regiones HII pueden ser reconocidas en otras galaxias en imágenes directas tomadas en regiones del espectro con fuertes líneas en emisión nebular (por ejemplo centradas en  $H\alpha$   $\lambda$ 6563 y [NII]  $\lambda\lambda$ 6583, 6548). Las nebulosas más brillantes y más grandes son fáciles de observar a simple vista, sin embargo, para las regiones más compactas suele ser más difícil su detección. La mayoría de las imágenes tomadas de las regiones HII se hacen con filtros interferométricos de banda angosta, con esto se logra eliminar la luz del continuo proveniente de las estrellas y resaltar la luz de las nebulosas. Una ventaja que tienen estos objetos es que pueden ser vistos a grandes distancias en el Universo, ayudando así a la caracterización del medio interestelar, ya sea en nuestra Galaxia o en otras galaxias. El estudio de regiones HII extragalácticas es importante para determinar distancias a otras galaxias, o como trazadores de regiones de formación estelar, así como para determinaciones de composición química de otras galaxias, entre otras cosas.

**Los objetivos de esta tesis son:**

1) Incrementar la muestra de candidatos a nebulosas planetarias reportadas en la literatura para NGC 6822.

2) Confirmar, con un estudio espectroscópico, aquellos candidatos que deben ser considerados como nebulosas planetarias. Así mismo calcular las abundancias químicas de estos objetos y de regiones HII.

3) Proponer un modelo de evolución química para NGC 6822 usando los valores de las abundancias de las nebulosas planetarias y regiones HII como restricciones observacionales de la componente pasada y presente, respectivamente, del medio interestelar.

Esta tesis está organizada de la siguiente manera: En el capítulo 2 se describen brevemente los resultados publicados en la literatura, anteriores a este trabajo, sobre regiones ionizadas y la evolución química del medio interestelar en NGC 6822. En el capítulo 3 se presentan nuestros resultados de la búsqueda de nebulosas planetarias para esta galaxia. En el capítulo 4 se presenta el cálculo de las abundancias para las nebulosas planetaria y regiones HII. En el capítulo 5 se presentan modelos de evolución química para NGC 6822 utilizando como restricciones observacionales las abundancias químicas obtenidas. En el capítulo 6 se resumen las conclusiones generales del trabajo de tesis.

## Capítulo 2

# Antecedentes

### *Resumen*

*El estudio de las galaxias enanas es de suma importancia para el entendimiento de la formación de estructuras galácticas más complejas. La composición química del medio interestelar embebido en una galaxia nos puede dar pistas sobre su formación y evolución. Un ejemplo de estas son las galaxias enanas irregulares, las cuales se caracterizan por tener actualmente formación estelar por lo que fácilmente se pueden encontrar regiones HII brillantes en ellas, teniendo así información sobre el estado, físico y químico actual del medio interestelar. En estas galaxias también es frecuente observar nebulosas planetarias las cuales nos cuentan como era el medio interestelar cuando se formó su estrella progenitora. Los modelos de evolución química de galaxias utilizan las determinaciones de abundancias químicas como restricciones observacionales, a partir de estas podemos saber la historia química de una galaxia y así inferir su formación y evolución.*

### **2.1. NGC 6822: una galaxia dIrr del Grupo Local**

Bajo el escenario jerárquico del modelo de formación de galaxias, las galaxias enanas se consideran los eslabones que forman las grandes estructuras del Universo. El Grupo Local de Galaxias es un excelente laboratorio para el estudio de este tipo de galaxias ya que contiene docenas de galaxias enanas confinadas en una esfera de aproximadamente un Mpc de radio. Dicha esfera se encuentra centrada entre la Vía Láctea y Andrómeda (M31), nuestra vecina más grande. Es importante notar que las 3 galaxias más grandes del grupo local: M31, la Vía Láctea y M33, son galaxias espirales. M31 es alrededor de 50 % más luminosa que la Vía Láctea, mientras que M33 sólo tiene el 20 % de luminosidad de nuestra galaxia. Estas tres galaxias emiten el 90 % de la luz visible del Grupo Local. La única galaxia

elíptica es M32, una galaxia satélite de M31. Los otros sistemas, son galaxias irregulares y galaxias menos luminosas como, enanas irregulares, enanas elípticas y enanas esferoidales. Muchas de éstas pequeñas galaxias se encuentran orbitando alrededor de la Vía Láctea o M31.

Las galaxias irregulares se llaman así por su apariencia asimétrica y desordenada, contienen gas y estrellas azules (de reciente formación), sin embargo, en algunos casos se parecen a las enanas esferoidales. El nacimiento de las estrellas ocurre en partes desorganizadas que ocupan relativamente una gran fracción de su parte central. Algunas tienen un disco y es ahí donde se concentra la mayor parte de la población joven. Galaxias irregulares muy pequeñas también pueden producir asociaciones OB espectaculares, así como cúmulos normales de estrellas jóvenes. Las galaxias irregulares y las enanas irregulares se dividen en función de su luminosidad siendo enanas aquellas en donde  $L < 10^8 L_{\odot}$ . Las galaxias irregulares son difusas y sus movimientos rotacionales ordenados son menos importantes que en el disco de la Vía Láctea o de otras galaxias espirales. Las estrellas y las nubes de gas tienen una dispersión de velocidades de  $\sigma \sim 6-10$  km/s y la proporción de metales en estas galaxias es muy baja,  $\leq 10\%$  del valor solar, entre menos luminosas sean menos metales poseen. En los sistemas más pequeños, como Leo A, el gas tiende sólo alrededor de 1/30 de la abundancia de oxígeno solar, mientras que en una galaxia más masiva, NGC 6822, tiene alrededor de 1/5 de la abundancia solar (Mateo 1998).

Las galaxias enanas irregulares tienden a ser más brillantes que las enanas esferoidales, debido a su población de estrellas jóvenes. Ellas contienen una gran cantidad de gas la cual podemos ver en forma de hidrógeno neutro (HI), en capas que se extienden a menudo muy lejos del disco estelar principal. En estas galaxias también se observan agujeros en el gas neutro producto de explosiones de supernovas y de fuertes vientos de las estrellas calientes.

NGC 6822, una galaxia enana irregular (dIrr) del grupo local, ha sido ampliamente estudiada a lo largo de los años, Edwin Hubble escribió sobre un lejano sistema estelar, en donde se podía identificar 5 regiones HII y numerosos objetos más débiles: como estrellas variables, de las cuales algunas eran Cefeidas (Hubble 1925). Hubble hizo un mapeo de la distribución de estrellas en esta galaxia alcanzando magnitudes de  $\sim 19$  mag y proporcionó características espectrales, luminosidades y dimensiones de las 5 regiones HII más brillantes. Esta galaxia fue el primer sistema, después de las Nubes de Magallanes, que tuvo una buena medición de su distancia. Con respecto al estudio del medio interestelar esta galaxia cuenta con un catálogo de más de 150 regiones HII, recopilado desde la primera vez que fue vista hasta ahora.

NGC 6822 se encuentra a una distancia de 490 kpc de nuestra Galaxia (alejándose de nosotros a una velocidad radial  $V_{rad} = 44$  kms $^{-1}$ ) y a 880 kpc de M31. Esta cercanía la hace

propicia para el estudio de estructuras de pequeña escala en el MI ( $\sim 100$  pc) en múltiples longitudes de onda. Su contenido estelar se encuentra confinado en  $2.9 \times 2.9$  kpc (Hodge et al. 1991) y está rodeada por un gran halo de HI de  $6 \times 13$  kpc (de Blok & Walter 2006). La formación estelar ha tenido un período de inactividad en los pasados Gaños, sin altas o bajas muy apreciables en términos absolutos (Wyder 2001, 2003). Dicha formación estelar está distribuida a lo largo del disco así como en algunas regiones activas de formación estelar asociadas a la emisión en  $H\alpha$  las cuales fueron estudiadas por primera vez por Hubble (1925). Se han encontrado más de 150 regiones HII, así como analizado algunas cuantas de estas (Killen & Dufour 1982; Hodge et al. 1988; entre otros). Con respecto a las NPs, estas han sido reportadas casi todas en la parte central de la galaxia (Ford et al. 2002; Leisy et al. 2005; Richer & McCall 2007). El estudio más reciente y completo hasta ahora sobre las nebulosas planetarias de NGC 6822, es parte de este trabajo de tesis, y se encuentra publicado en Hernández-Martínez & Peña 2009 (de aquí en adelante lo llamaremos Artículo I). La luminosidad óptica total es  $\sim 9.4 \times 10^7 L_{\odot}$  (Mateo 1998), mientras que la masa total de HI es de  $1.34 \times 10^8 M_{\odot}$  (de Blok & Walter 2006.). En la Tabla 2.1 se presentan las principales características para esta galaxia.

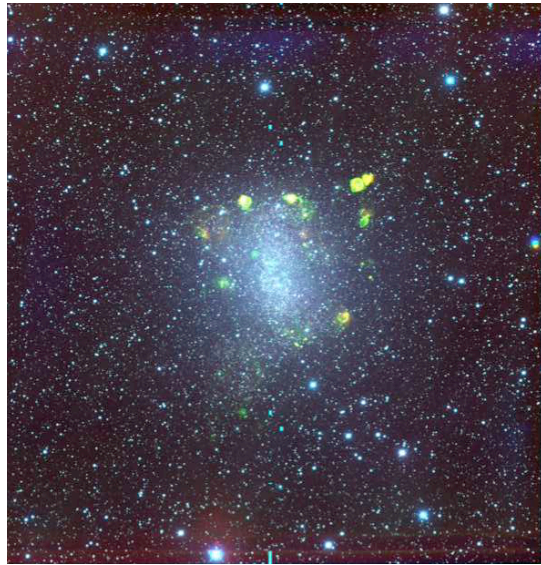


Figura 2.1: NGC 6822 en el óptico, composición de tres filtros [OIII] (verde),  $H\alpha$  (rojo) y su continuo (azul). Imagen de MOSAIC2 (4m Blanco, CTIO).  $36.8 \times 36.8$  arcmin. Hernández-Martínez, L., & Peña, M. (2007).

Otro de los estudios que se han realizado en NGC 6822 ha sido sobre los mecanismos del calentamiento y enfriamiento en el medio interestelar. La distribución de la emisión en el lejano infrarrojo (FIR) con respecto a la emisión  $H\alpha$  parece ser un poco variable a lo

Tabla 2.1: Principales características de NGC 6822, (vease Lee, Skillman &amp; Venn, 2006)

Propiedad	Valor	Referencia
Tipo Morfológico	IB(s)m	
Nombres alternativos	DDO 209, IC 4895	
Ascensión recta (J2000.0) <sup>a</sup>	19h 44m 56.4s	1
Declinación (J2000.0) <sup>a</sup>	-14°48' 04.5"	1
PA. (deg)	112	1
Inclinación (deg)	50.1	1
Distancia (Mpc)	0.47-0.50	2,3,4
Velocidad Heliocéntrica (km s <sup>-1</sup> )	-54	6
D <sub>25</sub> <sup>b</sup> (arcmin)	15.5	7
B <sub>T</sub> <sup>c</sup>	9.32	7
E(B-V) <sup>c</sup>	0.236	7
M <sub>B,0</sub> <sup>c</sup>	-15.1	5
Flujo en 21cm. (Jy km s <sup>-1</sup> )	2399	7,8
12+log(O/H), A <sup>d</sup>	8.36±0.19	9
12+log(O/H), HII <sup>e</sup>	8.11± 0.10	5

<sup>a</sup> Coordenadas del centro dinámico en HI.

<sup>b</sup> Diámetro angular medido en 25mag arcsec<sup>-2</sup>

<sup>c</sup> Magnitud aparente total en B y el desenojecimiento absoluto de la mag B (a una distancia de 0.5Mpc).

<sup>d</sup> Abundancia media estelar de oxígeno (Estrellas supergigantes A.)

<sup>e</sup> Abundancia media nebular derivada de las líneas [OIII]  $\lambda$ 4363 y  $\lambda$ 5007 de cinco regiones HII.

Referencias: (1) Brandenburg & Skillman 1998; (2) Gallart et al.1996; (3) Clementini et al. 2003;

(4) Pietrzyński et al. 2004; (5) Lee et al. 2006; (6) Mateo 1998; (7) Karachentsev et al. 2004;

(8) Huchtmeier & Richter 1986; (9) Venn et al. 2001.

largo de disco (Gallagher et al. 1991). Las regiones con una fuerte emisión en el infrarrojo corresponden comparativamente a regiones polvosas, las cuales también tienen poblaciones estelares jóvenes. Al parecer esta galaxia tiene una distribución de polvo más abundante en el centro y disminuye hacia los extremos, con ciertas regiones más polvosas donde hay formación estelar presente (Israel et al. 1996; Dale & Uson 2000; Hunter et al. 2001) y con un cociente de polvo a gas ( $\sim 1.4 \times 10^{-4}$ ) muy por debajo de los valores típicos observados en sistemas metálicos como la Vía Láctea que en promedio es  $\sim 0.006-0.01$ , (Sodroski et al. 1997; Li 2004).

Históricamente se creía que esta galaxia no había sido afectada por efectos de marea

debido a la interacción con alguna galaxia y la idea que se tenía de esta galaxia era muy simple. Sin embargo, a través de los años NGC 6822 ha dejado ver su estructura compleja. Letarte et al. (2002) revelan que está rodeada por una gran estructura estelar (de estrellas de carbono) que se extiende unos 3Kpc en la parte central, con una población de una edad intermedia. Este gran esferoide también fue estudiado por Lee & Hwang (2005), Komiyama et al. (2003), Battinelli et al. (2006) así como también por Demers et al. (2006) quienes aseguran que se encuentra desacoplado del disco de HI y rota en ángulo recto con él. Uno de los escenarios posibles que pueden explicar estas estructuras, es que la galaxia tuvo cierta historia dinámicamente violenta en el pasado.

Por otro lado de Blok & Walter (2000) hacen un estudio muy detallado en HI en el cual se muestra que el medio interestelar de esta galaxia está caracterizado por la presencia de numerosos agujeros y cascarones en HI, así como otras estructuras complejas. Ellos infieren la presencia de un posible brazo producto de fuerzas de marea, el cual indica que recientemente la galaxia pudo haber sufrido algún tipo de interacción. Se observa también un complejo de HI localizado en la parte noroeste de la galaxia, el cual se cree que es una compañera en interacción con NGC 6822. De Blok & Walter discuten la posibilidad de que estas estructuras se pudieron formar hace unos 100 Maños provocando el aumento en la formación estelar observada.

## 2.2. Regiones HII en NGC 6822

La distribución de regiones HII en las galaxias enanas irregulares no se encuentra tan organizada como en el caso de las galaxias espirales. En algunas de las galaxias clasificadas como irregulares, como por ejemplo la Gran Nube de Magallanes (LMC por sus siglas en inglés), la distribución de las regiones HII parece trazar estructuras parecidas a brazos espirales. Sin embargo, en otras galaxias irregulares, como por ejemplo la Nube Menor de Magallanes (SMC por sus siglas en inglés), la distribución de regiones HII está lejos de ser simétrica, existen áreas plagadas de regiones HII así como también se pueden encontrar zonas que carecen casi en su totalidad de éstas. En este trabajo el objeto que estudiamos, NGC 6822, es una galaxia enana irregular que por sus características tanto morfológicas y químicas, entre otras, se asemeja a las Nubes de Magallanes, de hecho hay quien la llama una galaxia del tipo “Magallánica”.

Debido a la cercanía de NGC 6822 con respecto a nosotros ha sido una galaxia muy estudiada a lo largo de los años. Como se ha dicho anteriormente, la primera identificación de regiones HII en esta galaxia fue hecha por Hubble en el año 1925 (Hubble 1925), quien identificó cinco objetos luminosos y algunas decenas de estrellas variables. Después Hodge



(1969, 1977) identificó 16 nebulosas y posteriormente Kinman, Green & Mahaffey (1979) identifican y obtienen espectros de tres regiones HII compactas que no estaban en el catálogo hecho por Hodge y también se muestran algunos datos físicos de las regiones HII más brillantes. Boggess (1967) deriva luminosidades, densidades electrónicas, y masas de cuatro regiones HII. Los espectros y la composición química de algunos objetos nebulosos fueron estudiados por Peimbert & Spinrad (1970), Smith (1975), Lequeux et al. (1979), entre muchos otros. Conforme fueron pasando los años se fueron publicando más catálogos de regiones HII para NGC 6822 así, en 1982, Killen & Dufour (1982) reportan 31 nebulosas difusas y 36 objetos compactos con líneas en emisión proporcionando identificaciones y posiciones. Otro gran catálogo de regiones HII muy completo que se hizo a lo largo de los años (usando CCD's) fue realizado por el grupo de Hodge (Hodge et al. 1989; Collier et al, 1994, 1995, etc.).

NGC 6822 es una galaxia pobre en metales con una abundancia del medio interestelar de  $\sim 0.2Z_{\odot}$  (Richer & McCall, 2007) y parece ser químicamente homogénea. Lee et al. (2006) estudiaron la posible existencia de un gradiente en la abundancia de oxígeno, sin embargo no pudieron llegar a ninguna conclusión que apoyara o desechara tal hipótesis.

Diferentes autores han estudiado el medio interestelar de esta galaxia, la mayoría de los trabajos se centran en la determinación de abundancias químicas de las dos regiones HII más brillantes, HX y HV, por su nomenclatura de Hubble (1925). Hidalgo-Gómez et al. (2001) reportaron un valor para la abundancia de O de  $12 + \log(O/H) = 8.10$  para la región HV y  $12 + \log(O/H) = 8.12$  para la región HX, este análisis se hizo con líneas de excitación colisional. Las líneas de oxígeno [OIII]  $\lambda\lambda 5007, 4959$  resultan relativamente fáciles de observar en estas regiones tan brillantes, por otro lado [OIII]  $\lambda 4363$ , que nos permite determinar la temperatura electrónica de las regiones fotoionizadas, suelen ser más débiles y es necesario tener observaciones con mayor profundidad (ver capítulo 4 de esta tesis).

Peimbert et al. (2005) reanalizaron las regiones HII estudiadas por Hidalgo-Gómez et al. (2001) y obtuvieron abundancias medidas por medio de líneas de recombinación. Ellos obtuvieron espectros profundos y lograron hacer un análisis incluyendo fluctuaciones de temperatura,  $t^2 \neq 0$  obteniendo un valor de la abundancia de oxígeno de  $12 + \log(O/H) = 8.42 \pm 0.06$ . Este valor es mayor al obtenido por las líneas de excitación colisional. Ellos argumentan que el valor dado por líneas de recombinación está en mejor acuerdo con el valor reportado para las estrellas supergigantes tipo A ( $8.36 \pm 0.19$ , Venn et al. 2001).

Lee et al. (2006) obtuvieron abundancias de oxígeno en regiones HII por medio de líneas de excitación colisional a diferentes distancias galactocéntricas. Ellos calculan abundancias de aquellas regiones HII que presentan la línea de [OIII]  $\lambda 4363$  para poder tener una mejor

determinación de temperaturas y por lo tanto de abundancias. Tomando datos de regiones HII, NP y estrellas A, encuentran un valor promedio de  $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.11 \pm 1.0$ . A pesar de hacer una buena compilación de datos, no pueden llegar a una conclusión sobre la existencia de un gradiente en la abundancia.

1982PASP...94..444K

448

KILLEN AND DUFOUR

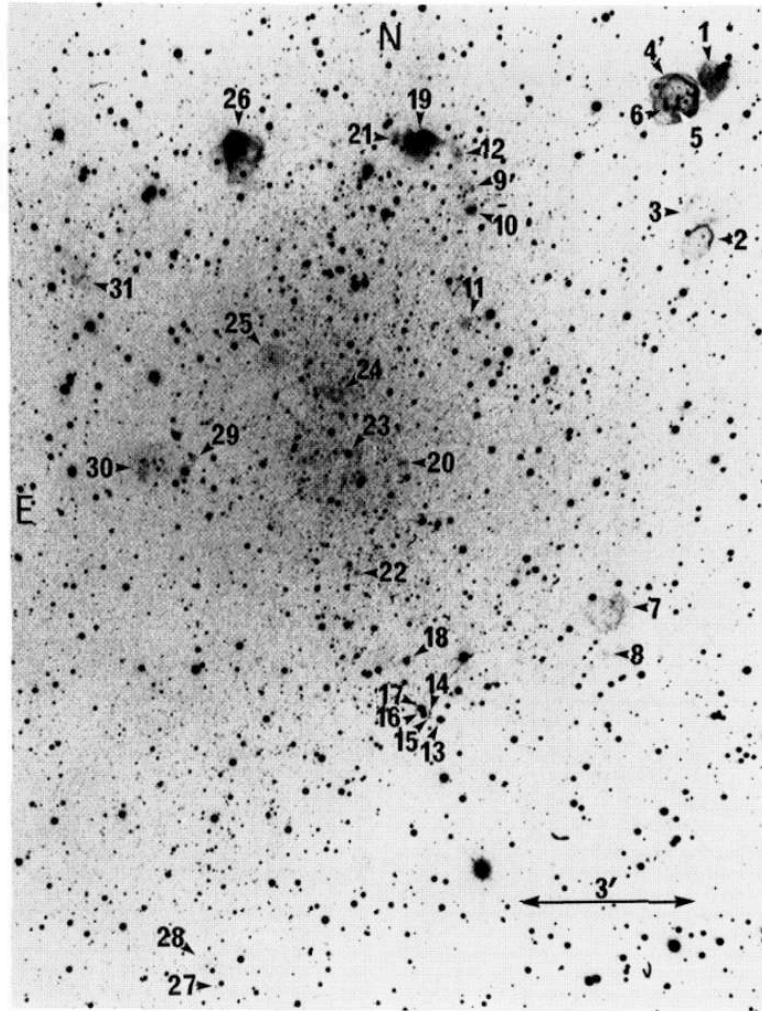


FIG. 1—Identifications of diffuse nebulae in NGC 6822 listed in Table II. Photograph is a high-contrast print from plate 2131 (150-minute exposure, 127402 emission +  $\lambda 6500/120 \text{ \AA}$  FWHM filter) taken with the CTIO 4-m telescope at prime focus.

© Astronomical Society of the Pacific • Provided by the NASA Astrophysics Data System

Figura 2.2: NGC 6822 en el óptico, imagen tomada de Killen & Dufour (1982).

### 2.3. Nebulosas planetarias en NGC 6822

Como se dijo en la Introducción las nebulosas planetarias extragalácticas pueden ser fácilmente observadas debido a su intenso brillo en ciertas líneas en emisión, principalmente en la línea de excitación colisional de oxígeno [OIII]  $\lambda 5007$ . Los primeros reportes de nebulosas planetarias extragalácticas datan de mediados del siglo pasado: en la Nube Menor de Magallanes (SMC; Lindsay, 1955), en Adrómeda (M 31; Baade, 1955), en la Nube Mayor de Magallanes (LMC; Westerlund & Rodgers, 1959). Años más tarde y ya con mejores instrumentos, Ford et al. (1973) observaron M 31, NGC 205, NGC 185 y encontraron un número considerable de nebulosas planetarias empezando así con los mapeos en serie de diferentes galaxias (Ford 1983; Ford et al. 1988; etc). A partir de aquí la búsqueda de NP en galaxias cercanas ha sido extensiva, M31, M33, así como las Nubes de Magallanes son las más observadas (Ciardullo et al. 1989; Magrini et al. 2000; Jacoby & De Marco 2002; Merrett et al. 2003; etc). En un esfuerzo por encontrar NP menos luminosas los autores del "Local Group Census" (Magrini et al. 2002 y referencias en ese artículo) mapearon 14 galaxias del Grupo Local en búsqueda de nebulosas planetarias, encontrando un número considerable de objetos más débiles (ver Tabla 2.3), aumentando la muestra en la galaxia NGC 6822 a 17 NPs.

Estos objetos nos ayudan a trazar la componente pasada del medio interestelar y su composición química nos deja saber sobre el estado de la química del medio donde nacieron las NPs, mismas que fueron originadas por estrellas en un rango de masa entre  $0.8 M_{\odot}$  hasta cerca de  $8 M_{\odot}$  y con un gran intervalo de edades las cuales van desde 1 a 11 Gaños (Allen et al. 1998). A pesar de que las NPs muestran líneas en emisión muy brillantes, es necesario hacer observaciones muy profundas para poder facilitar su búsqueda, así como para tener buena determinación de abundancias químicas.

Con respecto a las abundancias químicas de las nebulosas planetarias, su determinación ha sido menos estudiada que en el caso de las regiones HII. Los flujos de esta componente del MI son muy débiles como para haber sido observados en el pasado. De hecho sólo un par de espectros fueron analizados por Dufour & Talent (1980) y por Richer & McCall (1995). Recientemente con la ayuda de telescopios con diámetros más grandes que 2m y con un aumento en los tiempo de exposición, Richer & McCall (2007) obtuvieron datos espectroscópicos de una muestra de siete nebulosas planetarias.

Por otro lado, durante años ha sido ampliamente aceptada la teoría de que los elementos llamados " $\alpha$ " (O, Ne, etc.) no son significativamente afectados por procesos ocurridos durante la nucleosíntesis que sucede en la evolución de las estrellas de masa baja e intermedia (LIMS por sus siglas en inglés). Las LIMS (estrellas con masa  $< 6 - 8 M_{\odot}$ ) son las progenitoras de las NPs y sintetizan principalmente He, C y N. Debido a esto, las abundancias de O y

Galaxia	Número de NP
M31	2766
Vía Láctea	~ 2400
M33	152
LMC	277
SMC	105
M32	30
NGC 205	35
IC 10	16
<b>NGC 6822</b>	<b>17</b>
NGC 185	5
IC 1613	3
NGC 147	9
WLM	1
Sagittarius	3
Fornax	1
Pegasus	1
Leo A	1

Tabla 2.2: Número de NPs en galaxias del Grupo Local (Corradi & Magrini 2004).

Ne han sido utilizadas como valores representativos del medio interestelar en la época de formación de estas estrellas. Sin embargo, existen evidencias observacionales (Wang & Liu 2008) y modelos teóricos que muestran que estas afirmaciones son cuestionables (Karakas & Lattanzio 2007), especialmente para metalicidades bajas. Teóricamente las abundancias originales del O y Ne en las NPs pueden ser modificadas por la nucleosíntesis estelar de dos formas: a) En muchas estrellas de masa baja e intermedia el O puede disminuir debido a el ciclo ON (v.g. Peimbert 1985; Henry 1990; Costa et al. 2000), b) por otro lado, los progenitores de NPs de baja metalicidad pueden sacar a la superficie O recién sintetizado en la nucleosíntesis (y posiblemente también Ne junto con C) en el tercer episodio de dragado (Marigo 2001; Herwing 2004; Leisy & Dennefeld 2006; Wang & Liu 2008), aunque esto sucede significativamente en el régimen de baja metalicidad. Por ejemplo, en algunas galaxias muy pobres se han encontrado que la abundancia de oxígeno (y aparentemente también de neón) de las NPs es mayor que el valor promedio de las regiones HII. Este es el caso de la única NP conocida en Sextans A (Kniazev et al. 2005; Magrini et al. 2005), en las 8 NPs estudiadas en NGC 3109 (Peña et al. 2007), en una gran fracción de NPs de la SMC y en una pequeña pero significativa fracción en la LMC (Leisy & Dennefeld 2006). Entonces, el O y el Ne deben ser utilizados con precaución para probar la composición original de las estrellas progenitoras.

## 2.4. Modelos de evolución química de NGC 6822

La diferencia entre el rendimiento químico (yield) de oxígeno observado y el predicho por los modelos de evolución química de caja cerrada es aún un problema abierto en el estudio de la evolución química de las galaxias irregulares. Una solución a este problema puede ser la presencia de vientos galácticos ricos en Oxígeno (Garnett 2002). Sin embargo diferentes autores indican que la presencia de estos vientos en galaxias ricas en gas, como lo son las galaxias irregulares, son poco probables debido a una serie de estudios químicos (Carigi et al. 1995, 1999; Larsen et al. 2001). Existen otras soluciones a este problema, como por ejemplo la presencia de materia oscura en estas galaxias, mismo que ha sido discutido por Carigi et al. 1999.

NGC 6822 es una galaxia enana irregular particularmente apropiada para realizar modelos de evolución química debido a que su historia de formación estelar (SFH por sus siglas en ingles) es bien conocida (Wyder 2001, 2003). Su composición química actual, es decir la obtenida a partir de regiones HII y estrellas A, nos puede ayudar a decidir si esta galaxia ha tenido vientos galácticos o no. Y esta galaxia a diferencia de las Nubes de Magallanes no ha perdido una cantidad importante de gas debido a efectos de marea, esto por no tener una compañera de masa considerable en un radio cercano.

Carigi et al. (2006, que llamaremos CCP06) calcularon modelos de evolución química para NGC 6822 usando el código CHEVO, el cual considera el tiempo de la vida de cada estrella formada. Este es el único modelo de evolución química reportado en esa galaxia. CCP06 discuten la posibilidad de tener un modelo de evolución química con la mayor cantidad de restricciones observacionales posible y de esta manera tener un modelo bien acotado para NGC 6822.

En CCP06 se construyeron modelos bien restringidos, con una SFH que logra reproducir los colores de la galaxia, con una historia de acreción de masa derivada de la cosmología  $\Lambda$ CDM estándar jerárquica. Los modelos utilizan la función de masa inicial (IMF por sus siglas en ingles) y los yields que reproducen la evolución química de la vecindad solar y el disco galáctico (Carigi et al. 2005). Estos modelos logran reproducir la masa total y la masa de gas de la galaxia, así como el valor de la abundancia de la componente presente del MI ( $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.42 \pm 0.06$ ), calculado por Peimbert et al. (2005) para Hubble V (HV) a partir de líneas de recombinación. Ellos presentaron la evolución química de algunos elementos químicos (O/H, C/O, N/O, Fe/O). Para poder reproducir la abundancia actual de Oxígeno en sus modelos es necesario que la masa superior contaminante en la IMF de la galaxia NGC 6822 sea de  $60 M_{\odot}$ , siendo este uno de los resultados más importantes de este estudio.

como ya lo hemos dicho las regiones HII representan la componente química del medio interestelar actual, por lo tanto los modelos de CCP06 sólo están restringidos por la componente actual y la historia química inferida por CCP06 no puede ser comparada con observaciones de la componente pasada del MI.

En este trabajo nosotros obtuvimos abundancias químicas confiables para las regiones HII y nebulosas planetarias, por lo que construimos modelos más sólidos, restringidos por un mayor número de elementos químicos y observaciones que representan los últimos 10 Gaños de las NPs (ver capítulo 5 para más detalles).

## Capítulo 3

# Búsqueda de Nebulosas Planetarias

### *Resumen*

*Las nebulosas planetarias son trazadores invaluable de las poblaciones estelares de masa baja e intermedia. Estos objetos pueden ser observados a distancias considerablemente lejanas  $\sim 30$  Mpc, debido a que tienen una fuerte emisión en ciertas líneas angostas de emisión. Su estudio nos proporciona información sobre la luminosidad, edad, metalicidad y dinámica de la población estelar progenitora. Esto las hace muy útiles para probar un importante número de teorías acerca de la evolución de estrellas y galaxias. Las nebulosas planetarias también sirven como indicadores de distancias extragalácticas por medio de su función de luminosidad (FLNP). Es por eso que nos dedicamos a su búsqueda en toda la galaxia. Se obtuvieron imágenes directas con la cámara de gran campo MOSAIC 2 en el telescopio de 4m. Blanco, CTIO (Tololo, Chile). Estas imágenes fueron tomadas con los filtros [OIII] 5007 y H $\alpha$  (técnica on-band, off-band) y fueron analizadas para buscar objetos con líneas en emisión (principalmete nebulosas planetarias). Los resultados fueron publicados en 2009 en la revista A&A (Hernández-Martínez & Peña, 2009, A&A, 495, 447).*

### **3.1. Imágenes de objetos puntuales**

Observamos NGC 6822 el 4 de septiembre y el 9 de octubre de 2005, en el Telescopio Blanco de 4m (CTIO) con la cámara MOSAIC 2. Esta cámara de gran campo, es un arreglo de 8 CCD's (cada uno con 2 amplificadores), los cuales cubren un campo de 36.8 x 36.8 minutos de arco en un total de 8192 x 8192 pixeles los cuales tienen una escala espacial de 0.27"/pix (Fig. 3.1) .



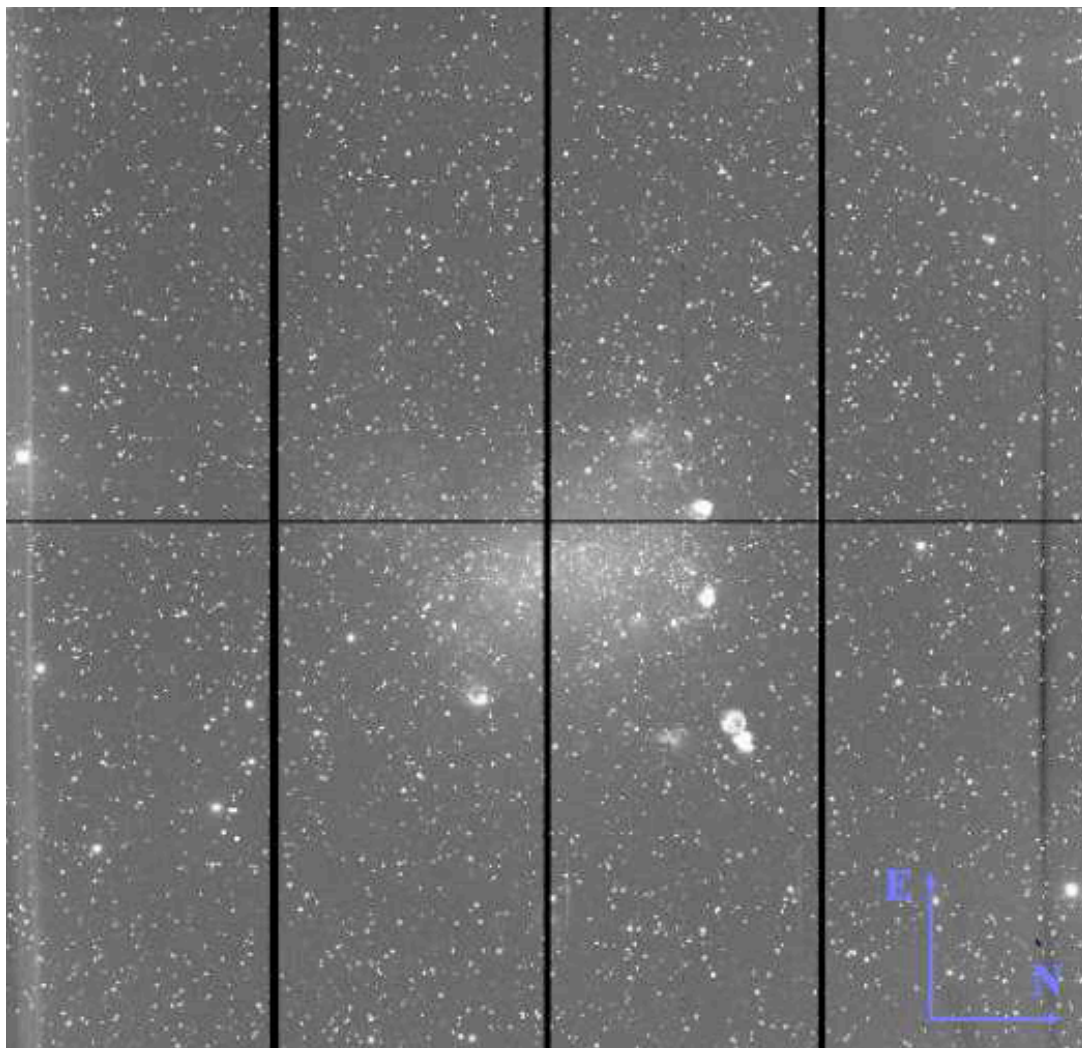


Figura 3.1: Imágen mosaico de NGC6822 en [OIII] que muestra el arreglo de 8 CCDs.

El campo de la cámara MOSAIC 2 cubre casi toda la galaxia y esto nos da la ventaja de obtener imágenes bastante homogéneas en cada filtro. Las coordenadas del centro del campo observado son  $\alpha=19^{\text{h}} 45^{\text{m}} 00.20^{\text{s}}$ ,  $\delta=-14^{\circ}48' 51.1''$ . La estrategia que seguimos en la búsqueda de objetos con líneas en emisión, fue utilizar 4 filtros: [OIII] (centrado en 4990 Å con un ancho a potencia media de 50 Å), D51 (centrado en 5130 Å con un ancho de 154 Å),  $\text{H}\alpha$  (centrado en 6563 Å con un ancho de 80 Å), y  $\text{H}\alpha+8$  (centrado en 6650 Å con un ancho de 80 Å). En la Tabla 3.1 se muestran los tiempos de exposición para cada uno de los filtros. Para tapar los huecos que quedan entre los detectores hicimos exposiciones movidas con la configuración 64,126 (técnica del “dithering”).

Por otro lado, el 20 y 21 de agosto de 2006, observamos NGC 6822 con el telescopio de 8m ESO VLT UT1 (Antu), en Cerro Paranal, Chile. Utilizamos el espectrógrafo llamado FORS 2 (Focal Reducer Spectrograph 2) y obtuvimos datos espectroscópicos para caracterizar el medio interestelar en esta galaxia (programa de observación ID 077 .B-0480). El espectrógrafo FORS 2 cubre un campo de 6.8 x 6.8 minutos de arco. En este trabajo estudiamos dos campos de la galaxia. Un campo fue centrado en  $\alpha=19^{\text{h}} 44^{\text{m}} 55.5^{\text{s}}$  y  $\delta=-14^{\circ} 48' 00.0''$ , incluyendo la parte central de la galaxia y un segundo campo centrado en  $\alpha=19^{\text{h}} 43^{\text{m}} 59.2^{\text{s}}$ ,  $\delta=-14^{\circ} 46' 14.9''$  cubriendo una parte alejada del centro de la galaxia situada en la region noroeste. El programa de observación incluyó una “pre-imagen” con el objetivo de seleccionar los objetos para la espectroscopía multi-objeto. Estas imágenes también nos ayudaron para corroborar los datos del MOSAIC 2 (CTIO). Las características de los filtros y los tiempos de exposición están presentados en la Tabla 3.1. Los detalles de las observaciones espectroscópicas se presentan en el capítulo 4 de este trabajo.

Tabla 3.1: Características de las imágenes, CTIO (arriba) y VLT(abajo)

Filtro	$\lambda_c$ (Å)	FWHM (Å)	Tiempo de exp. (s)
[O III]	4990	50	$8 \times 1200$
D51	5130	154	$4 \times 900$
H $\alpha$	6563	80	$2 \times 1200$
H $\alpha$ +8	6650	80	$2 \times 1200$
[O III]	5045	59	960
V <sub>Bess</sub>	5540	1115	60
H $\alpha$	6604	64	960
R <sub>special</sub>	6550	1650	60

## 3.2. Reducción de datos

Los datos del CTIO MOSAIC 2 fueron reducidos usando la paquetería MSCRED de IRAF, siguiendo al pie de la letra las indicaciones sugeridas por Jannuzi, Claver, y Valdes (ver Valdes 1998<sup>1</sup>).

Para el tratamiento de las imágenes,

- hicimos la corrección llamada “crosstalk correction”, que es una limpieza que se hace debido a la transferencia de señales (que para nosotros es ruido) entre los CCD’s y los controladores (una descripción más detallada se encuentra en Valdes 1998). Debido a

<sup>1</sup><http://www.noao.edu/noao/naoodeep/ReductionOpt/framesv6.html>

que estas señales están bastante bien caracterizadas, fácilmente se pueden encontrar archivos que nos ayudan con la limpieza de las imágenes,

- limpiamos las imágenes, las cortamos, las corregimos por bias, campos planos y pixeles malos, les quitamos rayos cósmicos y le sustrajimos el cielo,
- hicimos calibración astrométrica con base en el catálogo de la USNO-A2<sup>2</sup>,
- usando la tarea llamada MSCIMAGE generamos una imagen proyectada (tangent-plane projected image) de cada una de las imágenes individuales,
- sumamos las imágenes individuales y así obtuvimos imágenes con la misma escala uniforme y proyectadas en la misma posición relativa,
- las imágenes desplazadas de [OIII], H $\alpha$  y sus continuos, fueron corridas a sus centros y posteriormente combinadas en una sola imagen.

Finalmente, tenemos una imagen de 2 hrs de exposición en [OIII] $\lambda$ 5007, una imagen de 1 hora de [OIII] fuera de línea, una imagen de 1 hora para H $\alpha$  y una imagen de una hora para su continuo. Las noches de observación no fueron fotométricas, por lo tanto no se pudo hacer una calibración en flujo con la estrella estándar. La calibración en flujo se hizo por fotometría diferencial.

Medimos el FWHM de cada imagen y obtuvimos un promedio para cada longitud de onda. Para la imagen H $\alpha$  tenemos un FWHM de 5.5 pix, en el continuo de H $\alpha$  (Ha8) es 4.9 pix, en [OIII] $\lambda$ 5007 es 3.9 pix y en su continuo (D51) es 3.9 pix . La pre-imagen obtenida con el ESO FORS2 fue reducida y calibrada con el “pipeline” dado por la ESO para imágenes obtenidas por VLT.

Para realizar la búsqueda de las nebulosas planetarias debemos recordar que estas emiten principalmente en la línea de [OIII] y H $\alpha$ , por lo tanto si restamos nuestra imagen de [OIII] de la imagen en D51, tendremos objetos que emiten en las líneas y son estos nuestros candidatos a nebulosas planetarias. La Figura 3.2 muestra la resta entre las imágenes de [OIII] y D51. En esta figura los objetos que presentan emisión en [OIII] y en el continuo se observa que tienen un punto blanco. Aquellos objetos que no tienen continuo, como las NPs no tienen esta marca blanca. Esta técnica de restar las imágenes, no resultó del todo efectiva para la búsqueda de objetos con líneas en emisión. Esto debido a que los objetos que buscamos son muy débiles y resulta muy difícil diferenciar entre los objetos que tienen continuo y los que no.

---

<sup>2</sup>A Catalog of Astrometric Standards, <http://tdc-www.harvard.edu/catalog/ua2.html>

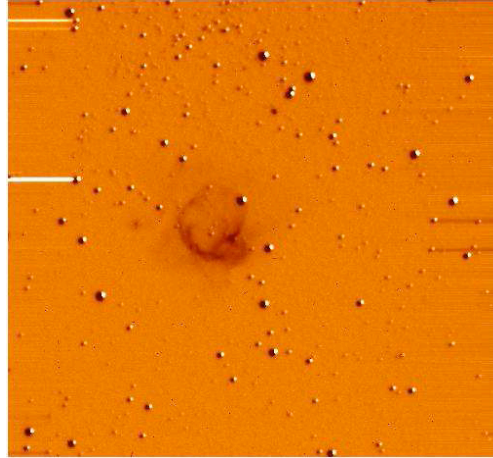


Figura 3.2: La resta entre las imágenes de [OIII] y D51, obtenidas con MOSAIC2 (CTIO). Los objetos que no tienen marca blanca son objetos solo con emisión de línea de [OIII] los cuales pueden ser considerados como posibles candidatos a nebulosas planetarias.

Una técnica tradicional para la búsqueda de objetos con líneas en emisión es la de “blinking”, que consiste en pasar alternadamente y de manera continua una imagen en línea y otra fuera de línea y como podemos ver en la Figura 3.3 es más fácil identificar que objetos emiten en [OIII] o en  $H\alpha$  sin continuo (v.g. en Jacoby et al. 1989 se utilizó esta técnica para buscar nebulosas planetarias en M 81).

Un gran número de regiones extendidas y compactas han sido detectadas en las imágenes de [OIII] y también en las de  $H\alpha$ , sin embargo encontramos otros objetos compactos que sólo tienen emisión en  $H\alpha$ . La muestra completa de los objetos con líneas en emisión encontrados hasta ahora se encuentra en la Figura 3.4.

Como las noches de observación no fueron fotométricas y la estrella estándar que tomamos no nos sirvió para la calibración, utilizamos nuestra espectroscopía VLT de 9 nebulosas planetarias y una región HII compacta. Los flujos calibrados y medidos de [OIII]5007Å y  $H\alpha + [NII]\lambda\lambda 6548, 6583$  de estos objetos se encuentran en la Tabla 3.3. La Figura 3.5a y la Figura 3.5b muestran una relación lineal entre nuestras magnitudes instrumentales y los flujos espectrales. Mediante un ajuste lineal podemos encontrar la relación entre nuestras magnitudes instrumentales y los logaritmos de los flujos medidos por la espectroscopía. De esta manera para la línea de 5007Å tenemos que:

$$F(5007) = -(4.82 + 0.44m_i(5007)), \quad (3.1)$$

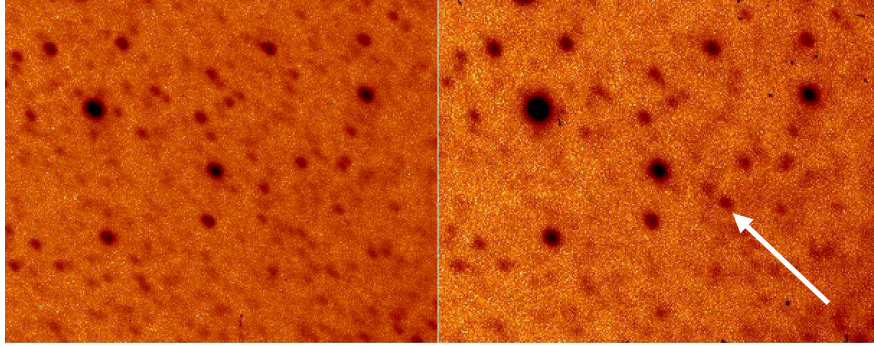


Figura 3.3: La imagen en línea (figura izquierda) se marca con una flecha un objeto que no se observa en la imagen fuera de línea (figura derecha). Este es un posible candidato a nebulosa planetaria.

y para  $H\alpha + [NII]$  obtenemos

$$F(H\alpha) + [NII] = -(4.94 + 0.44m_i(H\alpha)), \quad (3.2)$$

donde,  $m_i(5007)$  y  $m_i(H\alpha)$  son las magnitudes instrumentales de  $[OIII]\lambda 5007$  y  $H\alpha$ , respectivamente. Es importante notar que la correlación lineal (como la propuesta por las ecuaciones 3.1 y 3.2) está bien ajustada en un intervalo de 5 magnitudes en ambos conjuntos de datos. Estos ajustes fueron usados para calibrar flujos de  $[OIII]$  y  $H\alpha + [NII]$  para todos los objetos usando sus magnitudes instrumentales (ver Cols. 9 y 11 de Tabla 3.3).

Las barras de error en los flujos (no se muestran en la Tabla 3.3) deben incluir los errores en la fotometría (Tabla 3.2) y una incertidumbre de aproximadamente el 20% que debe ser considerada debido a posibles pérdidas en las rendijas espectroscópicas.

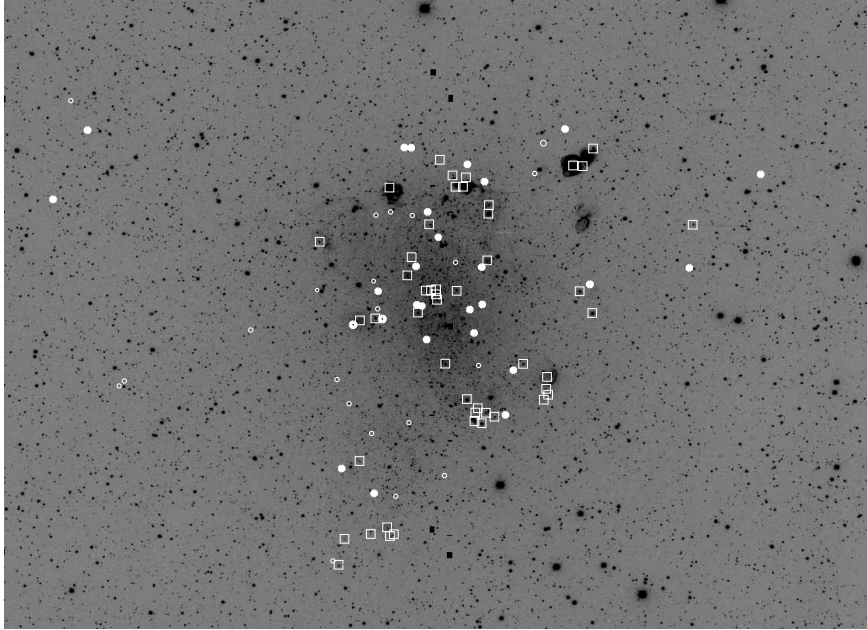


Figura 3.4: Nuestra imagen  $H\alpha$  obtenida con el CTIO MOSAIC 2. El tamaño del campo es de  $36.8 \times 36.8$  arcmin. El Norte de la imagen es arriba y el Este a la izquierda. Los objetos de la Tabla 3.1 han sido marcados en la figura del siguiente modo: los círculos blancos grandes representan los candidatos a NPs, los cuadrados abiertos a las regiones HII y los círculos pequeños abiertos a los objetos estelares con emisión en  $H\alpha$ . Las regiones HII y objetos estelares  $H\alpha$  están concentrados en la zona central de la galaxia y ajustándose claramente al disco HI descrito por de Blok y Walter (2000). Sin embargo, las nebulosas planetarias cubren un área más extensa.

### 3.3. Candidatos a nebulosas planetarias

Para seleccionar los candidatos a NPs se utilizan los criterios discutidos en Peña et al. (2007), donde se consideró que:

- 1) Los candidatos a nebulosas planetarias deben ser objetos puntuales. Esto debido a que a la distancia que se encuentra NGC 6822, una nebulosa de 1pc de radio se vería como un objeto de  $0.4''$ , (como un objeto estelar).
- 2) La estrella central no debe ser detectada, o debe ser muy débil en comparación con una estrella central de una región HII. Si consideramos una estrella O9.5-B0V con una  $M_V \sim -3.90$  (Martins et al. 2005) que es la estrella más débil capaz de formar una region HII de baja excitación, a la distancia de NGC 6822; esta estrella tiene una magnitud aparente  $V \sim 19.5$  mag. Al compararla con una estrella central de una nebulosa planetarias esta debe ser típicamente 2-2.5 mag más débil (Méndez et al. 1992). Este argumento no es válido para la clasificación en el caso en que hubiera alguna estrella de campo proyectada sobre una nebulosa. En este caso sólo una confirmación espectroscópica podría

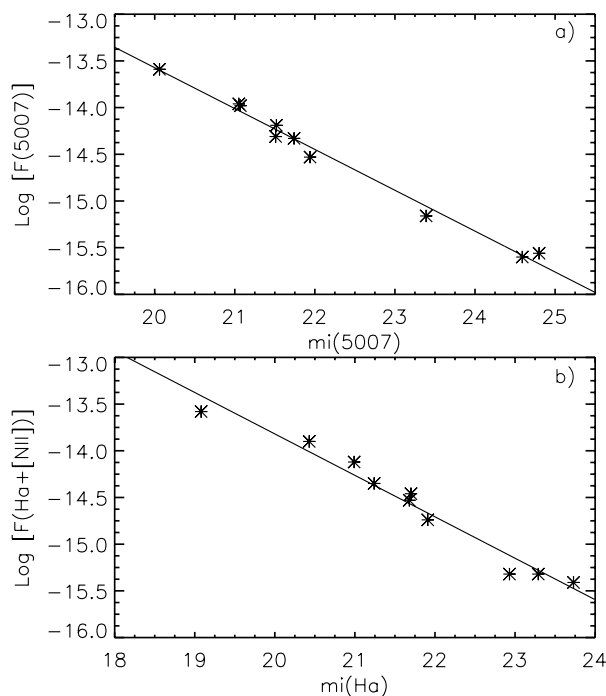


Figura 3.5: Relación entre el flujo espectroscópico de  $[\text{OIII}]\lambda 5007$ ,  $F(5007)$  y la magnitud instrumental  $m_i(5007)$  (panel superior) y entre el flujo espectroscópico  $F(\text{H}\alpha + [\text{NII}])$  y el instrumental  $m_i(\text{H}\alpha)$  para los objetos analizados espectroscópicamente (panel inferior). Las líneas rectas corresponden al ajuste lineal a la ecuación 3.1 (panel superior), con un coeficiente de correlación de  $R^2=0.95$  y a la ecuación 3.2 (panel inferior) con un coeficiente de correlación de  $R^2=0.97$ .

ayudarnos a la clasificación (Richer & McCall 2007).

Utilizamos el criterio de la estrella central para separar los candidatos a nebulosas planetarias de otros tipos de nebulosas compactas con líneas en emisión. Para poder hacer esto, hicimos fotometría comparativa midiendo las magnitudes instrumentales en las imágenes del MOSAIC 2,  $[\text{OIII}]\lambda 5007$ , D51,  $\text{H}\alpha$  y  $\text{H}\alpha+8$ . Esto fue hecho con la tarea `digiphot.apphot.phot` de IRAF. La apertura utilizada para integrar la magnitud de los objetos fue de un radio de 7 pix, equivalente a  $1.9''$ . Después el cielo fue restado y el radio de donde se tomó tuvo un ancho de  $2''$ . Los resultados de estas mediciones se muestran en la Tabla 3.3. En ella se presentan las coordenadas (Cols. 2 y 3) y las magnitudes instrumentales (Cols. 4-7) de todos los objetos con líneas en emisión que fueron encontrados en nuestras imágenes. Es importante tomar en cuenta que debido al ancho de banda del filtro de  $\text{H}\alpha$ , la magnitud de  $\text{H}\alpha$  incluye las líneas de  $[\text{NII}]\lambda\lambda 6548, 6583$ . Los errores fotométricos asociados a las magnitudes instrumentales se presentan en la Tabla 3.2.

Tabla 3.2: Errores fotométricos asociados a las magnitudes instrumentales.

mag	$\Delta$ m	mag	$\Delta$ m
19.000	0.007	23.000	0.057
19.500	0.008	23.500	0.093
20.000	0.009	24.000	0.117
20.500	0.012	24.500	0.190
21.000	0.015	24.800	0.215
21.500	0.021	25.000	0.310
22.000	0.027	25.500	0.530
22.500	0.035	26.000	0.869

Las magnitudes “en línea” se graficaron contra las magnitudes “fuera de línea”, como se muestra en la Figura 3.6a y Figura 3.6b. Estas figuras nos ayudan a separar los candidatos a nebulosas planetarias (círculos llenos) de las regiones HII (cuadrados abiertos) y de los objetos estelares con líneas en emisión de  $H\alpha$  (diamantes abiertos). Como podemos ver en estas figuras los objetos (nebulosas) que tienen una estrella muy débil o indetectable, se separan fácilmente de aquellos en los cuales la estrella está claramente presente y que tiene  $m(D51)$  y  $m(H\alpha+8)$  muy brillante.

La Figura 3.6a, muestra la relación entre  $m(5007)$  y  $m(D51)$ , las nebulosas en emisión (nebulosas planetarias y regiones HII) muestran una magnitud de  $m(5007)$  intensa y los objetos estelares con emisión  $H\alpha$  se comportan como estrellas del campo (línea sólida). También se puede observar que algunas regiones HII son más brillantes que algunos candidatos a nebulosas planetarias. En nuestra muestra tenemos 2 nebulosas planetarias con estrellas centrales más brillantes que el resto con  $m(D51) \sim 22$  mag. Estas son PN 10 y PN 20. Estas nebulosas ya han sido estudiadas por Richer & McCall (2007), los cuales mostraron que dichas estrellas son estrellas de campo proyectadas sobre estas nebulosas.

En la Figura 3.6b se muestra la relación entre  $m(H\alpha)$  y  $m(H\alpha+8)$ , la separación en las magnitudes estelares de las regiones HII y las nebulosas planetarias no es tan clara como en la Figura 3.6a. En esta figura vemos tres nebulosas planetarias con continuos estelares altos. Estos objetos son PN 4, PN 14 y PN 20. En el caso de PN 20 hay una estrella de campo proyectada en la nebulosa, como se había mencionado anteriormente; PN 4 y PN 14 son dos NPs muy brillantes y confirmadas espectroscópicamente por nosotros (ver capítulo 4 y/o Artículo II), aparentemente tienen una estrella roja proyectada en la nebulosa. En general las regiones HII son más brillantes en  $H\alpha$  que los candidatos a nebulosas planetarias, esto debido a que sus estrellas centrales son más brillantes, emiten mayor número de fotones ionizantes.



En la Figura 3.6a los objetos estelares con emisión en  $H\alpha$  siguen de cerca el comportamiento de las estrellas de campo (línea sólida), mientras que en la Figura 3.6b todos estos objetos tienen  $H\alpha$  más brillante. Esto es más notorio para los objetos más débiles. Creemos que estos podrían ser nebulosas planetarias de baja excitación. De acuerdo a los resultados de esta figura, en la Tabla 3.3 podemos separar los objetos por categorías: Candidatos a nebulosas planetarias, regiones HII y objetos estelares con emisión en  $H\alpha$ .

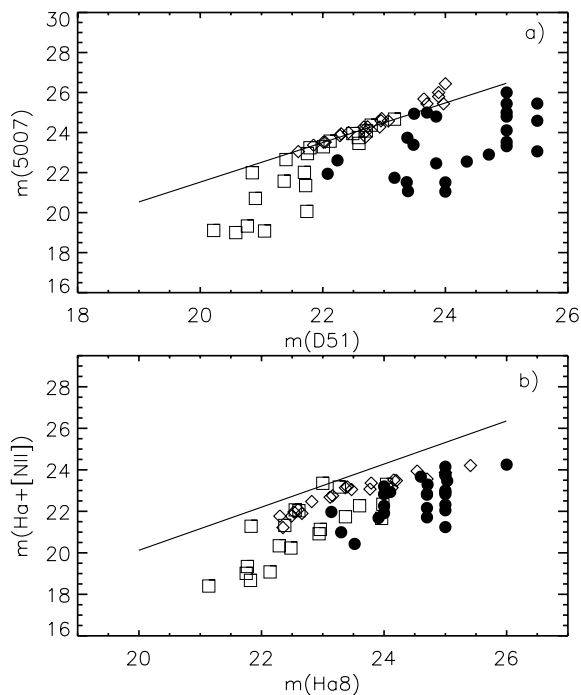


Figura 3.6: Relación entre las magnitudes instrumentales ‘en línea’ y ‘fuera de línea’. La línea sólida representa el comportamiento del campo de estrellas (sin líneas de emisión). Los candidatos a nebulosas planetarias están marcadas como puntos, las regiones HII con cuadrados y los objetos estelares  $H\alpha$  como diamantes. En el panel superior se observa una acumulación de puntos en  $m(D51)=25$  o  $26$  mag que corresponde al límite mínimo de  $m(D51)$ . Así mismo en a) se puede observar que la emisión estelar  $H\alpha$  sigue el comportamiento de las estrellas de campo y en el panel inferior se muestra que estas también siguen la línea de las estrellas pero solamente en las  $m(H\alpha)$  más brillantes. Los objetos más débiles pueden ser NPs de baja excitación. Ahí la acumulación de puntos en  $m(H\alpha 8)=24, 25$  y  $26$  correspondiente al límite mínimo en  $m(H\alpha 8)$ .

El grado de excitación representado por el cociente de los flujos de  $[OIII]5007/H\alpha$ , es otro criterio regularmente utilizado para seleccionar candidatos de nebulosas planetarias (v.g. Magrini et al. 2000; Ciardullo et al. 2002; Hermann et al. 2008). En general el cociente  $I(5007)/I(H\alpha)$  es más grande para las NPs que para las regiones HII. Ciardullo et al.

(2002) mostraron que las nebulosas planetarias se encuentran en una región muy particular en el espacio [OIII]-H $\alpha$ , donde las nebulosas planetarias brillantes muestran un cociente desrojado  $I(5007)/I(H\alpha) \geq 2$ . Otros autores como Hermann et al. (2008) hacen un estudio detallado sobre este criterio. En la Figura 3.7 graficamos el logaritmo del cociente de los flujos [OIII]5007/H $\alpha$ + [NII] desrojado, como función de la magnitud absoluta M(5007).

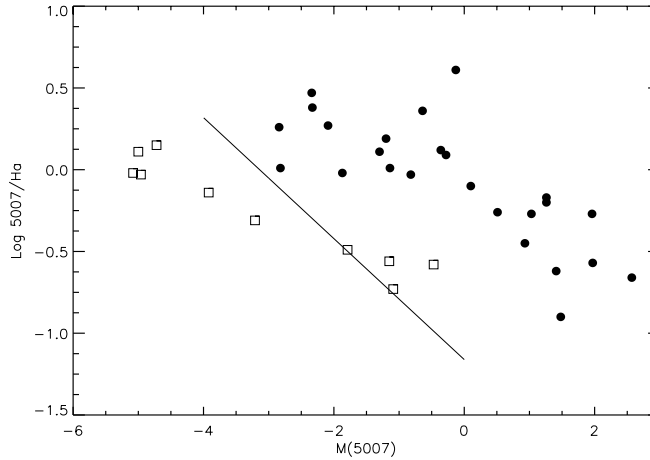


Figura 3.7: Relación entre el cociente de flujo [OIII]/H $\alpha$  y la magnitud absoluta M(5007) para los candidatos a NPs (puntos) y las regiones HII. La línea sólida corresponde a  $\log[\text{OIII}]/H\alpha = -0.37M(5007) - 1.16$ , el cual es el límite mínimo inferior propuesto por Herrmann (1998) para la zona ocupada por las NPs en sus 4 magnitudes más brillantes.

Para desrojecer los flujos aparentes tomamos una extinción de fondo para NGC 6822 de  $E(B-V) = 0.26 \pm 0.04$  mag. (tomado de Massey et al. 1995, Gallart et al. 1996; Mateo 1998) y utilizamos una ley de extinción de Fitzpatrick (1999). El módulo de distancia adoptado para calcular las magnitudes absolutas es de  $23.32 \pm 0.02$  (obtenido a través de las cefeidas, Gieren et al. 2006). Una vez calculadas estas magnitudes graficamos el log del cociente desrojado de [OIII]/H $\alpha$ + [NII] como función de M(5007). La Figura 3.7 muestra en círculos rellenos los candidatos a nebulosas planetarias, en cuadros vacíos las regiones HII y la línea sólida representa el límite inferior de la zona propuesta por Ciardullo et al. (2002) y calculada por Hermann et al. (2008), como representativo para las nebulosas planetarias en las 4 magnitudes más brillantes. La línea corresponde a la ecuación:

$$\log(5007)/H\alpha > -0.37M(5007) - 1.16. \quad (3.3)$$

Lo que podemos observar de esta gráfica es que para cualquier cociente  $I(5007)/I(H\alpha)$  los objetos más brillantes son regiones HII, esto debido al gran número de fotones ionizantes de

la estrella central. En la zona débil de la Fig 3.7, donde  $M(5007) > -2.0$ , todas las nebulosas planetarias cumplen el criterio propuesto por Herrmann et al. (2008), sin embargo algunas regiones HII también se encuentran en esa zona. Estas regiones HII pueden ser fácilmente separadas de los candidatos de NPs, debido a que no cumplen los otros criterios impuestos: las regiones HII a la distancia que se encuentra NGC 6822 son difusas, por lo tanto no tienen una apariencia puntual y tienen una estrella central claramente visible. De la Tabla 3.3 podemos ver que el cociente de excitación  $I(5007)/I(H\alpha) = 0.73$  para la PN 10 es menor al propuesto en Ciardullo et al. (2002), de  $I(5007)/I(H\alpha) > 1.6$ . Por lo que este criterio discriminaría por completo a PN 10 como un candidato a nebulosa planetaria, sin embargo tenemos evidencia espectroscópica (Richer & McCall 2007; Hernández-Martínez, et al. 2009) de que es una nebulosa planetaria confirmada. De esta forma, para NGC 6822 el límite propuesto por Herrmann et al. (2008) sólo nos sirve para distinguir nebulosas planetarias de regiones HII en las 2 magnitudes más brillantes. Para magnitudes más débiles este límite se vuelve ambiguo. Para objetos más débiles, el criterio de la estrella central es la mejor opción.

Después de nuestra búsqueda exhaustiva tenemos un gran número de objetos con líneas en emisión, estelares y compactos. Estos fueron clasificados como candidatos a nebulosas planetarias, regiones HII y otros objetos estelares con líneas en emisión  $H\alpha$ , los cuales por sus características pueden ser estrellas Ae-Be y otros podrían ser nebulosas planetarias de baja excitación. En la Tabla 3.3 además de las coordenadas, las magnitudes instrumentales en [OIII], D51,  $H\alpha$ ,  $H\alpha_8$ , se enlistan los flujos de [OIII] y  $H\alpha + [NII]$  (Cols. 8-10) para objetos observados espectroscópicamente, los flujos calibrados por nuestra relación (Figura 3.5a y b, en Cols. 9 y 11), y el grado de excitación ( $[OIII]/H\alpha$ , en Col. 13), agregando en la última columna algunos comentarios. La Figura 3.6 muestra los mapas de identificación de los candidatos a nebulosas planetarias que aquí presentamos y que no habían sido reportados previamente.

Finalmente encontramos un total de 26 candidatos a nebulosas planetarias. Esta muestra es la más grande encontrada hasta ahora para NGC 6822. Durante nuestra búsqueda confirmamos 17 nebulosas planetarias reportadas por Leisy et al. (2005) y una por Richer & McCall (2007) y todas sus regiones HII. La mayoría de los objetos están concentrados en la zona central de la galaxia, coincidiendo con la “barra” óptica. Podemos ver también que los objetos estelares y las regiones HII se encuentran más concentrados hacia el centro que las nebulosas planetarias. Esto indica que las zonas de formación estelar están bastante concentradas y no se encontró una formación estelar reciente más allá de unos cuantos kpc del centro de la galaxia. Este resultado está de acuerdo con el trabajo presentado en de Blok & Walter (2006).

Por otro lado, encontramos algunos candidatos a nebulosas planetarias localizadas a distancias galactocéntricas mayores, que ya habían sido reportadas por Leisy et al. (2005). Estas nebulosas planetarias pueden pertenecer a una población de edad intermedia, posiblemente a la distribución esferoidal descrita por Demers et al. (2006).



Tabla 3.3: (cont.) Características de los objetos con líneas en emisión en NGC 6822.

obj No.	R. A. <sup>1</sup>	Dec <sup>1</sup>	m <sub>i</sub> <sup>†</sup>	m <sub>i</sub> (D51)	m <sub>i</sub> (Ha)	m <sub>i</sub> (Ha8)	log F <sup>2,†</sup>	log F <sup>3,†</sup>	log F <sup>4</sup> <sub>H<math>\alpha</math></sub>	5007/H $\alpha$	otras ID <sup>5</sup> , comentario.
HII 3	19:44:32.54	-14:42:23.8	23.75	22.58	21.74	23.37	-15.19		-14.50	0.21	comp, no 5007
HII 4	19:44:54.52	-14:42:44.4	23.29	22.01	20.92	22.94	-14.99		-14.15	0.14	HI 20, comp no 5007
HII 5	19:44:52.31	-14:42:50.6	24.37	22.79	22.27	23.60	-15.46		-14.74	0.19	HII 22, dif, no 5007
HII 6	19:44:53.99	-14:43:12.5	21.99	20.85	21.28	21.83	-14.42		-14.30	0.76	dif, débil
HII 7	19:44:48.41	-14:43:58.6	21.57	21.37	22.03	22.61	-14.24		-14.63	2.49	dif, estrella.
HII 8	19:44:58.50	-14:44:45.7	24.17	23.07	21.76	>25.0	-15.38		-14.51	0.14	HII 24, dif, débil 5007
HII 9	19:44:13.81	-14:44:46.9	23.46	22.59	21.66	23.96	-15.06		-14.47	0.26	dif, no 5007
HII 10	19:45:17.09	-14:45:29.5	22.01	21.70	20.23	22.48	-14.43		-13.84	0.26	dif, débil 5007
HII 11	19:45:01.58	-14:46:05.6	25.54	>25.0	23.07	24.07	-15.98		-15.09	0.13	dif, only Ha
HII 12	19:44:48.69	-14:46:15.0	23.24	21.79	23.35	23.00	-14.97		-15.21	1.77	dif, estrella
HII 13	19:44:32.99	-14:47:31.6	19.08	21.05	18.67	21.82	-13.14		-13.16	1.03	KD_H $\beta$ , comp
HII 14	19:44:57.15	-14:47:50.0	20.06	21.74	19.08	22.14	-13.57	-13.58	-13.34	0.58	HII 08
HII 15	19:44:30.88	-14:48:26.3	19.00	20.58	18.30	—	-13.11		-12.99	0.76	KD_S2, comp
HII 16	19:44:55.79	-14:50:31.3	22.95	21.75	22.07	22.55	-14.84		-14.65	0.65	dif, no 5007
HII 17	19:44:42.57	-14:50:32.2	21.35	21.72	20.34	22.29	-14.14		-13.89	0.56	comp
HII 18	19:44:50.6	-14:52:29.8	23.57	22.12	23.17	23.27	-15.11		-15.13	1.05	dif
HII 19	19:44:50.8	-14:52:53.5	19.33	20.77	19.01	21.75	-13.25		-13.30	1.12	comp
HII 20	19:45:10.37	-14:54:30.4	23.95	22.49	21.13	22.96	-15.28		-14.24	0.09	comp, débil 5007
HII 21	19:45:08.44	-14:57:30.6	24.67	23.17	22.34	23.98	-15.59		-14.77	0.15	dif, débil
HII 22	19:45:04.60	-14:57:31.7	20.71	20.90	19.34	21.77	-13.86		-13.45	0.39	comp
HII 23	19:45:12.9	-14:57:41.4	24.08	22.71	23.30	24.04	-15.34		-15.19	0.72	dif, débil EC
HII 24	19:45:13.9	-14:58:47.2	22.65	21.40	21.32	22.38	-14.71		-14.32	0.41	dif
Ha 1	19:45:59.21	-14:39:37.6	25.80	23.89	23.56	24.70	-16.09		-15.30	0.16	débil NP?
Ha 2	19:44:39.1	-14:41:25.7	25.68	23.65	23.87	23.74	-16.04		-15.44	0.25	

Tabla 3.3: (cont.) Características de los objetos con líneas en emisión en NGC 6822.

obj No.	R. A. <sup>1</sup>	Dec <sup>1</sup>	$m_i^{\dagger}$	$m_i(\text{D51})$	$m_i(\text{Ha})$	$m_i(\text{Ha8})$	$\log F^{2,\dagger}$	$\log F^{3,\dagger}$	$\log F_{H\alpha}^2$	$\log F_{H\alpha}^1$	5007/H $\alpha$	otras ID <sup>5</sup> , comentario.
Ha 3	19:44:40.62	-14:42:40.7	23.94	22.30	22.75	23.16	-15.27	-14.95	-14.95	0.47		
Ha 4	19:45:05.02	-14:44:14.8	24.59	22.95	23.14	24.13	-15.56	-15.12	-15.12	0.37		
Ha 5	19:45:07.51	-14:44:22.2	24.04	22.70	21.22	23.35	-15.32	-14.28	-14.28	0.09		
Ha 6	19:45:01.36	-14:44:23.9	23.78	22.70	21.97	22.53	-15.20	-14.61	-14.61	0.25		
Ha 7	19:44:54.04	-14:46:20.0	23.37	21.85	22.47	22.82	-15.02	-14.83	-14.83	0.64		
Ha 8	19:45:07.95	-14:47:05.6	24.29	22.73	21.90	22.66	-15.43	-14.58	-14.58	0.14		
Ha 9	19:45:17.50	-14:47:27.6	23.52	22.01	21.77	22.49	-15.09	-14.52	-14.52	0.27		
Ha 10	19:45:07.24	-14:48:14.3	24.70	22.96	23.07	23.77	-15.61	-15.09	-15.09	0.30		
Ha 11	19:45:28.73	-14:49:05.6	24.28	22.93	23.48	24.20	-15.42	-15.27	-15.27	0.70		débil NP?
Ha 12	19:44:50.12	-14:50:35.2	24.00	22.42	23.05	23.47	-15.30	-15.08	-15.08	0.60		
Ha 13	19:45:14.11	-14:51:09.9	23.05	21.60	22.09	22.60	-14.88	-14.66	-14.66	0.60		
Ha 14	19:45:50.20	-14:51:11.3	25.44	23.97	23.18	23.40	-15.93	-15.14	-15.14	0.16		
Ha 15	19:45:51.05	-14:51:23.3	26.44	24.00	23.36	23.79	-16.37	-15.22	-15.22	0.07		
Ha 16	19:45:12.08	-14:52:08.6	23.52	22.04	21.77	22.30	-15.09	-14.52	-14.52	0.27		
Ha 17	19:45:01.9	-14:52:55.9	24.58	23.07	23.51	24.16	-15.56	-15.29	-15.29	0.54		débil NP?
Ha 18	19:45:08.3	-14:53:22.0	23.85	22.28	22.68	23.12	-15.24	-14.92	-14.92	0.48		
Ha 19	19:44:55.91	-14:55:06.4	24.28	22.67	23.14	23.37	-15.42	-15.12	-15.12	0.50		
Ha 20	19:45:04.16	-14:55:57.4	> 26.0	23.89	24.21	25.41	-16.18	-15.59	-15.59	0.26		
Ha 21	19:45:14.85	-14:58:37.2	25.44	23.70	23.94	24.54	-15.93	-15.47	-15.47	0.35		débil NP?

<sup>1</sup> Coordenadas para el equinoccio 2000.<sup>2</sup> Flujo de la espectroscopía, en  $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ .<sup>3</sup> Flujo calculado de la ecuación en la Fig. 3a, en  $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ .<sup>4</sup> Flujo calculado de la ecuación en la Fig. 3b, en  $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ .<sup>5</sup> Identificaciones hechas por Leisy et al. 2005, Richer & McCall 2007 y Killen & Dufour 1982.<sup>†</sup> Representa OIII(5007).

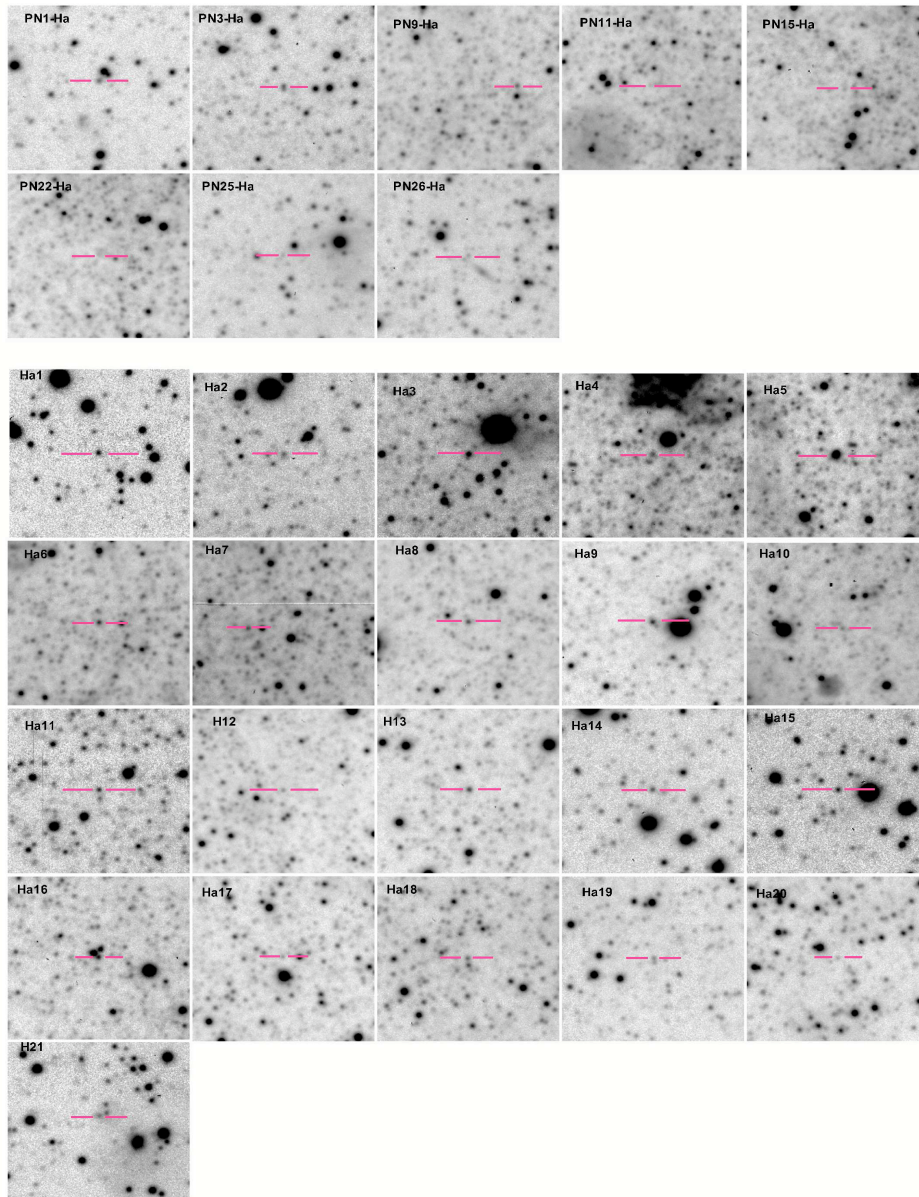


Figura 3.8: Mapas de identificación de los objetos encontrados en este trabajo. El tamaño de cada mapa es de  $\sim 30''$  y están tomadas de la imagen en  $H\alpha$ .



### 3.4. Función de luminosidad

Durante algunos años se ha discutido la posible existencia de una función de luminosidad estándar (PNLF por sus siglas en inglés) para las nebulosas planetarias extragalácticas, que deberían de seguir las nebulosas planetarias de las galaxias, no importando su tipo, morfología o edad. Nosotros nos dimos a la tarea de investigar si en NGC 6822 las nebulosas planetarias tienen este mismo comportamiento. Para nuestra muestra de 26 candidatos a nebulosas planetarias determinamos los flujos de [OIII] y  $H\alpha + [NII]$  y los usamos para construir una función de luminosidad.

El primer problema al cual nos enfrentamos es a la poca cantidad de objetos en nuestra muestra. La función de luminosidad es un tratamiento estadístico y está fuertemente comprometida al tamaño de la muestra y a la selección del tamaño del bin. Usando nuestros 26 objetos y un tamaño del bin de 0.78 mag construimos una función de luminosidad observada de las nebulosas planetarias (ver Figura 3.9). De nuestra función de luminosidad observada podemos ver que no crece monótonicamente a medida que disminuye la luminosidad, como es predicho en Ciardullo et al. (2002). Lo que se observa es un “mínimo” en  $m(5007) \sim 23$  mag., esto es alrededor de 2.5 mag por debajo de la nebulosa planetaria más brillante. Un comportamiento similar fue observado en la PNLF de la Nube Menor de Magallanes (Jacoby & De Marco, 2005) e incluso Leisy et al. (2005) mencionaron este comportamiento para las nebulosas planetarias de NGC 6822 con una muestra de 17 candidatos a NPs. Nuestra muestra incluye 9 objetos más y no encontramos ninguna nebulosa planetaria brillante además de las ya reportadas. A pesar del poco número de objetos, tenemos suficiente evidencia de que la muestra está completa en las 3 magnitudes más brillantes y que el “mínimo” en la función de luminosidad es estadísticamente significativo.

Para mostrar que la muestra es estadísticamente significativa, ajustamos la Función de Luminosidad de Nebulosas Planetarias empírica (Jacoby 1989; Ciardullo et al. 1989),

$$N(M) \propto e^{0.307M_{5007}} (1 - e^{3(M_{5007}^* - M_{5007})}), \quad (3.4)$$

que en magnitudes aparentes es,

$$N(m) = Ne^{-0.307\mu} e^{0.307m_{5007}} (1 - e^{3(m_{5007}^* - m_{5007})}), \quad (3.5)$$

donde,  $N(m)$  es el número de objetos en una magnitud  $m$ ,  $N$  es la constante de normalización,  $\mu$  es el módulo de distancia aparente  $\mu = 5 \log d - 5 + A_{5007}$ ,  $M_{5007}^*$  y  $m_{5007}^*$  son las magnitudes absoluta y aparente (respectivamente) más brillantes de la función de luminosidad (Richer et al. 1997). La magnitud aparente más brillante está definida por,

$$m(5007) = -2.5 \log F_{5007} - 13.74, \quad (3.6)$$

(Allen 1979; Jacoby 1989). Ajustamos la ecuación 3.5 a las 3 magnitudes más brillantes de los datos observados, utilizando un esquema basado en la técnica Levenberg-Marquardt, que utiliza la minimización  $\chi^2$ . Los errores en la fotometría (ver Tabla 3.2) fueron incluidos en el procedimiento del ajuste. El ajuste está pesado para los objetos más brillantes, debido a que en estos se tiene más confianza.

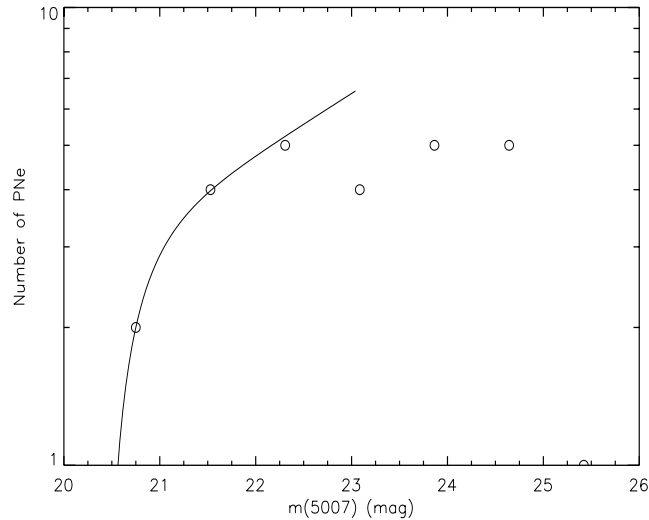


Figura 3.9: FLNP observada en NGC 6822, con un tamaño de bin de 0.78 mag. La línea sólida es nuestro mejor ajuste para las tres magnitudes más brillantes. La figura muestra un “mínimo” alrededor de la magnitud 2.5 más débil.

Para saber si nuestra muestra es significativa hicimos una prueba estadística Kolmogorov-Smirnov. El resultado de esta prueba muestra que la función de luminosidad observada y la función empírica no son la misma para las nebulosas planetarias en NGC 6822 con un nivel de significancia del 92%. Este resultado nos ayuda a decir que el “mínimo” en la luminosidad de la FLNP observada es estadísticamente significativo, aunque no es algo totalmente concluyente.

Para el “mínimo” encontrado en la Nube Menor de Magallanes, Jacoby & De Marco (2005) discuten que este podría interpretarse como debido a la presencia de dos poblaciones de nebulosas planetarias, una de las cuales es más joven en donde la estrella central pudo haber evolucionado rápidamente. Esta interpretación podría ser válida para las nebulosas planetarias en NGC 6822, debido a que esta galaxia es similar a la Nube Menor en muchos aspectos.

Como las 3 magnitudes más brillantes de la función de luminosidad están significativa-

mente completas y este segmento es sensible a la distancia, nos dimos a la tarea de estimar la distancia a NGC 6822 por el método de la PNLF. Así, de nuestro mejor ajuste derivamos la magnitud más brillantes o el “pico” en la magnitud 5007  $m_{5007}^* = 20.43 \pm 0.19$  (error a  $3\sigma$ ). Este valor debe ser desenojecido por la extinción galáctica. La extinción galáctica en la línea de 5007 a lo largo de NGC 6822 que adoptamos fue  $A_{5007} = 0.87 \pm 0.13$  mag (Gallart et al, 1996). Así usando un valor máximo en magnitud absoluta  $M_{5007}^* = -4.08$ , derivada de la expresión (3) de Ciardullo et al. 2002 para la metalicidad de NGC 6822, obtuvimos un módulo de distancia de,

$$m - M = 23.64_{-0.43}^{+0.23}. \quad (3.7)$$

Las barras de error incluyen el error formal del ajuste, el error del desenojecimiento y en el límite inferior se sumó un 20 % de error debido a posibles pérdidas de flujo en la rendija espectroscópica. La distancia que obtuvimos de la ecuación (3.7) coincide bastante bien con la distancia reportada recientemente por medio de las Cefeidas,  $23.31 \pm 0.02$  por Gieren et al. (2006).

Siguiendo un análisis un poco más conservador, construimos una función de luminosidad acumulativa, usando las magnitudes aparentes usadas en la PNLF de la Figura 3.9.

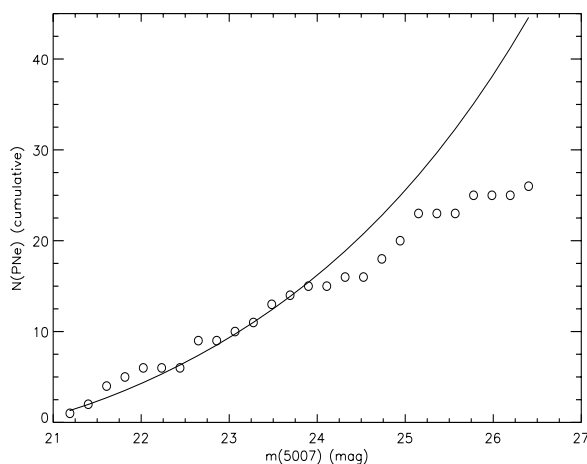


Figura 3.10: Función de luminosidad acumulativa para las nebulosas planetarias en NGC 6822 observada. La línea sólida es nuestro mejor ajuste para las cuatro magnitudes más brillantes.

En la Figura 3.10 se muestra la función acumulativa observada (círculos vacíos), en ella podemos ver que crece monótonicamente y luego se aplana alrededor de la magnitud 25. Este comportamiento puede deberse a cierta incompletés en nuestra muestra o a una segunda

distribución en la muestra ya que, como hemos mencionado existe una fuerte evidencia de la existencia de dos poblaciones de nebulosas planetarias en esta galaxia. Para esta función de luminosidad acumulativa, también hicimos un ajuste  $\chi^2$  siguiendo el mismo método antes descrito. Los errores en la fotometría fueron incluidos en el procedimiento del ajuste, por lo que las magnitudes más brillantes (con menores incertidumbres) tienen más peso en el ajuste. El resultado de nuestro mejor ajuste a los parámetros libres la función acumulativa es de  $m_{5007}^* = 20.47 \pm 0.17$  y  $N e^{-0.307\mu} = (5.0 \pm 0.6) \times 10^{-3}$ . En la Fig 3.10 se graficó el mejor ajuste (línea sólida) junto con la función de luminosidad acumulativa observada. Los errores calculados para estos parámetros están dados para  $3\sigma$  y corresponden a las incertidumbres formales del ajuste y no representan una barra de error real, debido a que los errores están correlacionados. Para poder tener una mejor idea de este error es necesario hacer un procedimiento estadístico más detallado, como por ejemplo una simulación Monte-Carlo (Hanes & Whittaker, 1987), sin embargo ese procedimiento se deja como futuro trabajo.

#### 3.4.1. Parámetro $\alpha_{0.5}$

La función de luminosidad se ha utilizado como una candela estándar para la medición de distancias extragalácticas, sin embargo las causas de que sea estándar se ha puesto en discusión durante muchos años. Ciardullo et al. (2005), en su esfuerzo por resolver esta discusión, investigan los posibles progenitores de las nebulosas planetarias más brillantes (0.5 mag) de la FLNP para la línea de [OIII] $\lambda$ 5007 y analizan de que manera es posible que en cada galaxia existan estos progenitores. Nosotros una vez que tenemos nuestra función de luminosidad estimamos este parámetro, denominado  $\alpha$ , que está definido como el número de nebulosas planetarias normalizado a la luminosidad bolométrica de la galaxia en la que se encuentran. Dada la incompletez de la función de luminosidad para magnitudes  $> 23$  mag, se sugiere (Ciardullo et al. 2005) que se calcule  $\alpha_{0.5}$ , que es el cociente entre el número de nebulosas planetarias en la magnitud 0.5 más brillante sobre la luminosidad bolométrica de la galaxia.

De nuestra FLNP observada, encontramos que el número de nebulosas planetarias (en las primeras 2 magnitudes) es de  $6_{-0.5}^{+1.0}$  objetos. De acuerdo con la función de luminosidad integral debería de haber 9 veces más nebulosas planetarias en las 2 magnitudes más brillantes que en la magnitud 0.5 más brillante. Por lo tanto el número de nebulosas planetarias en la magnitud 0.5 más brillante debe ser de  $0.67_{-0.06}^{+0.11}$ .

Por otro lado, la luminosidad bolométrica puede ser estimada a partir de la magnitud absoluta visual suponiendo una corrección bolométrica de acuerdo al tipo de galaxia al que corresponde NGC 6822 (Buzzoni et al. 2006). De Mateo (1998) adoptamos una magnitud

visual aparente  $V=9.1\pm 0.2$  mag, que desenrojecida por  $E(B-V)=0.26\pm 0.04$  mag (donde,  $A_V=3.04 \times E(B-V)=0.79$ ), nos da  $V_0=8.3\pm 0.2$ . Por lo que la magnitud absoluta es  $M_V=-15.0\pm 0.2$ , con un módulo de distancia  $23.31\pm 0.02$ . Buzzoni et al. (2006) sugiere una corrección bolométrica media de  $-0.8$  como representativa de cualquier tipo de galaxia, en particular para galaxias irregulares puede ser un poco más bajo, del orden de  $-0.9$  (ver Figura 3.11). El valor que adoptamos en este trabajo es  $-0.9\pm 0.1$ , entonces la magnitud bolométrica para NGC 6822 es  $-15.9\pm 0.22$  mag, y por lo tanto la luminosidad bolométrica es de  $L_{bol}=(1.77^{+0.41}_{-0.34}) \times 10^8 L_{\odot}$ .

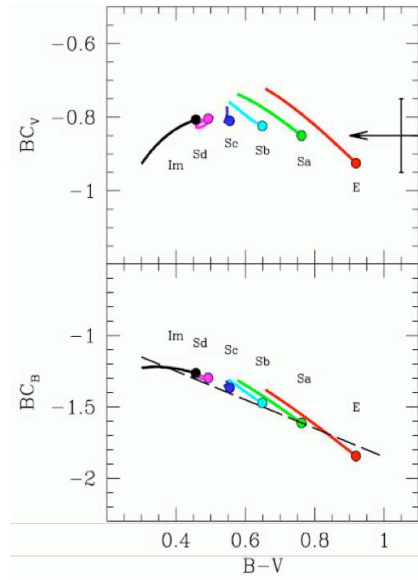


Figura 3.11: Corrección bolométrica esperada para modelos de galaxia de acuerdo con Buzzoni 2005.

Entonces obtenemos un  $\alpha_{0.5} \sim (3.8^{+0.09}_{-0.71}) \times 10^{-9}$ . En el estudio realizado por Ciardullo et al. (2005) muestran que  $\alpha_{0.5}$  depende de algunas propiedades de la galaxia, por ejemplo, galaxias con reciente formación estelar y galaxias pequeñas muestran un  $\alpha_{0.5}$  más alto que galaxias tempranas. El valor obtenido en este trabajo, para NGC 6822, es similar a los valores obtenidos para galaxias pequeñas ( $M_B -18$  mag) y galaxias con reciente formación estelar que tienen un  $\alpha_{0.5} \sim 2.5 \times 10^{-9}$ . Por lo que este valor que encontramos parece el adecuado para una galaxia enana irregular.

### 3.5. Conclusiones del capítulo

En este capítulo se presentan los resultados de una búsqueda exhaustiva de objetos nebulares con líneas en emisión, nebulosas planetarias y regiones HII, enfocandonos principalmente a incrementar la muestra de NPs en NGC 6822. Para esto se tomaron imágenes profundas en línea y fuera de línea de [O III] 5007 y  $H\alpha + [N II]$  utilizando cámaras de campo amplio (en el caso particular del Artículo I se utilizó el CTIO MOSAIC 2) para la búsqueda de objetos con líneas en emisión en la galaxia enana irregular NGC 6822. Para algunos objetos nosotros hicimos un seguimiento espectroscópico durante una corrida de observación espectroscópica utilizando el VLT FORS 2. Así obtuvimos los siguientes resultados:

- 1) Utilizamos algunos criterios para distinguir entre los diferentes tipos de objetos con líneas en emisión. Con esto detectamos 26 candidatos a NPs (8 más que la muestra previa reportada en Leisy et al. 2005), muchas regiones HII compactas y algunas fuentes estelares con emisión  $H\alpha$  (los mas brillantes de estos podrían ser NPs o estrellas Ae-Be). Con nuestro seguimiento espectroscópico y usando algunos resultados de la literatura, confirmamos que al menos 14 de los 26 candidatos a NPs son verdaderas nebulosas planetarias.
- 2) Encontramos que las regiones HII compactas y los objetos con emisión  $H\alpha$  estan distribuidos en la zona central de la galaxia, donde fue encontrado un disco de HI por de Blok & Walter (2000). No se encontró una región de formación estelar reciente más lejana que algunos kpc del centro de la galaxia. Por otro lado, las NPs se encuentran distribuidas en toda la galaxia, con un grupo de objetos en los extremos Oeste y Este de la galaxia. Esto indica que las NPs pertenecen a una población estelar diferente más dispersa en NGC 6822.
- 3) Las magnitudes instrumentales de [O III] 5007 y  $H\alpha + [N II]$  obtenidas de nuestras imágenes fueron calibradas usando nuestros resultados espectroscópicos. Esto nos permitió determinar las magnitudes aparentes calibradas de [O III] 5007 y  $H\alpha + [N II]$ .
- 4) Construimos la FLNP acumulada y diferencial del [O III] observado. La FLNP diferencial presenta un “mínimo” a 2.5 magnitudes por debajo de la NP más brillante. Este “mínimo” es similar al encontrado en la Nube Menor de Magallanes por Jacoby & De Marco (2002). Comparamos los valores observados con una FLNP empírica utilizando un test de Kolmogorov-Smirnoff y mostramos que este “mínimo” es estadisticamente significativo con un nivel de significancia 92 %. Al igual que en la Nube Menor de Magallanes, este “mínimo” puede ser explicando suponiendo que es causado por la presencia de dos poblaciones de NPs diferentes, donde la población más joven tiene estrellas centrales que evolucionan rápidamente. NGC 6822 parece ser una galaxia con

dos componentes estelares: un disco de HI con una población joven y una componente esferoidal estelar de estrellas de carbon. Por lo tanto, se pueden esperar dos poblaciones de NPs en esta galaxia.

- 5) Utilizando nuestro mejor ajuste para las 3 magnitudes más brillantes de la FLNP observada, podemos determinar el módulo de distancia  $m-M=23.64_{-0.43}^{+0.23}$  mag, que dentro de las incertidumbres está de acuerdo con los valores recientes reportados en la literatura para estrellas Cefeidas ( $23.31 \pm 0.02$  mag, Gieren, 2006).
- 6) De la FLNP acumulada hemos derivado el pico en la magnitud absoluta de la función,  $M_{5007}^* = -3.71_{-0.42}^{+0.21}$ , el cual es débil comparado con el valor de  $-4.08$  predicho por Ciardullo et al. (2002) para galaxias con metalicidades similares a la de NGC 6822. Nuestros resultados estan de acuerdo con Ciardullo et al. (2002) dentro de las incertidumbres. Uno de los beneficios de observar galaxias de baja metalicidad como en el caso de NGC 6822 es mejorar el entendimiento de las magnitudes absolutas de sus nebulosas planetarias.
- 7) Estimamos el número de NPs en la media magnitud más brillante (0.5 mag), normalizadas a la luminosidad bolométrica de la galaxia. Este cociente es conocido como  $\alpha_{0.5}$  y es  $(3.8_{-0.71}^{+0.90}) \times 10^{-9}$ . Este valor es similar a los valores encontrados para galaxias pequeñas ( $M_B$  más débil que  $-18$  mag) y para galaxias con formación estelar reciente y es mayor que los valores obtenidos para galaxias de tipo temprano. Esta densidad de NPs, para la luminosidad bolométrica en NGC 6822, esta de acuerdo con la clasificación de enana irregular que tiene esta galaxia.

## Capítulo 4

# Abundancias Químicas de Regiones $H_{II}$ y Nebulosas Planetarias

### *Resumen*

*La composición química del medio interestelar nos puede dar información sobre la formación y evolución de una galaxia. Es por eso que el estudio de las abundancias químicas a través de los años ha sido tan importante. Las regiones  $H_{II}$  nos dan información sobre el estado actual del medio interestelar, mientras que las nebulosas planetarias nos cuentan como era el medio interestelar cuando se formó su estrella progenitora. Las regiones  $H_{II}$  son objetos relativamente brillantes, lo que facilita su observación, por otra parte las nebulosas planetarias son objetos más débiles y su observación se dificulta un poco más. Para su estudio fué necesario hacer observaciones con telescopios de grán diámetro, VLT y Gemini-sur. Obtuvimos imágenes directas y espectros con suficiente resolución como para hacer determinaciones de abundancias químicas con líneas de excitación colisional de O, N, Ne, S y Ar, mediante la medición de la temperatura electrónica,  $T(O[III])$ , así como de He. Los resultados se encuentran publicados en la revista A&A (Hernández-Martínez et al. 2009, A&A, 505, 1027) . Aquí se presenta una discusión de los resultados de este trabajo.*

Para poder determinar abundancias nebulares confiables es necesario tener datos en un gran intervalo en longitud de onda, con una resolución espectral suficiente como para separar las líneas de diagnóstico importantes, como por ejemplo:  $[OIII]\lambda 4363$  de  $H\gamma$  y las componentes del doblete  $[SII] \lambda\lambda 6716,6731$ , necesarias para el cálculo de temperaturas y densidades electrónicas. Otro ingrediente es el tiempo de exposición de los espectros que deben ser sufi-



cientes como para obtener una buena señal a ruido en las líneas de diagnóstico más débiles, las cuales son normalmente cientos de veces más débiles que  $H\beta$ . Se hicieron 2 observaciones con telescopios de gran apertura, Very Large Telescope ESO y el Telescopio Gemini-Sur, usando espectrógrafos multiobjetos (MOS por sus siglas en inglés) con la intención de observar simultáneamente un gran número de NPs y regiones HII.

#### 4.1. Observaciones con el VLT

Se hicieron observaciones con el telescopio ANTU del complejo del Very Large Telescope (VLT) ESO, en Paranal, Chile. Este telescopio tiene un espejo primario con diámetro de 8.2m. Las observaciones fueron hechas en una corrida de observación del 19 al 22 de agosto del 2006. Se utilizó el espectrógrafo de mediana resolución FORS-2 que tiene un campo de  $6.8' \times 6.8'$  formado por 2 detectores que son más sensibles en el rojo que en azul. Este espectrógrafo permite espectroscopía multi-objeto por medio del MXU, (Multi-object spectroscopy with exchangable masks) que permite incrementar el número de espectros tomados en una sola exposición. El espectrógrafo multi-objeto MXU utiliza unas máscaras que son manufacturadas previamente a la observación. Estas máscaras pueden contener un gran número de rendijas de diferentes tamaños y pueden cubrir un campo efectivo hasta de  $6.8' \times 5.7'$ .

Los días 20 y 21 de Agosto de 2006 fueron obtenidos datos espectroscópicos en el modo MXU en un campo centrado en  $\alpha=19:44:56.7$  y  $\delta=-14:47:57.0$ , pudiendo colocar 15 objetos en las máscaras. Los objetos fueron seleccionados de la lista de regiones HII y nebulosas planetarias reportadas por Leisy et al. (2005) y del Artículo I. El campo que observamos cubre la mayor parte de la zona central de la galaxia. Dos objetos reportados previamente en la literatura nos parecieron particularmente interesantes (NP 4 y NP 6), sin embargo debido a su posición en la galaxia no pudieron ser observados en el campo del MXU y por lo tanto fueron tomados en el modo de rendija larga.

Se usaron dos grismas uno azul (600B) y uno rojo (600I). La cobertura en el intervalo espectral depende de la posición del objeto en el campo de observación, pero en general las longitudes de onda van de  $3700\text{\AA}$  a  $7500\text{\AA}$  con una resolución espectral de 0.7 a  $1.2 \text{\AA}/\text{pix}$ . El ancho de la rendija que usamos es de  $1''$  para cada uno de los objetos. Para la calibración en flujo se tomaron tres estrellas estándar, EG 274, LDS 749B y BMP 16274, con un ancho de la rendija de  $5''$  para incluir todo el flujo. Durante las corridas espectroscópicas no hubo nubes y el seeing estuvo en el intervalo de  $0.7''$  a  $0.9''$ .

Tabla 4.1: Observaciones

Objetos <sup>1</sup>	tipo de espectro	grisma (tiempo de exp. (s) × # exposiciones)	
VLT FORS2			
NP 4, NP6	Long slit	600B (1500×3)	600RI (1500×2)
NP 10, NP 12, NP 14, NP 16, NP 18	MXU	600B (1800×3)	600RI (1500×3)
NP 19, NP 21, HII 15, HII 9			
Gemini Sur			
NP 5, NP 7, HII 2, HII 4, HII 5	GMOS	B600 (1100×4)	R600 <sup>2</sup> (900×4)

<sup>1</sup>Nomenclatura dada en Hernández-Martínez & Peña (2009).

<sup>2</sup> Para R600 usamos el filtro *GG455\_G0329*.

#### 4.1.1. Reducción y análisis de datos

La reducción de estos datos se hizo de manera tradicional utilizando la paquetería de IRAF<sup>1</sup>. Se corrigió por bias y campos planos, los objetos fueron extraídos sumando  $\pm 5$  pix lo que equivale a  $2.5''$  (la escala de placa del FORS-2 es de  $0.25''/\text{pixel}$ ) y se calibró en longitud de onda cada espectro extraído de manera individual. Las calibraciones en longitud de onda se hicieron con una lámpara He-Hg-Cd y para la calibración del flujo se utilizaron dos estrellas estándares EGC247 y LDS749, de las cuales se obtuvo la curva de sensibilidad y con ella se calibró el resto de los espectros.

La medición del flujo de las líneas de cada objeto se hizo con la tarea *splot* de IRAF ajustando el continuo a ojo. Una vez medidas las líneas, se corrigieron por extinción con el coeficiente  $c(\text{H}\beta)$ , utilizando la ley de extinción de Seaton (1979). La corrección por extinción se hizo de dos maneras, cuando las líneas de la serie de Balmer  $\text{H}\alpha$  y  $\text{H}\beta$  se encontraban en el mismo espectro (por ejemplo el azul) se calculó el coeficiente de extinción logarítmico,  $c(\text{H}\beta)$  a partir del cociente  $\text{H}\alpha/\text{H}\beta$  y los cocientes resultantes de los iones están sobre  $\text{H}\beta$ . Sin embargo, cuando  $\text{H}\alpha$  y  $\text{H}\beta$  estaban en diferentes espectros,  $c(\text{H}\beta)$  se obtuvo a partir del cociente  $\text{H}\gamma/\text{H}\beta$ , con este  $c(\text{H}\beta)$  se corrigió el espectro azul. El espectro rojo y los cocientes de las otras líneas se calcularon sobre  $\text{H}\alpha$ . Para algunos espectros, las correcciones en el espectro rojo con el  $c(\text{H}\beta)$  calculado con la línea  $\text{H}\gamma$  no corregían muy bien el cociente  $\text{H}\alpha/\text{H}\beta = 2.87$ , por lo cual se calculó un  $c(\text{H}\beta)$  tal que el cociente  $\text{H}\alpha/\text{H}\beta$  fuera de 2.87 y con este nuevo  $c(\text{H}\beta)$  se corrigieron las líneas del espectro rojo. Al final se calcularon las intensidades de las líneas del espectro rojo relativas a  $\text{H}\beta$ . Los resultados se presentan en la Tabla 4.2 donde además se incluye el logaritmo del flujo observado de  $\text{H}\beta$ .

Es interesante notar que los objetos localizados en el centro de la galaxia, cerca o en la

<sup>1</sup>IRAF es distribuido por la National Optical Astronomy Observatories que es operada por la Association of Universities for Research in Astronomy, Inc., bajo contrato para la National Science Foundation

“barra de la galaxia”, tal como HII 9, HII 15 y NP 10 presentan enrojecimiento promedio de  $E(V-B) \sim 0.54$ , mientras que los objetos localizados en la periferia. NP 14, NP 16, NP 18 y NP 19, muestran un promedio de  $E(B-V)$  menor  $\sim 0.25$ . Estos valores concuerdan con los resultados previos presentados por Massey et al. (1995) donde se propone que los valores de enrojecimiento varían de  $E(B-V)=0.24$  en el borde de la galaxia hasta  $E(B-V)=0.45$  en el centro de esta.

Una vez corregidas las líneas por la extinción, se calcularon la temperatura y la densidad electrónica de los objetos utilizando todos los cocientes de diagnóstico posibles con la tarea ‘temden’ de IRAF. Las abundancias iónicas también fueron calculadas con IRAF con la tarea ‘ionic’. Los resultados de estos cálculos se muestran en la Tabla 4.3 y se discuten más adelante.

## 4.2. Observaciones con el GEMINI

Por otro lado, obtuvimos una corrida de observación en *Modo de Servicio* con el telescopio Gemini-Sur y el espectrógrafo GMOS en Agosto de 2005. Se observaron 2 campos con un tamaño de  $5.5 \times 5.5$  arcmin, cada uno centrado en  $\alpha=19^{\text{h}} 44^{\text{m}} 56^{\text{s}}$  y  $\delta=-14^{\circ} 42' 58''$  y  $\alpha=19^{\text{h}} 44^{\text{m}} 59^{\text{s}}$  y  $\delta=-14^{\circ} 48' 08''$ , respectivamente. Esto nos permitió tener datos de buena calidad para un par de nebulosas planetarias y algunas regiones HII (programa ID GS-2005B-Q-56).

Previamente se obtuvieron pre-imágenes con el GMOS del telescopio Gemini-Sur y de estas se obtuvieron los objetos seleccionados para hacer espectroscopía. Las observaciones espectroscópicas se hicieron con los grismas B600 y R600 de una resolución espectral de 0.45 y 0.47 Å/pix, respectivamente. El intervalo de longitudes de onda de los espectros depende de la posición de cada objeto en el campo de visión, pero en general el intervalo obtenido va desde 4000 hasta 7500 Å. El ancho de la rendija es de 1" para todos los objetos, pero con diferentes largos para que se lograran abarcar el mayor número de objetos. Para la calibración en flujo se tomaron 2 estrellas estándar LTT9239 y H600.

De estas observaciones hemos reportado dos nebulosas planetarias y tres regiones HII débiles que tienen buena señal a ruido para el análisis del plasma.

### 4.2.1. Reducción y análisis de datos

La reducción de los datos fue hecha (al igual que para el VLT) con los paquetes de reducción de IRAF. Se restaron los bias, campos planos y los objetos fueron extraídos sumando  $\pm 5$  pix lo que equivale a 1.46" (la escala de placa del GMOS-S es de 0.146"/pixel), finalmente se calibró cada espectro extraído en longitud de onda y flujo. La calibración

en longitud de onda se hizo utilizando lámparas de Cu-Ar. La calibración de flujo de las líneas se hizo con la tarea `splot` de IRAF (al igual que en el caso de las observaciones del VLT).

En la corrección de las líneas por extinción se usó el coeficiente  $c(H\beta)$ , usando la ley de extinción de Seaton (1979). El procedimiento a seguir es el mismo que fue descrito en la sección 4.1.1 de esta tesis. Sin embargo, para los objetos NP 5, NP 7 y HII 4 no pudo seguirse este procedimiento debido a que sus espectros azul y rojo no se superponen. Por otro lado, estos objetos fueron observados en diferentes días y bajo diferentes condiciones y los flujos calibrados no son del todo comparables. Debido a esto los cocientes de las líneas de Balmer  $H\alpha/H\beta$  y  $H\gamma/H\beta$ , indican valores muy diferentes de  $c(H\beta)$ . Para poder corregir por extinción la intensidad de la línea de  $[OIII]\lambda 4363$  y otras líneas (lo más confiable que sea posible) usamos los cocientes de  $H\alpha/H\beta$  para corregir los espectros rojos y  $H\gamma/H\beta$  para corregir los espectros azules y calculamos en cada caso el  $c(H\beta)$  necesario para obtener el valor de la recombinación. Esta corrección fue usada para el flujo observado, tanto en  $[OIII]\lambda 4363$  y como en otras longitudes de onda.

Tabla 4.2: Intensidades de las líneas desenrojecidos, relativos a  $H\beta=1.0$

$\lambda$	ion	$f(\lambda)$	NP-4	%	NP-5	%	NP-6	%	NP-7	%	NP-10	%	NP-12	%	NP-14	%
3426	[NeV]	0.342	0.227	30												
3727	[OII]	0.255	0.521	10			0.445	15			<0.043		0.197	20		
3749	OII	0.253	0.048	20			0.076	40					0.067	30		
3771	H11	0.250	0.036	20			0.053	40								
3798	H10	0.245	0.041	15			0.071	40								
3835	H9	0.236	0.065	15			0.075	20			0.033	50	0.066	30		
3869	[NeIII]	0.220	0.511	5			0.460	8			0.281	10	0.543	8		
3889	H8+HeI	0.223	0.222	5			0.178	15			0.101	15	0.180	10		
3969	H7+[NeIII]	0.203	0.294	5			0.314	10			0.208	10	0.326	8		
4025	HeI+HeII	0.190	0.020	15			0.044	20			0.057	40				
4069	[SII]	0.187	0.031	15			0.027	30			0.036	50	0.027	30	0.038	15
4101	H $\delta$	0.182	0.263	8			0.265	8			0.293	10	0.263	8	0.277	5
4340	H $\gamma$	0.125	0.474	8			0.470	20	0.470	10	0.478	8	0.466	8	0.464	5
4363	[OIII]	0.121	0.188	12			0.236	40	<0.106		0.125	10	0.138	10	0.305	8
4471	HeI	0.078	0.040	10			0.059	12	<0.058		0.069	20	0.036	20	0.035	20
4541	HeII	0.076	0.013	30			0.059	15			0.069	20	0.036	20	0.025	20
4640	NIII	0.073	0.007	50			0.009	50							0.052	18
4686	HeII	0.070	0.221	10	0.523	10	0.010	50	<0.100		<0.026		0.235	13	0.586	5
4711	[ArIV]	0.039	0.030	15			0.015	40					0.034	30	0.028	25
4740	[ArV]	0.030	0.027	15			0.008	40					0.030	30	0.044	20
4861	H $\beta$	0.000	1.000	5	1.000	3	1.000	5	1.000	8	1.000	3	1.000	5	1.000	1
4922	HeI	-0.014	0.009	20	0.040	20	0.012	30	2.330	5	1.419	3	3.346	5	3.602	1
4959	[OIII]	-0.023	2.276	3	1.633	3	2.492	3	7.170	5	4.361	2	10.047	5	10.666	1
5007	[OIII]	-0.033	6.695	3	5.169	3	7.589	3								
5016	HeI	-0.036	0.022	15			0.028	15			0.019	50	0.022	30		
5146	[FeVI]	-0.050	0.014	30												
5200	[N I]	-0.083					0.004	50							0.097	10
5411	HeII	-0.115	0.019	15									0.046	50	0.054	12
5755	[NII]	-0.191	0.012	30	0.115	15	0.004	50					0.239	5		
5876	HeI	-0.208	0.123	8	0.085	20	0.146	8	0.170	20	0.168	10	0.145	10	0.110	10
6300	[OI]	-0.284	0.031	15	0.254	15			0.058	40	0.014	30	0.016	20	0.278	5
6312	[SIII]	-0.286	0.025	10	0.034	40	0.009	40	0.010	40	<0.013		0.017	20	0.012	50
6364	[OI]	-0.294	0.010	15	0.028	40			0.023	40					0.091	13
6548	[NII]	-0.300	0.124	8	1.080	5	0.059	12	0.097	20	0.018	40	0.019	25	1.382	1
6563	H $\alpha$	-0.322	2.860	2	2.750	3	2.858	2	2.860	5	2.749	2	2.862	3	2.749	1
6583	[NII]	-0.325	0.351	8	3.203	3	0.158	8	0.284	15	0.045	25	0.059	20	4.180	1
6678	HeI	-0.339	0.029	10	<0.028		0.040	12	0.057	30	0.035	25	0.035	25	0.027	25
6716	[SII]	-0.343	0.036	10	0.26	15	0.017	15	0.014	40	<0.013		0.004	50	0.021	28
6730	[SII]	-0.344	0.054	10	0.27	15	0.029	12	0.021	40	<0.013		0.009	30	0.036	20
7006	[ArV]	-0.375	0.006	30	<0.017								0.008	30	0.026	25
7065	HeI	-0.383	0.063	8	<0.028		0.094	8	0.131	20	0.118	15	0.054	20	0.060	15
7136	[ArIII]	-0.391	0.065	8	0.114	20	0.056	8	0.099	30	0.026	30	0.053	20	0.080	15
7281	HeI	-0.406	0.013	15			0.015	15								
7319	[OII]	-0.410	0.045	10	0.035	30	0.036	10	0.183	15	0.034	25	<0.018	25	0.139	10
7331	[OII]	-0.412	0.035	10			0.030	10	0.151	20	0.033	25			0.116	10
7751	[ArIII]	-0.421	0.017	15			0.017	15	0.036	40			0.029	25	0.025	25
log F(H $\beta$ )	[ArIII]		-14.804		-15.300:		-15.090		-14.950:		-15.184		-15.312		-15.011	
c(H $\beta$ )			0.52				0.38				0.80		0.00		0.40	

Tabla 4.2: (continued) Intensidades de las líneas desrojecidos, relativos a  $H\beta=1.0$ 

$\lambda$	ion	$f(\lambda)$	NP 16	%	NP 18	%	NP 19	%	NP 21	%	HI 15	%	HI 19	%	HI 04	%
3727	[OII]	0.255	0.156	20					0.468	30	2.128	2	4.309	10	0.445	30
3749	OII	0.253									0.039	20				
3771	H11	0.250	0.053	30							0.046	5				
3798	H10	0.245	0.068	30							0.060	5				
3835	H9	0.236	0.034	35							0.080	5				
3869	[NeII]	0.220	0.831	10	0.308	20			0.425	20	0.254	3			0.044	60
3889	H8+HeI	0.223	0.162	20	0.223	20			0.229	30	0.196	3				
3969	H7+[NeIII]	0.203	0.387	15	0.242	20	0.196	30	0.200	20	0.234	3			0.066	60
4025	HeI+HeII	0.190	0.026	30							0.021	10				
4069	[SII]	0.187	0.056	25							0.013	12	0.085	30		
4101	H $\delta$	0.182	0.248	10	0.164	30	0.247	25	0.260	20	0.258	3	0.233	20	0.245	12
4340	H $\gamma$	0.125	0.470	8	0.470	15	0.441	10	0.460	10	0.472	3	0.466	10	0.474	8
4363	[OIII]	0.121	0.206	10	0.084	15	0.129	25	0.140	15	0.042	5			<0.01	
4471	HeI	0.078	0.057	20							0.041	8				
4658	[FeII]	0.072									0.007	20				
4686	HeII	0.070	0.303	10	0.741	5	0.166	15	0.027		—					
4711	[ArIV]	0.039	0.044	20							0.006	20				
4740	[ArIV]	0.030	0.049	20							—					
4861	H $\beta$	0.000	1.000	3	1.000	5	1.000	2	1.000	5	1.000	1	1.000	5	1.000	5
4922	HeI	-0.014									0.009	10				
4959	[OIII]	-0.023	3.835	3	0.926	5	1.139	2	2.120	5	1.360	1			0.075	15
5007	[OIII]	-0.033	11.806	2	2.725	5	3.266	1	6.091	3	3.604	1	0.051	20	0.221	10
5016	HeI	-0.036									0.020	10				
5200	[NI]	-0.083									0.005	20			0.019	30
5411	HeII	-0.115	0.029	25	0.098	30					0.004	20				
5518	[Cl III]	-0.143									0.003	30				
5538	[Cl III]	-0.152									0.002	30				
5755	[NI]	-0.191									0.002	30				
5876	HeI	-0.208	0.197	8	<0.096		0.146	35	0.128	20	0.106	10	0.060	40	0.020	20
6300	[OI]	-0.284	0.052	15			0.111	50			0.014	10			0.010	40
6312	[SII]	-0.286	0.012	25			0.035	50			0.019	10			0.008	40
6364	[OI]	-0.294	0.023	20							0.006	12				
6548	[NI]	-0.300	0.065	12	0.186	15	0.136	20	0.032	30	0.030	8	0.103	40		
6563	HeI	-0.322	2.857	2	2.860	5	2.80	2	2.725	5	—	sat.	2.888	5		
6583	[NI]	-0.325	0.164	0	0.367	15	0.252	15	0.114	15	0.091	5	0.247	10		
6678	HeI	-0.339	0.032	15					0.059	20	0.028	8				
6716	[SII]	-0.343	0.016	20	0.063	30	0.603	10	0.067	20	0.092	8	0.456	8		
6730	[SII]	-0.344	0.018	20	0.074	30	0.401	10	0.054	20	0.074	8	0.318	8		
7065	HeI	-0.383	0.093	10					0.063	20	0.023	10				
7136	[ArII]	-0.391	0.059	15			0.088	30	0.071	20	0.096	8				
7281	HeI	-0.406									0.005	12				
7319	[OII]	-0.410	0.053	15			0.074	30	0.036	30	0.021	10				
7331	[OII]	-0.412	0.042	15			0.139	30	0.038	30	0.023	10				
log F(H $\beta$ )	[ergcm <sup>-2</sup> s <sup>-1</sup> ]		-15.406		-16.059		-16.073		-15.936		-14.165		-15.333		-14.342	
c(H $\beta$ )			0.35		0.00		0.35		0.00		0.84		0.44		0.40	

### 4.3. La composición química de regiones HII y nebulosas planetarias

El gran intervalo espectral de nuestras observaciones nos permite calcular la temperatura y densidad electrónica utilizando un par de cocientes de diagnóstico. Nosotros calculamos la temperatura electrónica de los cocientes  $[\text{OIII}]\lambda\lambda 4363/5007$  y  $[\text{NII}]\lambda\lambda 5755/6583$ , siempre que se encuentren presentes en los espectros. Solo algunos de los objetos mostraron una línea auroral  $[\text{NII}]\lambda 5755$  suficientemente intensa para ser medida. Sin embargo, la mayoría de las NPs de alta excitación presenta  $[\text{OIII}]\lambda 4363$  con buena señal a ruido. Las densidades nebulares fueron obtenidas del cociente de  $[\text{SII}]\lambda\lambda 6717/6731$  y en algunos casos de  $[\text{ArIV}]\lambda\lambda 4711/4740$ . Sin embargo, el cociente  $[\text{ArIV}]\lambda\lambda 4711/4740$  tiene gran incertidumbre debido a lo débil de estas líneas. Para estos cálculos usamos la rutina de IRAF ‘temden’ del paquete ‘nebular’ (Shaw & Dufour 1995). Los resultados se presentan en la Tabla 4.3. La Figura 4.2 muestra los espectros de nuestras NPs y regiones HII en donde ya se han combinado la parte roja y azul de los espectros.

#### 4.3.1. Cálculo de abundancias

Hemos tratado los datos lo más homogéneamente posible para obtener las abundancias iónicas de las NPs y regiones HII. Las abundancias iónicas de los elementos pesados, relativas a  $\text{H}^+$ , fueron calculadas usando la intensidad de las líneas de la Tabla 4.2 y las propiedades físicas dadas en la Tabla 4.3 (densidad y temperatura electrónicas) obtenidas de los cocientes explicados anteriormente. Nosotros utilizamos un esquema de una temperatura única para todos los iones. Tomamos  $T(\text{OIII})$  como temperatura electrónica representativa, debido a que es la temperatura electrónica más confiable y representativa de las zonas de más alta ionización que son las más amplias en las NPs. Sin embargo, tenemos casos en los que  $T(\text{OIII})$  no pudo ser calculada, para estos se utilizó  $T(\text{NII})$ , cuando estuvo disponible. Por otro lado, la densidad electrónica fue obtenida del cociente de  $[\text{SII}]$  para todos los casos. Con el fin de calcular estas propiedades, usamos la rutina ‘ionic’ de la paquetería ‘nebula’ de IRAF.

Para obtener el valor  $\text{He}^+/\text{H}^+$ , hemos usado las tres líneas observadas de He I en  $\lambda\lambda 4471, 5876$  y  $6678$ , las cuales están pesadas como 1:3:1, respectivamente. Para Caso B, las emisividades de He I fueron tomadas de cálculos no colisionales (para el régimen de baja densidad) de Bauman et al. (2005). Nosotros utilizamos un código conocido como “J-resolver” que se encuentra disponible en la red<sup>2</sup> para estos cálculos. La contribución colisional a la recombinación fue estimada de Kingdon & Ferland (1995), usando una fórmula de interpolación propuesta en Porter et al. (2007). Las abundancias de  $\text{He}^{++}$  fueron calculadas de las líneas

<sup>2</sup>Disponible en <http://www.pa.uky.edu/~rporter/j-resolved>

### 4.3 La composición química de regiones HII y nebulosas planetarias

de recombinación He II  $\lambda 4686$ , usando los coeficientes de recombinación dados en Storey & Hummer (1995).



Tabla 4.3: Condiciones físicas y abundancias iónicas de NPs y regiones HII observadas.

	NP 4	NP 5 <sup>1,2</sup>	NP 6	NP 7 <sup>1</sup>	NP 10	NP 12	NP 14
T(OIII) (K)	17870±980	< 23000	12590±1500	< 13400	17000±1000	13000±1000	18070±760
T(NIII) (K)	15830±2300	16100±1700	12082±1800				17550±1000
N(SII) (cm <sup>-3</sup> )	2980±360	880±200	3910±480	4000±2000	1000 (adopt)	2000±1000	5150±500
N(ArIV) (cm <sup>-3</sup> )	3240±1000		1000:			2700±1000	15700±3500
He <sup>+</sup>	7.05±0.40 E-2	5.2±1.1 E-2	9.52±0.50 E-2	1.07±0.25 E-1	1.11±0.08 E-1	9.34±0.6 E-2	5.69±0.33 E-2
He <sup>++</sup> (4686)	1.90±0.18 E-2	4.20±0.40 E-2	8.1±4.0 E-4	0.00 E+00	0.00 E+00	2.00±0.30 E-2	5.20±0.10 E-2
O <sup>+</sup> (3727)	4.01±0.60 E-6	7.7±2.3 E-6 <sup>3</sup>	1.17±0.26 E-5	5.50±1.50 E-5 <sup>3</sup>	5.85±1.17 E-6 <sup>3</sup>	3.16±1.05 E-6	1.15±0.40 E-5 <sup>3</sup>
O <sup>++</sup> (5007)	4.69±0.53 E-5	4.6±1.0 E-5	1.30±0.20 E-4	1.02±0.20 E-4	3.43±0.52 E-5	1.56±0.40 E-4	7.32±0.60 E-5
N <sup>+</sup> (6583)	2.03±0.20 E-6	2.20±0.50 E-5	1.87±0.22 E-6	2.9±1.0 E-6	2.54±0.27 E-7	6.5±1.0 E-7	2.44±0.30 E-5
Ne <sup>++</sup> (3869)	8.70±1.00 E-6	—	2.18±0.35 E-5	—	5.42±0.74 E-6	2.36±0.66 E-5	5.80±0.50 E-6 <sup>5</sup>
Ne <sup>+4</sup> (3425)	2.92±0.45 E-8	—	0.00 E+00	—	0.00 E+00	—	—
S <sup>+</sup> (6717)	1.03±0.10 E-7	5.5±1.3 E-7	1.14±0.17 E-7	7.8±2.0 E-8	—	2.54±0.60 E-8	7.93±1.00 E-8
S <sup>++</sup> (6311)	8.43±1.20 E-7	2.3±1.0 E-6	8.45±1.65 E-7	7.75±2.00 E-7	—	1.54±0.50 E-6	4.1±2.0 E-7
Ar <sup>++</sup> (7135)	1.96±0.17 E-7	4.10±0.80 E-7	3.12±0.32 E-7	4.9±2.0 E-7	7.9±1.4 E-8	2.82±0.44 E-7	2.38±0.30 E-7
Ar <sup>+3</sup> (4740)	1.37±0.15 E-7	—	7.80±1.00 E-8	—	—	3.75±0.80 E-7	2.08±0.50 E-7
Ar <sup>+4</sup> (7006)	3.21±0.40 E-8	—	—	—	—	—	1.34±0.20 E-7

<sup>1</sup> Observadas con Gemini.<sup>2</sup> T (NIII) para abundancias iónicas.<sup>3</sup> [[OIII] 7320 para abundancias iónicas de O<sup>+</sup>.

Tabla 4.3: (cont.) Condiciones físicas y abundancias iónicas de NPs y regiones HII observadas.

	NP 16	NP 18	NP 19	NP 21	HII 15	HII 9	HII 4 <sup>1</sup>
T([OIII]) (K)	14390±720	18000±1000	20000±2000	13668±1500	11700±300	12000 (adopt)	12000 (adopt)
T([NII]) (K)					12400±1500		
N([SII]) (cm <sup>-3</sup> )	1140±200	1420±400	< 100	184±100	187±100	< 100	
N([ArIV]) (cm <sup>-3</sup> )	5100±2000						
He <sup>+</sup>	1.23±0.10 E-1	< 6.00 E-2	1.30±0.50 E-1	1.00±0.10 E-1	8.23±0.05 E-2	4.5±1.4 E-2	1.50±0.50 E-2
He <sup>++</sup> (4686)	2.50±0.25 E-2	6.5±1.6 E-2	1.50±0.30 E-2	0.00 E+00	0.00 E+00	0.00 E+00	0.00 E+00
O <sup>+</sup> (3727)	1.73±0.50 E-5 <sup>3</sup>	—	1.64±0.40 E-5 <sup>3</sup>	5.5±1.5 E-6	4.31±0.30 E-5	—	—
O <sup>++</sup> (5007)	1.39±0.20 E-4	1.88±0.30 E-5	1.82±0.40 E-5	8.3±2.0 E-5	8.36±0.40 E-5	—	—
N <sup>+</sup> (6583)	1.40±0.20 E-6	2.13±0.40 E-6	1.17±0.50 E-6	1.07±0.30 E-6	1.23±0.20 E-6	—	—
Ne <sup>++</sup> (3869)	2.56±0.30 E-5	4.01±0.70 E-6	—	1.51±0.40 E-5	1.54±0.20 E-5	—	—
S <sup>+</sup> (6717)	4.42±0.60 E-8	1.58±0.15 E-7	6.7±1.1 E-7	1.44±0.40 E-7	2.72±0.30 E-7	—	—
S <sup>++</sup> (6311)	6.26±1.00 E-7	—	8.8±1.2 E-7	< 3.00 E-6	2.47±0.30 E-6	—	—
Ar <sup>++</sup> (7135)	2.57±0.30 E-7	—	2.26±0.60 E-7	3.37±0.50 E-7	6.23±0.15 E-7	—	—
Ar <sup>+3</sup> (4740)	3.99±0.40 E-7	—	—	—	—	—	—

<sup>1</sup> Observadas con Gemini.

<sup>2</sup> T([NII]) para abundancias iónicas.

<sup>3</sup> [[OII]] 7320 para abundancias iónicas de O<sup>+</sup>.

En la Tabla 4.3 se presentan las abundancias iónicas y sus incertidumbres. Las incertidumbres en las abundancias, para los iones de elementos pesados, son principalmente producidas por las incertidumbres de la temperatura electrónica. Para el caso de las líneas de recombinación las incertidumbres son debidas a los errores de la intensidad de las líneas.

Para obtener las abundancias totales se deben tomar en consideración los iones que no se observan. Con esta finalidad nosotros usamos los factores de corrección por ionización (*icf*, ‘ionization correction factor’) propuestos por Kingsburgh & Barlow (1994) y mostrados en esta tesis en el Apéndice A. Así, las abundancias totales se obtienen multiplicando las abundancias iónicas de los elementos observados por los *icf* correspondientes. Los resultados finales estan sintetizados en la Tabla 4.4, separando las abundancias calculadas para las NPs, de las abundancias de las regiones HII. Ahí también hemos incluido algunos resultados interesantes de cálculos de abundancias químicas para regiones HII reportadas en la literatura.

Tabla 4.4: Abundancias totales para las NPs y regiones HII en NGC 6822 y otras galaxias<sup>1</sup>

obj	He/H	O/H	N/H	Ne/H	S/H	Ar/H	otras ID <sup>2</sup> , comentarios <sup>3</sup>
NP 12	0.113±0.009	8.26±0.10	7.57±0.13	7.44±0.10	6.62±0.15	5.83±0.10	NP14-S14, joven
NP 16	0.148±0.010	8.25±0.08	7.16±0.20	7.51±0.10	6.02±0.20	5.82±0.12	NP13-S16, joven
NP 7	0.107±0.015	8.20±0.15	6.92±0.17	—	5.98±0.20	5.96±0.13	NP2, joven
NP 6	0.096±0.005	8.15±0.07	7.36±0.15	7.38±0.12	6.20±0.29	5.63±0.10	NP1, vieja
NP 14	0.109±0.006	8.12±0.08	8.44±0.14	—	5.89±0.30	5.81±0.12	NP7-S33, <b>tipo I</b> , joven
NP 21	0.106±0.012	7.95±0.10	7.24±0.15	7.21±0.10	< 6.75	5.80±0.12	NP12, joven
NP 5	0.094±0.015	7.90±0.10	8.36±0.20	—	6.64±0.29	5.88±0.15	NP3, <b>tipo I</b> , joven
NP 4	0.090±0.005	7.78±0.07	7.48±0.12	7.05±0.10	6.22±0.15	5.59±0.10	NP4, <b>tipo I7</b> , vieja
NP 10	0.111±0.010	7.60±0.08	6.30±0.13	6.80±0.10	—	5.20±0.15	NP19, vieja
NP 19	0.145±0.040	7.57±0.12	6.42±0.15	—	6.22±0.20	5.63±0.15	NP9, vieja
NP 18	< 0.124	7.49±0.15	—	6.82±0.15	—	—	NP11, vieja
<NPs no-tipo I>	0.114±0.014	7.92±0.18	7.06±0.31	7.17±0.20	6.21±0.17	5.68±0.15	excluyendo las NPs tipo I, 2σ err
HII 15	0.090±0.005	8.10±0.05	6.56±0.08	7.36±0.07	6.49±0.10	5.97±0.08	HII 8-S28
H V	0.084±0.002	8.08±0.03	6.85±0.15	7.35±0.03	6.61±0.05	5.84±0.03	PPR
H X	0.084±0.002	8.01±0.05	6.76±0.16	7.27±0.05	6.51±0.06	5.84±0.05	PPR
H I	—	7.98±0.09	—	7.34±0.19	—	—	LSV
Kα	—	8.00±0.04	6.16±0.10	7.51±0.10	—	6.04±0.07	LSV
Kβ	—	8.18±0.07	—	7.60±0.13	—	—	LSV
KD28e	—	8.19±0.05	6.38±0.06	7.64±0.09	—	6.10±0.05	LSV
<regiones HII>	0.086±0.004	8.06±0.04	6.72±0.14	7.33±0.05	6.54±0.06	5.88±0.07	3 obj. mejor obser., 2σ err
LMC-HII	0.085	8.40	6.90	7.60	6.70	6.20	D89, G99
LMC-NPs	0.091	8.33	7.45	7.54	6.93	5.93	no-tipo I, LD06
SMC-HII	0.079	8.00	6.50	7.20	6.30	5.90	D89, G99
SMC-NPs	0.079	8.09	7.11	7.16	6.62	5.51	no-tipo I, LD06
NGC3109-HII	0.085	7.77	6.44	6.87	6.39	5.83	PSR
NGC3109-NPs	0.087	8.16	7.49	7.18	6.26	5.66	PSR
Sun	0.085	8.66	7.78	7.84	7.14	6.18	Grevese et al. (2007)

<sup>1</sup> Elementos pesados en 12 + log (X/H), obj. ordenados por valores de 12 + log (O/H).

<sup>2</sup> IDs: NP# de Leisy et al. (2005) y S# de Killen & Dufour (1982)

<sup>3</sup> Ref: PPR: Peimbert et al. (2005); LSV: Lee et al. (2006), D89: Dennefeld (1989); G99: Garnett (1999);

LD06: Leisy & Dennefeld (2006); PSR: Peña et al. (2007).

Finalmente, nos dimos a la tarea de revisar algunas nebulosas débiles, que fueron etiquetadas en Leisy et al. (2005) como posibles remanentes de supernova (RSN) debido a la intensidad en sus líneas de [SII]. Estos objetos son (entre paréntesis se agrega la nomenclatura utilizada en Leisy et al. (2005)): HII 2 (HII 21), HII 4 (HII 20), HII 6 (HII 23) y HII 9 (HII 24). Nosotros obtuvimos el espectro de tres de ellas (HII 2, 4 y 9) y encontramos que estas son en realidad regiones HII de muy baja excitación, con una emisión muy baja o nula de [OIII] $\lambda$ 5007 y con una intensidad baja en las líneas de excitación colisional. Las estrellas ionizantes deben de ser de tipo B0 o más tardías. Suponiendo una temperatura electrónica de 12000K en HII 9 y HII 4 encontramos que tienen una composición química normal.

### 4.3.2. Abundancias químicas

De nuestros datos hemos calculado las abundancias de He, N, O, Ne, S y Ar para la mayor parte de nuestros objetos. La muestra contiene 4 NPs en común con el trabajo de Richer & McCall (2007, que nombraremos como RMcC07 de aquí en adelante) que son (entre paréntesis se agregan la nomenclatura usada por ellos): NP 10 (NP 19), NP 21 (NP 12), NP 14 (S 33) y NP 16 (S 16). Después de calcular las condiciones físicas y abundancias químicas y compararlas con las reportadas por RMcC07, encontramos que,

- las propiedades físicas, principalmente la temperatura electrónicas para ambos trabajos son muy similares. Las densidades electrónicas también son similares dentro de las incertidumbres,
- nuestras abundancias de He son iguales para todos los objetos, tomando en cuenta las incertidumbres. Sin embargo, para la NP 16 encontramos un cociente de He/H de un 40% menor. Esto puede ser producido por el alto enrojecimiento de este objeto, que afecta principalmente la intensidad de la línea de HeI $\lambda$ 5876,
- las abundancias de O son muy similares. Los valores de O/H en RMcC difieren de los nuestros en 0.06 dex como máximo. Sin embargo en otros elementos esto no es tan consistente. Los valores de N/O en RMcC para la NP 14 es muy grande  $\sim 7.94$  y para la NP 21 es muy pequeño  $\sim 0.03$  comparado con nuestros resultados. Estas diferencias se deben a que el cálculo de la abundancia de N/O esta basado en el cociente de la abundancia iónica de  $N^+/O^+$ . Estos iones son muy poco abundantes en las NPs de alta excitación. Por ejemplo, el cálculo de la abundancia iónica de  $O^+$  tiene grandes incertidumbres debido a las incertidumbres propias de la línea de [OII] $\lambda$ 3727 que generalmente es débil y que depende fuertemente de la temperatura y densidad adoptadas para su cálculo, así como es muy afectada por los errores considerados para el desenrojecimiento. Las diferencias son más pequeñas en los cocientes de Ne/O, con excepción del cociente Ne/O en RMcC NP 21. En NP 21 nosotros obtuvimos que Ne/O=0.18, mientras que

### 4.3 La composición química de regiones HII y nebulosas planetarias

Richer & McCall (2007) obtuvieron un valor de 0.363 con un gran error. Para este caso, consideramos que nuestra determinación es más confiable debido a nuestra alta señal a ruido en la líneas de [NeIII].

#### **La abundancia de las regiones HII y nebulosas planetarias:**

En este trabajo solo presentamos el calculo de la abundancia de tres regiones HII en NGC 6822, HII 15 (de nuestra muestra), HV y HX (que están bien determinadas en la literatura). En la Tabla 4.4 (Col. 3) se puede observar que la abundancia de oxígeno de estas tres regiones HII esta entre 8.01 y 8.10. Estas abundancias fueron calculadas usando líneas de excitación colisional y reportadas tanto en nuestro Artículo I como en Peimbert et al. (2005) (para HV y HX). La abundancia de O promedio de ellas es  $\langle 12+\log(\text{O}/\text{H}) \rangle = 8.06 \pm 0.04$ . Por otro lado, la abundancia de Ar para estas regiones HII cubre un pequeño intervalo entre 5.84 y 5.97 (ver Tabla 4.4, Col. 7) y también es muy consistente.

A diferencia de las regiones HII, nuestra muestra de nebulosas planetarias presentan un amplio intervalo de abundancias. La Figura 4.1 muestra las relaciones entre  $12+\log(\text{Ne}/\text{H})$  contra  $12+\log(\text{O}/\text{H})$  (en el panel superior) y  $12+\log(\text{Ar}/\text{H})$  contra  $12+\log(\text{O}/\text{H})$  (en el panel inferior) para todas nuestras NPs (marcadas con círculos). Así mismo, se presentan los valores promedio de las abundancias de las regiones HII (marcadas con estrellas en esta figura). En el panel superior de la Figura 4.1 se observa que hay una fuerte correlación, entre las abundancia de Ne y O de las NPs y las regiones HII de NGC 6822. La pendiente para un ajuste lineal, de esta correlación, es muy cercana a 1. Pendientes muy cercanas a uno han sido reportadas para otras galaxias como la Vía Láctea por Henry (1989). Stasińska et al. (1998) presentaron correlaciones de Ne-O para una muestra de NPs de algunas galaxias y todas estas con pendientes de alrededor de 1. Para las nebulosas planetarias de la LMC y SMC se mostraron pendientes de 1.13 y 1.08 respectivamente (Leisy & Dennefeld 2006). Magrini et al. (2009) reportaron una pendiente de 0.9 para una muestra de NPs en M33. Finalmente, Wang & Liu (2008) encontraron que el valor promedio de  $\langle \text{Ne}/\text{H} \rangle$  cambia con la metalicidad, siendo mayor para las galaxias más ricas. El valor promedio obtenido para las regiones HII de NGC 6822 ( $\langle \text{Ne}/\text{H} \rangle = 7.33 \pm 0.05$ ) concuerda con el valor para una galaxia de baja metalicidad.

## La abundancia de Oxígeno, Neón y Argón:

La Figura 4.1 muestra que los valores de O/H de las nebulosas planetarias abarcan un amplio intervalo de valores. Estos van desde los objetos menos metálicos con abundancias de O/H 0.5 dex más pobres que el promedio del valor de las abundancias en las regiones HII, hasta las NPs más metálicas, con valores 0.2 dex por encima del promedio de las regiones HII. Las NPs son objetos débiles y las incertidumbre en sus abundancias es mayor que para las regiones HII que analizamos. Sin embargo, la dispersión de abundancias que encontramos (y que se muestran en la Figura 4.1) es real, considerando las incertidumbres del calculo de abundancias. Entonces podemos considerar que los objetos más ricos, con  $12+\log(\text{O}/\text{H})$  en el intervalo de 7.9-8.2, tienen abundancias similares a las regiones HII y los objetos menos metálicos, con  $12+\log(\text{O}/\text{H}) < 7.8$ , pertenecen a una población vieja con bajo enriquecimiento metálico.

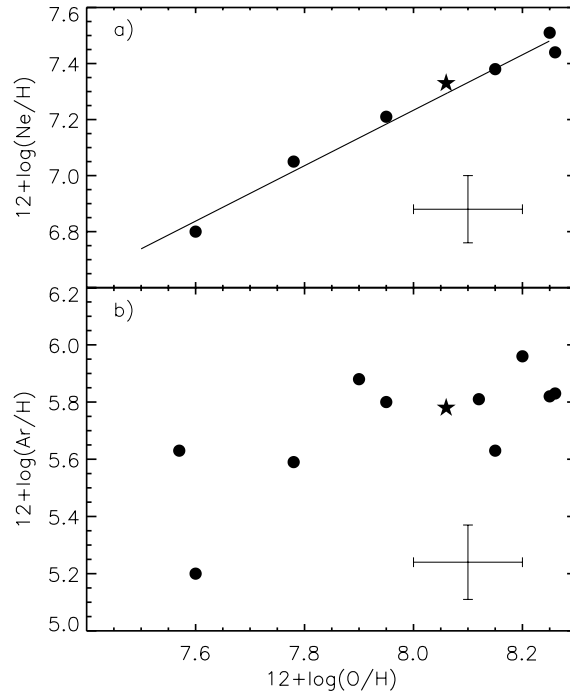


Figura 4.1: Se presenta el comportamiento de  $12+\log(\text{Ne}/\text{H})$  and  $12+\log(\text{Ar}/\text{H})$  vs.  $12+\log(\text{O}/\text{H})$ . Los puntos rellenos son NPs y las estrellas son los valores promedio para regiones HII. La correlación lineal entre Ne y O (panel superior) corresponde a  $12+\log(\text{Ne}/\text{H})=0.99(12+\log(\text{O}/\text{H}))-0.72$ , con un coeficiente de correlación de  $R^2=0.98$  (sin considerar la planetaria más alejada de la muestra que es NP18). Las determinaciones de Ar/H son mucho más inciertas y la correlación no es clara (panel inferior). Sin embargo, dentro de las incertidumbres no se encuentran NPs con valores Ar/H mayores que los de las regiones HII lo cual no sucede en el caso de Ne/H y O/H.

### 4.3 La composición química de regiones HII y nebulosas planetarias57

Como hemos mencionado (ver Capítulo 2) las abundancias de O y Ne originales de la NPs pueden verse modificadas por,

- (a) la destrucción de O en el ciclo ON de las estrellas progenitoras más masivas,
- (b) por el dragado de O (y Ne) recién sintetizado hacia la atmósfera de las estrellas progenitoras de las NPs poco metálicas (tercer dragado). La metalicidad límite de este enriquecimiento es incierto y en NGC 6822 no se puede asegurar que estos elementos sean seguros para probar la composición química original de las estrellas progenitoras de las NPs. Por lo tanto, es necesario usar también otros elementos como S y Ar.

En muchos de nuestros objetos se pudieron determinar las abundancias de Ar y S, sin embargo estos elementos tienen una gran incertidumbre. Para la abundancia de S esta gran incertidumbre se debe a que las líneas de  $S^+$  y  $S^{++}$  observadas son débiles en NPs de alta excitación. Así mismo los *icf's* propuestos por Kingsburgh & Barlow (1994) dependen de  $O^+$ , y es este un ion también poco abundante. Por otro lado, el Ar está mejor determinado debido a que los iones de  $Ar^{++}$  y  $Ar^{3+}$  son más abundantes en NPs de alta excitación y sus *icf's* son más pequeños. En el panel inferior de la Figura 4.1 se muestra la relación entre la abundancia de Ar y O. A diferencia de la relación entre el Ne y el O, el Ar y el O parece no tener una relación obvia. Solo se logra observar que a medida que crece la abundancia de oxígeno también lo hace la de argón. Esta tendencia se muestra en NPs de otras galaxias. Es importante recalcar que las NPs de nuestra muestra presentan una abundancia de Ar/H que las divide en dos grupos: en el primero de ellos las NPs presentan cocientes de Ar/H similares a las regiones HII ( $\sim 5.8$ ) y cocientes de O/H mayores y en el segundo grupo los valores de Ar/H son de  $\sim 5.6$ .

#### **La abundancia de Nitrógeno:**

En la Tabla 4.4 encontramos que las NPs, exceptuando dos de ellas, presentan enriquecimiento de N relativo al promedio de abundancias de las regiones HII. Resultados parecidos se han encontrado para todas las galaxias y los autores generalmente lo interpretan como resultado de los diferentes episodios de dragado en las estrellas progenitoras de las NPs. En estos episodios, algunos elementos químicos producidos en la nucleosíntesis (principalmente He, C y N) son llevados hasta la superficie estelar. En las nebulosas planetarias, los enriquecimientos de N indican que estos objetos son una fuente importante de producción de N en la galaxia. Sin embargo, en NGC 6822 este nitrógeno no ha llegado a enriquecer el medio interestelar todavía, ya que el N/O de las regiones HII es muy bajo, con valor de 0.05.

El enriquecimiento de N ocurre en la superficie estelar durante los eventos de dragado cuando la estrella se encuentra en la rama asintótica de las gigantes (AGB, por sus siglas



en inglés). Estos eventos de dragado se han relacionado con el ciclo CN donde el carbono se transforma en N (en las estrellas progenitoras más masivas) y también con el ciclo ON en donde el O se transforma en N (v.g. Henry 1990). Como resultado del ciclo ON las nebulosas presentan una disminución en la cantidad de oxígeno disponible e incrementan su N.

Las nebulosas muy ricas en nitrógeno son clasificadas generalmente como Nebulosas Planetarias Tipo I. Estas pueden ser producidas por las estrellas progenitoras más masivas, las cuales tienen regiones muy calientes en las capas más exteriores, en estas capas calientes se puede transformar carbono en nitrógeno (hot bottom burning). El carbono es traído desde el interior estelar por el primer dragado. Existen algunos criterios para definir las NPs ricas en N que han sido propuestos por algunos autores; Peimbert (1978) clasificó como NPs Tipo I a nebulosas galácticas con  $\text{He}/\text{H} > 0.125$  y  $\text{N}/\text{O} > 0.5$ , mientras que Kingsburgh & Barlow (1994) usaron una nueva definición en donde son consideradas NPs Tipo I a aquellas con abundancia de N igual a la abundancia total de C+N de las regiones HII de la misma galaxia. Kingsburgh & Barlow (1994) sugieren el límite para las NPs Tipo I en nuestra galaxia de  $\text{N}/\text{O} > 0.8$  independientemente del valor de la abundancia del He. Estos criterios requieren una corrección para las NPs en galaxias de baja metalicidad. Por ejemplo Leisy & Deneffeld (1996) sugieren un límite de  $\text{N}/\text{O} > 0.25$  para las NPs Tipo I en las Nubes de Magallanes

En este trabajo nosotros usamos el criterio de Kingsburgh & Barlow (1994) aplicado a NGC 6822. Los *icf's* de Kingsburgh & Barlow (1994) se describen en el Apéndice A. Peimbert et al. (2005) encuentran que en HV (de NGC 6822) el  $\log(\text{C}/\text{O}) = -0.31 \pm 0.13$  y que para las regiones HII  $\text{N}/\text{O} = 0.05 \pm 0.17$ . Usando estos valores obtenemos que para esta galaxia el límite de las NPs Tipo I debe de ser  $\text{N}/\text{O} \geq 0.49$ . Hay grandes incertidumbres en este valor. Si consideramos las incertidumbres para C/O (Peimbert et al. 2005), el límite para N/O está en un intervalo entre 0.36 y 0.66. En nuestra muestra encontramos claramente dos NPs Tipo I extremas con  $\text{N}/\text{O} > 2$  (NP 5 y NP 14) y otra tercera posible nebulosa planetaria Tipo I (NP 4) con  $\text{N}/\text{O} \sim 0.5$ . Por otro lado, las abundancias de O y Ar en las NPs Tipo I extremas, NP 5 y NP 14, son iguales que el valor promedio de las abundancias de las regiones HII, dentro de las incertidumbres. Esto confirma que estas nebulosas planetarias son objetos jóvenes.

Para el tercer candidato a NP Tipo I (NP 4), que es la NP observada más brillante de la galaxia (en [OIII]), analizaremos con más detalle si es o no una NP Tipo I. Primeramente notamos que la abundancia de todos sus elementos químicos, con excepción de N, están por debajo de los promedios de las abundancias de las regiones HII en un factor  $\sim 2$ . Es decir, este objeto debe haberse formado en una región menos enriquecida, algunos Gaños antes y su progenitora no parece ser muy masiva. Así mismo debemos tomar en consideración

que el cociente de abundancias de N/O se obtuvo usando las abundancias iónicas  $N^+/O^+$  que son muy dependientes de la temperatura. Para NP 4 obtuvimos las dos temperaturas electrónicas T(OIII) y T(NII), esta última con grandes incertidumbres. Para probar nuestro cociente de abundancia, calculamos las abundancias iónicas de  $N^+$  y  $O^+$  usando también T(NII). El cociente de abundancias usando T(NII) es de  $\sim 0.45$  en comparación al cociente de abundancias de 0.5 cuando se usa T(OIII). De acuerdo con el criterio que NP 4 puede considerarse, marginalmente, como una NP Tipo I de una población más vieja.

Por otro lado, en nuestra muestra tenemos una mayor cantidad de nebulosas planetarias que no son de Tipo I, es decir, que no son ricas en N. Algunas de ellas, NP 7, NP 12 y NP 16, muestran un cociente de abundancias O/H de 0.15 a 0.2 dex mayor que el valor de este cociente en las regiones HII. También encontramos que los valores de Ne/H para NP 12 y NP 16 parecen ser un poco altos con relación a las regiones HII. De estas tres nebulosas reportamos que presentan abundancias de Ar iguales, dentro de las incertidumbres, a las reportadas en las regiones HII (ver Tabla 4.4 y Figura 4.1). Entonces, NP 7, NP 12 y NP 16 pueden estar enriquecidas en O y Ne debido al tercer dragado en las progenitoras. Sin embargo, el efecto es muy pequeño y se pueden dar otras explicaciones a estas abundancias. Por ejemplo, se puede pensar que la abundancia de oxígeno en las regiones HII esta subestimada debido a que parte del oxígeno está atrapado dentro de los granos de polvo. Nosotros consideraremos que estas nebulosas planetarias son jóvenes basandonos en el cálculo de las abundancias de Ar que no sufre ese efecto.

Finalmente las tres nebulosas planetarias, NP 10, NP 18 y NP 19, son más pobres en O, Ne y Ar que las HII por un factor  $\sim 2$ . Estos objetos y NP 4 son nebulosas planetarias producidas por progenitoras de baja metalicidad. Estas parecen ser de una población vieja formada en un medio interestelar poco enriquecido. NP 6 que está fuera de la zona central de la galaxia tiene un cociente de abundancias O/H muy similar a las regiones HII, pero una abundancia de Ar mucho menor a estas. Así que debemos incluir a NP 6 en el grupo de baja metalicidad.

#### 4.4. Homogeneidad espacial de oxígeno nebular

Como se ha dicho en el capítulo 2 de esta tesis y en el Artículo II, no hay evidencia concluyente para asegurar que existen inhomogeneidades en el ISM actual de NGC 6822. Para probar esto hemos usado nuestros resultados de la abundancia de HII 15 y las abundancias de H V y H X. La abundancia de oxígeno de estas tres regiones es en promedio es de  $<12+\log(O/H)>=8.06\pm 0.04$  (Peimbert et al. 2005). Por otro lado, Lee et al. (2006) reportó la abundancia química en 11 objetos donde T[OIII] fue medido (presentados en la Tabla 4.4). De los resultados de Lee et al. (2006) y de las abundancias químicas calculadas

por nosotros para las regiones HII arriba mencionadas, podemos concluir que la galaxia es muy homogénea, con un promedio de abundancia de  $\langle 12 + \log(O/H) \rangle = 8.08 \pm 0.06$ .

Es importante mencionar que las regiones HII, usadas por nosotros para el cálculo de la abundancia, se encuentran en los 2 kpc centrales de NGC 6822. HII 15 está a 62 pc del centro de la galaxia (Brandenburg & Skillman, 1998). HV y HX se encuentran mucho más al Norte a una distancia de aproximadamente 1.01 y 1.08 kpc del centro de la galaxia, respectivamente (esto es aproximadamente a la mitad de la distancia del borde del disco de HI). H 1 está a 1.78 kpc hacia el NorOeste y  $K\alpha$  está a 1.30 kpc hacia el Oeste.

También se estudio la homogeneidad para los elementos pesados encontrando que N, Ne, S y Ar son muy homogéneos para las 3 regiones HII mejor observadas. Estos muestran valores promedio de  $\langle N/O \rangle = 0.05 \pm 0.02$ ,  $\langle Ne/O \rangle = 0.184 \pm 0.005$ ,  $\langle S/O \rangle = 0.029 \pm 0.005$  y  $\langle Ar/O \rangle = 0.007 \pm 0.002$ .

En conclusión podemos afirmar que el medio interestelar actual de NGC 6822 es químicamente homogéneo, al menos hasta 2 kpc alrededor del centro de la galaxia. Las abundancias actuales del medio interestelar en NGC 6822 (calculadas con las tres regiones HII mejor observadas) son más cercanas a las de la SMC, que a las de la LMC (ver Tabla 4.4). Esto exceptuando N/H que se encuentra justo en la mitad de los valor en las Nubes de Magallanes. El cociente de abundancia N/O de 0.05 es mayor que el valor para ambas Nubes que es de 0.03. Por lo tanto, NGC 6822 puede ser una galaxia más evolucionada que las Nubes de Magallanes. Esto también fue obtenido por Peimbert et al. (2005) usando sus cocientes de C/O.

## 4.5. Comparación con otras galaxias

En la Tabla 4.4 presentamos los promedios de abundancias de los tres mejores valores en regiones HII y la muestra completa de NPs que no son de Tipo I. Así mismo incluimos los valores de las abundancias de regiones HII y NPs de las Nubes de Magallanes obtenidas por Leisy & Dennefeld (1996, 2006), así como las abundancias obtenidas para la galaxia irregular de baja metalicidad NGC 3109 y los valores solares. Los patrones de abundancias químicas de NPs en NGC 6822 siguen muy de cerca el patrón obtenido para las nebulosas planetarias de las Nubes de Magallanes. En NGC 6822 los elementos pesados tienen valores de abundancia promedio (en las NPs que no son de Tipo I) muy similares a las de la Nube Menor de Magallanes. El cociente de N/H de estas NPs también muestra una similitud con las NPs de la SMC (no así para el caso de las regiones HII). Esto nos predice un

enriquecimiento nebular similar debido a la nucleosíntesis estelar. Por otro lado, la muestra de NPs en NGC 6822 no muestran un enriquecimiento de O con relación a los valores de abundancias en las regiones HII, como mostró Peña et al. (2007) que sucede en NGC 3109. En NGC 3109 este enriquecimiento de O puede ser atribuido a que el oxígeno recién sintetizado es dragado a la superficie estelar por procesos de convección en la envolvente de la progenitora. Como hemos dicho este enriquecimiento sucede principalmente en medios de baja metalicidad ( $12+\log(\text{O}/\text{H})=7.77$  en las regiones HII de NGC 3109). Al parecer la metalicidad de NGC 6822 no es tan baja para presentar este fenómeno.

En NGC 6822 las nebulosas planetarias que no son de Tipo I aparentan ser más ricas en He que en otras galaxias. Sin embargo, esto puede ser debido solamente a que hay dos que son muy ricas en He: NP 16 y NP 19. El cálculo de He/H en NP 16 y NP 19 tienen una gran incertidumbre. Si estas dos NPs no fueran tomadas en cuenta para el promedio, el valor promedio de He/H de las NPs (que no son de Tipo I) en NGC 6822 sería de  $0.096\pm 0.006$ , que aun es un valor alto, pero es similar a el valor de la LMC dentro de las incertidumbres. Y finalmente, es interesante observar que las dos NPs Tipo I extremas no son particularmente ricas en He.

## 4.6. Conclusiones del capítulo

En este capítulo presentamos la composición química calculada para una muestra de 11 NPs y 1 región HII en NGC 6822. Los datos fueron obtenidos con espectroscopía MOS usando un telescopio de 8-m y obtuvimos los siguientes resultados.

- 1) Combinando la abundancia de la región HII con otros dos valores de regiones HII de la literatura, confirmamos que la abundancia química del MI actual es homogénea al menos para los 2 kpc centrales de NGC 6822. El valor promedio para la abundancia de oxígeno es de  $\langle 12+\log(\text{O}/\text{H}) \rangle = 8.06\pm 0.04$ .
- 2) El valor de las abundancias calculadas para las nebulosas planetarias se encuentra en un intervalo mayor que el de las regiones HII. Usando los valores de sus abundancias de Ar/H, nosotros identificamos una población joven de nebulosas planetarias con abundancias similares a las de las regiones HII y una población vieja con abundancias menores en un factor dos.
- 3) Todas las nebulosas planetarias presentadas están enriquecidas de N con relación a las regiones HII. Dos de las NPs son extremadamente ricas en N (nebulosas planetarias Tipo I) y una tercera NP, de la población vieja presenta enriquecimiento de N comparable con una NP Tipo I.

- 4) Las abundancias de Ne y O de nuestros objetos siguen claramente una correlación lineal con una pendiente muy cercana a 1. Es interesante remarcar que la población vieja de nebulosas planetarias, en donde  $12+\log(\text{O}/\text{H})\leq 7.8$ , no muestran estar enriquecidas de O. Como consecuencia, el tercer dragado de O no ocurre en las NPs de NGC 6822. Esto puede indicar que para un enriquecimiento significativo de O en las nebulosas planetarias es necesario tener metalicidades más bajas.
- 5) Los patrones de las abundancias químicas en las nebulosas planetarias de NGC 6822 son muy parecidos a los de la SMC donde también se encuentran diferentes poblaciones estelares mezcladas.

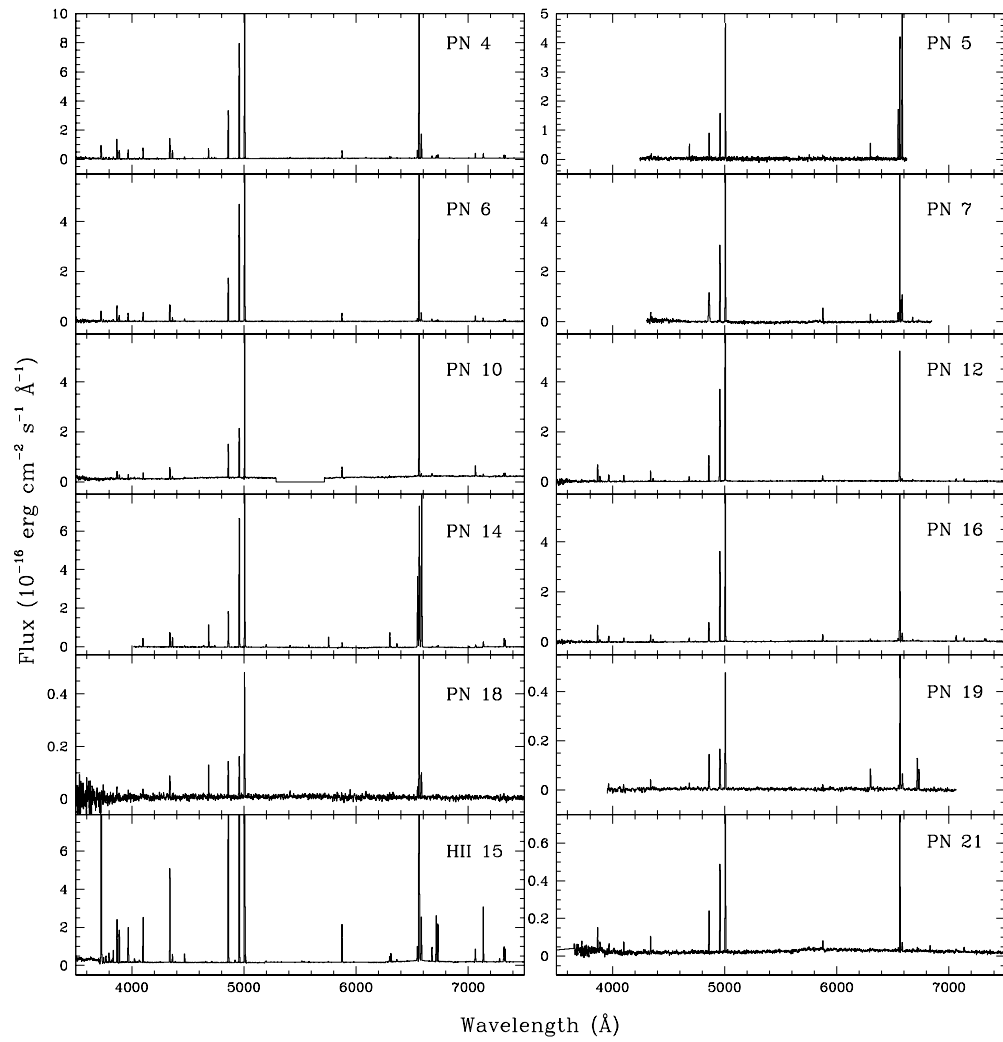


Figura 4.2: Espectros de las NPs y la región brillante HII 15. Aquí se combinan los espectros azul y rojo obtenido en las observaciones.

## Capítulo 5

# Evolución química

### *Resumen*

*El estudio de la evolución química galáctica en el contexto cosmológico es muy importante, ya que nos da información sobre la historia de la formación estelar, el tipo de estrellas formadas, la acreción de gas que forma una galaxia y la historia de los vientos galácticos o pérdida de material galáctico al medio intergaláctico. La evolución química nos ofrece un método para inferir los parámetros más importantes que controlan todos estos procesos que son de gran interés en las teorías de formación y evolución galáctica y estelar. Las abundancias químicas de regiones HII y de NPs restringen los modelos de evolución química. Mientras mayor sea el número de observaciones, más realista será la historia química inferida. En esta tesis se ha presentado un catálogo de abundancias químicas de la componente pasada del medio interestelar (NPs), principalmente. Estos resultados nos ayudarán a restringir mucho mejor los modelos de evolución química que hemos desarrollado para la galaxia enana irregular NGC 6822. Parte de este capítulo está publicado en la revista el artículo de Hernández-Martínez et al. (2009, A&A, 505, 1027).*

Los modelos de evolución química son útiles para conocer la variación temporal de la masa total bariónica, la masa de gas y las abundancias de diferentes especies químicas en el medio interestelar dentro de las galaxias. Las ecuaciones básicas de evolución química fueron propuestas por Tinsley (1974) y una de las correcciones fue hecha por Maeder (1992) la cual usamos en esta tesis. Si se considera el tiempo de vida de cada estrella, las ecuaciones de evolución química son integrodiferenciales y deben ser resueltas con códigos numéricos complejos. Estas ecuaciones pueden ser simplificadas suponiendo la aproximación de reciclaje

instantáneo (IRA, por sus siglas en inglés, Talbot & Arnett, 1971). Esta aproximación considera que el tiempo de vida de todas las estrellas es despreciable con respecto a la edad de las galaxias. El tiempo de vida de las estrellas masivas es de entre  $10^6$  a  $10^7$  años y para las LIMS es de entre  $10^8$  a  $10^{10}$  años. Debido a esto IRA es una buena primera aproximación para los elementos químicos producidos por las estrellas masivas, pero no así para los elementos producidos en estrellas de masa baja e intermedia. Por lo tanto, la aproximación de IRA no es precisa para resolver la evolución de He, C, N y Fe, elementos producidos por estrellas medianas o más pequeñas, aisladas y en sistemas binarios. Sin embargo, existen aproximaciones intermedias para resolver la evolución química que considera el retraso en el enriquecimiento químico de los elementos, producidos por las estrellas de baja e intermedia masa (LIMS por sus siglas en inglés). Por ejemplo Serrano & Peimbert (1983), Pagel (1989) y más recientemente Franco & Carigi (2008, FC08). Los términos de retraso temporal hacen que las LIMS eyecten el material procesado en el MI en un tiempo posterior a su formación, mientras que las estrellas masivas, eyectan el material procesado inmediatamente después que se formaron.

FC08 propusieron una solución analítica para las ecuaciones de evolución química, considerando la contribución retrasada de todas las LIMS como una sola estrella representativa. Esta solución fue construida para tasas de formación estelar proporcionales a la masa de gas en un modelo de caja cerrada (sin acreción, ni pérdida de materia). FC08 mostraron que las soluciones analíticas, usando esta aproximación, son similares a los resultados numéricos de modelos en donde se considera el tiempo de vida de cada estrella.

En este capítulo presentamos modelos numéricos de evolución química de NGC 6822 utilizando una versión más sofisticada y genérica que la contribución retrasada para las LIMS propuesta en FC08. En el Apéndice B se muestra el código desarrollado para modelar la evolución química de NGC 6822, así como el diagrama de flujo. El código fue escrito de manera general de manera tal que las suposiciones pueden ser fácilmente cambiadas si se quiere modelar otra galaxia. El código es libre y sencillo de utilizar, hemos intentado crear una herramienta relativamente robusta, que pueda cotejar los valores obtenidos de las observaciones con algunos modelos de manera no tan complicada.

## 5.1. Ecuaciones básicas de evolución química

Para poder entender de manera sencilla la evolución química de una galaxia es necesario calcular la evolución de la masa total bariónica de la galaxia ( $M_{bar}$ ), la masa de gas ( $M_{gas}$ ), la masa en estrellas ( $M_*$ ) y la abundancia de los elementos químicos. La evolución de la masa



total bariónica de la galaxia está dada por,

$$\frac{dM_{bar}}{dt} = \frac{d(M_{gas} + M_*)}{dt} = f(t) - w(t), \quad (5.1)$$

donde  $f(t)$  es la tasa de acreción de material de la galaxia y  $w(t)$  es la tasa de eyección de gas debido a un viento galáctico.

La evolución de la masa de estrellas está dada por,

$$\frac{dM_*}{dt} = \psi(t) - E(t). \quad (5.2)$$

donde  $\psi(t)$  es la tasa de formación estelar y  $E(t)$  es la tasa de eyección de material estelar por las estrellas que están muriendo,

$$E(t) = \int_{m_{\tau_0}(t)}^{M_{up}} (m - m_R)\phi(m)\psi(t - \tau_m)dm \quad (5.3)$$

donde  $m_{\tau_0}(t)$  es la estrella de menor masa muriendo al tiempo  $t$ ,  $M_{up}$  es la masa de la estrella más masiva,  $m$  es la masa inicial de una estrella,  $m_R$  es la masa remanente,  $\phi(m)$  es la distribución por masa de las estrellas formadas (función de masa inicial) y  $\tau_m$  es el tiempo de vida de una estrella de masa  $m$ .

De las ecuaciones anteriores obtenemos la ecuación de la evolución de la masa de gas,

$$\frac{dM_{gas}}{dt} = -\psi(t) + E(t) + f(t) - w(t), \quad (5.4)$$

Por otro lado, la evolución de la masa de gas que forma el elemento ‘i’ está dada por,

$$\frac{d(X_i M_{gas})}{dt} = -X_i(t)\psi(t) + E_i(t) + X_i^f(t)f(t) - X_i^w(t)w(t), \quad (5.5)$$

donde  $X_i(t)$ ,  $X_i^f(t)$  y  $X_i^w(t)$  son las abundancias en masa del elemento ‘i’ en el medio interestelar de la galaxia, en el flujo de acreción y en el viento galáctico, respectivamente y  $E_i(t)$  es la tasa de masa de gas del elemento ‘i’ que es regresada al medio interestelar por las estrellas que mueren,

$$E_i(t) = \int_{m_{\tau_0}(t)}^{M_{up}} (m - m_R)\phi(m)\psi(t - \tau_m)X_i(t - \tau_m)dm + \int_{m_{\tau_0}(t)}^{M_{up}} m p_i(m)\phi(m)\psi(t - \tau_m)dm, \quad (5.6)$$

y  $p_i$  es la fracción del elemento ‘i’ sintetizado por la estrella y expulsado al MI (yield estelar).

## 5.2. Ecuaciones de evolución química con retraso

Siguiendo la prescripción dada por FC08 para las ecuaciones de evolución química, nosotros desarrollamos un código numérico considerando que las LIMS contribuyen de manera retrasada como una masa representativa,  $M_{rep}$ , mientras que las estrellas masivas enriquecen el MI de manera instantánea. Bajo esta suposición, reescribimos la ecuación de evolución de la masa de gas (ec. 5.4) como,

$$\frac{dM_{gas}}{dt} = -(1 - R_{ms})\psi(t) + R_{lims}\psi(t - \tau_{M_{rep}}) + f(t) - w(t), \quad (5.7)$$

donde,  $R_{ms}$  y  $R_{lims}$  son la masa regresada al MI por las estrellas masivas y las estrellas de masa baja e intermedia cuando mueren, respectivamente. Estas se definen como,

$$R_{lims} = \int_{M_1}^{7.5M_{\odot}} (m - m_R)\phi(m)dm \quad (5.8)$$

y

$$R_{ms} = \int_{7.5M_{\odot}}^{M_{up}} (m - m_R)\phi(m)dm \quad (5.9)$$

donde,  $M_1$  es la estrella de menor masa que enriquecerá el MI y supusimos  $1 M_{\odot}$  y  $M_{up}$  es un parámetro libre de los modelos.

Para calcular la evolución de la masa de gas que forma el elemento ‘i’ en la ec. 5.5, sustituimos,

$$E_i(t) = R_{ms}X_i(t)\psi(t) + Y_{i,ms}\psi(t) + R_{lims}X_i(t - \tau_i)\psi(t - \tau_i) + Y_{i,lims}\psi(t - \tau_i) + Y_{i,SN Ia}\psi(t - \tau_{SN Ia}), \quad (5.10)$$

donde  $\tau_i$  es el retraso temporal en el enriquecimiento del elemento ‘i’ debido a la masa representativa (ver FC08),  $\tau_{SN Ia}$  es el tiempo en que tarda la SN Ia representativa de su generación estelar en contaminar el MI y  $Y_{ms}$ ,  $Y_{lims}$  y  $Y_{SN Ia}$  son los yield integrados para las estrellas masivas, estrellas de baja e intermedia masa y supernovas tipo Ia, respectivamente (ver sección 5.3.4). En este trabajo calculamos el retraso de la contribución de cada elemento químico. Los valores de los retrasos temporales, para algunos elementos que son de nuestro interés en este trabajo, se presentan en la Tabla 5.3.

## 5.3. Suposiciones del modelo

### 5.3.1. Acreción de masa, $f(t)$

En muchos modelos de evolución química la acreción de gas se modela suponiendo un comportamiento paramétrico (por ejemplo en Lanfranchi & Matteucci 2003). Nosotros

hemos utilizado la tasa de material acretada en NGC 6822 que propusieron CCP06 debido a que esta proviene de modelos cosmológicos de formación de galaxias. Ellos describen 2 familias de modelos para el incremento de la  $M_{gas}$  con respecto al tiempo: Aquellos que acretan mayor  $M_{gas}$  y consideran efectos de reionización, llamados "modelos L", y otros que acretan una menor cantidad de  $M_{gas}$  ya que además de considerar la reionización suponen efectos de calentamiento por choques, llamados "modelos S" (Ver CCP06 para un mayor detalle). Cabe mencionar que ambos modelos reproducen la masa dinámica de la galaxia,  $M_{din}=2.6 \times 10^{10} M_{\odot}$ . En este trabajo utilizamos el modelo de acreción de la familia de los "modelos L".

En la Figura 5.1 presentamos la tasa de acreción de masa bariónica como función del tiempo usada en los modelos de evolución química. En este trabajo hemos parametrizado la tasa de acreción de CCP06 como se muestra en la Ec. 5.11. Esta parametrización se hizo a partir de los datos de CCP06 de la historia de acreción de los "modelos L".

$$f(t) = 131.4(e^{-0.31t} - e^{-0.32t}) [\times 10^8 M_{\odot} \text{ Ga}^{-1}]. \quad (5.11)$$

donde  $t$  es el tiempo de evolución en Gaños.

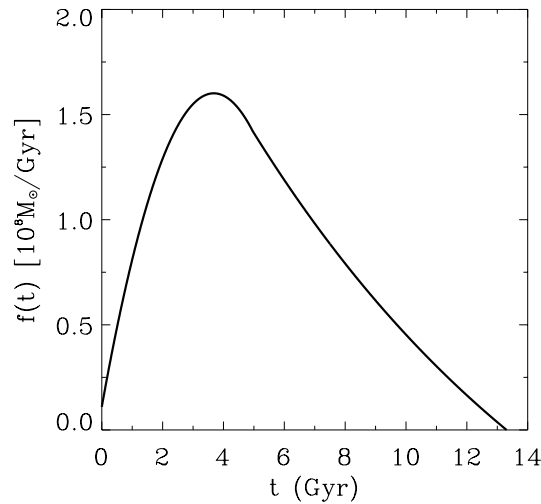


Figura 5.1: Tasa de acreción de NGC 6822 como función de tiempo, según modelos cosmológicos (ver CCP06).

Supondremos que la composición química del material acretado es primordial y no varía

con el tiempo,  $X_H=0.75$  y  $X_{He}=0.25$  (WMAP).

### 5.3.2. Tasa de formación estelar, $\psi(t)$

Las tasa de formación estelar (SFR, por sus siglas en inglés) usada en los modelos de evolución química generalmente se obtiene mediante una parametrización que depende de propiedades físicas que varían de objeto a objeto. Sin embargo, para NGC 6822 hay una historia de formación estelar basada en observaciones. Wyder (2001, 2003), obtuvo la tasa de formación estelar para ocho campos en NGC 6822 usando datos obtenidos con el Hubble Space Telescope (HST). Estos campos corresponden a regiones de la galaxia con diferentes luminosidades y juntos representan 20% de la luminosidad total de la galaxia. En CCP06 supusieron que estos ocho campos presentados por Wyder son representativos de toda la galaxia durante su evolución. Promediando y normalizando la formación estelar obtenida de cada uno de estos ocho campos, CCP06 construyeron una tasa de formación estelar total que reproduce la masa estelar y colores observados en NGC 6822. Los modelos cosmológicos usados por CCP06 predicen que la galaxia fue formada hace 13.5 Gyr y ellos supusieron que la SFR=0 durante los primeros 1.2 Gyr, esto debido a que la población estelar más vieja tiene una edad representativa de 12.3 Gyr. La Figura 5.2 muestra la tasa de formación estelar de NGC 6822 como función del tiempo (CCP06).

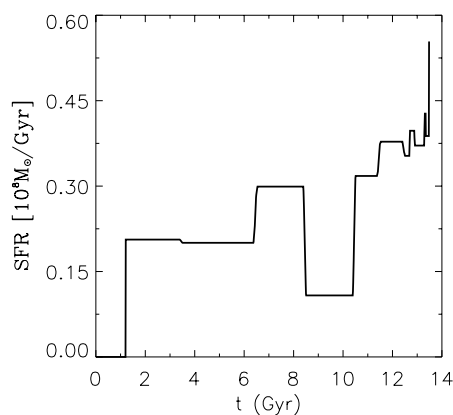


Figura 5.2: Tasa de formación estelar como función del tiempo basada en la historia de formación estelar obtenidas a partir de diagramas color-magnitud y normalizada para reproducir las propiedades fotométricas de NGC 6822 (CCP06).

### 5.3.3. Función de masa inicial, $\phi(m)$

En todos los modelos presentados en esta tesis, usamos la función de masa inicial (IMF, por sus siglas en inglés) propuesta por Kroupa, Tout & Gilmore (1993), que llamamos KTG (Figura 5.12). Hemos escogido esta IMF debido a que reproduce con éxito las propiedades químicas de la vecindad solar, nuestro laboratorio químico por excelencia (Carigi et al. 2005). En esta función de masa (ecuación 5.12) se consideran 3 intervalos de masa, donde  $\alpha$  es el exponente de la ley de potencias y  $\phi_0$  es una constante de normalización.

$$\phi(m) = \phi_0 m^{-\alpha} \quad (5.12)$$

$$\alpha = \begin{cases} 1.3; & M_{\text{low}} < m < 0.5 M_{\odot}, \\ 2.3; & 0.5 < m < 1.0 M_{\odot}, \\ 2.8; & 1.0 < m < M_{\text{up}}, \end{cases} \quad (5.13)$$

$M_{\text{low}}$  y  $M_{\text{up}}$  son el límite inferior y superior de la masa estelar, respectivamente. Para todos nuestros modelos consideramos que  $M_{\text{low}}=0.1 M_{\odot}$  y  $M_{\text{up}}$  será un parámetro libre que se obtendrá para reproducir las observaciones. Para obtener  $\phi_0$ , la función de masa inicial fue normalizada en el intervalo de masa de cada modelo y se garantizó la continuidad de la ecuación para cada intervalo de masa utilizado.

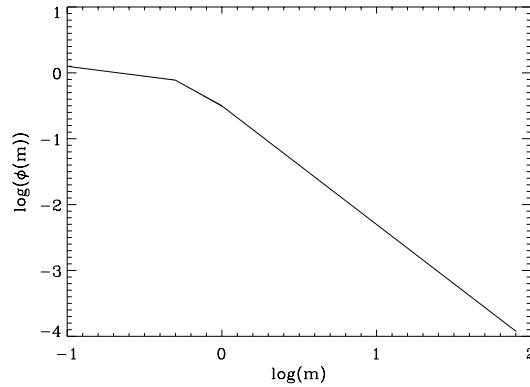


Figura 5.3: Función de masa inicial de Kroupa, Tout & Gilmore (1993), entre  $0.1M_{\odot}$  y  $80M_{\odot}$

### 5.3.4. Yields estelares, $p_i(m)$

Para las estrellas masivas ( $MS$ ,  $9 < M/M_{\odot} < 85$ ), consideramos yields estelares ( $p_i(m)$ ) tanto en fase de pre-SN como en fase de SN. Los yields estelares de las pre-SN fueron

tomados de trabajos del grupo de Ginebra (ver Hirshi 2007, Meynet & Maeder 2002, Hirshi et al. 2005). Para los yields estelares de las SNs usamos el modelo B de Woosley & Weaver (1995) para estrellas entre 12 y 30  $M_{\odot}$  y el modelo C para estrellas entre 35 y 40  $M_{\odot}$ . Hemos combinado los  $p_i(m)$  de estrellas masivas de Woosley & Weaver y los del grupo de Ginebra usando la prescripción explicada en Carigi & Hernández (2008). Para las estrellas masivas tenemos yields estelares para 5 metalicidades  $Z=10^{-8}$ ,  $10^{-5}$ ,  $10^{-4}$ ,  $8 \times 10^{-3}$  y  $Z_{\odot}=2 \times 10^{-2}$ . Es importante notar que las explosiones de SN no contribuyen a los yields de He, C, N y O, sin embargo, sí contribuyen en los yields de elementos más pesados, como Ne, S, Cl, Ar y Fe.

Para las estrellas de masa intermedia y baja (LIMS,  $1 < M/M_{\odot} < 6$ ) adoptamos los yields estelares de Karakas & Lattanzio (2007). Sus modelos fueron calculados desde estrellas de secuencia principal de edad cero hasta cerca de la etapa final de la rama asintótica de las gigantes, incluyendo la fase de nebulosa planetarias. Sus códigos son completos y consideran el flash de helio, el tercer dragado y el “hot bottom burning”, durante aproximadamente entre 20 y 100 pulsos térmicos, cuyo número aumenta con la masa inicial de las estrellas y disminuye con la metalicidad inicial. Para las LIMS tenemos información de  $p_i$  para 3 metalicidades:  $Z=4 \times 10^{-3}$ ,  $8 \times 10^{-3}$  y  $2 \times 10^{-2}$ . Karakas & Lattanzio suponen un tratamiento de CNO complejo y sus modelos predicen la producción de O sólo en el caso de baja metalicidad ( $Z=4 \times 10^{-3}$ ). Para estrellas con metalicidad inicial mayor, sus modelos predicen destrucción de O. Para la primera población estelar ( $Z < 10^{-8}$ ) supusimos que no se forman estrellas de masa intermedia y baja.

Antes de calcular los yields integrados de la poblaciones de estrellas masivas ( $Y_{i,ms}$ ) y de masa baja e intermedia ( $Y_{i,lims}$ ), uniformamos las metalicidades de yields estelares obtenidos de la literatura interpolando o extrapolando linealmente.

Por otro lado, debido a que los yield estelares de las MS y LIMS no cubren el intervalo entre 6 y 9  $M_{\odot}$  hicimos una extrapolación lineal de los  $p_i$  de estrellas masivas hasta una masa mínima de 7.5  $M_{\odot}$  y una extrapolación de los yields estelares de las LIMS hasta una masa máxima de 7.5  $M_{\odot}$ .

En este trabajo contamos con una biblioteca de yields estelares para 6 metalicidades iniciales estelares:  $Z=10^{-8}$ ,  $10^{-6}$ ,  $10^{-4}$ ,  $4 \times 10^{-3}$ ,  $8 \times 10^{-3}$  y  $2 \times 10^{-2}$  y 27 especies químicas: He, C, N, O, F, Ne, Na, Mg, Al, Si, P, S, Cl, Ar, K, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn, Fe, Co, Ni, Cu, Zn y Z. Y tomamos, 'Z', la metalicidad (la suma de todos los elementos químicos más pesados que He) como una especie química.

Tabla 5.1: Yields integrados hasta  $M_{\text{up}}=80M_{\odot}$ .

$Z_{\text{in}}$	Y(H)	Y(He)	Y(C)	Y(N)	Y(O)	Y(Ne)	Y(S)	Y(Cl)	Y(Ar)	Y(Fe)
LIMS										
$1.0 \times 10^{-5}$	$-2.234 \times 10^{-2}$	$1.781 \times 10^{-2}$	$2.447 \times 10^{-3}$	$1.579 \times 10^{-3}$	$6.790 \times 10^{-5}$	$1.210 \times 10^{-5}$	$9.641 \times 10^{-8}$	-	-	$-9.078 \times 10^{-8}$
$1.0 \times 10^{-4}$	$-2.234 \times 10^{-2}$	$1.781 \times 10^{-2}$	$2.447 \times 10^{-3}$	$1.579 \times 10^{-3}$	$6.790 \times 10^{-5}$	$1.210 \times 10^{-5}$	$9.641 \times 10^{-8}$	-	-	$-9.078 \times 10^{-8}$
$4.0 \times 10^{-3}$	$-1.165 \times 10^{-2}$	$9.600 \times 10^{-3}$	$1.346 \times 10^{-3}$	$5.531 \times 10^{-4}$	$-1.503 \times 10^{-5}$	$2.780 \times 10^{-6}$	$-2.655 \times 10^{-7}$	-	-	$-1.776 \times 10^{-6}$
$8.0 \times 10^{-3}$	$-9.349 \times 10^{-3}$	$7.761 \times 10^{-3}$	$1.050 \times 10^{-3}$	$4.292 \times 10^{-4}$	$-3.713 \times 10^{-5}$	$1.555 \times 10^{-6}$	$-3.057 \times 10^{-7}$	-	-	$-2.091 \times 10^{-6}$
$2.0 \times 10^{-2}$	$-5.720 \times 10^{-3}$	$5.073 \times 10^{-3}$	$2.055 \times 10^{-4}$	$4.025 \times 10^{-4}$	$-7.861 \times 10^{-5}$	$1.676 \times 10^{-7}$	$-1.525 \times 10^{-7}$	-	-	$-1.117 \times 10^{-6}$
MS										
$1.0 \times 10^{-8}$	$-2.794 \times 10^{-1}$	$1.535 \times 10^{-1}$	$3.115 \times 10^{-2}$	$2.351 \times 10^{-3}$	$6.784 \times 10^{-2}$	$8.776 \times 10^{-3}$	$1.570 \times 10^{-3}$	$4.052 \times 10^{-6}$	$3.167 \times 10^{-4}$	$7.244 \times 10^{-3}$
$1.0 \times 10^{-5}$	$-1.668 \times 10^{-2}$	$9.997 \times 10^{-3}$	$6.676 \times 10^{-4}$	$9.123 \times 10^{-6}$	$3.865 \times 10^{-3}$	$8.106 \times 10^{-4}$	$1.492 \times 10^{-4}$	$5.208 \times 10^{-7}$	$3.164 \times 10^{-5}$	$5.628 \times 10^{-4}$
$1.0 \times 10^{-4}$	$-1.686 \times 10^{-2}$	$9.759 \times 10^{-3}$	$6.552 \times 10^{-4}$	$3.807 \times 10^{-5}$	$4.226 \times 10^{-3}$	$7.751 \times 10^{-4}$	$1.493 \times 10^{-4}$	$8.416 \times 10^{-7}$	$3.215 \times 10^{-5}$	$6.192 \times 10^{-4}$
$4.0 \times 10^{-3}$	$-1.712 \times 10^{-2}$	$9.350 \times 10^{-3}$	$6.357 \times 10^{-4}$	$8.446 \times 10^{-5}$	$4.791 \times 10^{-3}$	$7.188 \times 10^{-4}$	$1.494 \times 10^{-4}$	$1.357 \times 10^{-6}$	$3.304 \times 10^{-5}$	$7.105 \times 10^{-4}$
$8.0 \times 10^{-3}$	$-1.727 \times 10^{-2}$	$9.075 \times 10^{-3}$	$1.075 \times 10^{-3}$	$1.539 \times 10^{-4}$	$4.749 \times 10^{-3}$	$7.163 \times 10^{-4}$	$1.469 \times 10^{-4}$	$1.286 \times 10^{-6}$	$2.983 \times 10^{-5}$	$5.987 \times 10^{-4}$
$2.0 \times 10^{-2}$	$-1.754 \times 10^{-2}$	$8.659 \times 10^{-3}$	$1.776 \times 10^{-3}$	$2.649 \times 10^{-4}$	$4.689 \times 10^{-3}$	$7.120 \times 10^{-4}$	$1.431 \times 10^{-4}$	$1.168 \times 10^{-6}$	$2.467 \times 10^{-5}$	$4.197 \times 10^{-4}$
SNIa <sup>a</sup>										
-	-	-	$1.445 \times 10^{-5}$	$3.470 \times 10^{-10}$	$4.278 \times 10^{-5}$	$6.043 \times 10^{-7}$	$2.516 \times 10^{-5}$	$4.009 \times 10^{-8}$	$3.769 \times 10^{-12}$	$1.834 \times 10^{-4}$

<sup>a</sup> Los Yields de las SNIa son independientes de la metalicidad inicial.

Tabla 5.2: Yields integrados hasta  $M_{up}=60M_{\odot}$ .

$Z_{in}$	Y(H)	Y(He)	Y(C)	Y(N)	Y(O)	Y(Ne)	Y(S)	Y(Cl)	Y(Ar)	Y(Fe)
LIMS										
$1.0 \times 10^{-5}$	$-2.242 \times 10^{-2}$	$1.787 \times 10^{-2}$	$2.455 \times 10^{-3}$	$1.585 \times 10^{-3}$	$6.814 \times 10^{-5}$	$1.214 \times 10^{-5}$	$9.677 \times 10^{-8}$	-	-	$-9.110 \times 10^{-8}$
$1.0 \times 10^{-4}$	$-2.242 \times 10^{-2}$	$1.787 \times 10^{-2}$	$2.455 \times 10^{-3}$	$1.585 \times 10^{-3}$	$6.814 \times 10^{-5}$	$1.214 \times 10^{-5}$	$9.677 \times 10^{-8}$	-	-	$-9.110 \times 10^{-8}$
$4.0 \times 10^{-3}$	$-1.170 \times 10^{-2}$	$9.634 \times 10^{-3}$	$1.351 \times 10^{-3}$	$5.552 \times 10^{-4}$	$-1.508 \times 10^{-5}$	$2.790 \times 10^{-6}$	$-2.665 \times 10^{-7}$	-	-	$-1.782 \times 10^{-6}$
$8.0 \times 10^{-3}$	$-9.382 \times 10^{-3}$	$7.789 \times 10^{-3}$	$1.054 \times 10^{-3}$	$4.308 \times 10^{-4}$	$-3.727 \times 10^{-5}$	$1.560 \times 10^{-6}$	$-3.069 \times 10^{-7}$	-	-	$-2.099 \times 10^{-6}$
$2.0 \times 10^{-2}$	$-5.740 \times 10^{-3}$	$5.091 \times 10^{-3}$	$2.063 \times 10^{-4}$	$4.039 \times 10^{-4}$	$-7.890 \times 10^{-5}$	$1.682 \times 10^{-7}$	$-1.530 \times 10^{-7}$	-	-	$-1.121 \times 10^{-6}$
MS										
$1.0 \times 10^{-8}$	$-2.719 \times 10^{-1}$	$1.536 \times 10^{-1}$	$2.913 \times 10^{-2}$	$2.025 \times 10^{-3}$	$6.219 \times 10^{-2}$	$8.498 \times 10^{-3}$	$1.644 \times 10^{-3}$	$4.237 \times 10^{-6}$	$3.317 \times 10^{-4}$	$7.659 \times 10^{-3}$
$1.0 \times 10^{-5}$	$-1.513 \times 10^{-2}$	$9.469 \times 10^{-3}$	$6.372 \times 10^{-4}$	$8.949 \times 10^{-6}$	$3.059 \times 10^{-3}$	$6.709 \times 10^{-4}$	$1.497 \times 10^{-4}$	$5.217 \times 10^{-7}$	$3.175 \times 10^{-5}$	$5.590 \times 10^{-4}$
$1.0 \times 10^{-4}$	$-1.532 \times 10^{-2}$	$9.264 \times 10^{-3}$	$6.186 \times 10^{-4}$	$3.653 \times 10^{-5}$	$3.381 \times 10^{-3}$	$6.475 \times 10^{-4}$	$1.499 \times 10^{-4}$	$8.400 \times 10^{-7}$	$3.230 \times 10^{-5}$	$6.153 \times 10^{-4}$
$4.0 \times 10^{-3}$	$-1.558 \times 10^{-2}$	$8.908 \times 10^{-3}$	$5.893 \times 10^{-4}$	$8.072 \times 10^{-5}$	$3.886 \times 10^{-3}$	$6.106 \times 10^{-4}$	$1.503 \times 10^{-4}$	$1.351 \times 10^{-6}$	$3.326 \times 10^{-5}$	$7.063 \times 10^{-4}$
$8.0 \times 10^{-3}$	$-1.582 \times 10^{-2}$	$8.542 \times 10^{-3}$	$9.601 \times 10^{-4}$	$1.452 \times 10^{-4}$	$4.074 \times 10^{-3}$	$6.263 \times 10^{-4}$	$1.478 \times 10^{-4}$	$1.277 \times 10^{-6}$	$3.005 \times 10^{-5}$	$5.968 \times 10^{-4}$
$2.0 \times 10^{-2}$	$-1.623 \times 10^{-2}$	$7.979 \times 10^{-3}$	$1.552 \times 10^{-3}$	$2.482 \times 10^{-4}$	$4.378 \times 10^{-3}$	$6.510 \times 10^{-4}$	$1.442 \times 10^{-4}$	$1.154 \times 10^{-6}$	$2.490 \times 10^{-5}$	$4.213 \times 10^{-4}$
SNIa <sup>a</sup>										
-	-	-	$1.445 \times 10^{-5}$	$3.470 \times 10^{-10}$	$4.278 \times 10^{-5}$	$6.043 \times 10^{-7}$	$2.516 \times 10^{-5}$	$4.009 \times 10^{-8}$	$3.769 \times 10^{-12}$	$1.834 \times 10^{-4}$

<sup>a</sup> Los Yields de las SNIa son independientes de la metalicidad inicial.



Una vez uniformados los yields estelares de MS y LIMS, calculamos los yields integrados para cada población estelar usando,

$$Y_i = \int_{M_{inf}}^{M_{sup}} mp_i(m)\phi(m)dm \quad (5.14)$$

donde,  $M_{inf}$  y  $M_{sup}$  son los límites mínimo y máximo en masa de cada tipo estelar considerado.

Los yields integrados de la población de estrellas masivas está dada por,

$$Y_{i,ms} = \int_{7.5 M_{\odot}}^{M_{up}} mp_i(m)\phi(m)dm, \quad (5.15)$$

donde,  $M_{up}$  es un parámetro libre y varía en cada modelo. Las MS producen O, S, Cl, Ar, K, Ca, Sc, Ti, V, Cr, Mn.

Los yields integrados de la población de estrellas de LIMS está dada por,

$$Y_{i,lims} = \int_{1 M_{\odot}}^{7.5 M_{\odot}} mp_i(m)\phi(m)dm, \quad (5.16)$$

y producen He, C, N, F, Ne, Na, Mg, Al, Si, P, Co.

En este código también incluimos yields de las SNs tipo Ia (SNIa) que son principalmente las responsables de la producción de Fe en las galaxias. Las SNIa son originadas por sistemas binarios de LIMS después de que el miembro masivo del sistema se vuelve una enana blanca y comienza a acretar material de la compañera en un estado más evolucionado (por ejemplo una gigante roja). Sin embargo, el mecanismo físico exacto no está claro y como consecuencia el tiempo de retraso para este tipo de SN es desconocido. Para las SNIa, suponemos que una fracción,  $A_{bin}$ , de las estrellas con masas entre 3 y 15  $M_{\odot}$  son sistemas binarios que se convierten en SN tipo Ia. La fracción  $A_{bin}$  es un parámetro libre del modelo. La SNIa representativa de cada generación estelar enriquece el medio interestelar después de 1 Gyr de la formación de la progenitora de las SNIa, ( $\tau_{SNIa}=1\text{Gyr}$  en ec. 5.10) de acuerdo a la Fig.1 de Mannucci (2007). Cada SNIa eyecta elementos pesados, principalmente Fe, con una eficiencia (yield) dada en el modelo W7 de Nomoto et al. (1997). Según modelos de SNIa la producción de elementos químicos es prácticamente independiente de la metalicidad inicial y la masa inicial del sistema binario progenitor (Nomoto et al. 1997). Los yields integrados de las SNIa están dados por,

$$Y_{i,SNIa} = A_{bin}mp_i(SNIa) \int_{3 M_{\odot}}^{15 M_{\odot}} \phi(M_B)dM_B. \quad (5.17)$$

donde  $M_B$  es la masa del sistema binario.

Esta amplia biblioteca de yields de MS, LIMS y SNIa dependientes de la metalicidad es usada en el código numérico para calcular la evolución química de las 27 especies, en las Tablas 5.1 y 5.2 se presentan algunas especies químicas que son de nuestro interés para este trabajo.

### 5.3.5. Masa representativa

La masa representativa (FC08) está definida como la cota superior de masa a la cual el yield acumulado de las estrellas de baja masa e intermedia es igual a la mitad del yield de la población de LIMS. El valor de la masa representativa ( $M_{rep}$ ) para cada especie química y para cada metalicidad se calcula por,

$$\int_{1M_{\odot}}^{M_{i,rep}} mp_i(m)\phi(m)dm = \frac{1}{2}Y_{i,lims} = \frac{1}{2} \int_{1M_{\odot}}^{7.5M_{\odot}} mp_i(m)\phi(m)dm, \quad (5.18)$$

Debido a que los yields de cada especie química son diferentes y dependen de la metalicidad, calculamos  $M_{rep}$  para las 27 especies y las 6 metalicidades estelares iniciales.

En las Figuras 5.4 y 5.5 se muestra la masa procesada y eyectada,  $mp_i$ , para la metalicidad solar,  $Z=0.02$ , como función de la masa inicial estelar, de las 15 especies químicas producidas por las LIMS. La línea sólida vertical en cada panel indica la masa representativa para cada una de estas especies.

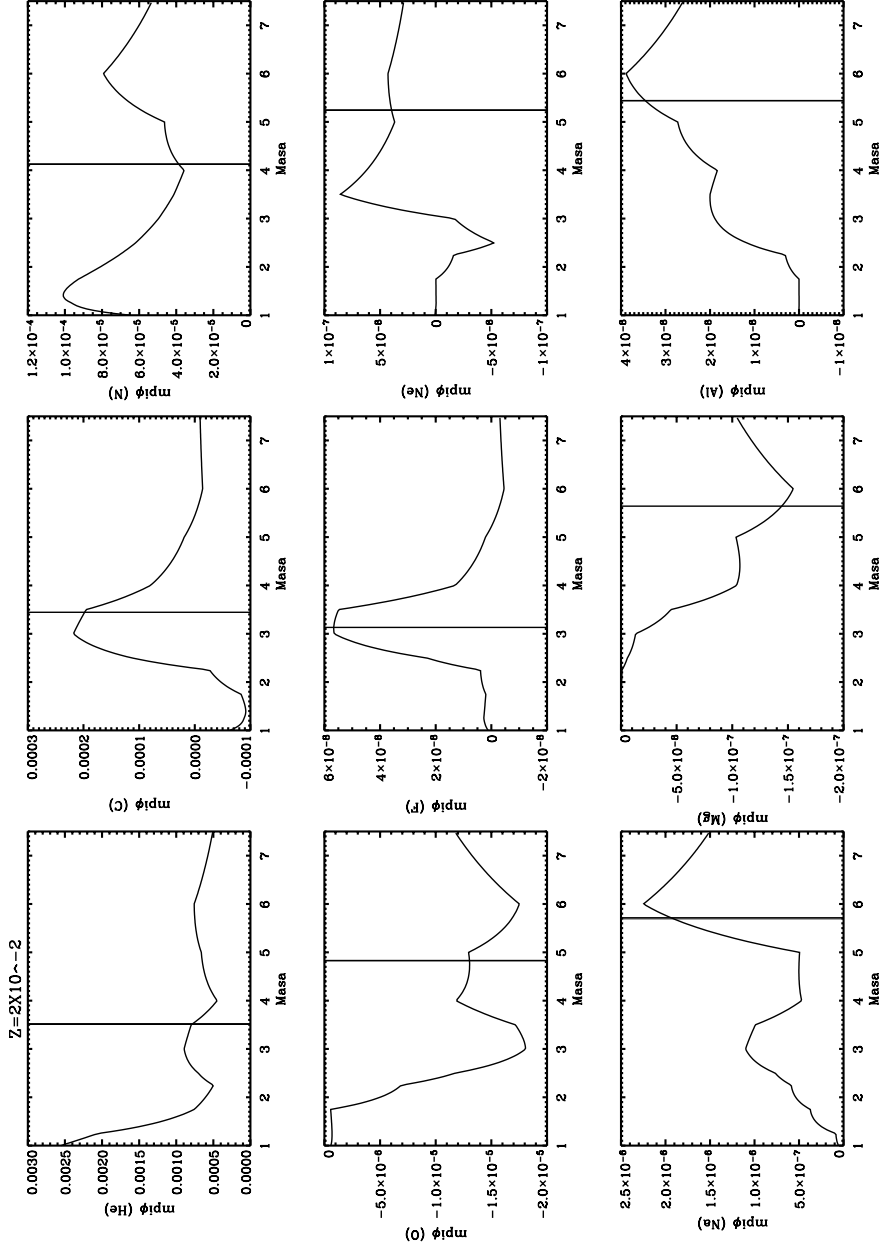


Figura 5.4: Masa procesada y eyectada por las estrellas de masa baja e intermedia ( $m_{\phi}$  de Karakas & Lattanzio 2007) de metalicidad solar pesada por la función de masa inicial ( $\phi$  de KTG). La línea vertical indicada la masa representativa.

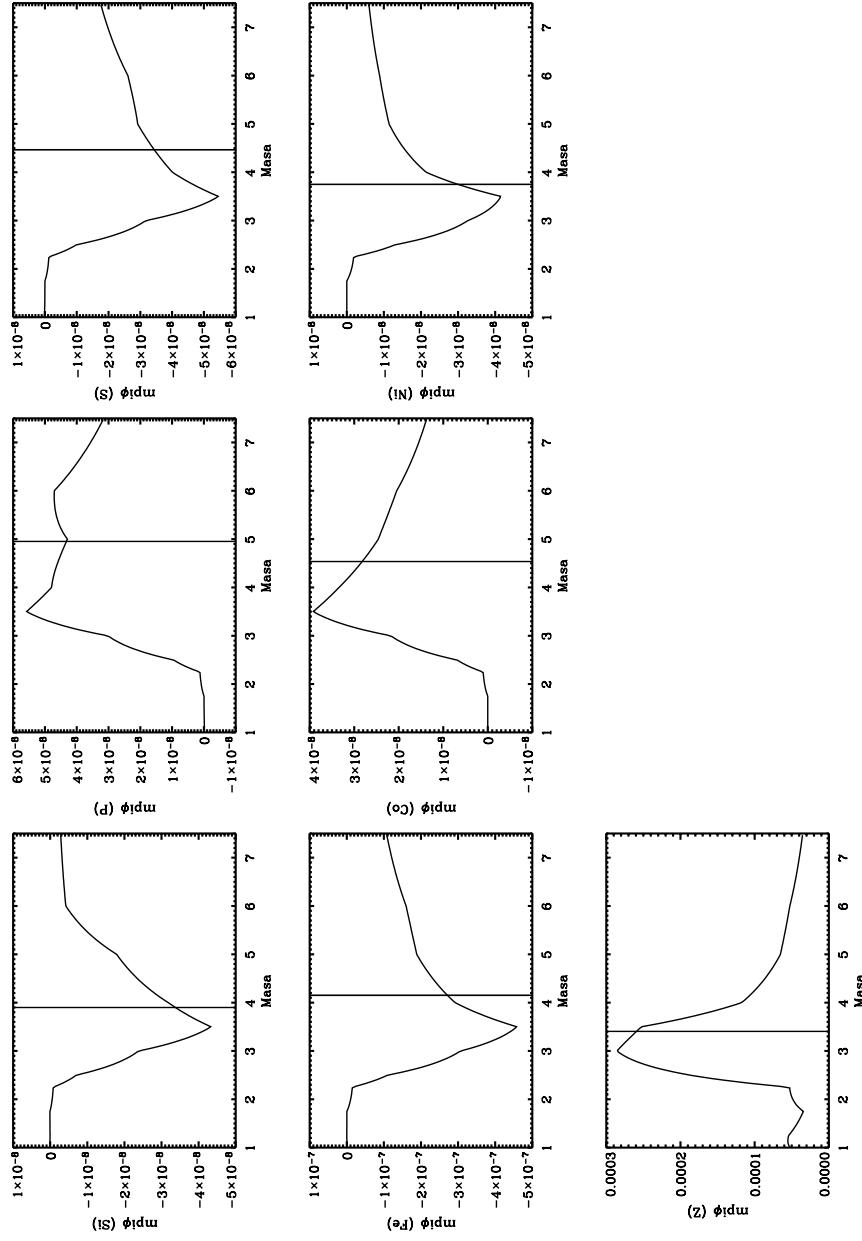


Figura 5.5: Masa representativa para los elementos químicos (cont.)

### 5.3.6. Retraso temporal, $\tau_i$

Para cada especie ‘i’ la estrella representativa de las LIMS enriquecerá el MI a un tiempo  $\tau_i$  después de que se formaron las estrellas. A partir de la masa de las estrellas representativas obtenidas según la sección anterior, calculamos el tiempo al que inyectaremos cada especie química al medio interestelar, utilizando la función del tiempo de vida de las estrellas en función de la masa inicial estelar,  $\tau(m)$  (en Gaños), propuesta por Maeder & Meynet (1989).

$$\tau(m) = \begin{cases} 10^{-0.6545 \log m + 1} & \text{para } m \leq 1.3 M_{\odot}, \\ 10^{-3.7 \log m + 1.35} & \text{para } 1.3 < m/M_{\odot} \leq 3, \\ 10^{-2.51 \log m + 0.77} & \text{para } 3 < m/M_{\odot} \leq 7, \\ 10^{-1.78 \log m + 0.17} & \text{para } 7 < m/M_{\odot} \leq 15, \\ 10^{-0.86 \log m - 0.94} & \text{para } 15 < m/M_{\odot} \leq 60, \\ 1.2m^{-1.85} + 0.003 & \text{para } m > 60 M_{\odot}. \end{cases} \quad (5.19)$$

La Tabla 5.3 muestra el tiempo de retraso para 6 metalicidades iniciales  $Z_i$  de las especies químicas para las que hemos determinado abundancias de regiones HII y NPs (Ver Capítulo 4). Nuestra biblioteca de tiempos de retraso contiene información de 15 especies químicas, en estas 6 metalicidades.

Tabla 5.3: Retraso temporal para algunas especies producidas por las LIMS ( $\tau_i$  en Gaños).

$Z_i$	$\tau_H$	$\tau_{He}$	$\tau_C$	$\tau_N$	$\tau_O$	$\tau_{Ne}$	$\tau_S$	$\tau_{Cl}$	$\tau_{Ar}$
$1.0 \times 10^{-5}$	0.630	0.565	1.805	0.212	0.596	0.234	0.179	-	-
$1.0 \times 10^{-4}$	0.630	0.565	1.805	0.212	0.596	0.234	0.179	-	-
$4.0 \times 10^{-3}$	0.409	0.389	0.717	0.102	0.058	0.083	0.205	-	-
$8.0 \times 10^{-3}$	0.365	0.365	0.500	0.095	0.076	0.076	0.153	-	-
$2.0 \times 10^{-2}$	0.254	0.249	0.264	0.168	0.113	0.092	0.138	-	-

### 5.3.7. Vientos galácticos, $w(t)$

La pérdida de masa de las galaxias en forma de vientos galácticos juega un papel importante en la evolución galáctica y son necesarios para explicar la masa y las abundancias químicas observadas en muchas galaxias y en el medio intergaláctico. La principal causa de estos vientos son probablemente las explosiones de SNs las cuales originan la pérdida de gas cuando la energía térmica inyectada por ellas se iguala a la energía potencial del

gas en la galaxia. Sin embargo, este mecanismo no es del todo sencillo debido a que parte de la energía de la explosión es radiada por la interacción de los remanentes de SN con el MI. Cuando las explosiones de SN suceden dentro de burbujas producidas por vientos de estrellas masivas o alguna SN de una generación estelar anterior, el gas es capaz de alcanzar los límites gravitacionales de las galaxias y escapar de estas.

Los modelos de vientos galácticos impulsados por supernovas son actualmente muy populares. Estos vientos galácticos son eyectados desde un medio interestelar en donde se encuentran los metales producidos en las estrellas. Las explosiones de SNs pueden producir chimeneas por las cuales se eyecta el MI y el gas metálico de las SNs fuera de la galaxia. Esta posibilidad ha sido explorada en muchos artículos teóricos donde se muestra que este mecanismo sucede comunmente en galaxias enanas con brotes de formación estelar (De Young and Gallagher 1990, MacLow & Ferrara 1999, etc.).

Para nuestros modelos hemos usado 2 prescripciones para los vientos galácticos:

- + Viento bien mezclado: El gas eyectado por las MS, LIMS y SNIa junto con el acretrado a la galaxia es expulsado al medio intergaláctico una vez que fué bien mezclado con el medio interestelar. En este trabajo hemos considerado un viento galáctico bien mezclado proporcional a la cantidad de gas en la galaxia y suponemos que el viento expulsa de la galaxia gas con la misma abundancia que el medio interestelar, es decir que  $X_i(t) = X_i^w(t)$  (de la ec. 5.5). Entonces suponemos que,

$$w(t) = \beta M_{gas}(t - \Delta t), \quad (5.20)$$

donde  $\beta$  es una constante que nos ayuda a medir la eficiencia del viento. Por lo tanto,  $\beta$  es un parámetro libre que se ajusta para reproducir la pérdida de masa de la galaxia debido a vientos galácticos.

- + Viento selectivo: Hemos supuesto que los metales eyectados únicamente por las estrellas masivas son expulsados de la galaxia sin ser mezclados con el MI. Para esta prescripción, hemos supuesto que la tasa de pérdida de masa gaseosa de la galaxia es despreciable ( $w(t) \sim 0$ ) y se impone que  $Y_{ms}=0$  y  $Y_{SNIa}=0$ .

### 5.3.8. Condiciones Iniciales

En las condiciones iniciales de todos los modelos se supone que la masa de gas es  $M_g(t_0)=0$ ,  $M_{bar}(t_0)=0$  y la abundancia química de la acreción esta dada por  $X_H(t_0)=0.75$  y  $X_{He}(t_0)=0.25$  (WMAP).

Las ecuaciones de evolución química se resuelven con un método Runge-Kutta de cuarto orden (ver Apéndice B). El paso temporal ha sido fijado en  $\Delta t=0.01$  Gaños y las ecuaciones se determinan desde  $t=0$  hasta 13.5 Gaños, que es el tiempo de vida que le hemos asignado a la galaxia.

Un estudio más detallado de los parámetros libres de nuestros modelos se describe en el Apéndice C.

## 5.4. Modelos para NGC 6822

Basándonos en las ecuaciones de retraso mostradas en la sección 5.2 y las suposiciones expuestas en la sección 5.3 hemos construido 2 grupos de modelos: el primero para reproducir las abundancias determinadas por nosotros con líneas de excitación colisional (CEL, ver el capítulo 4 de esta tesis) y el segundo para reproducir las abundancias calculadas por otros autores con líneas de recombinación (RL). Ambos grupos de modelos reproducen tanto la masa bariónica ( $M_{gas}+M_*$ ), la masa oscura y las propiedades fotométricas.

Los modelos tienen como parámetros libres la  $M_{up}$  de la IMF, la existencia de viento galáctico (bien mezclado ó selectivo) y el número de progenitoras de SNIa,  $A_{bin}$ . Estos parámetros serán ajustados para reproducir la  $M_{gas}$ , O/H de las regiones HII (componente presente del MI) y las nebulosas planetarias (NPs, componente pasada del MI) y [Fe/H] de las estrellas.

NGC 6822 es una galaxia bien estudiada, por lo tanto podemos encontrar buenas restricciones observacionales en la literatura. La masa total de gas  $M_{gas}=1.98 \times 10^8 M_\odot$  para NGC 6822 fue calculada por CCP06 usando los valores reportados de HI de Huchtmeier & Richter (1986), de H<sub>2</sub> de Israel (1997) y de HeI de Huchtmeier & Richter (1986). Para las abundancias químicas de O/H obtenidas con CEL usamos: primero los valores promedios calculados por nosotros en este trabajo, (Artículo II y capítulo 4) y la abundancia química de [Fe/H]=-5.04 dex obtenida de estrellas tipo A por Venn et al. (2001). Para el segundo grupo de modelos consideramos las mismas restricciones, excepto que usamos el valor de O/H de la region HII V de Peimbert et al. (2005).

### 5.4.1. Modelos usando líneas de excitación colisional

#### Restricciones observacionales

En el artículo II y el capítulo 4 de esta tesis presentamos las abundancias de algunas regiones HII tomadas de diferentes autores, incluyendo nuestro cálculo para HII15, que fueron obtenidas de líneas de excitación colisional. Las regiones HII están localizadas en diferentes partes del área óptica y no encontramos evidencia de inhomogeneidades químicas en la galaxia, por lo tanto consideramos que el promedio de abundancia de oxígeno para estas regiones HII ( $8.06 \pm 0.05$  dex) es representativo de la abundancia actual de toda la galaxia.

La muestra de NPs jóvenes y viejas, nos ayudará a probar nuestro modelo en el tiempo de la formación de los progenitores. Las especies químicas que usamos para restringir el modelo deben ser aquellas que representan claramente la abundancia inicial de las progenitores. Es bien sabido que la nucleosíntesis y los procesos convectivos en las estrellas de masa baja e intermedia, perturban principalmente la abundancia de He, C y N en las NPs. También es importante recordar que el cociente O/H puede ser afectado por procesos tales como el ciclo-NO o el tercer dragado (principalmente en estrellas de muy baja metalicidad) y se debe tener cuidado al usar este cociente como trazador de la abundancia de oxígeno del MI a tiempos tempranos en la evolución.

Por otro lado la producción de Ne, S, Cl, Ar y Fe de las LIMS se considera despreciable, por lo que para estos elementos las abundancias observadas en las NPs pueden considerarse como restricciones observacionales del pasado del MI.

En el Capítulo 4 (Artículo II) obtuvimos la abundancia química de 11 NPs y dividimos la muestra de NPs en 2 grupos de acuerdo a su abundancia de Ar, las llamamos: “jóvenes” y “viejas”. El grupo compuesto por NP 5, NP 7, NP 12, NP 14, NP 16 y NP 21, muestran un cociente promedio de abundancia de  $\langle 12 + \log(\text{Ar}/\text{H}) \rangle = 5.85 \pm 0.06$  y los llamamos NPs jóvenes ya que muestran Ar/H similar al de regiones HII. Y el segundo grupo compuesto por NP 4, NP 6, NP 10, NP 18 y NP 19, tiene un cociente promedio de abundancia de  $\langle 12 + \log(\text{Ar}/\text{H}) \rangle = 5.50 \pm 0.13$  y los llamamos NPs viejas.

Una vez dividida la población de NPs en dos grupos, tomaremos sus abundancias químicas como restricciones observacionales adicionales a las abundancias de regiones HII. Considerando a las NPs como restricciones a la componente pasada del MI, tenemos: i) La población joven de NPs en NGC 6822 con un promedio del cociente de abundancia de O/H,



$\langle 12 + \log(\text{O}/\text{H}) \rangle = 8.10 \pm 0.1$  dex, similar al obtenido para las regiones HII ( $8.06 \pm 0.05$  dex).  
 ii) La población vieja de NPs en NGC 6822 con un promedio del cociente de abundancia de O/H,  $\langle 12 + \log(\text{O}/\text{H}) \rangle = 7.72 \pm 0.1$  dex. Siguiendo el artículo de Allen et al. (1998), nosotros supondremos una edad entre 1 y 3 Gyr para las NPs de población joven y entre 3 y 9 Gyr para la población vieja.

En la Tabla 5.4 presentamos las abundancias observacionales de  $12 + \log(\text{O}/\text{H})$  (columna 6) y los cocientes de  $\log(\text{C}/\text{O})$ ,  $\log(\text{N}/\text{O})$ ,  $\log(\text{Ne}/\text{O})$ ,  $\log(\text{S}/\text{O})$ ,  $\log(\text{Cl}/\text{O})$ ,  $\log(\text{Ar}/\text{O})$  y el  $\log(\text{Fe}/\text{O})$  (columnas 7-13, respectivamente) de las regiones HII, las poblaciones de NPs jóvenes (NP I) y viejas (NP II).

En el Capítulo 4 calculamos sólo abundancias de N, O, Ne, S y Ar para NPs. No incluimos C/O y N/O de NPs en la tabla ya que los valores no representan las abundancias del MI cuando las progenitoras de las NPs se formaron, sino que son producto de la nucleosíntesis estelar.

## Resultados

Hemos calculado 4 modelos de evolución química usando diferentes límites de masa máxima en la función de masa inicial y prescripciones de viento galáctico. Hemos etiquetado con la letra C los modelos que reproducen las abundancias químicas obtenidas por líneas de excitación colisional (ver Tabla 5.4).

En el modelo M1C se consideró la tasa de acreción de masa de la galaxia dada por la ec. 5.11 y se usó un límite máximo de la masa estelar de  $M_{up} = 60 M_{\odot}$  en la IMF de KTG (ec. 5.13). En la Figura 5.6 mostramos la evolución de la masa total bariónica (línea sólida) y de la masa de gas (línea punteada) del modelo M1C, así como el valor observado de la masa de gas de NGC 6822. Como se observa en esta figura la masa de gas obtenida por M1C supera 4.5 veces al valor observado (ver Tabla 5.4). Este resultado nos conduce a pensar que la galaxia tuvo un evento importante de pérdida de gas.

Para reproducir el valor observacional de  $M_{gas}$  desarrollamos un modelo (M2C) donde se consideró la pérdida de masa de gas de la galaxia usando la ecuación 5.20 con  $\beta = 9$ . En M2C mantuvimos la misma  $M_{up}(60 M_{\odot})$  y la misma historia de acreción que utilizamos en el modelo M1C. En la Figura 5.7 se muestra la masa total y masa de gas de la galaxia. La pérdida de masa para este modelo, la incluimos como un viento galáctico bien mezclado durante 5.3 Gaños de la vida de la galaxia después que empezó la formación estelar. Hemos seleccionado los primeros Gaños de vida de la galaxia debido a que durante este tiempo la

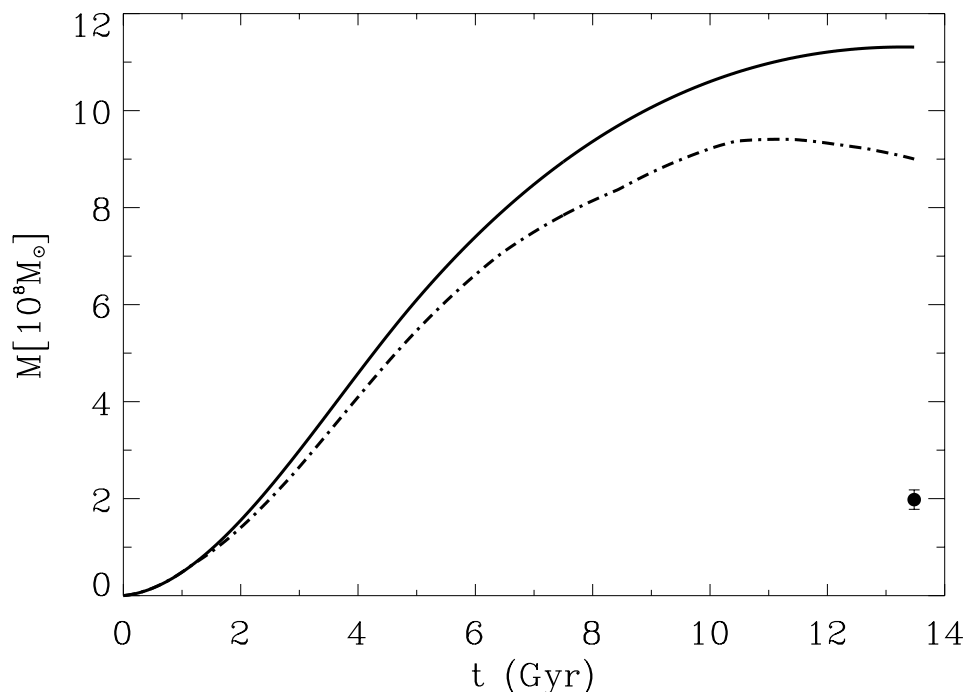


Figura 5.6: Evolución de la masa total bariónica (línea sólida) y masa de gas (línea discontinua) predicha con un modelos sin vientos galácticos (modelo M1C). El punto muestra el valor observacional reportado en la literatura ( $M_{gas}=1.98 \times 10^8 M_{\odot}$ ) por CCP06.

galaxia está en formación y no se encuentra, gravitacionalmente, tan fuertemente ligada. Entonces un viento galáctico podría aventar gas fuera del potencial de la galaxia con más facilidad que en etapas más recientes.

Con respecto a la química, la abundancia de O/H predicha por el modelo M2C para las regiones HII es mayor por 0.27 dex ( $\sim 5.4\sigma$ ) con respecto a los valores observados (ver Tabla 5.4).

Para reproducir dicha abundancia de O/H propusimos el modelo M3C en el cual incluimos un viento selectivo donde todas las MS eyectan el material procesado al medio intergaláctico. En M3C se mantiene  $M_{up}=60 M_{\odot}$ , la historia de acreción y un viento bien mezclado durante 5.3 Gaños (como en M2C).

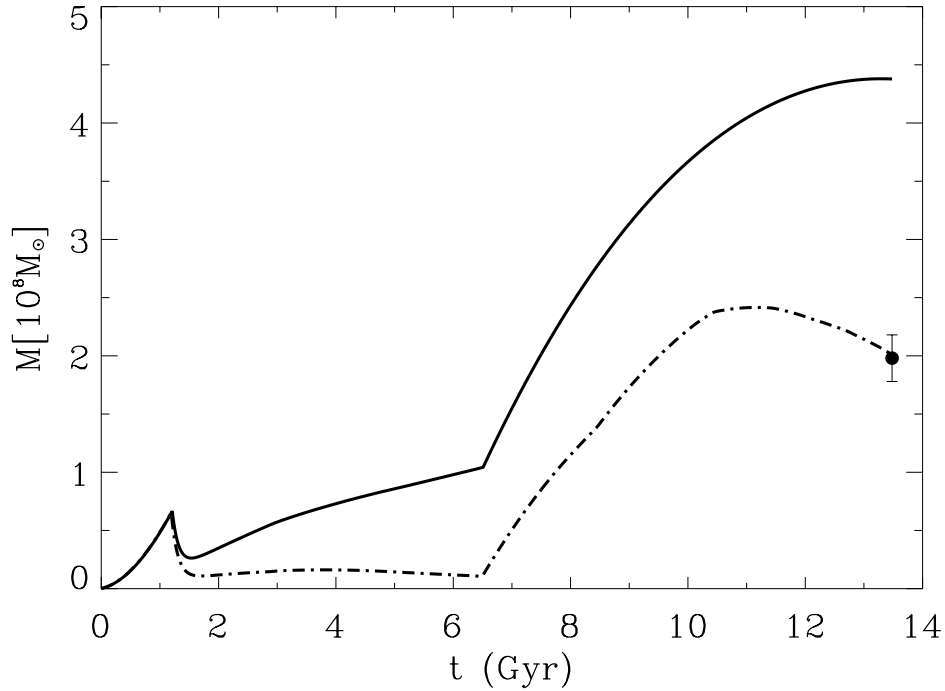


Figura 5.7: Evolución de la masa total bariónica (línea sólida) y masa de gas (línea discontinua) predicha con un modelo con viento galáctico bien mezclado durante los primeros 5.3 Gaños de la formación estelar (modelo M2C). El punto muestra el valor observado.

El viento selectivo fue supuesto en los últimos 2 Gaños de la evolución de NGC 6822 ya que es la etapa de mayor formación estelar (ver Fig 5.2); entonces se tiene un mayor número de estrellas masivas con vientos estelares fuertes y explosiones de SN con energías capaces de empujar sus metales fuera del MI de la galaxia.

En la Figura 5.8 se presenta la evolución de algunos cocientes de abundancias químicas junto con los valores observacionales de las regiones HII (círculos), de la población NPs jóvenes (cuadrados) y la población de NPs viejas (triángulos). En esta figura se puede observar como la abundancia de O/H incrementa rápidamente cuando se presenta un aumento en la tasa de formación estelar de la galaxia (ver Figura 5.2), esto es debido a que el oxígeno es producido principalmente por las estrellas masivas las cuales, en nuestros modelos, nacen y mueren instantáneamente, eyectando todo los metales un  $\Delta t$  después de su formación. En esta misma figura se muestra que la abundancia de oxígeno disminuye

en los últimos 2 Gaños debido a que en este modelo incluimos un viento selectivo. Como resultado de este modelo podemos ver (en la Figura 5.8) que la abundancia de oxígeno está dentro del intervalo de error del valor observado para ambas poblaciones de NPs (ver también Tabla 5.4). Este modelo también ajusta, dentro de los errores, las abundancias de S/O, Cl/O, Ar/O y Ne/O tanto para las regiones HII como para las PNII. Sin embargo, como muestra la Figura 5.8 no se ajustaron las abundancias de N/O y C/O. El valor de Fe/H de las estrellas A fue reproducido suponiendo  $A_{bin}=0.01$ .

De M3C se infiere que la estrella más masiva formada que contamina el medio interestelar en NGC 6822 es de  $60 M_{\odot}$ . Sin embargo el mecanismo físico que produce el viento selectivo durante 2 Gaños es muy difícil de explicar ya que existe una baja probabilidad de que todas las estrellas masivas pierdan su materia una vez que la galaxia esta completamente formada, lo que se podría comprobar mediante observaciones de rayos X que confirmen la existencia de una burbuja alrededor de la galaxia.

Por otra parte, otra manera de ajustar la abundancia de O/H sin utilizar la prescripción de viento selectivo es reducir la masa máxima ( $M_{up}$ ) de la IMF. Esto implica modificar la masa estelar superior que la galaxia puede llegar a formar. Se propone un modelo con la historia de acreción mencionada antes, con un viento galáctico bien mezclado para reproducir la  $M_{gas}$ , y con un límite superior de la masa estelar  $M_{up}=40 M_{\odot}$ . En esta tesis nos referiremos a este modelo como M4C y fue descrito y publicado en el Artículo II.

En la Figura 5.9 se muestra la evolución de algunos cocientes de abundancias para el modelo M4C. Podemos ver que O/H reproduce bien, dentro de las incertidumbres, con la componente pasada del MI (NPs viejas). La abundancia de O/H de las NPs jóvenes se encuentran marginalmente ajustadas con las observaciones.

Al igual que para el modelo M3C, M4C reproduce, las abundancias de S/O, Cl/O, Ne/O y Ar/O de las regiones HII y las dos poblaciones de nebulosas planetarias. El valor de Fe/H de las estrellas A fue ajustado suponiendo  $A_{bin}=0.01$ .

Por todo lo anterior, podemos ver que los modelos M3C y M4C reproducen todas las abundancias químicas tanto de las componentes presentes y como de las pasadas de NGC 6822 excepto los cocientes C/O y N/O

El modelo M4C considera  $M_{up} = 40 M_{\odot}$  lo cual implica que NGC 6822 tiende a formar estrellas menos masivas que la vecindad solar. Algunos autores están a favor de  $M_{up}$  pequeñas para galaxias enanas, por ejemplo, Weidner & Kroupa (2005) sugieren que  $M_{up}$  es menor en

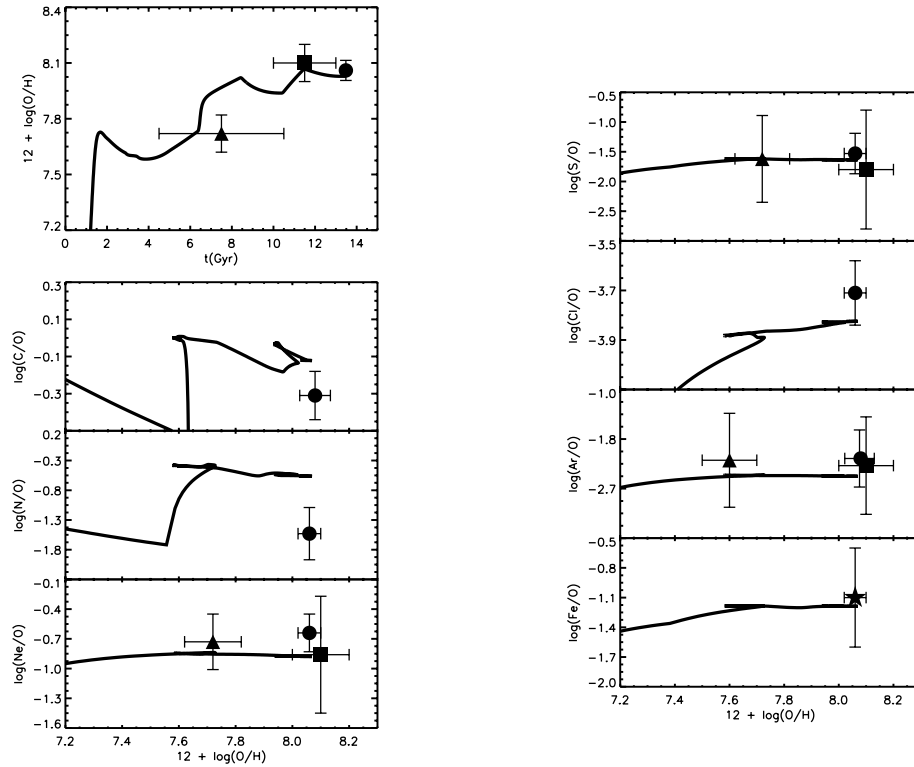


Figura 5.8: Evolución química de algunos cocientes de abundancias predicho por un modelo con viento galáctico bien mezclado, viento selectivo y  $M_{up}=60 M_{\odot}$  (modelo M3C). Los círculos representan los valores observacionales de las regiones HII, los cuadros y los triángulos son los valores observacionales de las poblaciones jóvenes y viejas de NPs, respectivamente.

las galaxias enanas que en las galaxias medianas o grandes.

Por lo tanto consideramos que el modelo M4C es el más adecuado para inferir la historia química de NGC 6822, a pesar de que el valor promedio de O/H mostrado por las PNI (jóvenes) no pueda ser perfectamente ajustada. Hay que tomar en cuenta que la incertidumbre de las observaciones podrían estar subestimadas, incluso el mismo modelo tiene un error intrínseco, no cuantificado en este trabajo.

Tabla 5.4: Resultados de los modelos que reproducen abundancias calculadas por medio de líneas de excitación colisional. Los datos observacionales no han sido corregidos por polvo.

Modelo	$M_{up}$ [ $M_{\odot}$ ]	viento	$M_{gas}$ [ $10^8 M_{\odot}$ ]	$t$ [Gyr]	O/H <sup>a</sup>	C/O	N/O	Ne/O	S/O	Cl/O	Ar/O	Fe/O
M1C	60	-	9.00	13.5	7.942	-0.081	-0.436	-0.855	-1.630	-3.869	-2.448	-1.198
				11.5	7.804	-0.068	-0.411	-0.849	-1.628	-3.881	-2.446	-1.200
				7.5	7.682	-0.099	-0.395	-0.844	-1.630	-3.894	-2.444	-1.207
M2C	60	W	2.00	13.5	8.329	-0.153	-0.639	-0.889	-1.650	-3.812	-2.468	-1.202
				11.5	8.067	-0.122	-0.562	-0.878	-1.642	-3.825	-2.458	-1.196
				7.5	7.964	-0.181	-0.513	-0.868	-1.648	-3.842	-2.453	-1.214
M3C	60	W-S	1.96	13.5	8.028	-0.121	-0.562	-0.878	-1.642	-3.825	-2.458	-1.196
				11.5	8.067	-0.122	-0.562	-0.878	-1.642	-3.825	-2.458	-1.196
				7.5	7.964	-0.181	-0.513	-0.868	-1.648	-3.842	-2.453	-1.214
M4C	40	W	1.99	13.5	8.136	0.037	-0.402	-0.872	-1.454	-3.638	-2.271	-1.011
				11.5	7.872	0.079	-0.318	-0.855	-1.445	-3.655	-2.261	-1.008
				7.5	7.768	0.018	-0.275	-0.843	-1.450	-3.671	-2.256	-1.025
Restricciones observacionales												
HII, estrellas A			$1.98^d \pm 0.20$	13.5	$8.06 \pm 0.05$	$-0.31^c \pm 0.13$	$-1.53 \pm 0.44$	$-0.64 \pm 0.19$	$-1.53 \pm 0.34$	$-3.59^e \pm 0.13$	$-2.12 \pm 0.47$	$-1.13^b \pm 0.20$
NP I				$11.5 \pm 1.5$	$8.10 \pm 0.10$			$-0.86 \pm 0.59$	$-1.80 \pm 1.00$		$-2.26 \pm 0.83$	
NP II				$7.5 \pm 3.0$	$7.72 \pm 0.10$			$-0.73 \pm 0.28$	$-1.62 \pm 0.73$		$-2.26 \pm 0.80$	

<sup>a</sup> Abundancia de O en unidades de:  $12 + \log(O/H)$ .

<sup>b</sup> Ven et al. (2001).

<sup>c</sup> Peimbert, Peimbert & Ruiz (2005).

<sup>d</sup> CCP06.

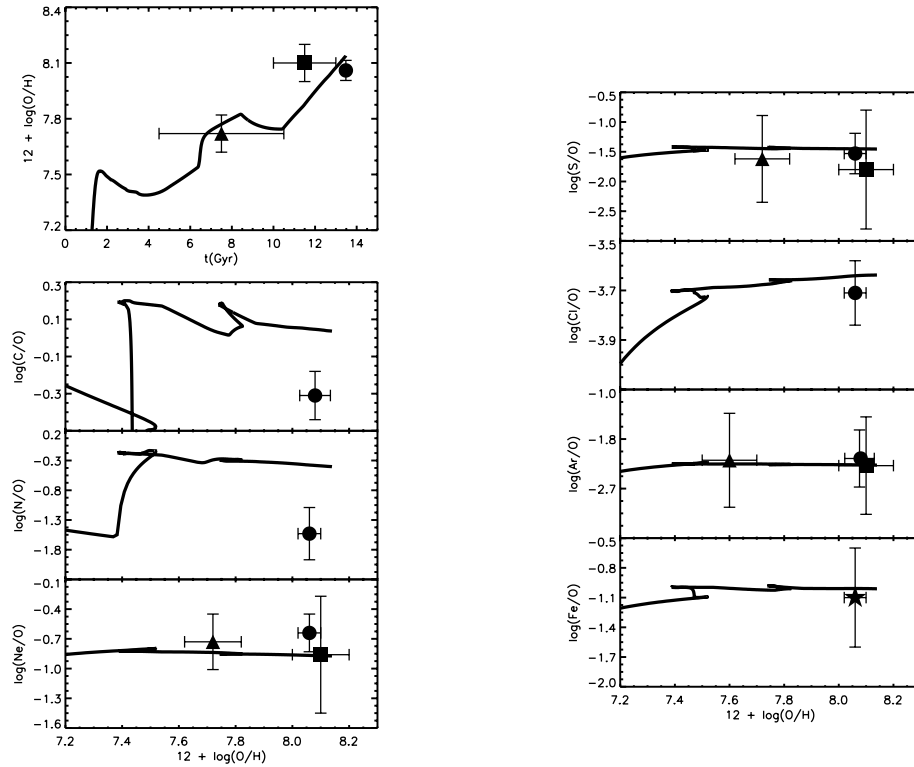


Figura 5.9: Evolución química de algunos cocientes de abundancias predichas por un modelo con viento galáctico bien mezclado y  $M_{up}=40 M_{\odot}$  (modelo M4C). Los datos observacionales se presentan con los mismos símbolos que en la Figura 5.8.

#### 5.4.2. Modelos usando líneas de recombinación

##### Restricciones observacionales

Las abundancias obtenidas de líneas de recombinación (RL) son sistemáticamente mayores que las obtenidas por líneas de excitación colisional. Nos interesa saber si por medio de los modelos de evolución química podemos discernir cual es el método de determinación de abundancias químicas (CEL o RL) más adecuado.

Peimbert et al. (2005) obtuvieron abundancias químicas calculadas por líneas de recombinación para las dos regiones HII más brillantes de NGC 6822, HV y HX. Los errores de la región HX son mayores que los de HV debido a que HX es tres veces menos brillante

que HV. En CCP06 utilizan la abundancia de O ( $12+\log(O/H)=8.42\pm 0.06$ ) de la región HV publicada por Peimbert et al. (2005), calculada por líneas de recombinación y con una corrección por polvo de 0.08 dex para O y 0.10 dex para C. Siguiendo este razonamiento, en nuestro trabajo, tomaremos la misma abundancia como restricción observacional a la componente presente en NGC 6822.

Con respecto a la componente pasada, no existen calculos de NPs por medio de líneas de RL. La solución que proponemos para poder tener una restricción observacional de la componente pasada, es el modificar las abundancias calculadas por CEL, mediante un factor, “ADF”.

La diferencia de las abundancias calculadas de  $C^{++}$  y  $O^{++}$  por medio de RL y por CEL son sistemáticamente mayores (Rola & Stasinka 1994, Peimbert et al. 1995, Liu et al. 2004, Tsamis et al. 2004, Wesson et al. 2005). Este problema es conocido como la “Discrepancia de la Abundancia” y es generalmente parametrizado por el “factor de discrepancia de abundancias” (ADF, por sus siglas en inglés). El ADF está definido como,

$$ADF(X^{i+}) = \frac{(X^{i+}/H^+)_{RL}}{(X^{i+}/H^+)_{CEL}}, \quad (5.21)$$

donde el cociente  $(X^{i+}/H^+)_{RL}$  es la abundancia de cierta especie química obtenida por líneas de recombinación y  $(X^{i+}/H^+)_{CEL}$  es la abundancia obtenida por líneas de excitación colisional.

Liu et al. (2006) encontraron que para la mayor parte de las NPs galácticas el ADF tiene un valor entre 1.6 y 4. Por otro lado, Peimbert & Luridiana (1995) calcularon ADF para algunas nebulosas planetarias galácticas y dan valores de  $ADF \sim 2$ . Usando estos resultados, aumentamos los valores de abundancias obtenidos para la muestra de NPs del Artículo II que fueron calculadas usando líneas de excitación colisional por un  $ADF=2$  para todos los elementos  $i$ .

En la parte inferior de la Tabla 5.5 presentamos las abundancias químicas observadas en las regiones HII obtenidas por líneas de recombinación y las abundancias de las PNI y PNII a partir de CEL y adecuadas usando el factor ADF. Debido a que el factor es igual para todos los elementos, los cocientes  $X_i/X_j$  de NPs con líneas de recombinación son idénticos a los cocientes a partir de CEL.



## Resultados

Para reproducir las abundancias químicas obtenidas por líneas de recombinación hemos desarrollado sólo un modelo de evolución química que hemos etiquetado como M1R. En este modelo incluimos un viento galáctico bien mezclado, usamos una masa  $M_{up}=80 M_{\odot}$  de la IMF y suponemos  $A_{bin} = 0.01$ ; para ajustar  $M_{gas}$ , O/H de la región HIIV y Fe/H de las estrellas A, respectivamente. El comportamiento de M1R se presenta en la Figura 5.10.

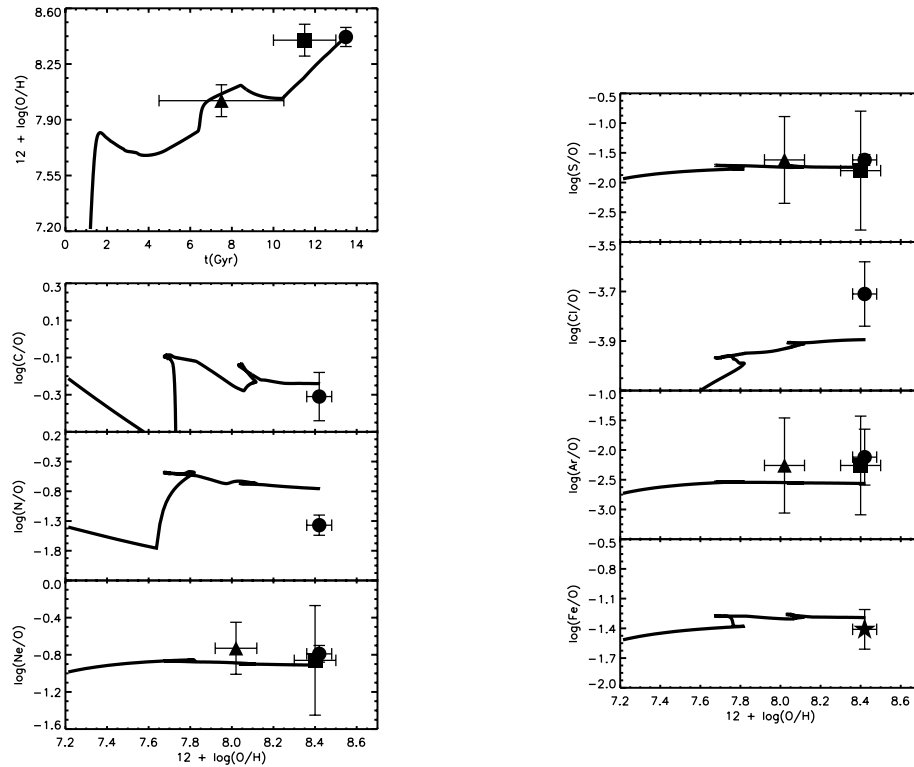


Figura 5.10: Evolución química de algunos cocientes de abundancias predicha por un modelo con viento galáctico bien mezclado y  $M_{up}=80 M_{\odot}$  (modelo M1R), construido para reproducir O/H a partir de líneas de recombinación. Los datos observacionales se presentan con los mismos símbolos que en la Figura 5.8.

En la Figura 5.10 se observa que la abundancia química de O/H para  $t=13.5$  Gaños y  $t=7.5$  Gaños obtenida por este modelo se ajustan bien con los valores observacionales de la región HII y de las NPs de población vieja pero el ajuste es marginal a  $t=11.5$  Gaños

para las NPs jóvenes (ver Tabla 5.5). El modelo también reproduce las abundancias de S/O, Ar/O y Ne/O de las regiones HII y las dos poblaciones de NPs. Sin embargo, no se ajustaron las abundancias de Cl/O y N/O mostrada por la región HII, en  $1.8 \sigma$  y  $3.6 \sigma$ , respectivamente. Este modelo, a diferencia de los modelos M3C y M4C, sí logra reproducir C/O.

Tabla 5.5: Resultados del modelo que reproduce abundancias calculadas por medio de líneas de recombinación y corrección por polvo.

Modelo	$M_{up}$ [ $M_{\odot}$ ]	viento	$M_{gas}$ [ $10^8 M_{\odot}$ ]	$t$ [Gyr]	O/H <sup>a</sup>	C/O	N/O	Ne/O	S/O	Cl/O	Ar/O	Fe/O
M1R	80	W	2.00	13.5	8.421	-0.240	-0.756	-0.911	-1.743	-3.894	-2.563	-1.292
				11.5	8.163	-0.222	-0.693	-0.903	-1.739	-3.905	-2.554	-1.286
				7.5	8.060	-0.276	-0.638	-0.892	-1.746	-3.923	-2.550	-1.304
Restricciones observacionales												
HII <sup>c</sup> , estrellas A			$1.98^d \pm 0.20$	13.5	$8.42 \pm 0.06$	$-0.31 \pm 0.13$	$-1.37 \pm 0.17$	$-0.79 \pm 0.09$	$-1.62 \pm 0.09$	$-3.71 \pm 0.10$	$-2.12 \pm 0.47$	$-1.41^b \pm 0.10$
PN I				$11.5 \pm 1.5$	$8.40 \pm 0.10$			$-0.86 \pm 0.59$	$-1.80 \pm 1.00$		$-2.26 \pm 0.83$	
PN II				$7.5 \pm 3.0$	$8.02 \pm 0.10$			$-0.73 \pm 0.28$	$-1.62 \pm 0.73$		$-2.26 \pm 0.80$	

<sup>a</sup> Abundancia de O en unidades de:  $12 + \log(O/H)$ .

<sup>b</sup> Ven et al. (2001).

<sup>c</sup> Peimbert, Peimbert & Ruiz (2005).

<sup>d</sup> CCF06.

## 5.5. Conclusiones del capítulo

Para calcular la evolución química de NGC 6822, desarrollamos un código numérico utilizando una aproximación con retraso, siguiendo las prescripciones propuestas en Franco & Carigi (2008). El modelo numérico utiliza como suposiciones: i) la tasa de formación estelar que reproduce diagramas color-magnitud y propiedades fotométricas de la galaxia, ii) una tasa de acreción paramétrica obtenida a partir de los modelos cosmológicos de formación de galaxias, iii) la función de masa inicial de KTG (la cual reproduce las propiedades químicas de la vecindad solar), con una masa mínima  $M_{low}$  de  $0.1 M_{\odot}$  y masas máximas entre  $40$  y  $80 M_{\odot}$ , y iv) yields integrados dependientes de la metalicidad (de 27 especies químicas), para estrellas masivas, de masa baja e intermedia y supernovas Tipo Ia. Así mismo los modelos pueden incluir vientos galácticos usando dos prescripciones: vientos bien mezclados y vientos selectivos.

Utilizando como restricciones observacionales las abundancias químicas de las nebulosas planetarias y de las regiones HII obtenidas por líneas de excitación colisional presentadas en nuestro Artículo II, hicimos 4 modelos de evolución química para explorar las condiciones físicas que ajustan mejor los modelos de evolución química con las abundancias (M1C-M4C). Los modelos M3C y M4C son los únicos modelos que logran reproducir las abundancias químicas de NGC 6822 y la masa de gas.

En ambos modelos M3C y M4C incluimos un viento bien mezclado durante los primeros 5.3 Gaños de formación estelar para reproducir  $M_{gas}$ . En M3C utilizamos una  $M_{up}=60 M_{\odot}$  e incluimos un viento selectivo en los últimos 2 Gaños de la vida de la galaxia. Sin embargo, es difícil explicar un viento que expulse todos los metales eyectados por todas las estrellas masivas durante 2 Gaños.

En el modelo M4C utilizamos una  $M_{up}=40 M_{\odot}$  e incluimos un viento bien mezclado idéntico al considerado en M3C. De M4C inferimos que en NGC 6822 la estrella más masiva formada es de  $40 M_{\odot}$ . Algunos autores consideran que las galaxias enanas (como NGC 6822) tienden a producir estrellas menos masivas que las galaxias grandes (como la Vía Láctea, Weidner & Kroupa 2005).

En todos los modelos supusimos que el 1% de las estrellas entre  $3$  y  $15 M_{\odot}$  se convierten en los sistemas binarios progenitores de SNIa, y con esto fuimos capaces de reproducir la abundancia de  $[Fe/H]=-5.04$  dex determinada en las estrellas A (Venn et al. 2001).

Por otro lado, hicimos un modelo de evolución química (M1R) para reproducir las abundancias químicas obtenidos por líneas de recombinación. Encontramos en la literatura información sobre las abundancias de regiones HII en NGC 6822 calculadas a partir de

cocientes de líneas de recombinación, pero no para las NPs. Usando nuestros cálculos de abundancias de las NPs y un  $ADF=2$  estimamos el valor de la abundancia de las NPs como si se calcularan a partir de las líneas de recombinación.

En el modelo M1R la masa máxima en la IMF necesaria para reproducir O/H en las regiones HII es de  $M_{up}=80 M_{\odot}$ . Este valor es mayor que para los modelos que reproducen líneas de excitación colisional y se acerca más al límite de Eddington para la estrella más masiva. De M1R también se predice que en NGC 6822 hubo una importante pérdida de masa (como viento galáctico bien mezclado), al igual que lo predicho por el modelo M4C. Debido a que los modelos M4C y M1R reproducen igual número de observables (aunque no los mismos cocientes de abundancias) no podemos discriminar entre el método de determinación de abundancias a partir de líneas de excitación colisional y el método a partir de líneas de recombinación.

Finalmente, hemos desarrollado modelos de evolución química para NGC 6822 incluyendo por primera vez la componente pasada del medio interestelar de esta galaxia. Con nuestros modelos hemos explorado combinaciones de los parámetros libres para reproducir los valores observacionales. Nuestras nebulosas planetarias nos han ayudado a restringir mejor nuestros modelos de evolución química para la galaxia NGC 6822. Sin embargo, no hemos sido capaces de obtener una sola historia química para esta galaxia.

## Capítulo 6

# Conclusiones

En este trabajo se presentan los resultados de una búsqueda exhaustiva de objetos nebulares con líneas en emisión, nebulosas planetarias y regiones HII, enfocándonos principalmente a incrementar la muestra de NPs en NGC 6822. Así mismo se presentan los resultados del estudio de la composición química calculada para una muestra de NPs y regiones HII en dicha galaxia. Usando el valor de las abundancias de las nebulosas planetarias y regiones HII como restricciones observacionales de la componente pasada y presente, desarrollamos modelos de evolución química para NGC 6822.

Para la búsqueda de objetos con líneas en emisión se tomaron imágenes profundas en línea y fuera de línea de  $[\text{O III}] 5007$  y  $\text{H}\alpha + [\text{N II}]$  utilizando cámaras de campo amplio CTIO MOSAIC 2. Para algunos objetos encontrados nosotros hicimos un seguimiento espectroscópico durante una temporada de observación espectroscópica utilizando VLT FORS 2 y Gemini-Sur GMOS.

En la búsqueda de nuevas nebulosas planetarias en NGC 6822 utilizamos algunos criterios para distinguir entre los diferentes tipos de objetos con líneas en emisión y detectamos 26 candidatos a NPs, muchas regiones HII compactas y algunas fuentes estelares con emisión  $\text{H}\alpha$ . Con nuestro seguimiento espectroscópico (y de algunos resultados de la literatura) confirmamos que al menos 14 de los 26 candidatos a NPs son verdaderas nebulosas planetarias. En cuanto a la distribución espacial, encontramos que las regiones HII compactas y los objetos con emisión  $\text{H}\alpha$  están distribuidos en la zona central de la galaxia. No encontramos alguna región de reciente formación estelar más lejana que algunos kpc del centro de la galaxia. Las NPs se encuentran distribuidas en toda la galaxia, con pequeños grupos de objetos en el extremo Oeste y Este de la galaxia.

Las magnitudes instrumentales de  $[\text{O III}] 5007$  y  $\text{H}\alpha + [\text{N II}]$  obtenidas de nuestras

imágenes fueron calibradas usando nuestros resultados espectroscópicos. Esto nos ayudó a calcular las magnitudes aparentes calibradas de [O III] 5007 y  $H\alpha+[N II]$ . Así, construimos las funciones de luminosidad de nebulosas planetarias acumulada y diferencial del [O III] 5007 de las nebulosas planetarias. La FLNP diferencial presenta un “mínimo” a 2.5 magnitudes por debajo de la NP más brillante. Comparamos los valores observados con una FLNP empírica utilizando un test de Kolmogorov-Smirnoff y mostramos que este “mínimo” es estadísticamente significativo con un nivel de significancia 92 % e igual que en la Nube Menor de Magallanes. Este “mínimo” puede ser explicando por la presencia de dos poblaciones de NPs diferentes, donde la población más joven tiene estrellas centrales que evolucionan rápidamente.

Por otro lado, utilizando nuestro mejor ajuste para las 3 magnitudes más brillantes de la FLNP observada, podemos calcular el módulo de distancia  $m-M=23.64_{-0.43}^{+0.23}$  mag, el cual, dentro de las incertidumbres, está de acuerdo con los valores recientes reportados en la literatura para estrellas Cefeidas. De la FLNP acumulada hemos derivado el pico en la magnitud absoluta de la función,  $M_{5007}^* = -3.71_{-0.42}^{+0.21}$ , el cual se encuentra dentro de las incertidumbres si lo comparamos con el valor de  $-4.08$  predicho por Ciardullo et al.(2002) para galaxias con metalicidades similares a la de NGC 6822.

Finalmente, estimamos el número de NPs en la magnitud más brillante (0.5 mag), normalizada a la luminosidad bolométrica de la galaxia. Este cociente es conocido como  $\alpha_{0.5}$  y es  $(3.8_{-0.71}^{+0.90}) \times 10^{-9}$ . Este valor es similar a los valores encontrados para galaxias pequeñas ( $M_B$  más débil que  $-18$  mag) y para galaxias con formación estelar reciente y es mayor que los valores obtenidos para galaxias de tipo temprano. Esta densidad de NPs, para la luminosidad bolométrica en NGC 6822, está de acuerdo con la clasificación de enana irregular que tiene esta galaxia, que en general presentan un  $\alpha_{0.5}$  menor que las galaxias espirales.

Los resultados de la búsqueda de nuevas NPs fueron publicados en 2009 en la revista A&A (Hernández-Martínez, L., & Peña, M., 2009, A&A, 495, 447).

Para el estudio de la composición química combinamos la abundancia de la región HII analizada por nosotros, con otros dos valores de regiones HII de la literatura. Confirmamos que la abundancia química del medio interestelar actual es homogénea al menos para los 2 kpc centrales de NGC 6822, con un valor promedio para la abundancia de oxígeno de  $\langle 12+\log(O/H) \rangle = 8.06 \pm 0.04$ . Los valores de las abundancias calculadas para las nebulosas planetarias se distribuyen en un intervalo mayor que en las regiones HII. Usando los valores de las abundancias de Ar/H de nebulosas planetarias, hemos identificado una población joven con abundancias similares a las de las regiones HII y una población vieja con abundancias

menores por un factor dos.

Por otro lado, todas las nebulosas planetarias aquí presentadas están enriquecidas de N con relación a las HII. Dos de las NPs jóvenes son extremadamente ricas en N (nebulosas planetarias Tipo I de Peimbert) y una tercera NP, de la población vieja presenta enriquecimiento de N comparable con una NP Tipo I. Las abundancias de Ne y O de nuestros objetos siguen claramente una correlación lineal con una pendiente muy cercana a 1. Algunas nebulosas planetarias jóvenes (que no son de Tipo I) sufren enriquecimiento de O y Ne, previo a la eyección nebular, mostrando así valores de abundancias un poco mayores que las regiones HII. En el caso del O este efecto puede ser atribuido por ejemplo a la presencia de polvo en las regiones HII. Es importante notar que la población vieja de nebulosas planetarias, en donde  $12+\log(\text{O}/\text{H})\leq 7.8$ , no parece estar enriquecida de oxígeno. Como consecuencia, el enriquecimiento de O, vía el tercer dragado, no ocurre en las NPs de NGC 6822. Esto puede indicar que para un enriquecimiento significativo de O en las nebulosas planetarias, como se predice en algunos modelos de evolución, es necesario tener metalicidades más bajas.

Terminamos el estudio químico mostrando que los patrones de las abundancias químicas en las nebulosas planetarias de NGC 6822 son muy parecidos a los de la SMC donde también se encuentran diferentes poblaciones estelares mezcladas.

Los resultados del estudio de la química de NPs y de las regiones HII en NGC 6822 fueron publicado en 2009 en la revista A&A (2009, A&A, 505, 1027).

Teniendo las abundancias químicas actuales (regiones HII) desarrollamos un código numérico para la evolución química de NGC 6822 con el fin de interpretar las observaciones e inferir la historia química de esta galaxia. El código numérico usa la tasa de formación estelar y de acreción de masa bariónica paramétrica obtenida de los cálculos de CCP, una función inicial de masa de KTG con una  $M_{low}$  de  $0.1 M_{\odot}$  y masas superiores de entre 40 y  $80 M_{\odot}$ , y yields estelares dependientes de la metalicidad, para estrellas masivas, de masa baja e intermedia y supernovas Tipo Ia. Nuestro código numérico puede incluir vientos galácticos usando dos prescripciones: vientos bien mezclados y vientos selectivos.

Utilizando como restricciones observacionales las abundancias químicas de las nebulosas planetarias y regiones HII calculadas con CEL presentadas en nuestro Artículo II, construimos modelos de evolución química para ajustar: a) las masas oscura, b) la masa de gas, c) la masa de estrellas y el O/H obtenido a partir de líneas de excitación colisional. Del modelo M4C podemos decir que en NGC 6822 la estrella más masiva que se formó es de  $40 M_{\odot}$ ,



además esta galaxia tuvo una importante pérdida de masa (como viento galáctico bien mezclado) durante 5.3 Gyr y que el 1 % de las estrellas entre 3 y 15  $M_{\odot}$  se convierten en los sistemas binarios que producen las SNIa.

Por otro lado, hicimos un modelo de evolución química para reproducir las abundancias químicas obtenidas por líneas de recombinación de Oxígeno. Encontramos en la literatura información sobre la abundancia de regiones HII en NGC 6822 calculadas a partir de cocientes de líneas de recombinación, pero no para las NPs. Usando nuestros cálculos de abundancias químicas de las NPs y un ADF promedio de la literatura, estimamos el valor de la abundancia de las NPs de nuestra muestra como si se calcularan a partir de las líneas de recombinación de Oxígeno. En el modelo M1R la masa necesaria para reproducir restricciones observacionales químicas es de  $M_{up}=80 M_{\odot}$ . Este valor es mayor que para los modelos que reproducen líneas de excitación colisional y se acerca más al límite de Eddington para la estrella más masiva. De M1R también se predice que en NGC 6822 hubo una importante pérdida de masa, como viento galáctico bien mezclado.

Debido a que los modelos M4C y M1R reproducen igual número de observables (aunque no los mismos cocientes de abundancias) no podemos discriminar entre el método de determinación de abundancias a partir de líneas de excitación colisional y el método a partir de líneas de recombinación.

El resultado de un modelo de evolución química tomando a las NPs como restricciones observacionales para NGC 6822, usando las líneas de excitación colisional, fue publicado en Hernández-Martínez et al. (2009). Los modelos restantes de CEL y los calculados para reproducir las abundancias usando las líneas de recombinación se publicarán en un artículo del cual tenemos una primera versión terminada.

Como trabajo futuro se pretende: 1) ampliar la búsqueda de NPs, 3) obtener más abundancias químicas de regiones fotoionizadas en NGC 6822, 4) modelar otras galaxias del Grupo Local, como por ejemplo NGC 3109 de la cual existen datos observacionales de abundancias de NPS, así como de regiones HII, 5) mejorar el código por ejemplo, generando un modelo de evolución química que tome en cuenta la vida de las estrellas y dejar atrás la aproximación de retraso y 6) hacer pruebas con diferentes yields estelares.

# Apéndice A

## Factores de Corrección por Ionización

Los factores de corrección por ionización (icf) que se adoptaron para esta tesis fueron obtenidos como en Kingburgh & Barlow (1994, de aquí en adelante KB94) los cuales estan basados en 10 modelos detallados de fotoionización de NPs.  $ICF(X)$  es el factor de corrección por ionización para un elemento  $X$  y  $A(X)$  es la abundancia total por número relativa al hidrógeno de un elemento  $X$ . Todas las abundancias iónicas ( $X^{m+}$ ) son relativas a  $H^+$ .  $f(X^{m+})$ , es la fracción de la abundancia total del elemento  $X$  en el estado iónico  $m+$ .

### A.1. Nitrógeno

Si el espectro ultravioleta (UV) de una NP esta disponible y todos los estados ionizados del N pueden ser vistos, entonces  $N/H$  es la suma de todos los estados ionizados. Sin embargo, si en el espectro UV  $N^{2+}$  no es visible, debido a una pobre señal a ruido de  $[NIII]\lambda 1750$ , la abundancia de  $N^{2+}$  se supone que estará a la mitad entre  $N^+$  y  $N^{3+}$ . Si sólo se tiene disponible el espectro óptico,  $N^+$  es el único estado de ionización observado y,

$$ICF(N) = O/O^+, \quad (A.1)$$

$$A(N) = ICF(N)N^+/H^+ \quad (A.2)$$

### A.2. Oxígeno

Si los iones  $O^+$ ,  $O^{2+}$  y  $O^{3+}$  son observados, y  $N^{4+}$  también esta presente, entonces  $O^{4+}$  debe ser corregido de la siguiente manera:

$$f(O^{4+}) = 0.95f(N^{4+}), \quad (A.3)$$

$$f(\text{N}^{4+}) = \frac{\text{N}^{4+}}{\text{N}^+ + \text{N}^{2+} + \text{N}^{3+} + \text{N}^{4+}}, \quad (\text{A.4})$$

$$ICF(\text{O}) = \frac{1}{1 - 0.95f(\text{N}^{4+})}, \quad (\text{A.5})$$

$$A(\text{O}) = ICF(\text{O})(\text{O}^+ + \text{O}^{2+} + \text{O}^{3+} + \text{O}^{4+})/\text{H}^+. \quad (\text{A.6})$$

La ec. A.8 fue obtenida empíricamente en KB94, usando el resultado de 10 modelos de fotoionización. Si los iones  $\text{O}^+$ ,  $\text{O}^{2+}$  y  $\text{O}^{3+}$  son observados pero  $\text{N}^{4+}$  no, entonces la abundancia total de oxígeno es la suma de los tres estados de ionización observados. Si  $\text{O}^{3+}$  no es observado pero  $\text{N}^{4+}$  si, entonces tanto  $\text{O}^{3+}$  como  $\text{O}^{4+}$  deben ser corregidos por,

$$ICF(\text{O}) = \frac{\text{N}^+ + \text{N}^{2+} + \text{N}^{3+} + \text{N}^{4+}}{\text{N}^+ + \text{N}^{2+}}, \quad (\text{A.7})$$

$$A(\text{O}) = ICF(\text{O})(\text{O}^+ + \text{O}^{2+})/\text{H}^+. \quad (\text{A.8})$$

Para el caso cuando solo se observan las líneas de  $\text{O}^+$  y  $\text{O}^{2+}$  (por ejemplo cuando se tiene disponible el espectro óptico) los estados de ionización más altos se corrigen por,

$$ICF(\text{O}) = \left( \frac{\text{He}^+ + \text{He}^{2+}}{\text{He}^+} \right)^{2/3}, \quad (\text{A.9})$$

$$A(\text{O}) = ICF(\text{O})(\text{O}^+ + \text{O}^{2+})/\text{H}^+. \quad (\text{A.10})$$

El  $ICF(\text{O})$  sugerido en Torres-Peimbert & Peimbert 1977 es  $(\text{He}^+ + \text{He}^{2+})/\text{He}^+$  y esta basado en las similitudes que hay entre los potenciales de ionización de  $\text{He}^+$  y  $\text{O}^{2+}$ . Sin embargo, los modelos de fotoionización de Harrington et al. (1982) para NGC 7662 y los modelos que se presentan en KB94 muestran que la fracción de  $\text{He}^{2+}$  es mayor que la fracción de  $\text{O}^{3+} + \text{O}^{4+} + \dots$ , debido a que hay una mayor tasa de intercambio de carga para la reacción  $\text{O}^{3+} + \text{H}^0 \rightarrow \text{O}^{2+} + \text{H}^+$ . Por lo tanto, los  $ICF(\text{O})$  anteriores sobreestiman  $\text{O}/\text{H}$  y  $\text{He}^{2+}/\text{H}^+$ . El exponente de  $2/3$  de la ec. A.9 fue obtenido del mejor ajuste de 10 modelos de estructura de ionización (KB94).

### A.3. Carbono

El esquema de ICF del carbono tiene muchos casos. Si no esta presente  $\text{C}^{4+}$  (indicado por las escasas o ausencia de  $\text{He}^{2+}$ ) y otros estados iónicos pueden ser observados, la abundancia total es solo la suma de todas las especies observadas. Si no se observan las líneas de CII, a abundancia de  $\text{C}^+$  debe ser corregida usando,

$$ICF(\text{C}) = \frac{\text{O}^+ + \text{O}^{2+}}{\text{O}^{2+}}, \quad (\text{A.11})$$

$$A(\text{C}) = ICF(\text{C})(\text{C}^{2+} + \text{C}^{3+})/\text{H}^+. \quad (\text{A.12})$$

Así mismo en el caso de ausencia de  $C^{4+}$ , y solo se observa  $C^{2+}$  y  $O^{2+}$ , entonces  $C^{3+}$  debe ser corregido usando,

$$ICF(C) = \frac{A(O)}{O^{2+}/H^+} \quad (A.13)$$

$$A(C) = ICF(C)C^{2+}/H^+. \quad (A.14)$$

En las nebulosas planetarias de alta excitación, donde se observa  $N^{4+}$  y así como  $He^{2+}$ ,  $C^{4+}$  está presente y debe ser corregido. Sin embargo, existen dos posibles casos para el  $ICF(C)$  dependiendo del grado de excitación de la NP,

$$f(N^{4+}) = \frac{N^{4+}}{N^+ + N^{2+} + N^{3+} + N^{4+}}, \quad (A.15)$$

$$ICF(C) = \frac{1}{1 - 2.7f(N^{4+})}, \quad \text{para } ICF(C) < 5. \quad (A.16)$$

Para NPs de muy alta excitación,  $ICF(C) > 5$ , y una cantidad significativa de carbono está como  $C^{4+}$ , por lo tanto de la ec. A.16 no se obtiene el  $ICF$  correcto. Por lo tanto para  $ICF(C) > 5$ ,

$$f(N^{4+}) = f(C^{4+}), \quad (A.17)$$

$$ICF(C) = \frac{N^+ + N^{2+} + N^{3+} + N^{4+}}{N^+ + N^{2+} + N^{3+}}, \quad (A.18)$$

$$A(C) = ICF(C)(C^+ + C^{2+} + C^{3+})/H^+. \quad (A.19)$$

Para nebulosas, suficientemente calientes, que contienen  $H^{2+}$ , pero no suficiente  $N^{4+}$ , se corregirá el  $C^{4+}$  usando,

$$ICF(C) = \left( \frac{He^+ + He^{2+}}{He^+} \right)^{1/3}, \quad (A.20)$$

$$A(C) = ICF(C)(C^+ + C^{2+} + C^{3+})/H^+. \quad (A.21)$$

Para corregir la presencia de  $C^{4+}$  cuando  $C^+$  no es observado, se supone que  $C^+/C \equiv N^+/N$ , y entonces,

$$ICF(C) = \frac{1}{1 - f(N^+) - 2.7f(N^{4+})}, \quad \text{para } ICF(C) < 5, \quad (A.22)$$

$$ICF(C) = \frac{N^+ + N^{2+} + N^{3+} + N^{4+}}{N^{2+} + N^{3+}}, \quad \text{para } ICF(C) > 5, \quad (A.23)$$

$$A(C) = ICF(C)(C^{2+} + C^{3+})/H^+. \quad (A.24)$$

Finalmente, si  $N^{3+}$  o  $N^{4+}$  no son observados el  $ICF(C)$  estará basado solamente en flujos ópticos,

$$ICF(C) = \left( \frac{O^+ + O^{2+}}{O^{2+}} \right) \left( \frac{He^+ + He^{2+}}{He^+} \right)^{1/3}, \quad (A.25)$$

$$A(C) = ICF(C)(C^+ + C^{2+} + C^{3+})/H^+. \quad (A.26)$$

## A.4. Neón

Si todos los estados de ionización del Ne son observados, la abundancia total es la suma de todos los estados. La contribución de  $\text{Ne}^+$  se supone que es despreciable en todos los casos. Cuando las líneas de  $\text{NeIV}$  no se observan (estas son débiles en el óptico),

$$A(\text{Ne}) = 1.5(\text{Ne}^{2+} + \text{Ne}^{4+})/\text{H}^+. \quad (\text{A.27})$$

Si solo se observa  $\text{Ne}^{2+}$ ,

$$ICF(\text{Ne}) = \frac{A(\text{O})}{\text{O}^{2+}}, \quad (\text{A.28})$$

$$A(\text{Ne}) = ICF(\text{Ne})\text{Ne}^{2+}/\text{H}^+. \quad (\text{A.29})$$

## A.5. Argón

Las líneas de  $[\text{ArII}]$  no son observadas nunca en el óptico o UV, por lo tanto  $\text{Ar}^+$  deben ser corregidas. Para esto se supone que  $f(\text{Ar}^+) = f(\text{N}^+)$ , entonces

$$ICF(\text{Ar}) = \frac{1}{1 - f(\text{N}^+)}, \quad (\text{A.30})$$

$$A(\text{Ar}) = ICF(\text{Ar})(\text{Ar}^{2+} + \text{Ar}^{3+} + \text{Ar}^{4+})/\text{H}^+. \quad (\text{A.31})$$

Para los casos donde solamente se observa el  $\text{Ar}^{2+}$ , el  $ICF(\text{Ar})$  fue obtenido usando el promedio del cociente  $\text{Ar}^{2+}/\text{Ar}$  obtenido de 28 NPs usando las ecs. A.30 y A.31, donde  $\text{Ar}^{2+}/\text{Ar}=1.873\pm 0.41$ . Así,

$$ICF(\text{Ar}) = 1.87, \quad (\text{A.32})$$

$$A(\text{Ar}) = ICF(\text{Ar})\text{Ar}^{2+} \quad (\text{A.33})$$

Para los casos raros cuando se observa el estado de ionización  $\text{Ar}^{3+}$ , para corregir los otros estados, los  $ICF(\text{Ar})$  están basados en la similitud de los potenciales de ionización de  $\text{Ar}^{3+}$  y  $\text{Ne}^{2+}$ :

$$ICF(\text{Ar}) = \frac{\text{Ne}}{\text{Ne}^{2+}}, \quad (\text{A.34})$$

$$A(\text{Ar}) = ICF(\text{Ar})\text{Ar}^{3+}/\text{H}^+. \quad (\text{A.35})$$

## A.6. Azufre

La abundancia total de azufre es generalmente algo incierta, solo algunos estados de ionización son observados.  $[\text{SIII}]\lambda 6312$  proviene de una transición auroral, por lo tanto es

## A.7 Abundancias para nebulosas planetarias de muy alta excitación

particularmente sensible a la temperatura. Cuando solamente son observadas las líneas de SII, la abundancia total es particularmente incierta,

$$ICF(S) = \left[ 1 - \left( 1 - \frac{O^+}{O} \right)^3 \right]^{-1/3}, \quad (A.36)$$

$$A(S) = ICF(S)(S^+ + S^{2+})/H^+. \quad (A.37)$$

La ec. A.28 es de Baker (1980), el cual adoptó esta ecuación de modelos de ionización de regiones HII presentados por Stasinka (1978). La ec. A.37 es valida cuando son observadas tanto  $S^+$  y  $S^{2+}$ . Para los casos cuando se observa  $S^+$ , pero no se observa  $S^{2+}$ , la fracción de S en  $S^{2+}$  se obtuvo de graficar  $S^{2+}/S^+$  contra  $O^{2+}/O^+$  para todas las NPs disponibles (en KB94). Del mejor ajuste de minimos cuadrados en la muestra de KB94 se obtiene que,

$$\frac{S^{2+}}{S^+} = 4.677 + \left( \frac{O^{2+}}{O^+} \right)^{0.433}, \quad (A.38)$$

y es usado para estimar  $S^{2+}$  cuando solo se tiene disponible  $S^+$  (o vice versa). Por lo tanto para NP en donde son observados solo los estados de ionización  $S^+$ , el cociente de S/H es particularmente incierto.

## **A.7. Abundancias para nebulosas planetarias de muy alta excitación**

Para las NPs de muy alta excitacion, en donde todo el He se encuentra en su estado de ionización doble, los esquemas mencionados previamente para obtener ICF de oxígeno y carbono no pueden ser usados. Para estos casos, los ICF de oxígeno y carbono estan basados en neón:

$$ICF(O) = ICF(C) = \frac{A(Ne)}{Ne^{2+}/H^+}, \quad (A.39)$$

$$A(O) = ICF(O)(O^+ + O^{2+} + O^{3+})/H^+, \quad (A.40)$$

$$A(C) = ICF(C)(C^{2+} + C^{3+})/H^+, \quad (A.41)$$



## Apéndice B

# Código de evolución química CHEV-E

### B.1. El Código

```
Pro NGC6822z
;
Common ConsCom,Rm,Rli,tt,mtot,mgas,sfr,infall,dt,Ndatos
close,/all
;
;;;;;;;;;;Programa principal;;;;;;;;;;;;;
;
;----- Parametros libres -----;
Npasos=1349
Nelementos=28
Ndatos=1319
NYield=6
Rm=5.1e-02
Rli=2.1e-01
taumj=1.7
taus=0.1
;----- Archivos de entrada -----;
close,1
openr,1,'fort.11.early.60.fe2.noshk'
B=dblarr(6,Ndatos)
readf,1,B
tt=B(0,*)+1.2e0
```



```
mtot=B(1,*)
mgas=B(2,*)
sfr=B(3,*)/1.e8
infall=B(4,*)/1.e8
w=B(5,*)
close,1
;
;
close,2
openr,2,'Yields-lowinterm-0.1-35.out'
ylims=fltarr(Nelementos,NYield)
readf,2,ylims
close,2
;
close,4
openr,4,'Yields-massive-0.1-35.out'
yms=fltarr(Nelementos,NYield)
readf,4,yms
close,4
;
close,5
openr,5,'tau-i-0.1-35.out'
taup=fltarr(Nelementos+1,NYield)
tau=dblarr(Nelementos,NYield)
readf,5,taup
tau(0:Nelementos-1,*)=taup(1:Nelementos,*)
close,5
;
close,6
openr,6,'xiZsun-masaz0.out'
xiZsun=fltarr(2,Nelementos-1)
readf,6,xiZsun
close,6
;
;
close,7
openr,7,'Yields-snia-0.1-35-005.out'
yisn=fltarr(Nelementos,NYield)
```

```
readf,7,yisn
close,7
;
;----- Archivo de salida -----
Openw,3,'M13.out'
;
amgas=Fltarr(1,Npasos)      ; Masa de gas
tiempo=Fltarr(1,Npasos)    ; tiempo
amtot=Fltarr(1,Npasos)     ; masa total
amstars=Fltarr(1,Npasos)   ; masa de estrellas
sfrint=Fltarr(1,Npasos)    ; star formation rate
pinfal=Fltarr(1,Npasos)    ; Infall
win=Fltarr(1,Npasos)       ; Viento
xtaum=Fltarr(1,Npasos)     ; tau de los elementos
prueba=Fltarr(1,Npasos)    ; prueba
;
;----- Condiciones iniciales propiedades fisicas -----
;
tinicial=tt(0)
t=tinicial
dt=13.489/Npasos
;
sfrint(0)=interpol(tinicial,tt,sfr,Ndatos)
pinfal(0)=infal(tinicial)
print,pinfal(0)
amstars(0)=(1-Rm)*sfrint(0)*dt
amgas(0)=pinfal(0)*dt
amtot(0)=pinfal(0)*dt
tiempo(0)=tinicial
win(0)=winds(0,tinicial)
prueba(0)=1
;
;----- Condiciones iniciales Abundancias Quimicas -----
;
;Condiciones iniciales de la galaxia
;
Xgin=fltarr(Nelementos)
XgHei=0.25
```

```
XgZi=0.0
XgHi=1.-(XgHei+XgZi)
;
;Condiciones iniciales del infall
;
Xfin=fltarr(Nelementos)
XfHei=0.25
XfZi=0.0
XfHi=1.-(XfHei+XfZi)
;
;Condiciones iniciales de los vientos.
;
;Xwin=fltarr(Nelementos)
;XwHei=0.25
;XwZi=0.0
;XwHi=1.-(XwHei+XwZi)
For j=0,Nelementos-1 Do Begin
  IF ( j eq 0 ) Then Begin
    Abun(j,0)=XgHi
    Xgin(j)=XgHi
    Xfin(j)=XfHi
  EndIf
  If ( j eq 1) Then Begin
    Abun(j,0)=XgHei
    Xgin(j)=XgHei
    Xfin(j)=XfHei
  EndIf
  If (j ge 2 and j lt 27) Then Begin
    Abun(j,0)=xiZsun(1,j)
    Xgin(j)=xiZsun(1,j)
    Xfin(j)=XfZi
  Endif
  If (j ge 27) Then Begin
    Abun(j,0)=XgZi
    Xgin(j)=XgZi
    Xfin(j)=XfZi
  Endif
EndFor
```

```

;
Abun=fltarr(Nelementos,Npasos)
YiMS=fltarr(Nelementos,NYield)
YiLiMS=fltarr(Nelementos,NYield)
YiSNIa=fltarr(Nelementos,NYield)
;
;;;Hprim=0.75, Heprim=0.25, WMAP,Peimbert
;
Z=fltarr(NYield)
;
;----- Lectura de Yields de las tablas -----;
For k=0,NYield-1 Do Begin
  For j=1,Nelementos-1 Do Begin
    YiMS(j,k)=yms(j,k)
    YiLiMS(j,k)=ylims(j,k)
    YiSNIa(j,k)=yisn(j,k)
  Endfor
Z=ylims(0,*)
YiMS(0,*)=-(YiMS(1,*)+YiMS(Nelementos-1,*))
YiLiMS(0,*)=-(YiLiMS(1,*)+YiLiMS(Nelementos-1,*))
YiSNIa(0,*)=-(YiSNIa(1,*)+YiSNIa(Nelementos-1,*))
;
;
;***** CICLO PRINCIPAL (temporal)*****
t=tinicial+dt
For i=1,Npasos-1 Do Begin      ; pasos temporales
  tiempo(i)=t
  sffrr=Interpol(t,tt,sfr,Ndatos)
  sfrint(i)=sffrr
  pinfal(i)=infal(t)
;
;----- Calculo Viento -----
;
  win(i)=winds(amgas(i),t)
;
; ----- Calculo de Mgas -----
;
  amgas(i)=rk4x(amgas(i-1),taumj,t)

```

```

;
; Calculo de Mtot y mstar
  amtot(i)=(pinfal(i)-win(i-1))*dt+amtot(i-1)
  amstars(i)=amtot(i)-amgas(i)
;
;-----
; ; ; ; ; ; ; Interpolacion de Yield dependiente de Z
; ; ; ; ; ; ; (diferentes elementos) ; ; ; ; ;
; Z metalicidad de tablas
; Abun(Nelementos-1,i-1)=condicion inicial para la abundancia de Z
; YiMS(0,*),YiLiMS yield hidrogeno calculado de las tablas YH=-(YHe-YZ)
; NYield=cantidad de Renglones de los archivos de yields
; reform() => hace un vector UNIDIMENSIONAL de YiTablas.
;-----
;
; ; ----- Calculo de Abundancias de j's elementos-----
  For j=0,Nelementos-1 Do Begin
    tauj=Interpol(Abun(Nelementos-1,i-1),Z,reform(tau(j,*)),NYield)
;
    ym=Interpol(Abun(Nelementos-1,i-1),Z,reform(YiMS(j,*)),NYield)
    yl=Interpol(Abun(Nelementos-1,i-1),Z,reform(YiLiMS(j,*)),NYield)
    ysnia=Interpol(Abun(Nelementos-1,i-1),Z,reform(YiSNIa(j,*)),NYield)
;
    Abun(j,i)=rk4y(Abun(j,i-1),taumj,tauj,taus,Xfin(j),Abun(j,i-1),
amga(i),ym,yl,ysnia,t,j,i,tiempo(*),Abun(*,*))
  EndFor
;
  prueba(i)=Abun(0,i)+Abun(1,i)+Abun(27,i)
;
; Avance en el tiempo
;
  t=t+dt
;
EndFor
; ABUNDANCIAS POR MASA! Helio Carbon Nitrogeno Oxigeno Fluor Neon Sodio
;
; Magnesium Aluminio Silicio Fosforo Azufre Cloro
;
; Argon Potasio Calcio Escandio Titanio Vanadio Cromo
;
; Manganeso Fierro Cobalto Niquel Cobre Zinc Z

```

```
H=Abun(0,*)
He=Abun(1,*)
C=Abun(2,*)
N=Abun(3,*)
O=Abun(4,*)
F=Abun(5,*)
aNe=Abun(6,*)
Na=Abun(7,*)
Mg=Abun(8,*)
Al=Abun(9,*)
Si=Abun(10,*)
P=Abun(11,*)
S=Abun(12,*)
Cl=Abun(13,*)
Ar=Abun(14,*)
K=Abun(15,*)
Ca=Abun(16,*)
Sc=Abun(17,*)
Ti=Abun(18,*)
V=Abun(19,*)
cr=Abun(20,*)
mn=Abun(21,*)
Fe=Abun(22,*)
co=Abun(23,*)
Ni=Abun(24,*)
Cu=Abun(25,*)
Zn=Abun(26,*)
Z=Abun(27,*)
;
; ----- Escritura archivos de salida -----
;
For i=0, Npasos-1 Do Begin
Printf,3,FORMAT='(19E17.6)',tiempo(i),pinfal(i),amgas(i),amstars(i),
sfrint(i),amtot(i),H(i),He(i),C(i),N(i),O(i),aNe(i),S(i),Cl(i),Ar(i),
Fe(i),Z(i),prueba(i),win(i)
Endfor
Close,3
; ----- Fin del programa -----
```

```

END
;
;*****
;----- Funciones -----
Function dmgas,sffr,sfrtaum,inf,wind
Common ConsCom
dmgasdt=-(1.-Rm)*sffr+Rli*sfrtaum+inf-wind
Return,dmgasdt
End
;
Function infal,t
Common ConsCom
yc=-0.11*t^2+0.81*t+0.11
If (t Gt 4.96) then begin
  yc=4.34*exp(-0.08*t)-1.497
endif
;
Return,yc
End
;
Function winds,amga,t
Common ConsCom
B=0.0
If (t Ge 1.2 and t Lt 6.5) then begin
  B=9.*amga
endif
;
Return,B
End
;----- Funciones Abundancias -----
;
Function dxidt,sfrtaum,sfrtauj,sffr,inf,w,xi,xitaum,xf,xw,amga,ym,yl,ysnia$
,sfrsnia
Common ConsCom
dxi=(-(xi-xitaum)*Rli*sfrtaum+ym*sffr+yl*sfrtauj+xf*inf-xw*w-inf*xi+w*xi$
+ysnia*sfrsnia)/amga
Return, dxi
End

```

```

;
; ----- Runge-kuttas -----
;
;----- Para el Calculo de dMg/dt -----
Function rk4X,X,taumj,t
Common ConsCom
;
akX=fltarr(4)
For i=0,3 Do Begin
  If (i Eq 0) Then Begin
    t1=t
    X1=X
  Endif
  If (i Eq 1) Then Begin
    t1=t+dt/2.
    X1=X+dt*akX(i-1)/2.
  Endif
  If (i Eq 2) Then Begin
    t1=t+dt/2.
    X1=X+dt*akX(i-1)/2.
  Endif
  If (i Eq 3) Then Begin
    t1=t+dt
    X1=X+dt*akX(i-1)
  Endif
  sfr=Interpol(t1,tt,sfr,Ndatos)
  sfrtau=Interpol(t1-taumj,tt,sfr,Ndatos)
  inf=infal(t1)
  wind=winds(X1,t1)
  akX(i)=dmgas(sfr,sfrtau,inf,wind)
Endfor
XX=X+dt*(akX(0)+2.*akX(1)+2.*akX(2)+akX(3))/6.
;
Return,XX
End
;
;----- Para el calculo de dXj/dt -----
;

```



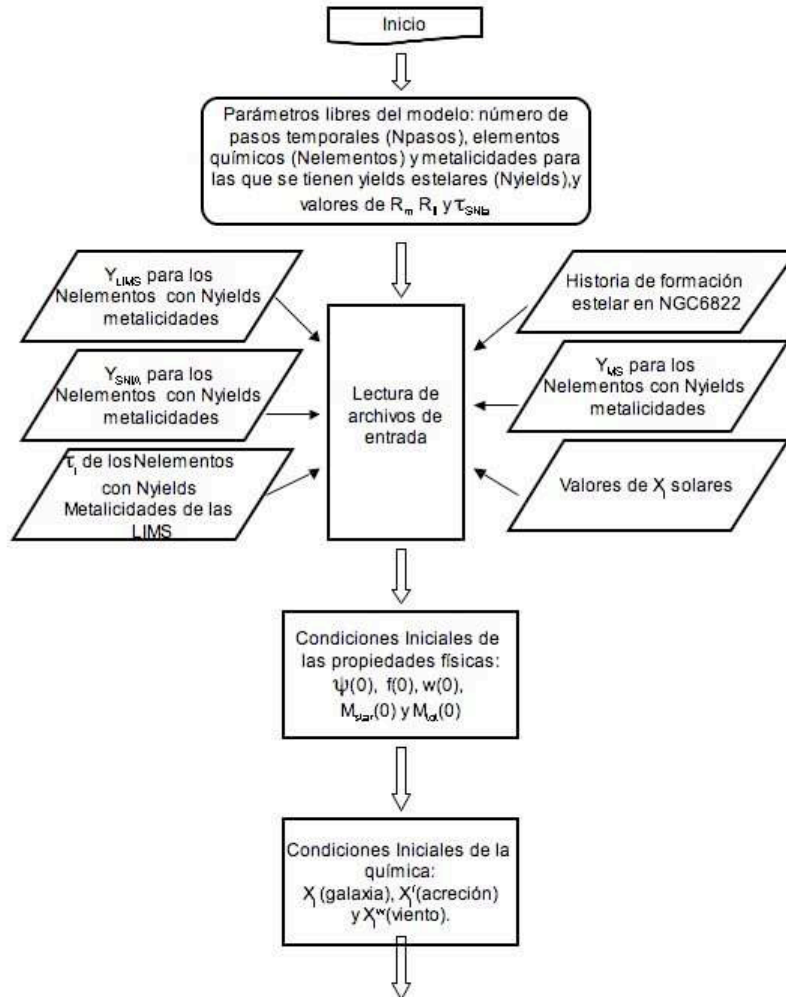
```

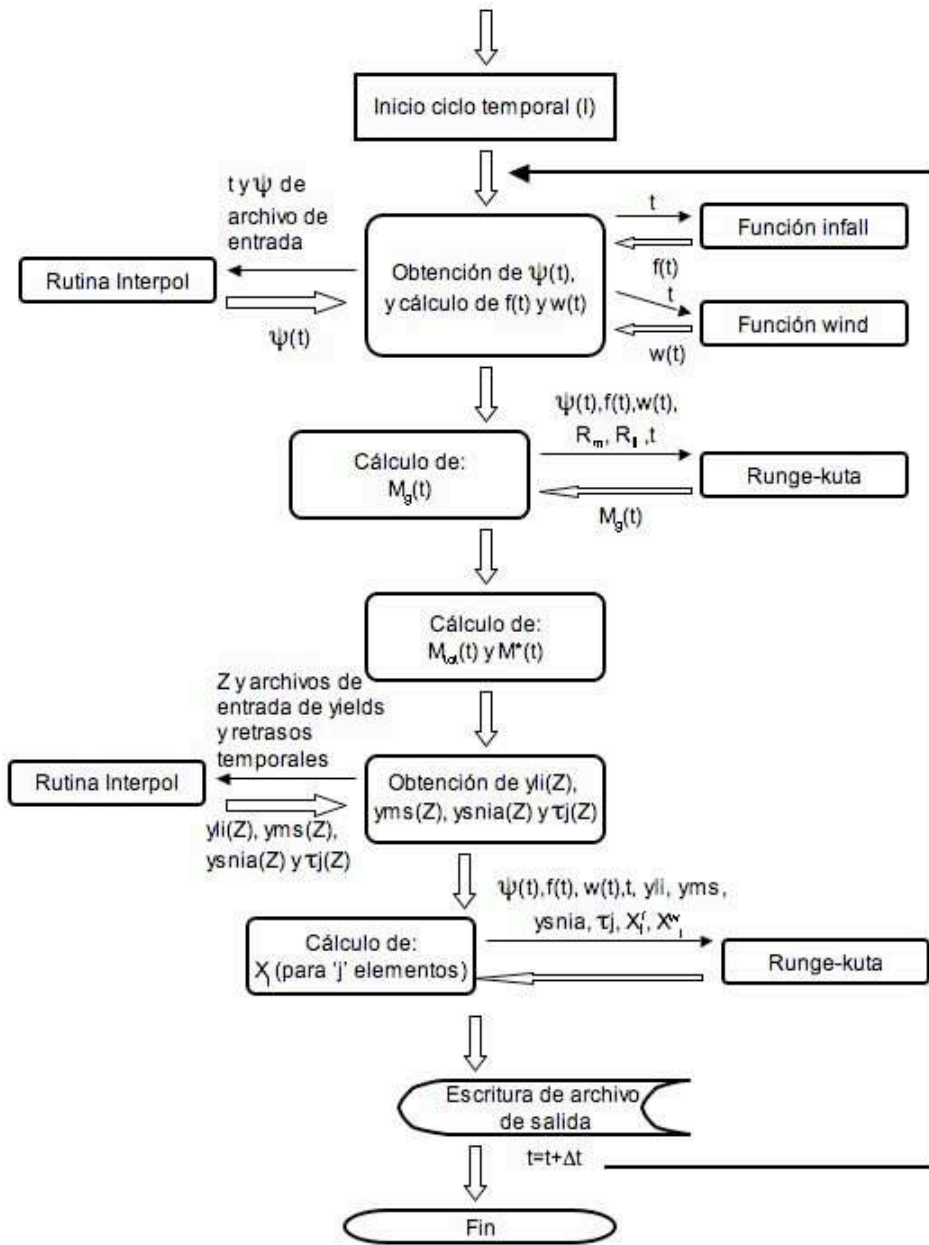
Function rk4Y,Y,taumj,tauj,taus,xf,xw,amga,ym,yl,ysnia,t,j,ij,tiempo,Abun
Common ConsCom
;
akY=fltarr(4)
For i=0,3 Do Begin
  If (i Eq 0) Then Begin
    t1=t
    X1=X
  Endif
  If (i Eq 1) Then Begin
    t1=t+dt/2.
    X1=X+dt*akX(i-1)/2.
  Endif
  If (i Eq 2) Then Begin
    t1=t+dt/2.
    X1=X+dt*akX(i-1)/2.
  Endif
  If (i Eq 3) Then Begin
    t1=t+dt
    X1=X+dt*akX(i-1)
  Endif
  xi=Y1
  sfrtaum=Interpol(t1-taumj,tt,sfr,Ndatos)
  sfrtauj=Interpol(t1-tauj,tt,sfr,Ndatos)
  sfrsnia=Interpol(t1-taus,tt,sfr,Ndatos)
  sffrr=Interpol(t1,tt,sfr,Ndatos)
  inf=infal(t1)
  w=winds(amga,t1)
  xitaum=0.0
  If (t1 Ge taumj And taumj Gt 0.D0) Then Begin
    xitaum=Interpol(t1-taumj,tiempo(0:ij-1),reform(Abun(j,0:ij-1)),ij-1)
  Endif
  akY(i)=dxidt(sfrtaum,sfrtauj,sffrr,inf,w,xi,xitaum,xf,xw,amga,ym,yl$
,ysnia,sfrsnia)
Endfor
YY=Y+dt*(akY(0)+2.*akY(1)+2.*akY(2)+akY(3))/6.
;
Return,YY

```

```
End
;
; ----- Rutina de Interpolacion -----
;
Function Interpol,X,FX,FY,Nmax
If(X eq 0) Then Begin
    Fc=FY(0)
Endif Else Begin
    For I=1,Nmax Do Begin
        If (FX(I) Ge X) Then Begin
            pend=(FY(i)-FY(i-1))/(FX(i)-FX(i-1))
            Fc=pend*(X-FX(i-1))+FY(i-1)
            I=Nmax
        EndIF
    Endfor
EndElse
Return,Fc
;
End
```

## B.2. Diagrama del flujo







## Apéndice C

# Exploración de parámetros libres para los modelos numéricos

En el capítulo 5 de esta tesis revisamos las suposiciones para correr modelos de evolución química, tal como: la tasa de acreción, la historia de formación estelar, la función de masa inicial, los yields estelares, la tasa de pérdida de masa. Cada una de estas suposiciones es función de parámetros libres que modifican los resultados obtenidos de los modelos de evolución química.

A lo largo del desarrollo de esta tesis hemos explorado la contribución de una gran cantidad de parámetros libres en la evolución química de NGC 6822. En el capítulo 5 se mostraron los modelos que mejor ajustan la química observada en esa galaxia y se presentan algunos modelos que describen la importancia de algunos parámetros libres. En este Apéndice exploramos con más detalle algunos de los parámetros que más afectan la química de la galaxia.

En los modelos de evolución química, la acreción de gas y la historia de formación estelar se modelan suponiendo un comportamiento paramétrico. En CCP06 obtuvieron la tasa de material acretado en NGC 6822 utilizando modelos cosmológicos y calcularon la historia de formación estelar basada en observaciones (ver capítulo 5). Para todos los modelos de esta tesis nosotros hemos usado la tasa de acreción e historia de formación estelar obtenidas por CCP06 para esta galaxia debido a que esto nos ayuda a restringir mejor nuestros modelos de evolución química.

La función de masa inicial y los yields estelares están afectados por el límite inferior y superior de masa de la población estelar, así como por el exponente de la función de masa inicial. Los yields estelares que utilizamos para las estrellas de baja masa consideran como masa mínima  $1 M_{\odot}$ . Este valor lo hemos fijado en todos nuestros modelos como el límite

inferior de la masa y hemos usado una IMF como KTG03.

La  $M_{up}$  es un parámetro libre muy importante de los modelos. Para entender como afecta la masa máxima en la evolución de las especies químicas aquí presentamos la evolución química de NGC 6822 para 3 diferentes cotas de masa superior  $M_{up}=40, 60$  y  $80 M_{\odot}$ . A continuación se presentan los resultados de estos modelos utilizando como restricciones observacionales las líneas de excitación colisional y las líneas de recombinación.

**Modelos que reproducen las líneas de excitación colisional:**

En las Figuras C.1, C.2 y C.3 presentamos la evolución química de NGC 6822 utilizando  $M_{up}$  de 40, 60 y 80  $M_{\odot}$ , respectivamente. Como mostramos en el capítulo 5, es necesario incluir un viento que eyecte una parte importante de la masa de gas fuera de la galaxia (ver modelo M2C), para reproducir la  $M_{gas}$  obtenida de las observaciones. En estos 3 modelos utilizamos un viento bien mezclado durante  $\sim 5.3$  Gaños en el inicio de la galaxia. De los modelos con  $M_{up} = 40, 60$  (que corresponden a los modelos M4c y M2c) y 80  $M_{\odot}$  podemos observar que la abundancia de oxígeno aumenta como aumenta la cota máxima de la masa en la IMF.

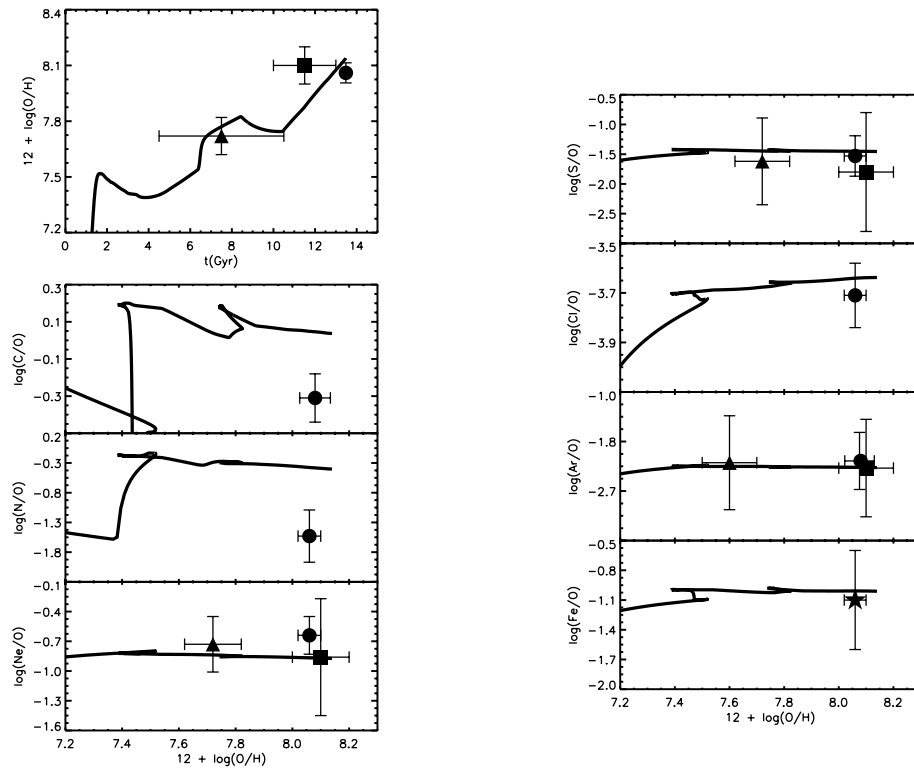


Figura C.1: Evolución química de algunos cocientes de abundancias para un modelo con viento bien mezclado y  $M_{up} = 40 M_{\odot}$ . Los círculos representan los valores observacionales de las regiones HII, los cuadros y los triángulos son los valores observacionales de las poblaciones jóvenes y viejas de NPs, respectivamente.



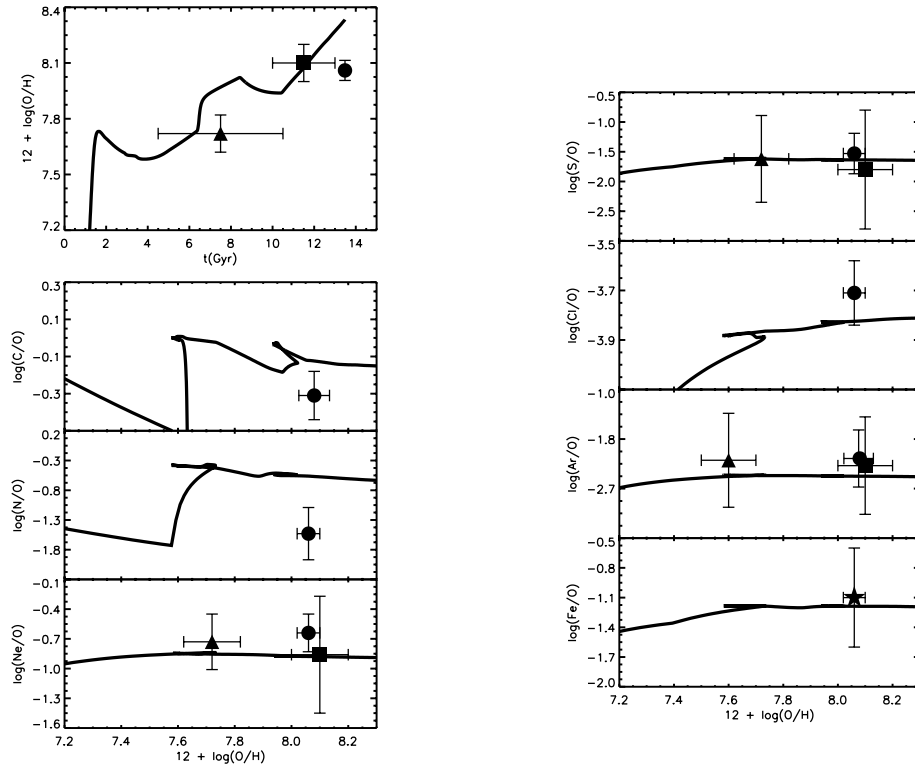


Figura C.2: Evolución química de algunos cocientes de abundancias para un modelo con viento bien mezclado y  $M_{up}=60 M_{\odot}$ .

Esto es debido a que las estrellas masivas contaminan el medio interestelar principalmente con oxígeno, mientras que las estrellas de masa baja e intermedia no contribuyen de manera importante en la abundancia de oxígeno. De estas figuras podemos observar que la cota máxima de  $M_{up}$  que nos reproduce la abundancia de oxígeno observadas es de  $\sim 40 M_{\odot}$  (este modelo fué nombrado como M4c en el capítulo 5). También podemos ver que una estrella de masa menor a  $40 M_{\odot}$  podría ajustar aún mejor el valor observado de la abundancia de oxígeno de las regiones HII. Sin embargo, con  $M_{up}$  menor que  $40 M_{\odot}$  no se logra ajustar el valor de las NPs jóvenes.

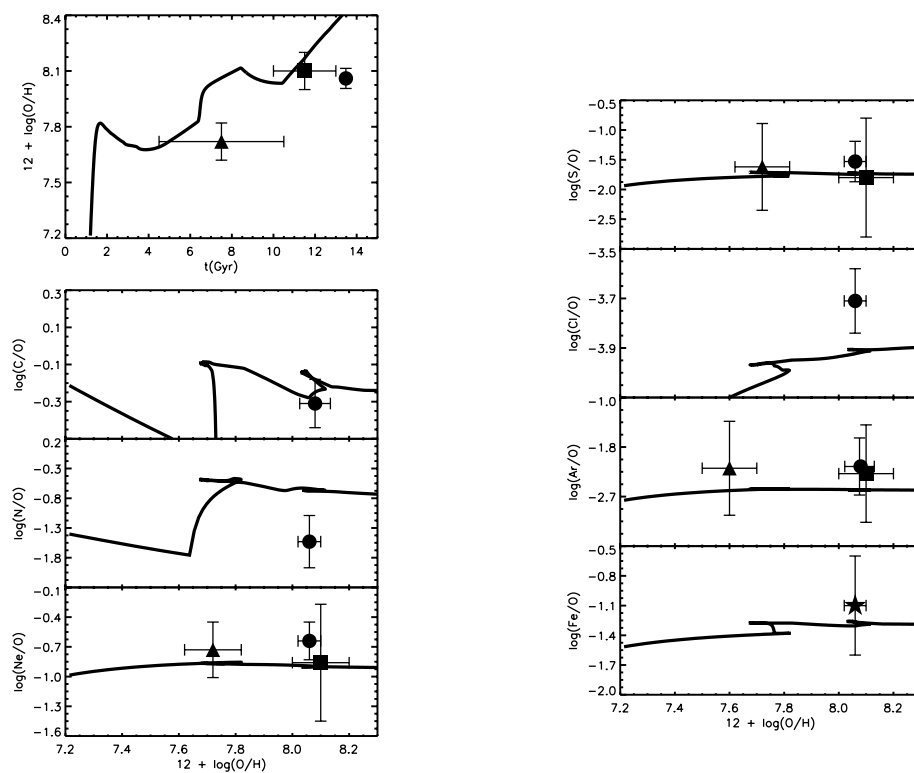


Figura C.3: Evolución química de algunos cocientes de abundancias para un modelo con viento bien mezclado y  $M_{up}=80 M_{\odot}$ .

### Los modelos que reproducen de líneas de recombinación:

En las Figuras C.4, C.5 y C.6 presentamos la evolución química de NGC 6822 utilizando  $M_{up}$  de 40, 60 y 80  $M_{\odot}$ , respectivamente y las comparamos con los valores observacionales obtenidos a partir de líneas de recombinación. Para estos modelos también incluimos un viento bien mezclado durante  $\sim 5.3$  Gaños en el inicio de la galaxia. Hemos corrido modelos con  $M_{up}=40, 60$  y  $80 M_{\odot}$  (que corresponde al modelo M1R presentado en el capítulo 5).

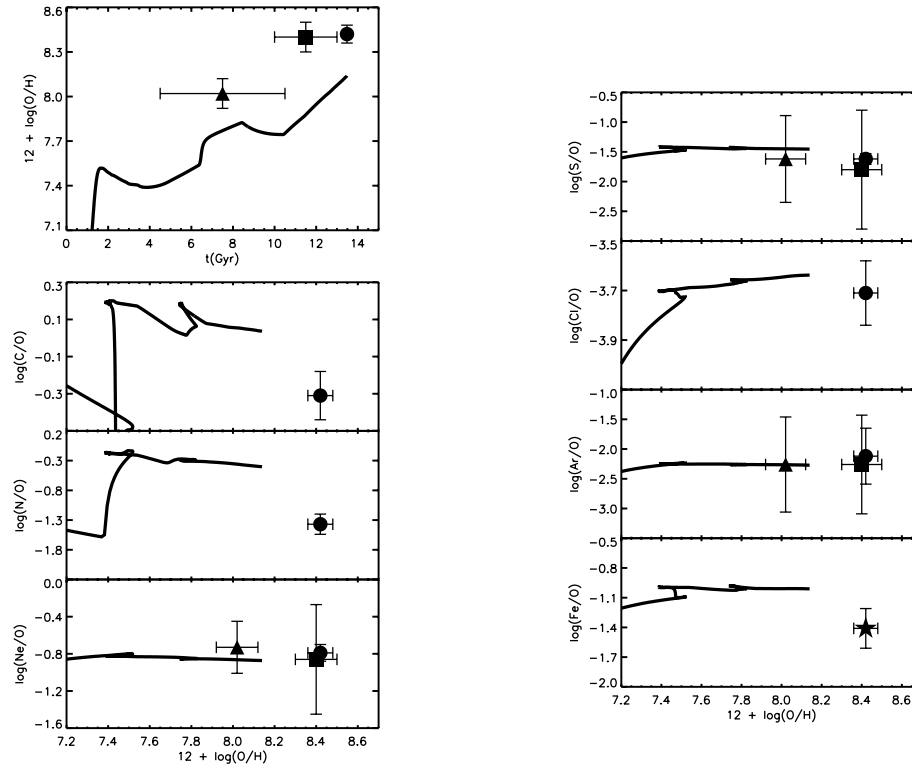


Figura C.4: Evolución química de algunos cocientes de abundancias para un modelo con viento bien mezclado y  $M_{up}=40 M_{\odot}$ . Los círculos representan los valores observacionales de las regiones HII, los cuadros y los triángulos son los valores observacionales de las poblaciones jóvenes y viejas de NPs, respectivamente.

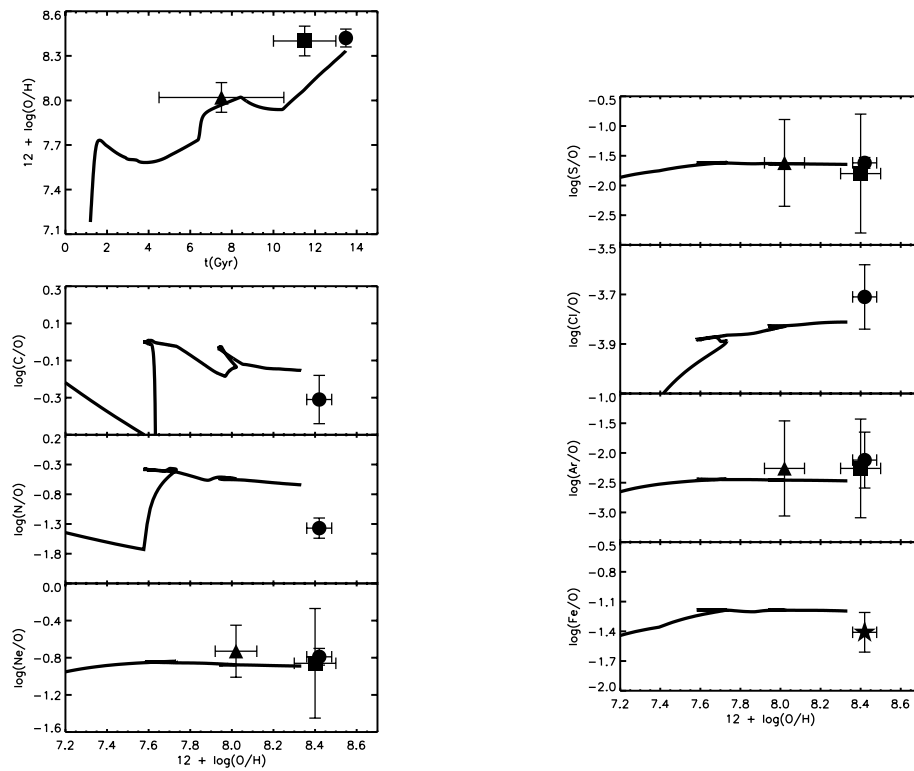


Figura C.5: Evolución química de algunos cocientes de abundancias para un modelo con viento bien mezclado y  $M_{up}=60 M_{\odot}$ .

Como podemos observar en el caso de los modelos que reproducen las observaciones obtenidas a partir de líneas de recombinación se requiere una cota de masa máxima mayor que para los modelos que reproducen las observaciones obtenidas a partir de líneas de excitación colisional. El modelo con  $M_{up}=80 M_{\odot}$  (que corresponde al modelo M1R del capítulo 5) ajusta correctamente el valor observacional de las regiones HII, más no así el valor observacional de las nebulosas planetarias. Una  $M_{up} \sim 70 M_{\odot}$  reproduciría marginalmente la abundancia química de oxígeno.

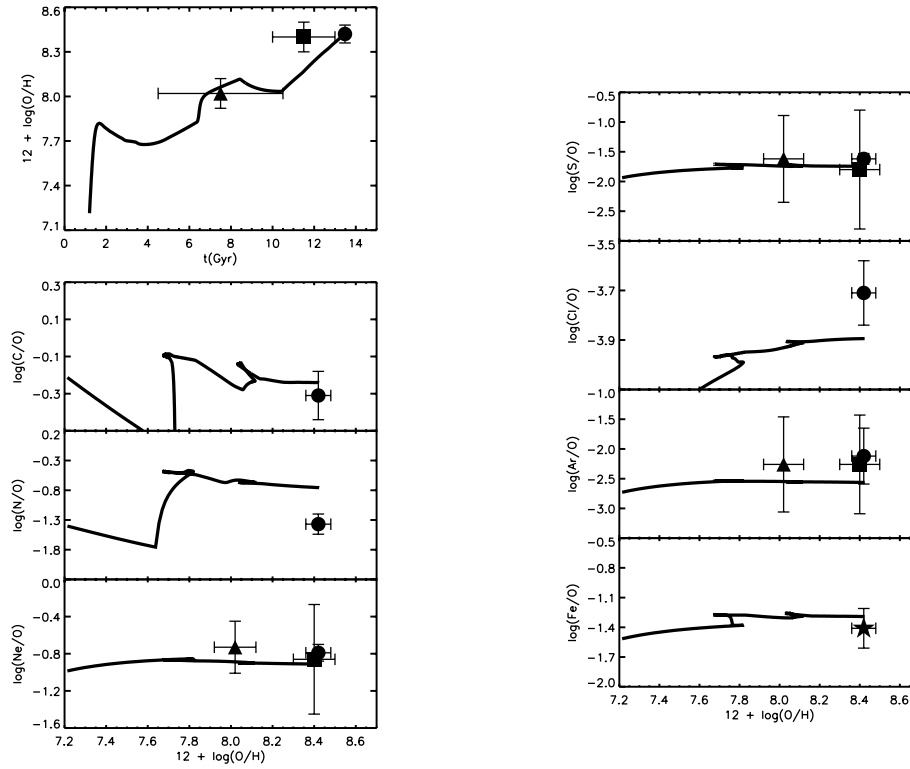


Figura C.6: Evolución química de algunos cocientes de abundancias para un modelo con viento bien mezclado y  $M_{up}=80 M_{\odot}$ .

De estos modelos podemos inferir que la cota máxima de  $M_{up}$  para estos modelos puede ser hasta de unas masas solares mayor que  $80 M_{\odot}$ . Sin embargo, el ajuste del valor de las nebulosas planetarias jóvenes sería marginal al igual que en el modelo M1R que presentamos en la tesis.

### La pérdida de masa:

Como hemos mencionado en el capítulo 5 de la tesis, NGC 6822 muestra observacionalmente una masa de gas menor a la obtenida con la historia de acreción, por lo que una explicación a esto podría ser un episodio de pérdida de masa. En el capítulo 5 presentamos los resultados de incluir un viento bien mezclado proporcional a la masa de gas de la galaxia.

Aquí analizamos el caso para el que la pérdida de masa de la galaxia es producida por un viento bien mezclado que es proporcional a la tasa de formación estelar,

$$w(t) = \beta_S \psi(t), \quad (\text{C.1})$$

donde,  $\beta_S$  es la eficiencia de pérdida de masa.

Primero analizamos el caso de un viento durante toda la vida de la galaxia, para el cual hemos utilizado una  $\beta_S = 2.35$  para ajustar la masa de gas observada. En la Figura C.7 se muestra la masa de gas y la masa bariónica obtenida depara este modelo y en la Figura C.8 mostramos la evolución química de estos modelos.

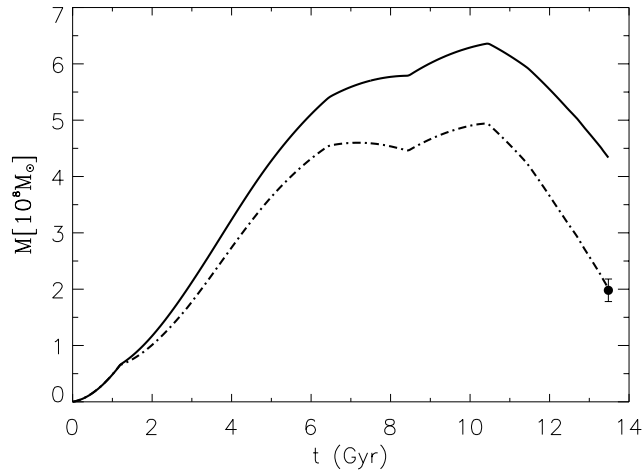


Figura C.7: Evolución de la masa bariónica y masa de gas para un modelo con viento bien mezclado durante toda la vida de la galaxia y  $M_{up}=60 M_\odot$ .

La Figura C.2 y C.8 presenta la evolución química de modelos con  $M_{up}=60 M_{\odot}$  y un viento bien mezclado por 5.3 Gaños y durante toda la vida de la galaxia, respectivamente. Para el modelo con un viento que es proporcional a la tasa de formación estelar durante toda la vida de la galaxia podemos ver que la abundancia de oxígeno presente es 0.2 dex menor con respecto al presentado en la Figura C.2. Tanto el oxígeno como los otros elementos químicos presentan una historia química distinta, sin embargo la historia química de este modelo se ajusta dentro de los errores a los valores de las abundancias calculadas a partir de las observaciones.

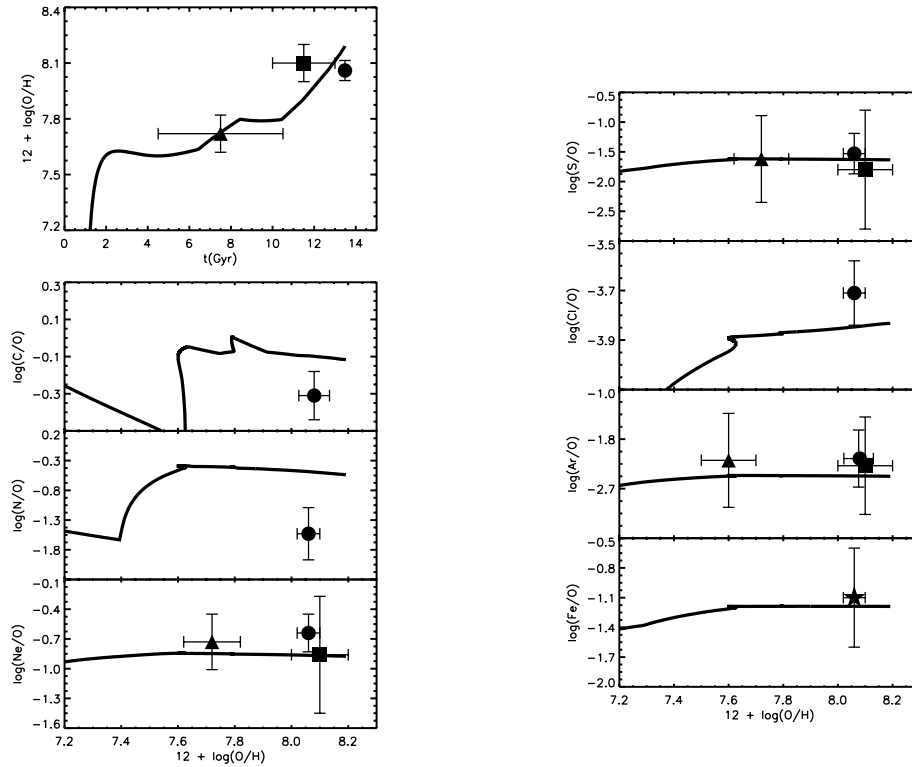


Figura C.8: Evolución química de algunos cocientes de abundancias para un modelo con viento bien mezclado durante toda la vida de la galaxia y  $M_{up}=60 M_{\odot}$ . Los círculos representan los valores observacionales (obtenidas por líneas de excitación colisional) de las regiones HII, los cuadros y los triángulos son los valores observacionales de las poblaciones jóvenes y viejas de NPs, respectivamente

Por otro lado analizamos el caso de un viento durante  $\Delta t=5.1$  Gaños comenzando en  $t=1.2$  Gaños. Para este modelo hemos utilizado una  $\beta_S = 6.67$  para ajustar la masa de gas observada. En la Figura C.9 se muestra la masa de gas y la masa bariónica obtenida depara este modelo y en la Figura C.10 mostramos la evolución química de estos modelos.

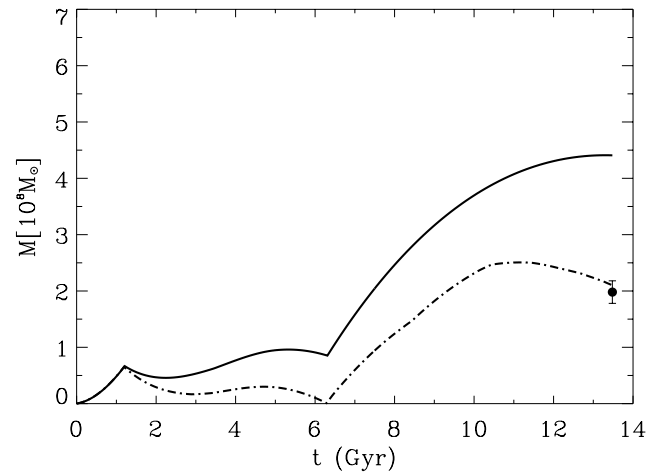


Figura C.9: Evolución de la masa bariónica y masa de gas para un modelo con viento bien mezclado y  $M_{up}=60 M_{\odot}$ .



En la Figura C.9 se muestra que la evolución de la masa de gas de la galaxia sigue una forma muy parecida a la presentada en el capítulo 5 (ver modelo M2c) donde hicimos al viento proporcional a la masa de gas disponible. Así mismo la historia química obtenida de este modelo es similar a la obtenida en el modelo M2c. Esto debido a que, como se ha descrito en esta tesis y en CCP06 la galaxia pierde una importante cantidad de material y metales en los primeros Gaños de su historia. Una vez concluida la etapa de este viento ambos modelos evolucionan de igual forma utilizando las mismas prescripciones.

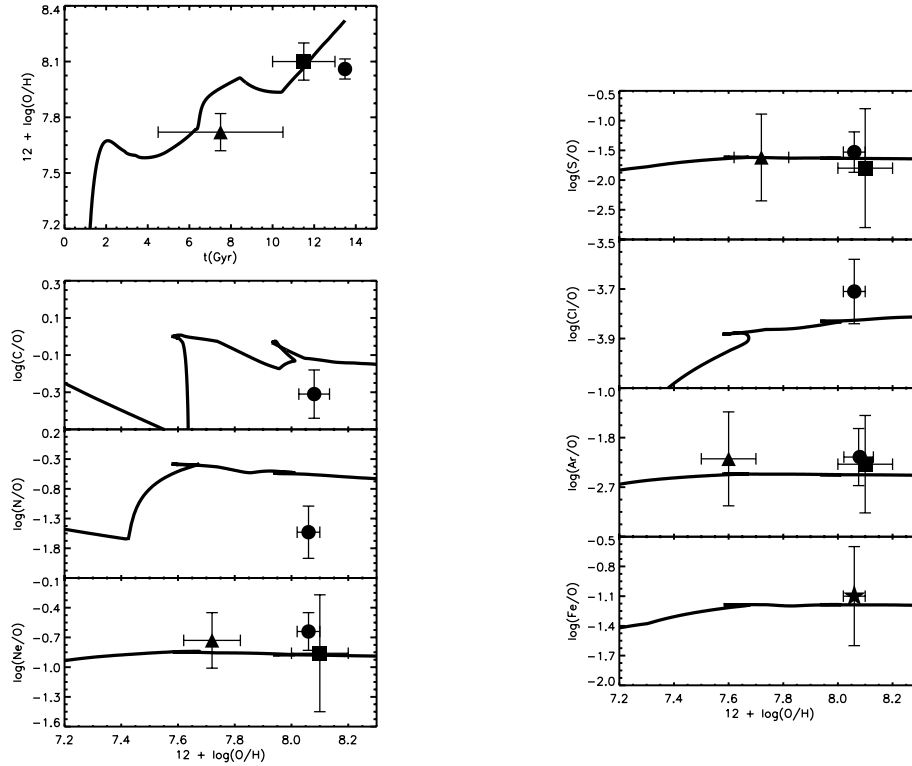


Figura C.10: Evolución química de algunos cocientes de abundancias para un modelo con viento bien mezclado por toda la vida de la galaxia y  $M_{up}=60 M_{\odot}$ . Los círculos representan los valores observacionales (obtenidas por líneas de excitación colisional) de las regiones HII, los cuadros y los triángulos son los valores observacionales de las poblaciones jóvenes y viejas de NPs, respectivamente

### La contaminación metálica de hierro:

Como mencionamos en el capítulo 5 hemos restringido los modelos utilizando los valores

observacionales de oxígeno y de hierro. El hierro es principalmente eyectado por las SNIa y es importante explorar cuanto afectan los parámetros libres relacionados con estas supernovas. Estos parámetros libres son la fracción de binarias y el retraso temporal para la vida de las SNIa. Hemos desarrollado 10 modelos en los cuales hemos variado el valor de  $A_{bin}$  y  $\tau_{SNIa}$  (ver Tabla C.1).

Tabla C.1: Abundancia de Hierro obtenida a partir de modelos con diferente  $A_{bin}$  y retraso en la eyección de material de las SNIa.

$A_{bin}$	$\tau_{SNIa}$ [Gaño]	$\log(\text{Fe}/\text{H})$
0.001	1	-4.96
0.001	3	-4.96
0.001	10	-4.96
0.005	1	-4.91
0.005	3	-4.93
0.005	10	-4.95
0.01	1	-4.87
0.01	3	-4.89
0.01	10	-4.93

En la Tabla C.1 se presentan los valores de hierro para modelos usando diferente fracción de estrellas binarias y el retraso en la eyección metálica de las SNIa. Como se puede ver la abundancia de hierro para todos estos modelos tiene solo una pequeña variación como función de estos parámetros. Las diferencias entre los valores finales del hierro para estos 10 modelos caen dentro de las incertidumbres del valor observado.

**Las condiciones iniciales y los yields estelares:**

Las ecuaciones de evolución química son ecuaciones diferenciales por lo tanto son muy sensibles a las condiciones iniciales propuestas para el sistema. Las abundancias en masa del elemento 'i' en el flujo de acreción son  $X_H(t_0)=0.75$  y  $X_{He}=0.25$  que son los valores obtenidos por el WMAP. Nosotros conservamos estos valores en todos nuestros modelos para poder restringirlos mejor. Para la masa de gas inicial de la galaxia y la masa bariónica hemos supuesto que son cero en las condiciones iniciales ya que seguimos la historia de NGC 6822 desde que se empezó a armar esta galaxia.

Finalmente, nosotros utilizamos los yields estelares tal y como se describió en la sección 5.3.4 y no hicimos pruebas con otros yields de la literatura o cambiando la prescripción

que usamos para las estrellas entre 6 y 9  $M_{\odot}$ . Los valores de los yields estelares modifican fuertemente las historias químicas obtenida de los modelos, por lo tanto como trabajo futuro se deben de hacer pruebas con nuevos yields estelares y cambiando la extrapolación para los valores de los yields en intervalo de entre 6 y 9  $M_{\odot}$  y comparar los resultados con los actuales.

## Apéndice D

# Artículos publicados con relación a la tesis

1. PLANETARY NEBULAE LUMINOSITY FUNCTION IN NGC 6822  
Hernández-Martínez, Liliana & Peña, Miriam. 2006, RMxAC, 26, 160.
2. EMISSION LINE OBJECTS IN NGC 6822. NEW PLANETARY NEBULA CANDIDATES  
Hernández-Martínez, Liliana & Peña, Miriam. 2009, A&A, 495, 447.
3. AN INTERESTING COMPARISON BETWEEN PNE AND H II REGIONS IN NGC 3109 AND NGC 6822.  
Peña, Miriam & Hernández-Martínez, Liliana, 2009, RMxAC, 35, 74.
4. CHEMICAL BEHAVIOR OF DWARF IRREGULAR GALAXY NGC 6822. ITS PN AND HII REGION ABUNDANCES  
Hernández-Martínez, Liliana, Peña, Miriam, Carigi, Leticia & García-Rojas, Jorge. 2009, A&A.
5. PN AS OBSERVATIONAL CONSTRAINTS IN CHEMICAL EVOLUTION MODELS FOR NGC 6822  
Hernández, Liliana, Carigi, Leticia, Peña, Miriam & Peimbert, Manuel. 2009, en preparación.

# Bibliografía

- Allen, C. W. 1973, *Astrophysical Quantities* (London: Athlone).
- Allen, C., Carigi, L., & Peimbert, M., 1998, *ApJ*, 494, 247.
- Baade, W., 1955, *AJ*, 60, 151.
- Battinelli, P., Demers, S., Kunkel, W.E., 2006, *A&A*, 451, 99.
- Bauman, R. P., Porter, R. L., Ferland, G. J., & MacAdam, K.B., 2005, *ApJ*, 628, 541.
- Brandenburg, H.J. & Skillman, E.D., 1998, *BAAS*, 30, 1354.
- Boggess, Nancy Elizabeth Weber, 1967, *The Structure of NGC 6822*, Thesis (PH.D.)—THE UNIVERSITY OF MICHIGAN, 1967. Source: *Dissertation Abstracts International*, Volume: 28-07, Section: B, page: 2706.
- Buzzoni, A., Arnaboldi, M., & Corradi, R.L.M., 2006, *MNRAS*, 368, 877.
- Carigi, L., Colin, P., & Peimbert, M., 2006, *ApJ*, 644, 924 (CCP06).
- Carigi, L., & Hernandez, X., 2008, *MNRAS*, 390, 582.
- Carigi, L., Peimbert, M., Esteban, C. & García-Rojas, J., 2005, *ApJ*, 623, 213.
- Ciardullo, R., Feldmeier, J. J., Jacoby, G. H., et al., 2002, *ApJ*, 577, 31.
- Ciardullo, R., Jacoby, G.H., Ford, H.C., & Neill, J.D., 1989, *ApJ*, 339, 53.
- Ciardullo, R., Sigurdsson, S., Feldmeier, J.J., & Jacoby, G. H., 2005, *ApJ*, 629, 499.
- Collier, John & Hodge, Paul, 1994, *ApJS*, 92, 119.
- Collier, John, Hodge, Paul & Kennicutt, Robert, Jr, 1995, *PASP*, 107, 361.
- Costa, R.D.D., de Freitas Pacheco, J.A., & Idiart, T.P., 2000, *A&AS*, 145, 467.
- Dale, D.A. & Uson, J.M., 2000, *AJ*, 120, 552.

- de Blok, W.G.J. & Walter, F., 2000, *ApJ*, 537, 95.
- de Blok, W.G.J. & Walter, F., 2006, *AJ*, 131, 343.
- De Young, D.S. & Gallagher, J.S.III, 1990, *ApJ*, 356, 15.
- Demers, S., Batinelli, P., & Artigau, E., 2006, *A&A*, 456, 905.
- Dennefeld, M., 1989, Recent development of Magellanic Clouds research, eds. K. S: de Boer, F. Spite, & G. Stasinska, 107.
- Dufour, R.J. & Talent, D. L., 1980, *ApJ*, 235, 22.
- Fitzpatrick, E.L., 1999, *PASP*, 111, 63.
- Ford, H. C., 1983, *IAUS*, 103, 443.
- Ford, Holland C.; Ciardullo, R., 1988, *ASPC*, 4, 128.
- Ford, Holland C.; Jenner, David C.; Epps, Harland W., 1973, *ApJ*, 183, 73.
- Ford, H., Peng, E., & Freeman, K., 2002, *The Dynamics, Structure & History of Galaxies*, ASP Conference Series, 273, 41.
- Franco, I., & Carigi, L., 2008, *RMxAA*, 44, 311.
- Gallart, C., Aparicio, A., Bertelli, G., & Chiosi, C., 1996, *AJ*, 112, 1950.
- Gallagher, J.S. III, Hunter, D.A., Gillett, F.C. & Rice, W.L., 1991, *ApJ*, 371, 142.
- Garnett, D., 1999, *New Views of the Magellanic Clouds*, IAU Symp. 190, eds. Y.-H. Chu, N. B. Suntzeff, J. E. Hesser & D. A. Bohlender, 266.
- Gieren, W., Pietrzyński, G., Nalewajko, K., et al., 2006, *ApJ*, 647, 1056.
- Hanes, D.A., & Whittaker, D.G., 1987, *AJ*, 94, 906.
- Harrington, J.P., Seaton, M.J., Adams, S. & Lutz, J.H., 1982, *MNRAS*, 199, 517.
- Henry, R.B.C., 1989, *MNRAS*, 241, 453.
- Henry, R.B.C., 1990, *ApJ*, 356, 229.
- Hernández-Martínez, L., & Peña, M., 2009, *A&A*, 495, 447 (Artículo I).
- Hernández-Martínez, L., Peña, M., Carigi, L., García-Rojas, J., 2009, *A&A*, 505, 1027 (Artículo II).
- Herrmann, K.A., Ciardullo R., Feldmeir, J.J., & Vinciguerra, M., 2008, *ApJ*, 683, 630.

- Herwig, F., 2004, *ApJS*, 155,651.
- Hidalgo-Gómez, A. M., Masegosa, J., & Olofsson, K., 2001, *A&A*, 369, 797.
- Hirschi, R., 2007, *A&A*, 461, 571.
- Hirschi, R., Meynet, G., & Maeder, A., 2005, *A&A*, 433, 1013.
- Hodge, P.W., 1969, *ApJ*, 156, 847.
- Hodge, P.W., 1977, *ApJS*, 33, 69.
- Hodge, P., Kennicutt, R.C. Jr., & Lee, M.G., 1988, *PASP*, 100, 917.
- Hodge, Paul; Lee, M. G.; Kennicutt, Robert C., Jr., 1989, *PASP*, 101, 32.
- Hodge, P., Smith, T., Eskridge, P., MacGilivray, H., & Beard, S., 1991, *ApJ*, 379, 621.
- Hubble, E.P., 1925, *ApJ*, 62, 409.
- Huchtmeier, W.K. & Richter, O.-G., 1986, *A&AS*, 64, 111.
- Hunter, D.A, Kaufman, M., Hollenbach, D.J., Rubin, R.H., Malhotra, S., Dale, D.A., Brauher, J.R., James, R., Sibermann, N.A., Helou, G., Contursi, A. & Lord, S.D., 2001, *ApJ*, 553, 121.
- Israel, F.P., Bontekoe, T.R. & Kester, D.J.M., 1996, *A&A*, 308, 723.
- Jacoby, G.H., 1989, *ApJ*, 339, 39.
- Jacoby, G.H, Ciardullo, R., Booth, J. & Ford, H.C., 1989, *ApJ*, 344,704.
- Jacoby, G.H, & De Marco, O., 2002, *AJ*, 123, 269.
- Karachentsev, I., Karachentseva, V.E., Huchtmeier, W.K. & Makarov, D.I., 2004, *AJ*, 127, 2031.
- Karakas, A. & Lattanzio, J.C., 2007, *PASP* 24, 103.
- Killen, R.M. & Dufour, R.J., 1982, *PASP*, 94, 444.
- Kingdon, J. & Ferland, G.J., 1995, *ApJ*, 442, 714.
- Kingsburgh, R. & Barlow, M., 1994, *MNRAS*, 271, 257.
- Kinman, T.D., Green, J.R. & Mahaffey, C.T., 1979, *PASP*, 91, 749.
- Kniazev, A.Y., Grebel, E.K., Pustilnik, S.A., Pramskij, A.G. & Zucker, D.B., 2005, *AJ*, 130, 1558.

- Komiyama, Y., Okamura, S., Yagi, Masafumi et al., 2003, ApJ, 590, 17.
- Kroupa, P., Tout, C.A., & Gilmore, G., 1993, MNRAS, 262, 545 (KTG).
- Lanfranchi, G.A. & Matteucci, F., 2003, MNRAS, 345, 71.
- Lee, M. & Hwang, Narae, 2005, Near-fields cosmology with dwarf elliptical galaxies, IAU Colloquium Proceedings of the international Astronomical Union 198, Held 14-18 March, Switzerland, edited by Jerjen, H. Binggeli, B. Cambridge: Cambridge University Press, 2005., pp.181-184.
- Lee, H., Skillman, E.D., & Venn, K.A., 2006, ApJ, 642, 813.
- Leisy, P., Corradi, R.L.M., Magrini, L., et al., 2005, A&A, 436, 437.
- Leisy, P., & Dennefeld, M., 1996, A&ASS, 116, 95.
- Leisy, P., & Dennefeld, M., 2006, A&A, 456, 451.
- Lequeux, J., Peimbert, M., Rayo, J. F., Serrano, A. & Torres-Peimbert, S., 1979, A&A, 80, 155.
- Letarte, B., Demers, S., Battinelli, P. & Kunkel, W. E., 2002, AJ, 123, 832.
- Li, A., 2004, ASSL, 319, 535.
- Liu, X.-W., Barlow, M.J., Zhang, Y., Bastin, R.J. & Storey, P.J., 2006, MNRAS, 368, 1959.
- Liu, Y., Liu, X.-W., Barlow, M.J. & Lou, S.-G., 2004, MNRAS, 353, 1251.
- Lindsay, E. M., 1955, MNRAS, 115, 248.
- Maeder, A., 1992, A&A, 264, 105.
- Maeder, A. & Meynet, G., 1989, A&A, 210, 155.
- MacLow, M.-M. & Ferrara, A., 1999, ApJ, 513, 142.
- Magrini, L., Corradi, R. L.M., Mampaso, A., & Perinotto, M., 2000, A&A, 355, 713.
- Magrini, L., Corradi, R.L.M., Walton, N.A., Zijlstra, A.A., Pllacco, D.L., Walsh, J.R., Perinotto, M., Lennon, D.J. & Greimel, R., 2002, A&A, 386, 869.
- Magrini, L., Stanghellini, L., & Villaver, E., 2009, ApJ, 696, 729.
- Magrini, L., Leisy, P., Corradi, R.L.M., Perinotto, M., Mampaso, A., & Vílchez, J.M., 2005, A&A, 443, 115.



- Mannucci, 2007, Multifrequency behaviour of high energy cosmic sources, eds. F. Giovannelli & L. Sabau-Graziati, ChJAA (arXiv:0708.0472).
- Marigo, P., 2001, A&A, 370, 194.
- Martins, F., Schaerer, D., & Hillier, D. J., 2005, A&A, 436, 1049.
- Massey, P., Armandroff, T.E., Pyke, R., Patel, K., & Wilson, C.D., 1995, AJ, 110, 2715.
- Mateo, M., 1998, ARA&A 36, 435.
- Méndez, R.H., Kudritzki, R., & Herrero, A., 1992, A&A, 260, 329.
- Merrett, H. R.; Kuijken, K.; Merrifield, M. R.; Romanowsky, A. J.; Douglas, N. G.; Napolitano, N. R.; Arnaboldi, M.; Capaccioli, M.; Freeman, K. C.; Gerhard, O.; Evans, N. W.; Wilkinson, M. I.; Halliday, C.; Bridges, T. J.; Carter, D., 2003, MNRAS, 346, 62.
- Meynet, G., & Maeder, A., 2002, A&A, 390, 561.
- Nomoto, K., Iwamoto, K., Nakasato, N. et al., 1997, NuPhA, 621, 467.
- Pagel, B.E.J., 1989, RMxAA, 18, 161.
- Peimbert, A., Peimbert, M., & Ruiz, M. T., 2005, ApJ, 634, 1056.
- Peimbert, M., 1978, Planetary Nebulae, IAU Symp. 76, ed. Y. Terzian, p.215.
- Peimbert, M., 1985, RMxAA, 10, 125.
- Peimbert, M. & Spinrad, H., 1970, A&A, 7, 311.
- Peimbert, M., Torres-Peimbert, S. & Luridiana, V., 1995, RMxAA, 31, 131.
- Peña, M., Richer, M.G., & Stasinska, G., 2007, A&A, 466, 75.
- Pietrzyński, G., Gieren, W., Udalski, A., Bresolin, F., Kudritzki, R. Soszyński, I., Szymański, M. & Kubiak, M., 2004, AJ, 128, 2815.
- Porter, R.L., Ferland, G.J., & MacAdam, K.B., 2007, ApJ, 657, 327.
- Richer, M.G. & McCall, M., 1995, ApJ, 445, 642.
- Richer, M. G., McCall, M. L. & Arimoto, N., 1997, A&AS, 122, 215.
- Richer, M.G. & McCall, M., 2007, ApJ, 658, 328.
- Rola, C. & Stasińska, G., 1994, A&A, 282, 199.

- Seaton, M., 1979, MNRAS, 185, 5.
- Serrano, A. & Peimbert, M., 1983, RMxAA, 8, 117.
- Shaw, R.A. & Dufour, R. J., 1995, PASP, 107, 896.
- Skillman, E.D., Kennicutt, R.C. & Hodge, P.W., 1989, ApJ, 347, 883.
- Smith, H. E., ApJ, 1975, 199, 591.
- Sodroski, T. J., Odegard, N., Arendt, R. G., Dwek, E., Weiland, J. L., Hauser, M. G. & Kelsall, T., 1997, ApJ, 480, 173.
- Stasińska, G., 1978, A&AS, 32, 429.
- Stasińska, G., Richer, M. & McCall, M., 1998, A&A, 336, 667.
- Storey, P.J. & Hummer, D G., 1995, MNRAS, 272, 41.
- Talbot, R.J.Jr. & Arnett, W.D., 1971, ApJ, 170, 409.
- Tinsley, B.M., 1974, ApJ, 192, 629.
- Torres-Peimbert, S. & Peimbert, M., 1977, RMAxA, 2, 181.
- Tsamis, Y.G., Barlow, M.J., Liu, X.-W., Storey, P.J. & Danziger, I.J., 2004, MNRAS, 353, 953.
- Valdes, F.G., 1998, Astronomical Data Analysis Software and Systems VII, ed. R. Albretch, R.N. Hook, & H. A. Bushouse, ASP Conference Series 145, 53.
- Venn, K.A., Lennon, D.J., Kaufer, A., McCarthy, J. K., Przybilla, N., Kudritzki, R.P.; Lemke, M.; Skillman, E.D. & Smartt, S.J., 2001, ApJ, 625, 754.
- Wang, W. & Liu, X.-W., 2008, MNRAS, 389, L33.
- Weidner, C. & Kroupa, P., 2005, ApJ, 625, 754.
- Wesson, R., Liu, X.-W. & Barlow, M.J., 2005, MNRAS, 362, 424.
- Westerlund, B.E. & Rodgers, A.W., 1959, Obs, 79, 132.
- Woosley, S. E. & Weaver, T. A., 1995, ApJS, 101, 181
- Wyder, T.K., 2001, AJ, 122, 2490.
- Wyder, T.K., 2003, AJ, 125, 3097.

# Indice de Figuras

2.1. NGC 6822 en el óptico. . . . .	7
2.2. NGC 6822, Killen & Dufour. . . . .	12
3.1. Imágen mosaico de NGC 6822. . . . .	18
3.2. Búsqueda de planetarias por resta de línea y continuo. . . . .	21
3.3. Búsqueda de planetarias por el método de en línea y fuera de línea . . . . .	22
3.4. Objetos con líneas en emisión . . . . .	23
3.5. Relación entre el flujo espectroscópico de F(5007), F(H $\alpha$ +NII) y sus magnitudes instrumentales . . . . .	24
3.6. Relación entre las magnitudes instrumentales ‘en línea’ y ‘fuera de línea’. . .	26
3.7. Relación entre el cociente de flujo OIII/H $\alpha$ y la magnitud absoluta M(5007). .	27
3.8. Mapas de identificación . . . . .	33
3.9. Función de Luminosidad de las Nebulosas Planetarias . . . . .	35
3.10. Función de luminosidad acumulativa . . . . .	36
3.11. Corrección bolométrica esperada para modelos de galaxia de acuerdo con Buzzoni 2005. . . . .	38
4.1. Comportamiento de $12 + \log(\text{Ne}/\text{H})$ and $12 + \log(\text{Ar}/\text{H})$ vs. $12 + \log(\text{O}/\text{H})$ . .	56
4.2. Espectros de las NPs que hemos confirmado y la región brillante HII 15 . . .	63
5.1. Tasa de acreción de NGC 6822 como función de tiempo. . . . .	69
5.2. SFR como función de la edad de NGC 6822. . . . .	70
5.3. IMF de Kroupa et al. 1993 . . . . .	71
5.4. Masa representativa para los elementos químicos producidos por LIMS . . . .	77
5.5. Masa representativa para los elementos químicos producidos por LIMS usando yield con $Z=Z_{\odot}$ (cont.). . . . .	78
5.6. Evolución de la masa total bariónica para M1C . . . . .	84
5.7. Evolución de la masa total bariónica y masa de gas predicha por M2C . . . .	85
5.8. Evolución química del modelo M3C. . . . .	87
5.9. Evolución química del modelo M4C. . . . .	89

5.10. Evolución química del modelo M1R. . . . .	91
C.1. Evolución química para un modelo con viento bien mezclado y $M_{up}=40 M_{\odot}$ . . . . .	123
C.2. Evolución química para un modelo con viento bien mezclado y $M_{up}=60 M_{\odot}$ . . . . .	124
C.3. Evolución química para un modelo con viento bien mezclado y $M_{up}=80 M_{\odot}$ . . . . .	125
C.4. Evolución química un modelo con viento bien mezclado y $M_{up}=40 M_{\odot}$ . . . . .	126
C.5. Evolución química un modelo con viento bien mezclado y $M_{up}=60 M_{\odot}$ . . . . .	127
C.6. Evolución química un modelo con viento bien mezclado y $M_{up}=80 M_{\odot}$ . . . . .	128
C.7. Evolución de la masa bariónica y masa de gas para un modelo con viento bien mezclado y $M_{up}=60 M_{\odot}$ . . . . .	129
C.8. Evolución química un modelo con viento bien mezclado y $M_{up}=60 M_{\odot}$ . . . . .	130
C.9. Evolución de la masa bariónica y masa de gas para un modelo con viento bien mezclado y $M_{up}=60 M_{\odot}$ . . . . .	131
C.10. Evolución química un modelo con viento bien mezclado y $M_{up}=60 M_{\odot}$ . . . . .	132

# Indice de Tablas

2.1. Principales características de NGC 6822, (vease Lee, Skillman & Venn, 2006)	8
2.2. Número de NPs en galaxias del Grupo Local (Corradi & Magrini 2004). . . .	14
3.1. Características de las imágenes, CTIO (arriba) y VLT(abajo) . . . . .	19
3.2. Errores fotométricos asociados a las magnitudes instrumentales. . . . .	25
3.3. Características de los objetos con líneas en emisión en NGC 6822. . . . .	30
3.3. (cont.) Características de los objetos con líneas en emisión en NGC 6822. . . .	31
3.3. (cont.) Características de los objetos con líneas en emisión en NGC 6822. . . .	32
4.1. Observaciones . . . . .	43
4.2. Intensidades de las líneas desrojados, relativos a $H\beta=1.0$ . . . . .	46
4.2. (continued)Intensidades de las líneas desrojados, relativos a $H\beta=1.0$ . . . .	47
4.3. Condiciones físicas y abundancias iónicas de NPs y regiones HII observadas. .	50
4.3. (cont.) Condiciones físicas y abundancias iónicas de NPs y regiones HII obser- vadas. . . . .	51
4.4. Abundancias totales para las NPs y regiones HII en NGC 6822 y otras galaxias <sup>1</sup>	53
5.1. Yields integrados hasta $M_{up}=80M_{\odot}$ . . . . .	73
5.2. Yields integrados hasta $M_{up}=60M_{\odot}$ . . . . .	74
5.3. Retraso temporal para algunas especies producidas por las LIMS ( $\tau_i$ en Gaños). 79	
5.4. Resultados de los modelos que reproducen abundancias calculadas por me- dio de líneas de excitación colisional. Los datos observacionales no han sido corregidos por polvo. . . . .	88
5.5. Resultados del modelo que reproduce abundancias calculadas por medio de líneas de recombinación y corrección por polvo. . . . .	93
C.1. Abundancia de Hierro obtenida a partir de modelos con diferente $A_{bin}$ y retraso en la eyección de material de las SNIa. . . . .	133