



**INAOE**

# COMPOSICIÓN QUÍMICA Y POLVO EN NEBULOSAS PLANETARIAS GALÁCTICAS

por

**Gloria I. Delgado Inglada**

Tesis sometida como requisito parcial para  
obtener el grado de

**DOCTORA EN CIENCIAS EN LA  
ESPECIALIDAD DE ASTROFÍSICA**

en el

**Instituto Nacional de Astrofísica, Óptica y  
Electrónica**

4 de Noviembre de 2011

Tonantzintla, Puebla

Supervisada por:

**Dra. Mónica Rodríguez Guillén (INAOE)**

©INAOE 2011

El autor otorga al INAOE el permiso de  
reproducir y distribuir copias en su totalidad o en  
partes de esta tesis





**INAQE**



## RESUMEN

Las nebulosas planetarias (NPs) son herramientas muy poderosas para el estudio de la composición química y del polvo en el medio interestelar de la Galaxia. El análisis de las abundancias de diferentes elementos en NPs nos permite entender los procesos de nucleosíntesis que tienen lugar en el interior de las estrellas de masa baja a intermedia y las características del medio en que se formaron dichas estrellas. Por otro lado, las estrellas de la rama asintótica de las gigantes (AGB por sus siglas en inglés) son una de las fuentes más eficientes de polvo en nuestra galaxia, y por tanto el estudio de los granos de polvo en NPs nos puede proporcionar pistas sobre los procesos de formación, evolución y destrucción de los mismos.

Los objetivos principales de esta tesis son estudiar la composición química y el polvo en una muestra de 57 NPs de la Galaxia con espectros visibles de alta calidad, profundos y con una resolución adecuada para poder obtener valores fiables de las condiciones físicas y las abundancias iónicas. Cinco de estas NPs fueron observadas por nosotros y el resto han sido seleccionadas de la literatura.

Determinamos las abundancias totales de He, O, S, N, Ne, Ar y Cl corrigiendo por la presencia de iones no observados con los factores de corrección por ionización (FCI) que mejor funcionan para cada elemento. Estos resultados se comparan con los que obtenemos siguiendo el mismo procedimiento en un grupo de ocho regiones H II Galácticas con espectros visibles de gran calidad. En general, las abundancias derivadas muestran bastante dispersión, lo que probablemente está reflejando diferentes sesgos introducidos por los FCI utilizados y/o por la estructura de  $T_e$  considerada.

Calculamos las abundancias totales de hierro en todos los objetos utilizando diferentes líneas de [Fe III] (y de [Fe II] en algunos objetos) y tres FCI que tienen en cuenta la contribución de  $\text{Fe}^{+3}$  a la abundancia total. En todos los objetos obtenemos abundancias de hierro en el gas muy bajas, que indican que más de la mitad de los átomos de hierro se encuentran depositados en granos de polvo. Las abundancias de hierro cubren un intervalo de dos órdenes de magnitud, lo que sugiere la existencia de diferencias en las eficiencias de formación y destrucción de los granos de polvo de una nebulosa a otra.

Exploramos la relación entre las depleciones de hierro, los rasgos de polvo en el infrarrojo y los valores de C/O calculados en la muestra de NPs. Para ello, hemos reducido los espectros de *Spitzer* disponibles para las NPs de la muestra y hemos identificado en ellos los siguientes rasgos de polvo: PAHs, SiC, el rasgo ancho en  $30 \mu\text{m}$ , silicatos amorfos y silicatos cristalinos. Además hemos recopilado de la literatura todas las identificaciones de estos rasgos basadas en datos de otros telescopios. Los cocientes de abundancias C/O los calculamos utilizando diferentes FCI y tanto líneas de excitación colisional como líneas de recombinación.

## ABSTRACT

Planetary nebulae (PNe) are powerful tools to study both the chemical composition and the evolution of dust grains in the interstellar medium in the Galaxy. The analysis of chemical abundances in PNe allows us to understand the nucleosynthesis processes that take place in low to intermediate mass stars and the chemical composition of the matter in which these stars were formed. On the other hand, asymptotic giant branch (AGB) stars are considered one of the most efficient sources of circumstellar dust in our galaxy and hence, the study of dust grains in PNe can provide clues about the formation, evolution, and destruction of the grains.

The main goals of this thesis are to study the chemical composition and the dust present in a sample of 57 Galactic PNe with high quality spectra, deep and with enough resolution, to obtain reliable values of the physical conditions and the ionic abundances. Five of them were observed by us and the other ones were selected from the literature.

We calculate total abundances of He, O, S, N, Ne, Ar, and Cl using the most suitable ionization correction factors (ICF) for each element to take into account the contribution of unobserved ions. These results are compared with the ones obtained following the same procedure in a group of eight Galactic H II regions with high quality optical spectra. In general, the derived abundances show high dispersion, which is probably due to different biases introduced by the ICF and/or by the temperature structure considered in the objects.

We derive total iron abundances for all the objects using different [Fe III] lines (and [Fe II] in some nebulae), and three ICFs to correct for the contribution of  $\text{Fe}^{+3}$  to the total abundance. We obtain low gaseous iron abundances in all the objects, which indicates that more than half of the iron atoms are condensed into dust grains. The range of iron abundances covers two orders of magnitude, suggesting differences in grain formation, evolution, and destruction from nebula to nebula.

We explore the relation between the iron abundances, the infrared features, and the C/O values derived in our sample of PNe. To do that, we reduced the available Spitzer/IRS spectra for the PNe, and we identified the following dust features: PAHs, SiC, the broad feature at  $30 \mu\text{m}$ , amorphous silicates, and crystalline silicates. Besides, we compiled all the available identifications from the literature based on data from other telescopes. The C/O abundances ratios are calculated using different ICF and both collisionally excited lines and recombination lines.

# AGRADECIMIENTOS

En primer lugar quiero dar las gracias a CONACyT por la beca de doctorado y por la ayuda recibida a través del proyecto CB–2009/131610 de la Dra. Mónica Rodríguez. Quiero agradecer también al departamento de *Investigación* (en especial a Carmen Meza, Aurora y Mago) por ayudarme con tantos trámites, entre ellos los de mi FM3. Y a todo el personal de *formación académica* por el trato y el apoyo recibido. Gracias a la coordinación de Astrofísica y a todos sus investigadores y estudiantes, que me han hecho sentir como en casa durante todos estos años.

Quiero dar las gracias muy especialmente a *Mónica*, no sólo por ser una excelente asesora y apoyarme para ir a congresos sino, sobre todo, por animarme a reflexionar y disfrutar haciendo mi trabajo. Gracias a mis sinodales: *Dr. Emanuele Bertone, Dr. Miguel Chávez, Dr. Antonio Mampaso, Dr. Divakara Mayya y Dra. Miriam Peña*, por todos los comentarios y sugerencias que me han hecho sobre el trabajo y que han servido para mejorarlo. En especial quiero agradecer a *Miriam* las múltiples conversaciones que hemos tenido sobre abundancias y a *Antonio* por estar siempre muy pendiente de mí y de la tesis. También quiero dar las gracias a *Jorge*, por tratarme tan bien cada vez que voy a Tenerife y por ayudarme con la reducción de los datos de MIKE y con muchas otras cosas.

Una gran parte de todo esto se lo debo a mi familia. Doy gracias a mis padres, *Gloria y José María*, y a mis tres hermanos, *Jose, Maoques y Pablo* por su apoyo incondicional desde la distancia, ¡y por animarse a venir finalmente!, pero sobre todo les doy las gracias por ser modelos para mí como personas (enseñándome que no está reñido lo intelectual con ser buena persona). Gracias a mi tía *Lolita* por llamarme semanalmente, y a mis tíos *Gustavo y Charo* por estar al tanto de mis avances. Gracias a toooodos mis amigos españoles: *Patri, Alice, Carmen, los amigos de la Complu, los de La Laguna, ...* por seguir llamándome cada vez que voy a Madrid y por seguir contándome sus cosas, me hacen sentir como si no me hubiera ido. A *Oscar* por seguir siendo tan auténtico y por seguir insistiendo para vernos cuando voy. Gracias a toooodos mis amigos mexicanos (incluyendo a mis amigas españolas de Puebla): *Bosco/Kaliman, Carlos, Juan, Izbeth, Martha, Mau, Lole, Yari, Rey, Luz, Rafa, Reno, Chris, Giannina, Luis Ochoa, Luis I. Olivos, ...* y muchos otros, por siete años llenos de momentos buenos, viajes espectaculares, fiestas, té con cuernitos, peleas y largas pláticas. Quiero dar las gracias a mi ex-compañera de oficina, profesora de hindi y amiga, *Naina*, por todo lo que me ha enseñado (estoy segura de que al final cada quien tiene lo que merece). Gracias a *AA* por aparecer y desaparecer de mi vida, espero que esta vez sea la definitiva. Gracias por aguantarme, apoyarme y ayudarme, sobre todo en estos últimos meses, y gracias a tu familia por el cariño. Probablemente olvido muchos nombres pero quiero dar las gracias a todas y cada una de las personas que han pasado por mi vida durante estos siete años en México, sin ustedes nada habría sido igual y yo no sería la que soy. No sé qué nos deparará el futuro pero estoy segura de que esto no es un adiós sino un ¡¡*hasta ahora!!*



# PUBLICACIONES

Los siguientes artículos han sido preparados y publicados durante la elaboración de esta tesis doctoral:

## *Revistas Arbitradas*

1. Rodríguez, M. & **Delgado-Inglada, G.**, *The Oxygen Abundance in the Solar Neighborhood*, 2011, ApJL, 733, 150
2. **Delgado-Inglada, G.**, Rodríguez, M., Mampaso, A., Viironen, K., *The Iron Abundance in Galactic Planetary Nebulae*, 2009, ApJ, 694, 1335
3. Viironen, K., Greimel, R., Corradi, R. L. M., Mampaso, A., Rodríguez, M., Sabin, L. **Delgado-Inglada, G.**, y 8 coautores, *Candidate planetary nebulae in the IPHAS photometric catalogue*, 2009, A&A, 504, 291
4. Viironen, K., Mampaso, A., Corradi, R. L. M., Rodríguez, M., Greimel, R., Sabin, L., Sale, S. E., Unruh, Y., **Delgado-Inglada, G.**, y 6 coautores, *New young planetary nebulae in IPHAS*, 2009, A&A, 502, 113
5. Viironen, K.; **Delgado-Inglada, G.**; Mampaso, A.; Magrini, L.; Corradi, R. L. M., *The S2N2 metallicity calibrator and the abundance gradient of M33*, 2007, MNRAS, 381, 1719

## *Memorias de congresos*

1. **Delgado-Inglada, G.** & Rodríguez, M., *C/O Abundance Ratios and Dust Features in Galactic Planetary Nebulae*, aparecerá en "Planetary Nebulae: an Eye to the Future", A. Manchado, L. Stanghellini & D. Schoenberner, eds., IAU283 (arXiv:1109.1867)
2. Rodríguez, M. & **Delgado-Inglada, G.**, *Chlorine and Sulfur in nearby planetary nebulae and H II regions*, aparecerá en "Planetary Nebulae: an Eye to the Future", A. Manchado, L. Stanghellini & D. Schoenberner, eds., IAU283 (arXiv:1109.1861)
3. Rodríguez, M. & **Delgado-Inglada, G.**, *An overabundance of oxygen in planetary nebulae of the solar neighborhood*, en "XIII Latin American Regional IAU Meeting" RevMexAAConfSer, 40, 179
4. **Delgado-Inglada, G.**, Rodríguez, M., García-Rojas, J., Peña, M., Ruiz, M. T., *Iron Depletion in ionized Nebulae of the Large Magellanic Cloud*, en "XIII Latin American Regional IAU Meeting" RevMexAAConfSer, 40, 165

5. **Delgado-Inglada, G.** & Rodríguez, M. *Iron depletion onto dust grains in Galactic planetary nebulae*, en "Asymmetric Planetary Nebulae V conference", A. A. Zijlstra, F. Lykou, I. McDonald, and E. Lagadec, eds. (2011) Jodrell Bank Centre for Astrophysics
6. **Delgado-Inglada, G.** & Rodríguez, M. *Iron Depletion and Dust Features in Galactic Planetary Nebulae*, en "Why Galaxies care about AGB Stars II: Shining Examples and Common Inhabitants", Franz Kerschbaum, Thomas Lebzelter, and Bob Wing. eds. (2011) ASP Conference Series, 445, 321



# CONTENIDO

<b>1</b>	<b>Introducción</b>	<b>11</b>
1.1	Motivación y objetivos . . . . .	11
1.2	Estructura . . . . .	12
1.3	Nebulosas planetarias . . . . .	13
1.3.1	Nucleosíntesis en las estrellas progenitoras . . . . .	13
1.3.2	Polvo en nebulosas planetarias . . . . .	16
<b>2</b>	<b>Muestra de objetos</b>	<b>19</b>
2.1	Nebulosas planetarias . . . . .	19
2.1.1	Nebulosas planetarias observadas por nosotros . . . . .	21
2.2	Regiones H II . . . . .	24
<b>I</b>	<b>Composición química</b>	<b>27</b>
<b>3</b>	<b>Cálculo de abundancias</b>	<b>29</b>
3.1	Condiciones físicas . . . . .	29
3.1.1	Efecto de la excitación por recombinación . . . . .	33
3.2	Abundancias iónicas . . . . .	36
3.3	Abundancias totales . . . . .	46
3.3.1	Helio . . . . .	47
3.3.2	Oxígeno . . . . .	48
3.3.3	Nitrógeno . . . . .	49
3.3.4	Azufre . . . . .	50
3.3.5	Neón . . . . .	52
3.3.6	Argón . . . . .	55
3.3.7	Cloro . . . . .	57
3.3.8	Resumen . . . . .	58
3.4	Discusión . . . . .	65

3.5	Resumen . . . . .	75
<b>II</b>	<b>Estudio del polvo presente en las nebulosas planetarias</b>	<b>77</b>
<b>4</b>	<b>Abundancia de hierro y factor de depleción</b>	<b>79</b>
4.1	Introducción . . . . .	79
4.2	Abundancia de Fe <sup>++</sup> . . . . .	80
4.3	Abundancia de otros iones de hierro . . . . .	82
4.4	Abundancia total de hierro y factor de depleción . . . . .	84
4.5	Nebulosas planetarias de alta densidad . . . . .	91
4.6	Resumen . . . . .	92
<b>5</b>	<b>Abundancia de carbono y cociente C/O</b>	<b>95</b>
5.1	Introducción . . . . .	95
5.2	Abundancias iónicas . . . . .	96
5.3	Abundancia total . . . . .	98
5.4	Cociente de abundancias C/O . . . . .	101
<b>6</b>	<b>Rasgos de polvo en el infrarrojo</b>	<b>109</b>
6.1	Introducción . . . . .	109
6.2	Análisis de los datos de <i>Spitzer</i> . . . . .	110
6.2.1	Telescopio <i>Spitzer</i> . . . . .	110
6.2.2	Reducción de los datos . . . . .	110
6.3	Rasgos de polvo . . . . .	112
6.3.1	PAHs . . . . .	113
6.3.2	Carburo de Silicio . . . . .	116
6.3.3	El rasgo en 30 $\mu\text{m}$ . . . . .	116
6.3.4	Silicatos cristalinos y amorfos . . . . .	122
6.3.5	Otros rasgos de polvo . . . . .	128
6.4	Discusión . . . . .	130
<b>III</b>	<b>Conclusiones</b>	<b>139</b>
<b>7</b>	<b>Conclusiones</b>	<b>141</b>
	<b>Apéndices</b>	<b>144</b>
<b>A</b>	<b>Imágenes de la muestra de nebulosas planetarias</b>	<b>147</b>
<b>B</b>	<b>Intensidades de las líneas</b>	<b>171</b>
<b>C</b>	<b>Posiciones observadas con Spitzer</b>	<b>183</b>

# LISTA DE FIGURAS

1.1	Diagrama de Hertzsprung-Russell que muestra la evolución de una estrella de masa baja a intermedia . . . . .	14
2.1	Región del espectro azul de JnEr 1 . . . . .	24
2.2	Región del espectro azul de IC 4593, NGC 2932, NGC 3587 y NGC 6210 . . . . .	25
3.1	Valores de $\text{He}^+/\text{H}^+ + \text{He}^{++}/\text{H}^+$ y de $\text{He}/\text{H}$ respecto al grado de ionización para todos los objetos . . . . .	48
3.2	Valores de $\text{O}^+/\text{H}^+ + \text{O}^{++}/\text{H}^+$ y de $\text{O}/\text{H}$ respecto al grado de ionización para todos los objetos . . . . .	49
3.3	Valores de $\text{N}^+/\text{H}^+$ y de $\text{N}/\text{H}$ respecto al grado de ionización para todos los objetos. . . . .	50
3.4	Valores de $\text{S}^+/\text{H}^+ + \text{S}^{++}/\text{H}^+$ y de $\text{S}/\text{H}$ (obtenidos con diferentes FCI) respecto al grado de ionización para el grupo de regiones H II . . . . .	52
3.5	Valores de $\text{S}^+/\text{H}^+ + \text{S}^{++}/\text{H}^+$ y de $\text{S}/\text{H}$ respecto al grado de ionización para todos los objetos . . . . .	53
3.6	Valores de $\text{Ne}^{++}/\text{H}^+ + \text{Ne}^{+3}/\text{H}^+$ y de $\text{Ne}/\text{H}$ (obtenidos con diferentes FCI) respecto al grado de ionización para el grupo de regiones H II . . . . .	54
3.7	Valores de $\text{Ne}^{++}/\text{H}^+ + \text{Ne}^{+3}/\text{H}^+$ y de $\text{Ne}/\text{H}$ respecto al grado de ionización para todos los objetos . . . . .	54
3.8	Valores de $\text{Ar}^{++}/\text{H}^+ + \text{Ar}^{+3}/\text{H}^+ + \text{Ar}^{+4}/\text{H}^+$ y de $\text{Ar}/\text{H}$ (obtenidos con diferentes FCI) respecto al grado de ionización para las NPs. . . . .	56
3.9	Valores de $\text{Ar}^{++}/\text{H}^+ + \text{Ar}^{+3}/\text{H}^+ + \text{Ar}^{+4}/\text{H}^+$ y de $\text{Ar}/\text{H}$ (obtenidos con diferentes FCI) respecto al grado de ionización para el grupo de regiones H II. . . . .	57
3.10	Valores de $\text{Ar}^{++}/\text{H}^+ + \text{Ar}^{+3}/\text{H}^+ + \text{Ar}^{+4}/\text{H}^+$ y de $\text{Ar}/\text{H}$ respecto al grado de ionización para todos los objetos . . . . .	57
3.11	Valores de $\text{Cl}^+/\text{H}^+ + \text{Cl}^{++}/\text{H}^+ + \text{Cl}^{+3}/\text{H}^+$ y de $\text{Cl}/\text{H}$ (obtenidos con diferentes FCI) respecto al grado de ionización para el grupo de regiones H II. . . . .	59

#### 4 LISTA DE FIGURAS

---

3.12	Valores de $\text{Cl}^+/\text{H}^+ + \text{Cl}^{++}/\text{H}^+ + \text{Cl}^{+3}/\text{H}^+$ y de $\text{Cl}/\text{H}$ (obtenidos con diferentes FCI) respecto al grado de ionización para todos los objetos. . . . .	59
3.13	Abundancias totales de helio y nitrógeno respecto al grado de ionización para todos los objetos. . . . .	66
3.14	Abundancias totales de oxígeno, cloro y azufre respecto al grado de ionización para todos los objetos. . . . .	67
3.15	Abundancias totales de neón y argón respecto al grado de ionización para todos los objetos. . . . .	68
3.16	Valores de $\text{S}/\text{H}$ y $\text{Cl}/\text{H}$ respecto a $\text{O}/\text{H}$ para todos los objetos . . . . .	69
3.17	Valores de $\text{Ne}/\text{H}$ y $\text{Ar}/\text{H}$ respecto a $\text{O}/\text{H}$ para todos los objetos . . . . .	70
3.18	Valores de $\text{S}/\text{O}$ y $\text{Cl}/\text{O}$ respecto a $\text{O}/\text{H}$ para todos los objetos . . . . .	71
3.19	Valores de $\text{Ne}/\text{O}$ y $\text{Ar}/\text{O}$ respecto a $\text{O}/\text{H}$ para todos los objetos . . . . .	72
3.20	Valores de $\text{N}/\text{O}$ respecto a $\text{He}/\text{H}$ para todos los objetos . . . . .	76
4.1	Valores de $\text{Fe}^+/\text{H}^+ + \text{Fe}^{++}/\text{H}^+$ respecto al grado de ionización para todos los objetos . . . . .	83
4.2	Valores de $\text{Fe}/\text{H}$ y factores de depleción para $\text{Fe}/\text{H}$ en función del grado de ionización para todos los objetos . . . . .	85
4.3	Lo mismo que la figura anterior pero para el cociente $\text{Fe}/\text{O}$ . . . . .	89
4.4	Valores de $\text{Fe}/\text{O}$ y factores de depleción para $\text{Fe}/\text{O}$ en función del grado de ionización para todos los objetos . . . . .	89
4.5	Valores de $\text{Fe}/\text{O}$ y factores de depleción para $\text{Fe}/\text{O}$ en función de $\text{O}/\text{H}$ para todos los objetos . . . . .	90
5.1	Suma de las abundancias iónicas de carbono y abundancia total respecto al grado de ionización para las NPs . . . . .	101
5.2	Comparación entre los valores de $\text{C}/\text{O}$ calculados con líneas de líneas de excitación colisional a partir del FCI de la tabla 5.2 y los valores de $\text{C}/\text{O}$ calculados a partir de $\text{C}^{++}/\text{O}^{++}$ respecto al grado de ionización . . . . .	105
5.3	Comparación entre los valores de $\text{C}/\text{O}$ calculados con líneas de excitación colisional a partir del FCI de la tabla 5.2 y los valores de $\text{C}/\text{O}$ obtenidos con líneas de recombinación y diferentes FCI respecto al grado de ionización. . . . .	106
5.4	Comparación entre los valores de $\text{C}/\text{O}$ calculados usando $\text{C}^{++}/\text{O}^{++}$ con líneas de excitación colisional y con líneas de recombinación respecto al grado de ionización . . . . .	106
5.5	Comparación entre los valores de $\text{C}/\text{O}$ calculados con líneas de recombinación y diferentes FCI y a partir de $\text{C}^{++}/\text{O}^{++}$ respecto al grado de ionización	107
6.1	Espectros de IRS/ <i>Spitzer</i> donde se encuentran los rasgos de PAHs . . . . .	117
6.2	Espectros de IRS/ <i>Spitzer</i> donde se encuentran los rasgos de PAHs . . . . .	118
6.3	Espectros de IRS/ <i>Spitzer</i> donde se encuentran los rasgos de PAHs . . . . .	119
6.4	Espectros de IRS/ <i>Spitzer</i> donde se observa el rasgo de SiC . . . . .	120
6.5	Espectros de IRS/ <i>Spitzer</i> donde se marcan los rasgos de los silicatos cristalinos	123
6.6	Espectros de IRS/ <i>Spitzer</i> donde se marcan los rasgos de los silicatos cristalinos	124

6.7	Espectro promedio normalizado de los complejos en 23 $\mu\text{m}$ , 28 $\mu\text{m}$ y 33 $\mu\text{m}$ para todas las fuentes con un disco y sin disco (Molster et al. 2002). . .	127
6.8	Acercamiento a las regiones donde se encuentran los rasgos de los silicatos cristalinos. . . . .	129
6.9	Cociente de abundancias Fe/O y factor de depleción de Fe/O en función del grado de ionización. Las NPs están clasificadas de acuerdo a su morfología	130
6.10	Cociente de abundancias Fe/O y factor de depleción de Fe/O respecto al grado de ionización. Se representan con diferentes símbolos y colores las NPs en las que se detectan o no rasgos de PAHs . . . . .	131
6.11	Cociente de abundancias Fe/O y factor de depleción de Fe/O respecto al grado de ionización. Se representan con diferentes símbolos y colores los rasgos de polvo identificados en el infrarrojo . . . . .	133
6.12	Valores de C/O respecto al grado de ionización. Representamos con distintos colores y símbolos los rasgos de polvo asociados a ambientes ricos en carbono . . . . .	134
6.13	Valores de C/O respecto al grado de ionización. Representamos con distintos colores y símbolos los rasgos de polvo asociados a ambientes ricos en oxígeno . . . . .	135
6.14	Valores de Fe/O y del factor de depleción de Fe/O respecto a los valores de $C/O \simeq C^{++}/O^{++}$ calculado con LEC y LR. Se muestran las NPs con detecciones o no detecciones de PAHs. . . . .	136
6.15	Valores de Fe/O y del factor de depleción de Fe/O respecto a los valores de $C/O \simeq C^{++}/O^{++}$ calculado con LEC y LR. Se muestran las NPs con detecciones o no detecciones de rasgos de polvo asociados a ambientes ricos en carbono. . . . .	137
6.16	Valores de Fe/O y del factor de depleción de Fe/O respecto a los valores de $C/O \simeq C^{++}/O^{++}$ calculado con LEC y LR. Se muestran las NPs con detecciones o no detecciones de rasgos de polvo asociados a ambientes ricos en oxígeno. . . . .	138
A.1	Imágenes de Cn 1-5 y Cn 3-1 tomadas del catálogo PNIC. . . . .	148
A.2	Imágenes de DdDm 1 y Hu 1-1 tomadas del catálogo PNIC. . . . .	149
A.3	Imágenes de Hu 2-1 y IC 418 tomadas del catálogo PNIC. . . . .	150
A.4	Imágenes de y tomadas del catálogo PNIC. . . . .	151
A.5	Imágenes de IC 3568 y IC 4191 tomadas del catálogo PNIC. . . . .	152
A.6	Imágenes de IC 4406 y IC 4593 tomadas del catálogo PNIC. . . . .	153
A.7	Imágenes de IC 4699 y IC 4846 tomadas del catálogo PNIC. . . . .	154
A.8	Imágenes de IC 5217 y JnEr 1 tomadas del catálogo PNIC. . . . .	155
A.9	Imágenes de M 1-20 y M 1-42 tomadas del catálogo PNIC. . . . .	156
A.10	Imágenes de M 1-73 y M 3-29 tomadas del catálogo PNIC. . . . .	157
A.11	Imágenes de M 3-32 y M 3-33 tomadas del catálogo PNIC. . . . .	158
A.12	Imágenes de MyCn 18 y NGC 40 tomadas del catálogo PNIC. . . . .	159
A.13	Imágenes de NGC 2392 y NGC 3132 tomadas del catálogo PNIC. . . . .	160

---

A.14	Imágenes de NGC 3242 y NGC 3587 tomadas del catálogo PNIC. . . . .	161
A.15	Imágenes de NGC 3918 y NGC 5882 tomadas del catálogo PNIC. . . . .	162
A.16	Imágenes de NGC 6153 y NGC 6210 tomadas del catálogo PNIC. . . . .	163
A.17	Imágenes de NGC 6439 y NGC 6543 tomadas del catálogo PNIC. . . . .	164
A.18	Imágenes de NGC 6565 y NGC 6572 tomadas del catálogo PNIC. . . . .	165
A.19	Imágenes de NGC 6720 y NGC 6741 tomadas del catálogo PNIC. . . . .	166
A.20	Imágenes de NGC 6803 y NGC 6818 tomadas del catálogo PNIC. . . . .	167
A.21	Imágenes de NGC 6826 y NGC 6884 tomadas del catálogo PNIC. . . . .	168
A.22	Imágenes de NGC 7026 y NGC 7662 tomadas del catálogo PNIC. . . . .	169
C.1	Cn 1-5. Localización de las diferentes posiciones de rendija en los espectros de <i>Spitzer</i> . . . . .	184
C.2	H 1-50. Localización de las diferentes posiciones de rendija en los espectros de <i>Spitzer</i> . . . . .	185
C.3	Hu 2-1. Localización de las diferentes posiciones de rendija en los espectros de <i>Spitzer</i> . . . . .	186
C.4	IC 418. Localización de las diferentes posiciones de rendija en los espectros de <i>Spitzer</i> . . . . .	186
C.5	IC 2165. Localización de las diferentes posiciones de rendija en los espectros de <i>Spitzer</i> . . . . .	187
C.6	IC 4846. Localización de las diferentes posiciones de rendija en los espectros de <i>Spitzer</i> . . . . .	187
C.7	M 1-20. Localización de las diferentes posiciones de rendija en los espectros de <i>Spitzer</i> . . . . .	188
C.8	M 2-27. Localización de las diferentes posiciones de rendija en los espectros de <i>Spitzer</i> . . . . .	189
C.9	M 2-31. Localización de las diferentes posiciones de rendija en los espectros de <i>Spitzer</i> . . . . .	190
C.10	M 2-42. Localización de las diferentes posiciones de rendija en los espectros de <i>Spitzer</i> . . . . .	191
C.11	MyCn 18. Localización de las diferentes posiciones de rendija en los espectros de <i>Spitzer</i> . . . . .	192
C.12	NGC 40. Localización de las diferentes posiciones de rendija en los espectros de <i>Spitzer</i> . . . . .	193
C.13	NGC 2392. Localización de las diferentes posiciones de rendija en los espectros de <i>Spitzer</i> . . . . .	194
C.14	NGC 3132. Localización de las diferentes posiciones de rendija en los espectros de <i>Spitzer</i> . . . . .	195
C.15	NGC 3242. Localización de las diferentes posiciones de rendija en los espectros de <i>Spitzer</i> . . . . .	196
C.16	NGC 3918. Localización de las diferentes posiciones de rendija en los espectros de <i>Spitzer</i> . . . . .	197

---

C.17	NGC 6210. Localización de las diferentes posiciones de rendija en los espectros de <i>Spitzer</i> . . . . .	198
C.18	NGC 6720. Localización de las diferentes posiciones de rendija en los espectros de <i>Spitzer</i> . . . . .	199
C.19	NGC 6741. Localización de las diferentes posiciones de rendija en los espectros de <i>Spitzer</i> . . . . .	200
C.20	NGC 6826. Localización de las diferentes posiciones de rendija en los espectros de <i>Spitzer</i> . . . . .	200
C.21	NGC 6884. Localización de las diferentes posiciones de rendija en los espectros de <i>Spitzer</i> . . . . .	201
C.22	NGC 7662. Localización de las diferentes posiciones de rendija en los espectros de <i>Spitzer</i> . . . . .	201
C.23	NGC 7026. Localización de las diferentes posiciones de rendija en los espectros de <i>Spitzer</i> . . . . .	202





## LISTA DE TABLAS

2.1	Muestra de Nebulosas Planetarias . . . . .	22
2.2	Observaciones . . . . .	23
3.1	Nebulosas Planetarias. Densidad electrónica con diferentes diagnósticos . . . . .	31
3.2	Regiones H II. Densidad electrónica con diferentes diagnósticos . . . . .	32
3.3	Nebulosas Planetarias. Condiciones físicas . . . . .	34
3.4	Regiones H II. Condiciones físicas . . . . .	36
3.5	NPs. Abundancias iónicas I . . . . .	40
3.6	NPs. Abundancias iónicas II . . . . .	41
3.7	NPs. Abundancias iónicas III . . . . .	42
3.8	NPs. Abundancias iónicas IV . . . . .	43
3.9	Regiones H II. Abundancias iónicas I . . . . .	45
3.10	Regiones H II. Abundancias iónicas II . . . . .	45
3.11	Regiones H II. Abundancias iónicas III . . . . .	46
3.12	Potenciales de ionización . . . . .	47
3.13	NPs. Factores de corrección por ionización . . . . .	60
3.14	Regiones H II. Factores de corrección por ionización . . . . .	61
3.15	NPs. Abundancias totales . . . . .	62
3.16	Regiones H II. Abundancias totales . . . . .	64
4.1	NPs. Abundancias iónicas de $\text{Fe}^{+i}$ . . . . .	81
4.2	Regiones H II. Abundancias iónicas de $\text{Fe}^{+i}$ . . . . .	82
4.3	NPs. Abundancia total de hierro . . . . .	86
4.4	Regiones H II. Abundancia total de hierro . . . . .	87
4.5	NPs con gradientes de densidad . . . . .	93
5.1	Potenciales de ionización y líneas de C . . . . .	96
5.2	Abundancias iónicas, FCI y abundancias totales de C . . . . .	99
5.3	Cociente de abundancias C/O . . . . .	103

6.1	Módulos de Spitzer . . . . .	110
6.2	Rasgos de polvo I: PAHs . . . . .	114
6.3	Rasgos de polvo II: SiC y rasgo en $30 \mu\text{m}$ . . . . .	121
6.4	<i>Rasgos de polvo III: Silicatos</i> . . . . .	125
B.1	IC 4593. Intensidades de las líneas . . . . .	172
B.2	JnEr 1. Intensidades de las líneas . . . . .	174
B.3	NGC 2392. Intensidades de las líneas . . . . .	175
B.4	NGC 3587. Intensidades de las líneas . . . . .	177
B.5	NGC 6210. Intensidades de las líneas . . . . .	178

# 1

## INTRODUCCIÓN

### 1.1 Motivación y objetivos

Este trabajo de doctorado ha sido motivado por los resultados obtenidos durante mi tesis de maestría, donde se calculó la abundancia de hierro en un grupo de 18 nebulosas planetarias (NPs) del disco de nuestra galaxia utilizando tanto datos de la literatura como espectros obtenidos por nosotros en el telescopio de 2.2 m situado en San Pedro Mártir (México). Se obtuvieron valores muy bajos de la abundancia de hierro en el gas en todas las NPs, apuntando a que la mayoría de los átomos de hierro en estos objetos estarían depositados en granos de polvo. Además, encontramos diferencias importantes en las abundancias de hierro de unas NPs a otras, lo que probablemente está reflejando diferencias en los procesos de formación y destrucción de los granos de polvo en los diferentes objetos. Por ejemplo, los granos de polvo podrían ser destruidos gradualmente a medida que la NP evoluciona. Sin embargo, no encontramos una correlación clara entre la abundancia de hierro y parámetros relacionados con la edad de las NPs (como la densidad electrónica, el brillo superficial en  $H\beta$ , o el radio nebuloso). Todo esto nos motivó a ampliar la muestra de NPs a un grupo más numeroso y a realizar en ellas un análisis más completo que el anterior. Para ello, hemos recopilado de la literatura todas las NPs con espectros visibles de alta calidad, suficientemente profundos y con la resolución adecuada como para poder medir bien líneas débiles como las de  $[Fe\ III]$ ,  $[N\ II]\ \lambda 5755$  y  $[O\ III]\ \lambda 4363$ , necesarias para calcular valores fiables de las condiciones físicas y abundancias iónicas.

Los objetivos principales de este trabajo son dos, analizar la composición química de las NPs y estudiar el polvo presente en ellas. Para estudiar la composición química analizamos las abundancias de oxígeno, helio, nitrógeno, neón, azufre, cloro y argón. Como se

explicará más adelante, la abundancia de algunos de estos elementos no se ve modificada a lo largo de la vida de la estrella, de manera que refleja la composición del medio en el que ésta se formó, mientras que la abundancia de otros está afectada por diferentes procesos de nucleosíntesis que tienen lugar en el interior de las estrellas. Por lo tanto, el estudio conjunto de la abundancia de todos los elementos mencionados más arriba nos proporciona información tanto del medio en el que se formaron las estrellas progenitoras de las NPs como de las mismas estrellas y su evolución. Por otro lado, analizamos el polvo presente en la muestra de NPs de tres formas diferentes. En primer lugar, usamos los espectros visibles para calcular la abundancia de hierro en el gas, que al compararla con un valor de referencia, nos permite inferir la cantidad de átomos de hierro que se encuentran depositados en granos de polvo. En segundo lugar, derivamos el cociente de abundancias C/O en las NPs, y lo utilizamos como indicador del tipo de polvo que se encuentra en ellas, ya que el valor de C/O en las atmósferas de las estrellas progenitoras de las NPs determina si se forman granos ricos en carbono o ricos en oxígeno. Por último, utilizamos los espectros infrarrojos disponibles para identificar diferentes rasgos de polvo en las NPs. Finalmente, exploramos posibles relaciones entre las depleciones de hierro, los valores de C/O y los rasgos infrarrojos de polvo presentes en las NPs.

También hemos analizado con el mismo procedimiento un grupo de 8 regiones H II de nuestra galaxia que tienen los mejores espectros ópticos de la literatura con el objetivo de comparar con los resultados obtenidos en la muestra de NPs. Ambos tipos de objetos son muy diferentes, mientras que las regiones H II se encuentran alrededor de estrellas recién formadas, las NPs rodean estrellas en su fase final, pero al tratarse en ambos casos de regiones fotoionizadas, se pueden analizar de forma similar, y la comparación entre ellos puede proporcionarnos información sobre la evolución química y de los granos de polvo en nuestra galaxia.

Nuestro estudio difiere de otros en la literatura porque sólo utilizamos espectros de alta calidad (profundos y de alta resolución) y porque realizamos un análisis homogéneo en todos los objetos: usando las mismas líneas, los mismos datos atómicos, los mismos procedimientos para calcular las condiciones físicas y abundancias iónicas, y los mismos factores para corregir por la presencia de iones no observados. Todo esto hace que tanto los resultados que obtenemos como la comparación entre NPs y regiones H II sean más fiables.

## **1.2 Estructura**

En el capítulo 1 (éste) se discuten los objetivos de este trabajo, y se realiza una breve introducción acerca de las NPs y cual es su importancia en el estudio de la evolución química y del polvo presente en las galaxias.

En el capítulo 2 describimos la muestra de NPs y los criterios de selección de la misma así como algunas características de los objetos. En este capítulo también se presenta el grupo de regiones H II con el que se comparan los resultados.

La primera parte de la tesis se discute en el capítulo 3 y comprende el estudio de la composición química. En este capítulo mostramos el cálculo de las condiciones físicas, de las abundancias iónicas y totales de oxígeno, helio, nitrógeno, neón, azufre, cloro y argón. Para cada elemento, detallamos los diferentes factores de corrección utilizados y discutimos

los resultados obtenidos.

La segunda parte de la tesis está dedicada al estudio del polvo presente en las NPs de la muestra. En el capítulo 4 calculamos la abundancia de hierro en las NPs y en el grupo de regiones H II Galácticas, y comparamos los resultados obtenidos en ambos tipos de objetos. En el capítulo 5 determinamos la abundancia de carbono y discutimos el cociente de abundancias C/O como indicador del tipo de polvo presente en los objetos, así como las incertidumbres asociadas a este cálculo. Por último, en el capítulo 6 analizamos los espectros infrarrojos disponibles para la muestra de NPs identificando en ellos diferentes rasgos de polvo. Al final de este capítulo discutimos todos los resultados obtenidos en esta segunda parte de la tesis.

Finalmente, en el capítulo 7 presentamos las conclusiones de la tesis.

### 1.3 Nebulosas planetarias

Las NPs son nubes de gas de baja densidad (con valores típicos de la densidad electrónica entre 100 y 10 000  $\text{cm}^{-3}$ ) iluminadas por una estrella central caliente (con una temperatura efectiva  $T_{\text{ef}} \simeq 30\,000 - 200\,000$  K) de masa baja a intermedia ( $M \sim 0.8 - 8 M_{\odot}$  en la secuencia principal) que está pasando de la fase de AGB (rama asintótica de las gigantes, AGB por sus siglas en inglés) a la de enana blanca expandiéndose a una velocidad típica de 25  $\text{km s}^{-1}$ . Esta fase comienza cuando el material que ha ido perdiendo la estrella a través de los vientos es ionizado por la estrella central, al alcanzar ésta una temperatura por encima de unos 30 000 K. En la figura 1.1 se muestran de forma esquemática las fases principales en la evolución de una estrella de masa baja a intermedia.

Las NPs son herramientas muy poderosas para estudiar tanto la composición química como la evolución de los granos de polvo en el medio interestelar de nuestra galaxia. Por un lado, proporcionan información sobre la composición química del medio en el que se formaron sus estrellas progenitoras y sobre los procesos de nucleosíntesis que tienen lugar en su interior. Por otro lado, el polvo que se encuentra en las NPs se formó en las atmósferas frías de las estrellas AGB, que son una de las fuentes más eficientes de polvo circunestelar en nuestra galaxia (Whittet 2003).

#### 1.3.1 Nucleosíntesis en las estrellas progenitoras de las NPs

La evolución química en nuestra galaxia está dirigida por los procesos de nucleosíntesis que tienen lugar en las estrellas. Las estrellas más evolucionadas regresan una parte considerable de los elementos que sintetizan en su interior al medio interestelar. El estudio de este material nos permite analizar cómo se producen los diferentes elementos en el interior de las estrellas, cómo son llevados a la superficie, y cómo después son eyectados al medio interestelar, contribuyendo al enriquecimiento de la Galaxia.

Las abundancias superficiales de las estrellas de masa baja a intermedia pueden verse modificadas antes de llegar a la fase de AGB y también durante esta fase, que es la última etapa de combustión nuclear. Existen varias revisiones recientes sobre este tema en la literatura como las de Busso et al. (1999) y Herwig (2005), por lo que nosotros sólo mencionamos aquí algunos aspectos relevantes para nuestro análisis. A lo largo de su evolución, las estrellas AGB van sufriendo diferentes procesos de mezclado convectivo en los que el

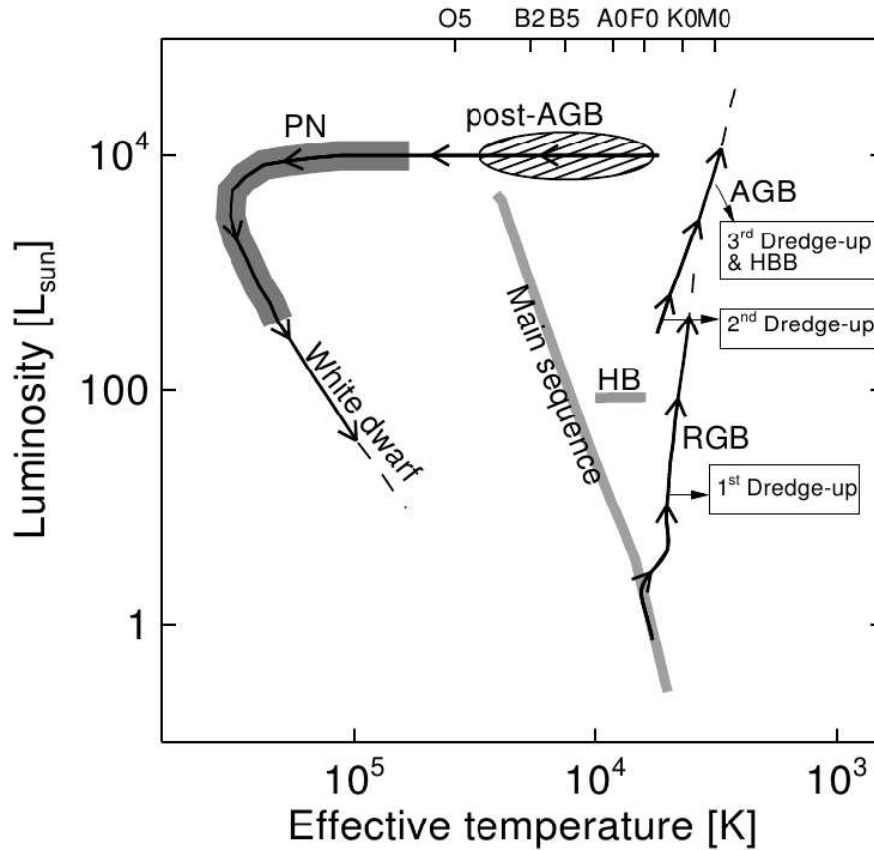


FIGURA 1.1: Diagrama de Hertzsprung-Russell que muestra la evolución de una estrella de masa baja a intermedia. Se muestran las diferentes fases con los episodios de mezclado. En la parte superior se muestran los tipos espectrales (Cox 2000). Los acrónimos corresponden a: MS – secuencia principal, RGB – rama de gigante roja, AGB – rama asintótica de las gigantes, HBB – Hot Bottom Burning, PN – nebulosa planetaria. Imagen tomada de Bernard-Salas 2003.

material sintetizado en las regiones más internas es llevado hacia la superficie, donde puede ser eyectado al medio interestelar mediante los vientos estelares. Estos procesos, llamados dragados, ocurren cuando la envoltura de la estrella se expande y se enfría, al mismo tiempo que el núcleo se contrae después de un evento de combustión nuclear (Herwig 2005).

El *primer dragado* tiene lugar durante la fase de gigante roja, después de la combustión de hidrógeno en el núcleo, y lleva a la superficie los productos de dicha combustión. Provoca el aumento de la abundancia superficial de  $^4\text{He}$ , y el incremento de  $^{14}\text{N}$  y  $^{13}\text{C}$  a expensas de  $^{12}\text{C}$ , mientras que la abundancia de  $^{16}\text{O}$  permanece prácticamente invariable. El *segundo dragado* ocurre al finalizar la combustión de helio en el núcleo, durante la fase temprana de AGB, y transporta a la superficie los productos de la combustión de hidrógeno en capas por encima del núcleo. Este proceso ocurre sólo en estrellas con  $M \gtrsim 3M_{\odot}$  (aunque las predicciones sobre este límite inferior varían según el modelo y la metalicidad), y modifica las

abundancias superficiales en las estrellas aumentando  ${}^4\text{He}$  y  ${}^{14}\text{N}$ , y disminuyendo  ${}^{12}\text{C}$ ,  ${}^{13}\text{C}$ , y  ${}^{16}\text{O}$  (Marigo 2001; Karakas 2003). A metalicidad solar, no se espera que la abundancia de oxígeno varíe de forma significativa. La fase previa a la de NP, la etapa de AGB, está caracterizada por la combustión de hidrógeno y helio en las capas delgadas situadas por encima del núcleo degenerado de carbono y oxígeno. Los productos de la combustión del helio pueden ser transportados a la superficie en la fase de AGB mediante el *tercer dragado*, que ocurre en estrellas con  $M \gtrsim 1.5 - 2M_{\odot}$  a metalicidad solar (Marigo 2001; Karakas 2003; Karakas et al. 2009). El tercer dragado consiste en varios procesos de mezclado posteriores a los pulsos térmicos (flashes de helio). El resultado es que la superficie de la estrella se enriquece en  ${}^{12}\text{C}$  y otros productos de la combustión de helio, así como elementos pesados producidos por procesos *s*. La relevancia del tercer dragado radica en que puede producir el cambio de la química de la estrella. Cuando una estrella se forma, el cociente de abundancias C/O que muestra es menor a uno, reflejando la composición química del medio interestelar en el que se formó. Si se produce el número suficiente de pulsos térmicos y su posterior dragado a la superficie mediante el tercer dragado, la estrella AGB, originalmente rica en oxígeno, puede pasar a ser rica en carbono. El valor final de C/O depende de la masa inicial de la estrella, de la metalicidad del medio en el que se forma, y de los procesos de pérdida de masa. Por último, el proceso conocido como *Hot bottom burning* (que consiste en nucleosíntesis por captura de protones) puede ocurrir en la fase de AGB de las estrellas con masas en la secuencia principal por encima de  $\sim 4 - 4.5M_{\odot}$  (Marigo 2001; Karakas 2003; Karakas et al. 2009). En estas estrellas, la envoltura convectiva penetra hacia la capa donde se está quemando H (el ciclo CN está quemando  ${}^{12}\text{C}$  en  ${}^{14}\text{N}$ ), y si la temperatura es suficiente (en las estrellas más masivas) se puede llegar a activar el ciclo ON que quema  ${}^{16}\text{O}$  produciendo  ${}^{14}\text{N}$ . A consecuencia del *Hot bottom burning* se produce una disminución de  ${}^{12}\text{C}$  y  ${}^{16}\text{O}$ , y un aumento de  ${}^{13}\text{C}$  en  ${}^{14}\text{N}$ , por lo que la química de la estrella AGB puede pasar a ser de nuevo rica en oxígeno.

Se puede concluir que la abundancia de carbono que se observa en las NPs informa sobre la eficiencia del tercer dragado en relación al *Hot bottom burning*; la abundancia de nitrógeno se ve afectada por los tres procesos de dragado; la abundancia de helio refleja el efecto acumulado del primer dragado, segundo dragado, tercer dragado y *Hot bottom burning*; y las abundancias de oxígeno y neón contienen información sobre el tercer dragado y el *Hot bottom burning*, aunque sólo se espera que se vean afectadas de forma significativa a metalicidades menores a la solar (Chiappini et al. 2009, y referencias). De manera que el análisis de las abundancias de nitrógeno, helio, y carbono nos proporciona información sobre la nucleosíntesis que ha tenido lugar en las estrellas progenitoras, mientras que el azufre, el cloro y el argón trazan la metalicidad de la región en donde se formó la estrella progenitora de la NP, por último, el análisis de las abundancias de oxígeno y neón nos puede arrojar información sobre la modificación o no de sus abundancias a metalicidad solar.

La comparación de las abundancias en NPs y regiones H II es interesante porque mientras las regiones H II son objetos jóvenes que trazan la composición del medio interestelar actual, las NPs trazan el medio interestelar en el momento en que se formaron sus estrellas progenitoras (cuyas edades se extienden hasta varios  $10^9$  años). Existen en la literatura numerosos trabajos sobre composición química en NPs y regiones H II de nuestra galaxia



y galaxias cercanas (ver por ejemplo la revisión reciente de Kwitter & Henry 2011, y referencias), pero en muchos casos se mezclan espectros de diferente calidad, y se utilizan resultados obtenidos con diferentes datos atómicos, o distintos métodos para calcular las condiciones físicas y las abundancias iónicas, y diferentes correcciones para estimar las abundancias totales de cada elemento. Esto provoca que la comparación entre objetos sea poco adecuada, y las conclusiones derivadas de dicha comparación poco fiables. Como mencionamos más arriba, nuestro objetivo es realizar un análisis homogéneo de las abundancias químicas en un grupo de NPs y regiones H II con espectros de alta calidad, y comparar los resultados en ambos tipos de objetos.

### *1.3.2 Polvo en nebulosas planetarias*

El espacio que existe entre las estrellas en una galaxia, generalmente denominado medio interestelar (MI), no está vacío, sino que contiene gas, polvo, campos magnéticos y partículas cargadas. Aproximadamente el 99% en masa del MI es gas y el 1% restante está formado por granos de polvo. La materia que forma el MI no está distribuida de forma homogénea y alcanza sus mayores densidades en las nubes moleculares, donde se forman moléculas complejas. Las partículas de polvo pueden formarse en las atmósferas de las gigantes rojas y las estrellas AGB, en los vientos de las estrellas Wolf-Rayet y en las supernovas. Este material pasará a enriquecer el medio interestelar con elementos pesados. Los granos de polvo juegan un papel muy importante en el MI, afectando desde la termodinámica y la química del gas, hasta la dinámica de la formación estelar. Además, modifican la forma de los espectros de las galaxias, ya que atenúan la radiación emitida a longitudes de onda bajas y la emiten en la región infrarroja del espectro. Después de la formación de estrellas es necesario el polvo para poder formar planetas y vida.

Las estrellas progenitoras de las NPs, las estrellas AGB, pierden una gran parte de su envoltura a través de vientos, y se sabe que son una de las fuentes más eficientes de polvo circunestelar (Whittet 2003). Las atmósferas de estas estrellas son lugares especialmente favorables para la formación de granos de polvo debido a su bajas temperaturas (menores a 1500 K en las regiones de formación de polvo) y sus elevadas densidades ( $\sim 10^{13} \text{ cm}^{-3}$ ). Existen numerosos estudios sobre el polvo presente tanto en estrellas AGB como en las NPs, tratando de detectarlo, y estudiar su estructura y composición, así como estudios sobre los procesos de formación de los granos de polvo, su crecimiento y destrucción por colisiones o por la radiación, pero todavía no está claro cuánto polvo tienen las NPs ni si los granos son destruidos o modificados a lo largo de su vida. Pottasch et al. (1984) y Lenzuni et al. (1989) estudiaron NPs con datos de *IRAS* y encontraron que los cocientes de masa de polvo a gas ( $M_p/M_g$ ) disminuían con el radio nebuloso (parámetro que ellos utilizaron como indicador de la edad nebuloso). Sin embargo, estos resultados dependen fuertemente de las distancias de las NPs, que generalmente son bastante imprecisas. En un trabajo posterior, Stasińska & Szczerba (1999) utilizaron cantidades independientes de la distancia para derivar los cocientes  $M_p/M_g$  y no encontraron ninguna correlación con el brillo superficial en  $H\beta$  (el indicador de edad nebuloso utilizado por estos autores). Stasińska & Szczerba (1999) concluyeron que no existe evidencia de una disminución en el cociente en masa de polvo a gas a medida que la NP evoluciona, pero las incertidumbres asociadas a los cálcu-



los hacen que este tema todavía no esté zanjado. Para analizar el polvo presente en las NPs, nosotros nos centramos en el estudio de los factores de depleción, el cociente de abundancias C/O y la detección de rasgos de polvo en el infrarrojo.

Las estrellas AGB son una fuente muy importante de polvo en nuestra galaxia, y el tipo de polvo que se forma en sus atmósferas depende del valor del cociente de abundancias C/O. Los elementos más abundantes en las atmósferas de las estrellas AGB, después del hidrógeno y del helio, son el oxígeno y el carbono. La molécula de CO es estable y abundante, y se va formando en las estrellas AGB hasta que se agota alguno de estos dos elementos. Los granos de polvo que se forman posteriormente dependen de la química del gas alrededor de ella, de forma que el valor del cociente de abundancias C/O define si las partículas de polvo serán ricas en oxígeno o en carbono. Si el carbono es más abundante que el oxígeno, todo el oxígeno quedará atrapado en la molécula de CO, y habrá átomos de carbono disponibles para formar granos de polvo como grafito, carbono amorfo o SiC. Por el contrario, si el oxígeno es más abundante que el carbono, los átomos de oxígeno disponibles formarán principalmente óxidos y silicatos (Whittet 2003). El hecho de que carbono u oxígeno sean más abundantes depende de los procesos de nucleosíntesis que ocurren en el interior de las estrellas AGB. Según los modelos teóricos, se espera que las progenitoras con masas por debajo de  $1.5 - 2 M_{\odot}$  sean ricas en oxígeno, mientras que las progenitoras con masas intermedias, donde ocurre el tercer dragado pero no el *Hot Bottom Burning* ( $M \sim 2 - 4.5 M_{\odot}$ ), serán ricas en carbono, y las progenitoras más masivas que sufren el *Hot bottom burning* ( $M \gtrsim 4.5 M_{\odot}$ ) serían de nuevo ricas en oxígeno. Por lo tanto, el análisis del cociente C/O en las NPs nos da una idea de la masa de la estrella progenitora y del tipo de granos de polvo que se formaron en su atmósfera. Una alternativa al estudio de C/O para determinar si el polvo que se encuentra en las NPs es rico en oxígeno o rico en carbono, es analizar directamente sus espectros infrarrojos. En ellos podemos encontrar rasgos de especies ricas en oxígeno como silicatos amorfos y cristalinos, y de especies que se forman en ambientes ricos en carbono como SiC, el rasgo en  $30 \mu\text{m}$ , o los PAHs.

Por otro lado, la depleción de un elemento químico en el gas interestelar se refiere a la sub-abundancia que se observa con respecto a un valor de referencia estándar (Whittet 2010); usando la abundancia solar como valor de referencia, tenemos que el factor de depleción de un elemento X viene dado por:  $[X/H] = \log(X/H) - \log(X/H)_{\odot}$ . Las depleciones que se obtienen de varios elementos refractarios llevan a la evidencia de que estos se encuentran depositados en los granos de polvo. Las diferencias que se encuentran en los factores de depleción obtenidos en diferentes ambientes nos informan sobre la formación y destrucción de los granos en el MI (ver por ejemplo, Whittet 2003), y los factores de depleción en las NPs pueden proporcionarnos información sobre cómo son estos procesos en el gas ionizado. Para poder estudiar la sensibilidad de las depleciones al medio ambiente hay que elegir un elemento que se encuentre en su mayoría depositado en los granos de polvo, como son hierro, aluminio, calcio, silicio y níquel, ya que la destrucción de una pequeña cantidad de polvo se va a traducir en un aumento considerable en la abundancia en el gas de dicho elemento. El problema es que las abundancias de estos elementos son generalmente difíciles de medir en el gas ionizado, debido a la falta de líneas de emisión adecuadas o de datos atómicos, y también a las correcciones, a veces muy inciertas, que hay que realizar por los

iones que no se pueden observar. Además, las NPs cubren un amplio intervalo de grados de ionización, y por lo tanto de estados de ionización, que, unido a lo anterior, hace que los factores de depleción calculados hasta la fecha en NPs (usando diferentes iones y diferentes correcciones para los iones no observados, y diferentes datos atómicos) sean bastante inciertos y la comparación entre objetos bastante complicada. Los valores publicados de las abundancias de los elementos refractarios en NPs cubren los intervalos:  $1/6 - 1/300$  de la abundancia solar para Ca,  $1/2 - 1/350$  para Al,  $1/3 - 1/300$  para Fe, desde un valor aproximadamente solar hasta  $1/10$  para Mg, y desde aproximadamente solar hasta  $1/20$  para Si (Delgado Inglada et al. 2009, y referencias). De todos los elementos refractarios mencionados anteriormente, el hierro es el que tiene las líneas más intensas en el intervalo visible del espectro. Además, como la mayoría de átomos de hierro están depositados en granos de polvo y como la abundancia cósmica de hierro es relativamente alta, este elemento es un contribuyente importante a la masa de granos de polvo refractario (Sofia et al. 1994), y la abundancia de hierro en el gas probablemente refleja la abundancia de los elementos refractarios en el polvo. Por estas razones, hemos elegido este elemento para estudiar los factores de depleción en el gas ionizado de las NPs. Nosotros calculamos de forma homogénea el factor de depleción de hierro en una muestra de NPs y regiones H II de nuestra galaxia y comparamos los resultados entre sí. Es interesante comparar los resultados entre ambos tipos de objetos porque mientras que el polvo que se encuentra en las NPs es polvo recién formado en las atmósferas de sus estrellas progenitoras, los granos de polvo presentes en las regiones H II se encontraban anteriormente en la nube molecular asociada y por lo tanto, se pueden considerar granos procesados.

# 2

## MUESTRA DE OBJETOS

### 2.1 Nebulosas planetarias

Las NPs han sido seleccionadas de forma que podamos calcular su abundancia de hierro mediante el procedimiento derivado por Rodríguez & Rubin (2005), basado en un grupo de regiones H II y NPs de bajo grado de ionización, en los que  $\text{Fe}^+$ ,  $\text{Fe}^{++}$ , y  $\text{Fe}^{+3}$  son los estados mayoritarios de hierro, y  $\text{O}^+$ ,  $\text{O}^{++}$  son los estados mayoritarios de oxígeno. Este análisis se describe en detalle en el capítulo 5. Para acotar nuestra muestra principal hemos considerado un grupo de NPs con determinaciones de la abundancia de  $\text{O}^{+3}$ , calculadas con las líneas  $[\text{O IV}] 1401 \text{ \AA}$  y/o  $25.9 \mu\text{m}$  (Liu et al. 2004b; Tsamis et al. 2003a), y hemos encontrado que en aquellas con  $I(\text{He II } \lambda 4686)/I(\text{H}\beta) \lesssim 0.3$ , la contribución de  $\text{O}^{+3}$  a la abundancia total de oxígeno es menor a un 10%. Establecemos este criterio como condición inicial que toda NP de nuestra muestra principal debe satisfacer. Además, los objetos tienen espectros profundos y de alta resolución en los que se pueden medir todas las líneas necesarias para calcular valores fiables de las condiciones físicas y las abundancias iónicas involucradas en este análisis. En los espectros de ocho NPs no hay identificada ninguna línea de  $[\text{Fe III}]$ . En ellas hemos estimado un límite superior a la abundancia de este ión a partir de líneas de recombinación cercanas a  $[\text{Fe III}] \lambda 4658$ , que suele ser la línea de hierro más brillante para las condiciones típicas de las NPs, dichas líneas son  $\text{C IV } \lambda 4658$  y  $\text{O II } \lambda 4661$ .

En este trabajo, hemos descartado de la muestra principal las NPs con una densidad por encima de  $25\,000 \text{ cm}^{-3}$ , en las que es complicado obtener buenas estimaciones de las condiciones físicas, y por lo tanto, sus abundancias iónicas son más inciertas. Sin embargo,

en un análisis de cinco NPs con densidades altas, obtuvimos abundancias de hierro similares a las de NPs con  $n_e < 25\,000\text{ cm}^{-3}$ ; de manera que no esperamos que este criterio esté introduciendo sesgos importantes a nuestra muestra de NPs (en el capítulo 4 se muestra este análisis y los resultados).

Resumiendo, la muestra inicial está formada por 52 NPs con una densidad menor a  $25\,000\text{ cm}^{-3}$ , con un grado de ionización relativamente bajo,  $I(\text{He II } \lambda 4686)/I(\text{H}\beta) \lesssim 0.3$ , y con espectros profundos; con estos criterios de selección probablemente estamos excluyendo NPs débiles y/o viejas. Cinco de las NPs de la muestra han sido observadas por nosotros y el resto han sido seleccionadas de la literatura. En la siguiente sección se habla en más detalle sobre las observaciones realizadas por nosotros.

Con el objetivo de comparar los resultados, hemos ampliado el límite superior del cociente  $I(\text{He II } \lambda 4686)/I(\text{H}\beta)$  hasta 0.6, añadiendo a la muestra inicial cinco nuevas NPs: NGC 6741, NGC 3918, NGC 7662, NGC 6818, e IC 2165. Los valores de dicho cociente en estos objetos son 0.36, 0.41, 0.44, 0.61 y 0.64 respectivamente, y se espera que en estas NPs la contribución de iones de mayor grado de ionización a los que nosotros consideramos sea importante.

Para darnos una idea de posibles sesgos en la muestra de NPs, hemos comprobado cuantas NPs estamos dejando fuera con cada uno de estos criterios. Considerando los trabajos de los que tomamos las diferentes intensidades de las líneas, los cuatro con muestras más numerosas son los de Liu et al. (2004a); Tsamis et al. (2003a); Wesson et al. (2005); Wang & Liu (2007), con 12, 12, 23 y 25 objetos respectivamente. El criterio de bajo grado de ionización,  $I(\text{He II } \lambda 4686)/I(\text{H}\beta) \lesssim 0.3$ , deja fuera de la muestra once NPs de un total de 72, seis si tomamos en cuenta las cinco NPs de mayor grado de ionización mencionadas en el párrafo anterior. En estas seis NPs que no incluimos, se espera que  $\text{O}^+$ ,  $\text{O}^{++}$ ,  $\text{Fe}^+$ ,  $\text{Fe}^{++}$  y  $\text{Fe}^{+3}$  ya no sean los iones mayoritarios y por tanto el procedimiento que utilizamos para calcular las abundancias de hierro puede no ser válido. Por otro lado, considerando estos cuatro trabajos, hay alrededor de diez NPs con  $n_e > 25\,000\text{ cm}^{-3}$ , de las cuales ya han sido analizadas cinco (Delgado Inglada et al. 2009), y como mencionamos más arriba, no encontramos diferencias significativas en las abundancias de hierro de las NPs con y sin densidades altas.

La tabla 2.1 muestra las 57 NPs de nuestra galaxia que forman la muestra final, incluyendo las 5 NPs con  $I(\text{He II } \lambda 4686)/I(\text{H}\beta) > 0.3$  (marcadas con un asterisco). Las NPs de la muestra se encuentran en un intervalo de distancias  $\sim 600\text{ pc} - 11.4\text{ kpc}$ , y distancias galactocéntricas entre  $\sim 60\text{ pc}$  y  $10.6\text{ kpc}$ . En la tabla aparecen algunos datos de interés como el nombre común del objeto, el nombre en el catálogo PNG, el flujo en  $\text{H}\beta$  y en 5 GHz (Cahn et al. 1992; Acker et al. 1992), el diámetro angular  $\theta$  (Acker et al. 1992; Wang & Liu 2007) y el tipo de Peimbert (Quireza et al. 2007). Peimbert (1978) clasificó a las NPs en cuatro tipos dependiendo de su composición química, sus propiedades cinemáticas y su distribución en la Galaxia. Cada uno de estos tipos pertenece a una población de objetos diferente del disco fino (tipos I y II), del disco grueso (tipo III) y del halo (tipo IV). Posteriormente se han ido modificando los criterios y se ha añadido el tipo V para las NPs del bulbo. En el capítulo 3 se hablará más en detalle de las características de cada tipo, pero según la clasificación de Quireza et al. (2007) nuestra muestra consiste en 1 NP de tipo I, 35

NPs de tipo II, 11 NPs de tipo III, y 5 NPs de tipo IV (hay 5 NPs que no están clasificadas por estos autores), por lo que la mayoría de las NPs de la muestra son objetos del disco delgado con masas intermedias:  $M \sim 1.2 - 2.4 M_{\odot}$  (Quireza et al. 2007).

Para diferenciar las NPs del bulbo de las del disco se suelen tener en cuenta las siguientes consideraciones. Dada la distancia a la que se encuentra el centro Galáctico, y dado que es bastante improbable que las NPs que se encuentran a gran altura sobre el plano Galáctico pertenezcan al bulbo, el primer criterio que se usa para establecer que una NP probablemente pertenece al bulbo es que se encuentre a menos de  $20^{\circ}$  del centro Galáctico (Wang & Liu 2007). Para distinguir los objetos del bulbo de los objetos de fondo se establece que el flujo observado a 5 GHz sea menor a un cierto límite, ya que de lo contrario la NP probablemente será un objeto más cercano, Wang & Liu (2007) establecen este límite en 50 mJy. Por último, se tiene en cuenta el tamaño angular de las NPs, ya que no se espera encontrar NPs muy extensas a la distancia del bulbo, el criterio que se usa generalmente para la pertenencia al bulbo es que tengan  $\theta < 20''$  (Pottasch & Acker 1989). Nosotros consideramos NPs del bulbo aquellas que aparecen clasificadas como tales en los trabajos de los que tomamos las intensidades de las líneas. En la última columna de la tabla 2.1 aparecen marcadas con el tipo V, además del tipo dado por Quireza et al. (2007).

En el apéndice A mostramos las imágenes disponibles en la literatura para las NPs que forman nuestra muestra tomadas del catálogo de PNIC<sup>1</sup>.

### 2.1.1 Nebulosas planetarias observadas por nosotros

Las NPs observadas por nosotros son IC 4593, JnEr 1, NGC 2392, NGC 3587 y NGC 6210. Las observaciones se llevaron a cabo en el telescopio de 2.1 m situado en el Observatorio Astronómico Nacional (San Pedro Mártir, México) en enero de 2006 y 2007 utilizando el espectrógrafo Boller & Chivens y el detector CCD SITE3. Los espectros de rendija larga cubren el intervalo espectral  $\lambda\lambda 3600-7500$  con una resolución espectral de  $\sim 4 \text{ \AA}$ , utilizando una rejilla de 600 líneas  $\text{mm}^{-1}$  con dos ángulos de posición (AP) diferentes y un ancho de rendija de  $2''$ . La rendija se situó en el centro de las nebulosas excepto para JnEr 1, en la que se colocó en la condensación brillante noroeste. En la tabla 2.2 se muestra un resumen de las observaciones.

Cada noche se tomaron exposiciones de bias, campos planos de cielo y de lámpara, arcos para la calibración en longitud de onda y estrellas estándares para la calibración en flujo (Feige 34, Feige 56, G191B2B). Como los diámetros angulares de IC 4593, NGC 2392 y NGC 6210 son menores al tamaño de la rendija, se seleccionaron ventanas de cielo a los lados de la emisión nebular. Para las NPs extensas, NGC 3587 y JnEr 1, se tomaron por separado espectros de cielo en regiones cercanas a ellas.

<sup>1</sup><http://www.astro.washington.edu/users/balick/PNIC/>

TABLA 2.1: Muestra de Nebulosas Planetarias.

Nombre	PNG	$-\log F(\text{H}\beta)$ ( $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ ) (A92, C92)	$F(5\text{GHz})$ (mJy)	$\theta$ (arcsec) (A92, W07)	Tipo (Q06)
Cn 1-5	002.2–09.4	11.26	44.0	7.0	II/V
Cn 3-1	345.0–04.9	10.94	67.0	4.5	II
DdDm 1	061.9+41.3	10.94	6.0	4.5	IV
H 1-41	356.7–04.8	11.70	12.0	9.6	III/V
H 1-42	357.2–04.5	11.70	40.0	5.8	II/V
H 1-50	358.7–05.2	11.68	31.0	1.4	III/V
Hu 1-1	119.6–06.7	11.60	23.0	5.0	II
Hu 2-1	051.4+09.6	10.80	103.0	2.6	II
IC 418	215.2–24.2	9.57	1733.0	12.0	II
IC 1747	130.2+01.3	11.49	128.0	13.0	II
IC 2165*	221.3–12.3	10.90	202.0	9.0	II
IC 3568	123.6+34.5	10.82	75.0	10.0	III
IC 4191	304.5–04.8	10.99	170.0	5.0	II
IC 4406	319.6+15.7	10.75	110.0	35.0	II
IC 4593	025.3+40.8	10.59	92.0	13.0	IV
IC 4699	348.0–13.8	11.69	20.0	5.0	V
IC 4846	027.6–09.6	11.34	59.0	2.0	III
IC 5217	100.6–05.4	11.17	48.0	6.6	III
JnEr 1	164.8+31.1	11.27	...	380.0	...
M 1-20	006.1+08.3	11.93	51.0	1.9	III/V
M 1-42	002.7–04.8	11.62	24.0	9.0	II/V
M 1-73	051.9–03.8	11.70	43.0	5.0	...
M 2-4	349.8+04.4	11.84	32.0	5.0	II/V
M 2-6	353.3+06.3	12.16	17.0	8.0	II/V
M 2-27	359.9–04.5	12.21	50.0	4.8	III/V
M 2-31	006.0–03.6	12.11	51.0	5.1	V
M 2-33	002.0–06.2	11.60	22.0	5.8	IV/V
M 2-36	003.2–06.2	11.20	25.0	8.1	II/V
M 2-42	008.2–04.8	12.12	14.0	3.8	III/V
M 3-7	357.1+03.6	12.32	28.0	5.8	IV/V
M 3-29	004.0–11.1	11.70	19.0	8.2	II/V
M 3-32	009.4–09.8	11.90	12.0	6.0	IV/V
M 3-33	009.6–10.6	12.00	7.	5.0	III/V
MyCn 18	307.5–04.9	11.21	106.	4.0	II
NGC 40	120.0+09.8	10.66	460.	48.0	II
NGC 2392	197.8+17.3	10.41	237.	19.5	II
NGC 3132	272.1+12.3	10.45	230.	30.0	II
NGC 3242	261.0+32.0	9.79	835.	25.0	II
NGC 3587	148.4+57.0	10.42	91.0	170.0	II

Continúa en la siguiente hoja...

TABLA 2.1 – continuación

Nombre	PNG	$-\log F(\text{H}\beta)$ ( $\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$ ) (A92, C92)	$F(5\text{GHz})$ (mJy)	$\theta$ ( $''$ ) (A92, W07)	Tipo (Q06)
NGC 3918*	294.6+04.7	10.04	857.0	19.0	II
NGC 5882	327.8+10.0	10.38	380.0	14.0	II
NGC 6153	341.8+05.4	10.86	632.0	24.0	I
NGC 6210	043.1+37.7	10.09	256.0	16.2	III
NGC 6439	011.0+05.8	11.71	53.0	5.0	III/V
NGC 6543	096.4+29.9	9.61	898.0	19.5	II
NGC 6565	003.5-04.6	11.22	42.0	13.6	II/V
NGC 6572	034.6+11.8	9.82	1429.0	10.8	II
NGC 6620	005.8-06.1	11.74	10.	8.0	II/V
NGC 6720	063.1+13.9	10.08	384.0	76.0	II
NGC 6741*	033.8-02.6	11.34	197.	8.0	II
NGC 6803	046.4-04.1	11.18	94.0	5.5	II
NGC 6818*	025.8-17.9	10.48	304.0	20.0	II
NGC 6826	083.5+12.7	9.96	404.0	25.0	II
NGC 6884	082.1+07.0	11.11	186.0	6.0	II
NGC 7026	089.0+00.3	10.90	277.0	20.0	II
NGC 7662*	106.5-17.6	9.99	634.0	17.0	II
Vy 2-1	007.0-06.8	11.50	37.0	7.0	II/V

**Notas.** (\*) NP con  $I(\text{He II } \lambda 4686)/I(\text{H}\beta) > 0.3$ .

**Referencias:**

A92– Acker et al. (1992), C92– Cahn et al. (1992), W07– Wang & Liu (2007),  
Q06– Quireza et al. (2007).

TABLA 2.2: Observaciones

Objeto	$\alpha$ (2000) (hh mm ss)	$\delta$ (2000) ( $^{\circ} ' ''$ )	AP ( $^{\circ}$ )	Fecha <sup>a</sup>	Tiempo de exposición <sup>a</sup> (s)
IC 4593	16 11 44.54	+12 04 17.06	0	28 de enero de 2006 27 de enero de 2006	10, 3×30, 60, 29×120 30, 4×40, 2×100, 5×300
JnEr 1	07 58 19.00	+53 25 17.00	90	28,29 de enero de 2006 27 de enero de 2006	12×1200 4×1200
NGC 2392	07 29 10.77	+20 54 42.49	65	22,24 de enero de 2007 23 de enero de 2007	6×60, 17×120 60, 12×120
NGC 3587	11 14 47.73	+55 01 08.50	55	26 de enero de 2006 25 de enero de 2006	5×1200 5×1200
NGC 6210	16 44 29.49	+23 47 59.68	90	28,29 de enero de 2006 27 de enero de 2006	3×10, 20×60 3, 19×15

(a) La primera línea corresponde al intervalo azul  $\lambda\lambda 3600-5700$  y la segunda al intervalo rojo  $\lambda\lambda 5350-7500$ .



Estos datos fueron reducidos con el paquete IRAF<sup>2</sup> siguiendo los procedimientos estándar para este tipo de observaciones. En primer lugar, se realizó la sustracción del bias, la corrección por campos planos y la calibración en longitud de onda. A continuación, los espectros fueron calibrados en flujo utilizando las estrellas estándar Feige 34, Feige 56 y G191B2B. Posteriormente, se realizó la sustracción del cielo, después de escalarlo con factores entre 0.5 y 1.5 para tener una buena cancelación en los casos en los que el cielo se observó por separado del objeto, y se eliminaron los rayos cósmicos combinando las diferentes exposiciones. Por último, se extrajo un espectro uni-dimensional para cada NP. En el apéndice B se presentan los cocientes de líneas observados y corregidos de extinción para estas cinco NPs. En las figuras 2.1 y 2.2 mostramos una región del intervalo azul del espectro de las cinco NPs observadas por nosotros, donde se observan la mayoría de las líneas de [Fe III] que utilizamos para estimar la abundancia de Fe<sup>++</sup>.

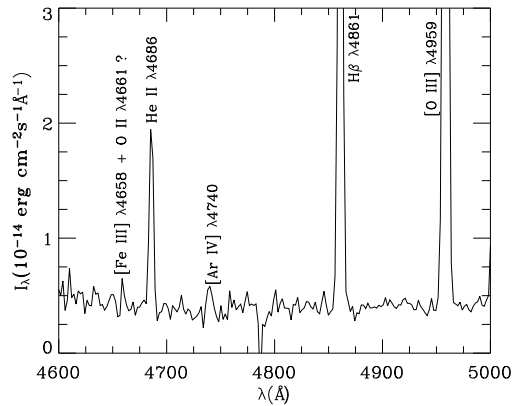


FIGURA 2.1: Región del espectro azul de JnEr 1 donde aparece la única línea de [Fe III] medida en esta NP.

## 2.2 Regiones H II

Como ya se mencionó, las regiones H II son nubes de gas ionizadas por una o varias estrellas masivas y nos proporcionan información sobre el material del medio interestelar en la actualidad, en el que se han formado recientemente dichas estrellas (hace unos pocos millones de años). Por otro lado, las NPs son el producto final de las estrellas de masa baja a intermedia y ofrecen la oportunidad de estudiar el medio en el que se formaron sus estrellas progenitoras (algunas de ellas hace varios  $10^9$  años) y los procesos de nucleosíntesis que ocurren en estas estrellas. Como en ambos casos se trata de regiones de gas fotoionizado, se pueden analizar con técnicas similares, y la comparación entre ambos tipos de objetos nos proporciona pistas sobre la evolución química en la Galaxia. Hemos seleccionado de la literatura las regiones H II con los mejores espectros disponibles, profundos y de alta resolución. En ellas podemos medir todas las líneas necesarias y llevar a cabo el mismo análisis que en

<sup>2</sup>IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) es distribuido por NOAO (National Optical Astronomy Observatories), que son operados por AURA (Association of Universities for Research in Astronomy), Inc., bajo un acuerdo de cooperación con la Fundación Nacional para la Ciencia.



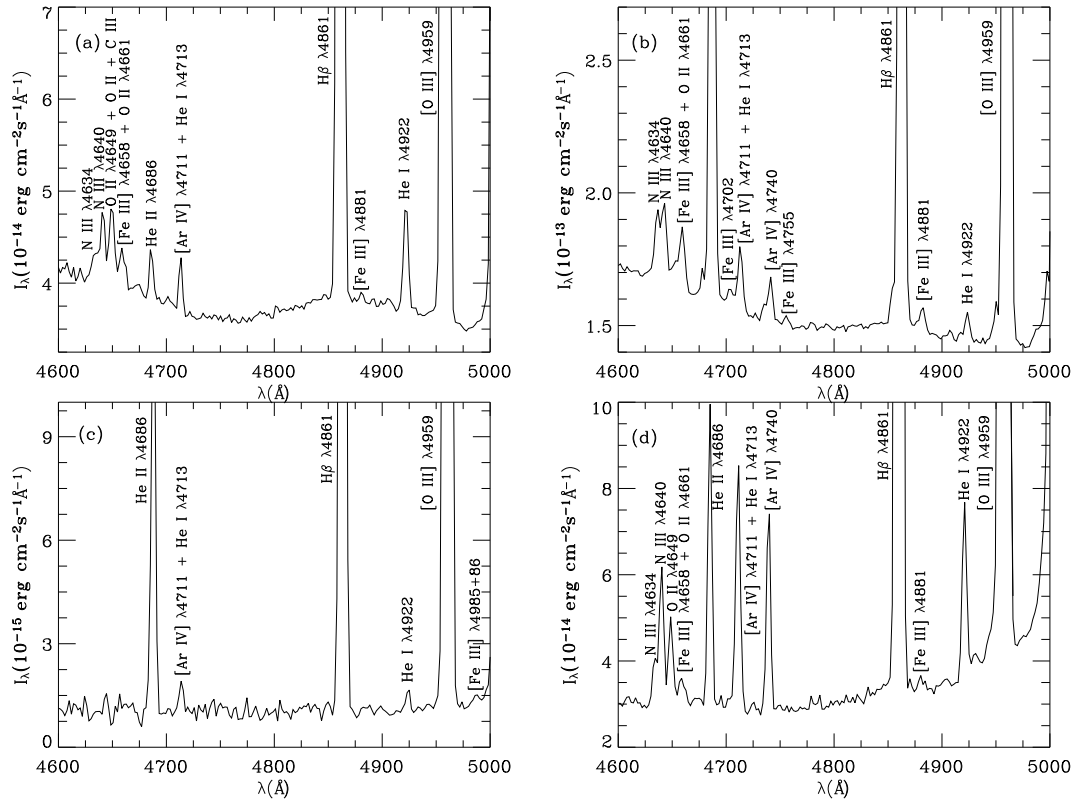


FIGURA 2.2: Región del espectro azul de (a) IC 4593, (b) NGC 2932, (c) NGC 3587 y (d) NGC 6210 donde aparecen la mayoría de las líneas de [Fe III].

las NPs. Las regiones H II son M8, M17 (García-Rojas et al. 2007), M16, M20, NGC 3603 (García-Rojas et al. 2006), M42 (Esteban et al. 2004), NGC 3576 (García-Rojas et al. 2004) y S311 (García-Rojas et al. 2005). Estas ocho regiones H II son de las más brillantes de nuestra galaxia y se encuentran a distancias entre 450 pc y 2.7 kpc, cubriendo un rango de distancias galactocéntricas que va de 6.3 a 10.4 kpc (suponiendo que la distancia del Sol al centro Galáctico es 8 kpc).



**PARTE I**

**COMPOSICIÓN QUÍMICA**



# 3

## CÁLCULO DE ABUNDANCIAS

### 3.1 Condiciones físicas

Las condiciones físicas de la muestra de objetos descrita en el capítulo 2 se han calculado con la rutina *temden* de IRAF. Para cada objeto hemos obtenido una densidad electrónica ( $n_e$ ) promedio y dos temperaturas electrónicas ( $T_e$ ) que caracterizan las regiones de bajo y alto grado de ionización respectivamente. El valor de  $n_e$  se obtiene promediando los valores calculados mediante los diagnósticos disponibles de entre los siguientes: [O II]  $\lambda 3726/\lambda 3729$ , [S II]  $\lambda 6716/\lambda 6731$ , [Cl III]  $\lambda 5518/\lambda 5538$ , y [Ar IV]  $\lambda 4711/\lambda 4740$ ; y las dos  $T_e$  se calculan a partir de los cocientes [N II]  $\lambda 5755/(\lambda 6548 + \lambda 6584)$  y [O III]  $\lambda 4363/(\lambda 4959 + \lambda 5007)$  respectivamente. Hemos utilizado los datos atómicos que están por defecto en IRAF para todos los iones, excepto para analizar las líneas de [Cl III] y [O II]. En estos dos casos usamos las fuerzas de colisión de Krueger & Czyzak (1970) y las probabilidades de transición de Mendoza & Zeippen (1982b) para [Cl III] y las fuerzas de colisión de Tayal (2007) y las probabilidades de transición de Zeippen (1982) para [O II]. Este conjunto de datos atómicos lleva a valores de  $n_e$  que están más de acuerdo con los valores que implican los otros diagnósticos.

Los valores finales de  $n_e$  y  $T_e$ , junto con los errores asociados los hemos estimado mediante simulaciones Montecarlo de la siguiente manera. En primer lugar hemos generado aleatoriamente 1000 valores de la intensidad de cada línea siguiendo una distribución gaussiana centrada en el valor de la intensidad y con una sigma igual al error de la misma. Para cada conjunto de intensidades de las distintas líneas hemos calculado las densidades con los diagnósticos disponibles suponiendo  $T_e = 10\,000$  K y posteriormente determinamos

el promedio de estos valores. A continuación derivamos las dos temperaturas electrónicas utilizando dicha densidad promedio. Para obtener la convergencia entre densidad y temperatura, volvemos a calcular  $n_e$  utilizando los valores de  $T_e$  anteriores (se usa  $T_e[\text{N II}]$  para derivar  $n_e[\text{O II}]$  y  $n_e[\text{S II}]$ , y  $T_e[\text{O III}]$  para  $n_e[\text{Cl III}]$  y  $n_e[\text{Ar IV}]$ ) y se itera este proceso tres veces. Como resultado obtenemos tres distribuciones de valores: una para  $n_e$ , una para  $T_e[\text{N II}]$ , y una para  $T_e[\text{O III}]$ .

Adoptamos como valor final de la densidad la mediana de la distribución de densidades. Preferimos este valor al de la media porque en los límites de baja y alta densidad, la media se ve más afectada por las grandes variaciones en los valores de la densidad provocados por pequeñas variaciones en el cociente de líneas utilizado. Los valores finales de la temperatura son los valores que obtenemos usando esta densidad final (la mediana de la distribución de densidades promedio) y los cocientes de líneas observados. Las incertidumbres asociadas a cada uno de estos tres parámetros vienen dadas por el intervalo cuya probabilidad acumulada es de un 68% (que equivale a una desviación estándar cuando la distribución es gaussiana). Para ello calculamos los valores en cada extremo de la distribución tales que la probabilidad acumulada es un 16%, lo que nos da errores no simétricos alrededor del valor central. Estas incertidumbres tienen en cuenta sólo el error en las intensidades de las líneas, y por tanto nos dan una idea de cómo éstas afectan a los valores finales de los diferentes parámetros calculados a partir de ellas. En este trabajo se calculan las incertidumbres mediante simulaciones Montecarlo porque permite tener en cuenta cómo las incertidumbres en cada uno de los parámetros afectan al resto de parámetros. Los errores obtenidos aquí mediante simulaciones Montecarlo son similares (o algo menores) a los obtenidos mediante la propagación cuadrática de los errores en la intensidad de las líneas, método utilizado en Delgado Inglada et al. (2009). Esto se debe a que las simulaciones Montecarlo permiten hacer un mejor tratamiento de las distribuciones asimétricas de las temperaturas y sobre todo de la densidad. Hay dos excepciones en las que los errores obtenidos en la densidad electrónica mediante simulaciones Montecarlo son mayores que los que se obtuvieron propagando los errores cuadráticamente:  $^{+4000}_{-2400}/\pm 3300$  para IC 4846 y  $^{+2000}_{-1400}/\pm 700$  para NGC 6543 respectivamente. Estas diferencias se deben probablemente a que en Delgado Inglada et al. (2009) no utilizamos el diagnóstico de densidad [O II], que sí utilizamos aquí.

En las tablas 3.1 y 3.2 mostramos los valores de  $n_e$  obtenidos con los diferentes diagnósticos para todas las NPs y regiones H II así como las referencias de las que hemos tomado las intensidades de las líneas.

TABLA 3.1: Nebulosas Planetarias. Densidad electrónica con diferentes diagnósticos.

Objeto	$n_e$ [O II] ( $\text{cm}^{-3}$ )	$n_e$ [S II] ( $\text{cm}^{-3}$ )	$n_e$ [Cl III] ( $\text{cm}^{-3}$ )	$n_e$ [Ar IV] ( $\text{cm}^{-3}$ )	Referencias
Cn 1-5	...	$4300^{+2200}_{-1200}$	$3800^{+2800}_{-1700}$	$2000^{+5000}_{-900}$	1
Cn3-1	$3400^{+1700}_{-800}$	$9500^{+4100}_{-3900}$	$9400^{+1500}_{-1300}$	...	2
DdDm 1	$4200^{+1300}_{-900}$	...	...	$6300^{+7000}_{-3600}$	2
H 1-41	...	$1300^{+400}_{-300}$	$1500^{+3300}_{-600}$	$1200^{+800}_{-500}$	1
H 1-42	...	$7500^{+3500}_{-2500}$	$7200^{+6600}_{-3700}$	$10600^{+1900}_{-1700}$	1
H 1-50	$5700^{+2300}_{-1400}$	$7500^{+3800}_{-2500}$	$11500^{+7400}_{-4000}$	$18400^{+3000}_{-2500}$	1
Hu 1-1	$1200^{+300}_{-200}$	$1500^{+400}_{-300}$	...	$2600^{+700}_{-600}$	2
Hu 2-1	$8100^{+4600}_{-2300}$	...	...	...	2
IC 418	$7600^{+5100}_{-2200}$	$29100^{+11500}_{-20500}$	$13400^{+2500}_{-1900}$	$7000^{+100}_{-50}$	3
IC 1747	$2700^{+700}_{-500}$	$5000^{+2200}_{-1400}$	...	$3500 \pm 700$	2
IC 2165*	$3900^{+1100}_{-800}$	$3400^{+1200}_{-800}$	$3700^{+900}_{-700}$	$6700^{+1500}_{-1300}$	4
IC 3568	$2200^{+400}_{-500}$	$2000^{+1400}_{-800}$	$< 900$	$2500^{+600}_{-200}$	5
IC 4191	...	$12500^{+3500}_{-5400}$	$16500^{+3000}_{-2400}$	...	6
IC 4406	...	$1000^{+300}_{-200}$	$4500^{+900}_{-800}$	$1500^{+600}_{-500}$	6
IC 4593	...	$2000^{+600}_{-500}$	$800^{+1700}_{-300}$	...	7
IC 4699	...	$3700^{+3600}_{-1900}$	$< 3100$	$1700^{+900}_{-700}$	1
IC 4846	$10300^{+7200}_{-3600}$	$6800^{+4000}_{-3500}$	$9800^{+12000}_{-6000}$	$10900^{+2800}_{-2300}$	8
IC 5217	$3800^{+1600}_{-1200}$	$4900^{+3100}_{-1800}$	$4300^{+3100}_{-2100}$	$6400^{+1000}_{-900}$	9
JnEr 1	...	$200^{+800}_{-50}$	...	...	7
M 1-20	$8800^{+5300}_{-2800}$	$10000^{+4000}_{-3900}$	$11700^{+10900}_{-6600}$	$15000^{+11800}_{-7300}$	1
M 1-42	$1200^{+300}_{-200}$	$1200 \pm 300$	$1900 \pm 600$	$800^{+800}_{-500}$	10
M 1-73	$2500^{+700}_{-500}$	$6000^{+2900}_{-1800}$	...	...	2
M 2-4	$4400^{+1600}_{-1000}$	$6600^{+3200}_{-2100}$	$8700^{+5700}_{-3300}$	$12700^{+10400}_{-6400}$	1
M 2-6	...	$8000^{+3900}_{-2800}$	$8200^{+6700}_{-4100}$	$10800^{+17900}_{-6400}$	1
M 2-27	...	$7400^{+3900}_{-2600}$	$16300^{+9500}_{-5600}$	$16300^{+2600}_{-2300}$	1
M 2-31	...	$6600^{+3300}_{-2000}$	$9300^{+5700}_{-3300}$	$6300^{+1300}_{-1200}$	1
M 2-33	...	$1700^{+1900}_{-800}$	$< 2400$	$1800^{+9700}_{-400}$	1
M 2-36	$3400^{+1100}_{-700}$	$4000^{+1600}_{-1000}$	$6400^{+1100}_{-1000}$	...	10
M 2-42	...	$3400^{+1200}_{-800}$	$3800^{+4400}_{-2200}$	$5300^{+6100}_{-3000}$	1
M 3-7	...	$5300^{+2700}_{-1500}$	$3300^{+3900}_{-1800}$	...	1
M 3-29	...	$800 \pm 200$	$< 2500$	$800^{+500}_{-200}$	1
M 3-32	$4000^{+1000}_{-900}$	$3300^{+1100}_{-800}$	$1000^{+3700}_{-300}$	$1700^{+800}_{-700}$	1
M 3-33	...	$1000^{+1700}_{-700}$	$1900^{+3500}_{-1000}$	$4700^{+1200}_{-1100}$	1
MyCn 18	...	$5400^{+2600}_{-1600}$	$13000^{+2100}_{-1900}$	...	6
NGC 40	$1000 \pm 200$	$1800^{+500}_{-400}$	$1000^{+500}_{-400}$	...	5
NGC 2392	...	$2600^{+3000}_{-1500}$	$1000^{+2200}_{-400}$	...	7
NGC 3132	...	$600 \pm 200$	$800^{+500}_{-300}$	$700^{+600}_{-300}$	6
NGC 3242	...	$2300^{+700}_{-500}$	$1300^{+600}_{-500}$	$3300^{+800}_{-700}$	6
NGC 3587	...	$< 750$	$3800^{+4300}_{-2100}$	...	7
NGC 3918*	...	$5300^{+2400}_{-1500}$	$6800 \pm 1100$	$8800^{+1700}_{-1500}$	6
NGC 5882	$4100^{+1400}_{-1000}$	$4900^{+2100}_{-1300}$	$4400^{+900}_{-800}$	$6400 \pm 900$	6
NGC 6153	$3000^{+800}_{-600}$	$3700^{+1400}_{-900}$	$4700^{+900}_{-800}$	$3900^{+800}_{-700}$	11
NGC 6210	...	$4300^{+1500}_{-1000}$	$4400^{+1700}_{-1300}$	...	7
NGC 6439	$3100^{+900}_{-700}$	$5000^{+2300}_{-1400}$	$6300^{+1100}_{-1000}$	$8900^{+1600}_{-1500}$	1

Continúa en la siguiente hoja...

Objeto	$n_e$ [O II] ( $\text{cm}^{-3}$ )	$n_e$ [S II] ( $\text{cm}^{-3}$ )	$n_e$ [Cl III] ( $\text{cm}^{-3}$ )	$n_e$ [Ar IV] ( $\text{cm}^{-3}$ )	Referencias
NGC 6543	$4100^{+1400}_{-900}$	$6900^{+4100}_{-3100}$	$6400^{+4600}_{-2600}$	$4300^{+3900}_{-2200}$	12
NGC 6565	...	$1800^{+500}_{-400}$	$1900 \pm 600$	$900^{+900}_{-400}$	1
NGC 6572	$11700^{+9500}_{-4000}$	$25400^{+7500}_{-16200}$	$20100^{+11100}_{-7000}$	$23300^{+2800}_{-2200}$	5
NGC 6620	$1900^{+500}_{-300}$	$2500^{+800}_{-600}$	$3400^{+800}_{-700}$	$3400^{+1000}_{-900}$	1
NGC 6720	$400 \pm 100$	$500^{+200}_{-100}$	$500^{+500}_{-100}$	$1400^{+600}_{-500}$	5
NGC 6741*	$4100^{+1400}_{-1000}$	$5300^{+2200}_{-1500}$	$6100 \pm 1100$	$10600^{+2000}_{-1700}$	5
NGC 6803	$3900^{+1300}_{-800}$	$8200^{+4100}_{-2800}$	$11700^{+2000}_{-1700}$	$13000^{+1600}_{-1400}$	2
NGC 6818*	$1500^{+400}_{-300}$	$1800^{+600}_{-400}$	$2900 \pm 700$	$3000^{+1100}_{-900}$	6
NGC 6826	$1400 \pm 300$	$1900^{+500}_{-400}$	$1600^{+600}_{-500}$	$3100^{+700}_{-600}$	5
NGC 6884	$5500^{+2200}_{-1300}$	$8200^{+4000}_{-2800}$	$6800^{+1300}_{-1100}$	$14500^{+1700}_{-1500}$	5
NGC 7026	$2400^{+700}_{-500}$	$< 18500$	$11500^{+1800}_{-1700}$	$7800^{+1000}_{-900}$	2
NGC 7662*	$2400^{+600}_{-500}$	$3200^{+1000}_{-700}$	$2400^{+700}_{-600}$	$3700^{+1200}_{-1100}$	5
Vy 2-1	...	$3400^{+1300}_{-900}$	$6600^{+5900}_{-3400}$	$4200^{+5400}_{-2500}$	1

**Notas:** (\*) NPs con  $I(\text{He II } \lambda 4686)/I(\text{H}\beta) > 0.3$ .

**Referencias:** (1) Wang & Liu (2007), (2) Wesson et al. (2005), (3) Sharpee et al. (2003), (4) Hyung (1994), (5) Liu et al. (2004a), (6) Tsamis et al. (2003a), (7) Delgado Inglada et al. (2009), (8) Hyung et al. (2001a), (9) Hyung et al. (2001b), (10) Liu et al. (2001), (11) Liu et al. (2000), (12) Wesson & Liu (2004).

TABLA 3.2: Regiones H II. Densidad electrónica con diferentes diagnósticos.

Objeto	$n_e$ [O II] ( $\text{cm}^{-3}$ )	$n_e$ [S II] ( $\text{cm}^{-3}$ )	$n_e$ [Cl III] ( $\text{cm}^{-3}$ )	$n_e$ [Ar IV] ( $\text{cm}^{-3}$ )	Referencias
M8	$1200^{+400}_{-300}$	$160 \pm 200$	$2000^{+400}_{-300}$	$2900^{+9500}_{-1300}$	1
M16	$800 \pm 100$	$1400^{+300}_{-200}$	$1300^{+700}_{-500}$	...	2
M17	$400 \pm 100$	$500^{+200}_{-100}$	$200^{+600}_{-100}$	$< 9400$	1
M20	$200 \pm 50$	$300 \pm 100$	$300^{+600}_{-100}$	...	2
M42	$4300^{+1100}_{-800}$	$6500^{+4000}_{-2300}$	$8000 \pm 600$	$6900^{+1500}_{-1200}$	3
NGC 3576	$1200 \pm 200$	$1300^{+400}_{-300}$	$3200 \pm 700$	$4200^{+2300}_{-1800}$	4
NGC 3603	$2000^{+500}_{-400}$	$4100^{+1700}_{-1100}$	$5200^{+1800}_{-1400}$	$1500^{+3200}_{-700}$	2
S311	$200 \pm 100$	$400 \pm 100$	$500^{+800}_{-100}$	...	5

**Referencias:**

(1) García-Rojas et al. (2007), (2) García-Rojas et al. (2006), (3) Esteban et al. (2004), (4) García-Rojas et al. (2004), (5) García-Rojas et al. (2005)

Los valores de  $T_e[\text{O III}]$  que nosotros obtenemos son consistentes, dentro de los errores, con los que se presentan en los artículos de los que hemos tomado las líneas para todas las NPs excepto dos, H 1-42 y M 2-27, para las que Wang & Liu (2007) obtienen valores de 9690 K y 11980 K respectivamente y nosotros 10200 y 8300 K. Dado que no recuperamos estos valores utilizando las mismas intensidades y las mismas densidades, suponemos que



podría haber un error en las intensidades o en las temperaturas reportadas por ellos. El acuerdo no es tan bueno en el caso de  $n_e$  y  $T_e$ [N II]. Las diferencias en la densidad se deben a que utilizamos un procedimiento distinto y datos atómicos diferentes para calcular el valor promedio de  $n_e$ , llevando a diferencias de hasta 40–50%. Estas diferencias en la densidad son parcialmente responsables de las discrepancias entre nuestros valores de  $T_e$ [N II] y los de la literatura, pero también afecta que nosotros no tenemos en cuenta el efecto de la excitación por recombinación, como comentamos en la siguiente sección. Las tablas 3.3 y 3.4 muestran las condiciones físicas obtenidas para cada objeto, que usaremos en el cálculo de las abundancias iónicas. Las referencias para las intensidades de las líneas son las mismas que en las tablas 3.1 y 3.2.

### 3.1.1 Efecto de la excitación por recombinación

Cuando una parte significativa del nitrógeno se encuentra en forma de  $N^{++}$  la recombinación de este ión puede contribuir de manera importante a la intensidad de la línea auroral [N II]  $\lambda 5755$  (Rubin 1986), y habrá que tener en cuenta este efecto ya que de lo contrario estaríamos sobrestimando el valor de  $T_e$ [N II]. A partir de los coeficientes de recombinación radiativos de los niveles metaestables de  $N^+$  obtenidos por Péquignot et al. (1991) y de los coeficientes de recombinación dielectrónicos dados por Nussbaumer & Storey (1984), Liu et al. (2000) obtienen el siguiente ajuste para la intensidad de la línea [N II]  $\lambda 5755$  debida a la excitación por recombinación:  $\frac{I_R(\lambda 5755)}{I(H\beta)} = 3.19t^{0.30} \frac{N^{++}}{H^+}$ , donde  $t = T_e/10^4$ .

Necesitamos conocer la abundancia iónica  $N^{++}$ , que se puede obtener mediante líneas de recombinación en el visible o con líneas de excitación colisional en el intervalo infrarrojo o ultravioleta. Por lo tanto, el valor que calculamos de la contribución de la recombinación será diferente según las líneas que usemos en el cálculo de  $N^{++}$  (también depende, aunque en menor medida, de la  $T_e$  que consideremos).

En la columna (4) de las tablas 3.3 y 3.4 se muestra el valor de la temperatura  $T_e$ [N II] calculada en los diferentes trabajos de donde hemos tomado las intensidades de las líneas (las referencias se muestran en las tablas 3.1 y 3.2) teniendo en cuenta este efecto. Podemos ver que las NPs de la muestra en las que hay una diferencia más grande entre este valor y el que nosotros calculamos sin corregir la contribución por recombinación son DdDm 1 (en la que según Wesson et al. 2005 toda la emisión de la línea [N II]  $\lambda 5755$  se debe a la recombinación), H 1-42, IC 3568, M 1-73, M 3-7, M3-32, IC 4699, NGC 3242, y NGC 6153. Las diferencias en estas NPs van desde 1700 K (para M 1-73) hasta 9170 K (para M 3-32). En las regiones H II este efecto es mucho menor, con diferencias menores a 450 K. En las NPs Cn 1-5, H 1-50, M 1-20 y NGC 6741 el valor de  $T_e$ [N II] obtenido por nosotros es hasta 950 K menor al valor derivado por los otros autores que tienen en cuenta la excitación por recombinación, esto es consecuencia de las diferencias en la  $n_e$  adoptada.

Como esta corrección es un tanto incierta, nosotros no la vamos a tener en cuenta de aquí en adelante. Además, este efecto es mayor en los objetos con mayor grado de ionización donde los iones más afectados,  $X^+/H^+$ , son los que menos contribuyen a la abundancia total. En las NPs en las que este efecto es más importante, las diferencias en las abundancias totales calculadas por nosotros (sin realizar esta corrección) y los valores presentados en

los diferentes trabajos de los que hemos tomado los datos (que sí realizan esta corrección) se encuentran en el intervalo 0.02 – 0.17 dex para  $12 + \log(\text{O}/\text{H})$ , 0.01 – 0.37 dex para  $12 + \log(\text{S}/\text{H})$  y 0.01 – 0.48 dex para  $12 + \log(\text{N}/\text{H})$ .

TABLA 3.3: Nebulosas Planetarias. Condiciones físicas

Objeto	$n_e$ ( $\text{cm}^{-3}$ )	$T_e[\text{N II}]$ (K)	$T_e[\text{N II}]^a$ (K)	$T_e[\text{O III}]$ (K)
Cn 1-5	$4200^{+1800}_{-1200}$	$7300 \pm 200$	8250	$8800 \pm 200$
Cn3-1	$7200^{+1800}_{-1200}$	$7800 \pm 200$	...	$7800 \pm 400$
DdDm 1	$5300^{+3400}_{-1800}$	$13100^{+600}_{-800}$	todo recomb.	$12300 \pm 300$
H 1-41	$1600^{+900}_{-500}$	$9800^{+800}_{-900}$	9530	$9800 \pm 200$
H 1-42	$8700^{+2600}_{-1700}$	$11500 \pm 1200$	9050	$10200 \pm 200$
H 1-50	$11200^{+2300}_{-1600}$	$11000^{+400}_{-500}$	12070	$11000 \pm 200$
Hu 1-1	$1800 \pm 300$	$11500^{+400}_{-300}$	...	$12000 \pm 300$
Hu 2-1	$8100^{+8400}_{-2000}$	$12500^{+500}_{-1500}$	11520	$9800^{+200}_{-300}$
IC 418	$10300^{+1700}_{-1400}$	$9400 \pm 300$	...	$8900 \pm 200$
IC 1747	$3800^{+800}_{-600}$	$12400^{+400}_{-500}$	11890	$10500 \pm 200$
IC 2165*	$4500^{+600}_{-500}$	$13100 \pm 500$	...	$14600 \pm 400$
IC 3568	$2100^{+700}_{-500}$	$18800^{+1200}_{-2900}$	12100	$11500 \pm 300$
IC 4191	$14800^{+2400}_{-2300}$	$11300 \pm 500$	...	$10300 \pm 200$
IC 4406	$2400^{+400}_{-300}$	$10200 \pm 300$	...	$10000 \pm 200$
IC 4593	$1700^{+700}_{-500}$	$9800^{+900}_{-1000}$	...	$8500^{+200}_{-300}$
IC 4699	$2500^{+1700}_{-900}$	$19500^{+500}_{-4600}$	12490	$11800 \pm 300$
IC 4846	$10100^{+4000}_{-2400}$	$12100^{+2000}_{-2100}$	...	$10600 \pm 400$
IC 5217	$5100^{+1300}_{-1000}$	$13700^{+3400}_{-2800}$	...	$10800 \pm 400$
JnEr 1	$400^{+600}_{-300}$	$10300^{+900}_{-800}$	...	$12700^{+2000}_{-1000}$
M 1-20	$12100^{+4900}_{-3200}$	$11000^{+600}_{-700}$	11180	$9900 \pm 200$
M 1-42	$1300^{+300}_{-200}$	$9100 \pm 200$	...	$9300 \pm 200$
M 1-73	$4300^{+1600}_{-900}$	$8800^{+200}_{-300}$	6570	$7300 \pm 100$
M 2-4	$8700^{+3100}_{-2200}$	$10000^{+400}_{-500}$	9920	$8600 \pm 100$
M 2-6	$10300^{+6200}_{-3500}$	$10600^{+600}_{-800}$	9730	$10100 \pm 200$
M 2-27	$13600^{+3500}_{-2300}$	$8800^{+300}_{-400}$	8650	$8300 \pm 100$
M 2-31	$7700^{+2300}_{-1500}$	$11400^{+400}_{-500}$	11370	$9900 \pm 200$
M 2-33	$3100^{+3600}_{-1600}$	$9200^{+1000}_{-1300}$	9150	$8000 \pm 100$
M 2-36	$4700^{+700}_{-600}$	$9200^{+400}_{-100}$	...	$8400 \pm 100$
M 2-42	$4800^{+2400}_{-1600}$	$10200^{+400}_{-500}$	9350	$8500 \pm 100$
M 3-7	$4700^{+2400}_{-1500}$	$8600 \pm 300$	6900	$7700 \pm 100$
M 3-29	$800^{+400}_{-200}$	$9000^{+600}_{-700}$	8750	$9200 \pm 200$
M 3-32	$2900^{+800}_{-600}$	$17400 \pm 2500$	8230	$8900 \pm 200$
M 3-33	$3000^{+1300}_{-800}$	...	...	$10500 \pm 200$

Continúa en la siguiente hoja...

TABLA 3.3 – continuación

Objeto	$n_e$ (adoptada) ( $\text{cm}^{-3}$ )	$T_e[\text{N II}]$ (K)	$T_e[\text{N II}]^a$ (K)	$T_e[\text{O III}]$ (K)
MyCn 18	$9400^{+1700}_{-1300}$	$9800 \pm 300$	9450	$7400 \pm 100$
NGC 40	$1300 \pm 200$	$8600 \pm 200$	8310	$10600 \pm 200$
NGC 2392	$2200^{+1900}_{-1000}$	$12700^{+1600}_{-1300}$	...	$14600^{+900}_{-1000}$
NGC 3132	$700 \pm 200$	$9700^{+200}_{-300}$	...	$9600 \pm 200$
NGC 3242	$2400 \pm 400$	$12400 \pm 400$	7950	$11900 \pm 300$
NGC 3587	$2400^{+1900}_{-1300}$	$10900 \pm 1000$	...	$11600 \pm 500$
NGC 3918*	$7100^{+1100}_{-900}$	$10800^{+400}_{-400}$	...	$12700 \pm 300$
NGC 5882	$5100^{+700}_{-500}$	$10600 \pm 300$	9550	$9400 \pm 200$
NGC 6153	$3900^{+500}_{-400}$	$10500 \pm 300$	7110	$9200 \pm 200$
NGC 6210	$4400^{+1100}_{-900}$	$11800^{+400}_{-500}$	10500	$10000 \pm 300$
NGC 6439	$6000^{+800}_{-700}$	$9700 \pm 300$	9270	$10400 \pm 200$
NGC 6543	$5800^{+2000}_{-1400}$	$10000^{+500}_{-600}$	8950	$7900 \pm 200$
NGC 6565	$1600 \pm 300$	$10600 \pm 300$	10100	$10400 \pm 200$
NGC 6572	$17900^{+4300}_{-2700}$	$12000^{+600}_{-700}$	13400	$10400 \pm 200$
NGC 6620	$2900 \pm 400$	$9000 \pm 200$	8630	$9600 \pm 200$
NGC 6720	$700 \pm 200$	$10600 \pm 300$	10200	$10700^{+300}_{-200}$
NGC 6741*	$6700 \pm 800$	$10800^{+400}_{-300}$	10900	$12600 \pm 300$
NGC 6803	$9300^{+1200}_{-900}$	$10700 \pm 300$	10640	$9700 \pm 200$
NGC 6818*	$2300 \pm 300$	$11400 \pm 400$	...	$13400^{+400}_{-300}$
NGC 6826	$2100 \pm 300$	$10600 \pm 500$	8330	$9400 \pm 200$
NGC 6884	$8900^{+1300}_{-1000}$	$11600 \pm 400$	11400	$11100 \pm 300$
NGC 7026	$7500^{+1100}_{-800}$	$9700 \pm 300$	9670	$9300 \pm 200$
NGC 7662*	$3000 \pm 400$	$13000^{+500}_{-400}$	11600	$13400 \pm 400$
Vy 2-1	$5400^{+2600}_{-1800}$	$9300^{+100}_{-700}$	8580	$7900 \pm 100$

**Notas:** (\*) NPs con  $I(\text{He II } \lambda 4686)/I(\text{H}\beta) > 0.3$ .

(a) Obtenida, considerando el efecto de la excitación por recombinación, en los trabajos de donde tomamos las líneas. Con ... se indica los objetos en los que no hay una estimación de este efecto o es despreciable.

TABLA 3.4: Regiones H II. Condiciones físicas

Objeto	$n_e$ ( $\text{cm}^{-3}$ )	$T_e[\text{N II}]$ (K)	$T_e[\text{N II}]^a$ (K)	$T_e[\text{O III}]$ (K)
M8	$2400^{+1900}_{-800}$	$8400^{+100}_{-300}$	8470	$8100 \pm 100$
M16	$1200 \pm 200$	$8500^{+100}_{-200}$	8450	$7700 \pm 100$
M17	$600^{+1200}_{-200}$	$9100^{+200}_{-300}$	8950	$8000 \pm 100$
M20	$400 \pm 100$	$8500 \pm 100$	8500	$7800 \pm 200$
M42	$6500^{+1100}_{-800}$	$10200^{+200}_{-300}$	10150	$8400 \pm 50$
NGC 3576	$2500^{+600}_{-500}$	$8800 \pm 200$	8500	$8500 \pm 50$
NGC 3603	$3600^{+800}_{-700}$	$11500 \pm 500$	11050	$9100 \pm 100$
S311	$400^{+200}_{-100}$	$9600 \pm 200$	9500	$9000 \pm 100$

**Notas:** (a) Obtenida, considerando el efecto de la excitación por recombinación, en los trabajos de donde tomamos las líneas. Con . . . se indica los objetos en los que no hay una estimación de este efecto o es despreciable.

### 3.2 Abundancias iónicas

Obtenemos las abundancias iónicas de  $\text{O}^+$ ,  $\text{O}^{++}$ ,  $\text{N}^+$ ,  $\text{S}^+$ ,  $\text{S}^{++}$ ,  $\text{Ne}^{++}$ ,  $\text{Ne}^{+3}$ ,  $\text{Ar}^{++}$ ,  $\text{Ar}^{+3}$ ,  $\text{Ar}^{+4}$ ,  $\text{Cl}^{++}$  y  $\text{Cl}^{+3}$  a partir de diferentes líneas de excitación colisional y usando la rutina *ionic* de IRAF. Esta tarea resuelve las ecuaciones de equilibrio estadístico para un átomo de entre 5 y 8 niveles según el ión. Se utilizan los datos atómicos que aparecen por defecto en la versión 2.14.1 de IRAF para todos los iones excepto para  $\text{O}^+$  y  $\text{Cl}^{++}$ , como ya se mencionó en la sección anterior. Las abundancias iónicas de  $\text{Cl}^+$  no se pueden calcular usando esta rutina ya que este ión no está incluido, por lo que nosotros resolvemos las ecuaciones de equilibrio estadístico (ver abajo).

Todas las abundancias iónicas se han determinado suponiendo que los objetos tienen una densidad electrónica uniforme y dos temperaturas electrónicas que caracterizan las regiones de bajo y alto grado de ionización:  $T_e[\text{N II}]$  y  $T_e[\text{O III}]$  respectivamente. Se utiliza el valor de  $T_e[\text{N II}]$  para calcular las abundancias iónicas de las especies una vez ionizadas (excepto la de  $\text{He}^+$  que se calcula con  $T_e[\text{O III}]$ ), y  $T_e[\text{O III}]$  para el resto de abundancias iónicas. La abundancia iónica final es el valor promedio de las abundancias iónicas obtenidas con líneas intensas del mismo ión. Las incertidumbres asociadas a cada abundancia iónica se han calculado mediante simulaciones Montecarlo. Para cada conjunto de valores de las intensidades de las líneas que hemos generado aleatoriamente y para conjunto de valores de  $n_e$  y  $T_e$  calculados a partir de estas intensidades (tal y como se describió en la sección anterior), determinamos las diferentes abundancias iónicas. El valor adoptado para cada abundancia iónica es el valor derivado con los flujos observados, y las incertidumbres vienen dadas por el intervalo alrededor de este valor cuya probabilidad acumulada es un 68%. A continuación detallamos las líneas usadas en cada ión así como el procedimiento y los datos atómicos usados en el caso de  $\text{Cl}^+$ .

Las líneas que hemos utilizado para el cálculo de las abundancias iónicas de  $O^+$  y  $O^{++}$  son  $[O\ II]\ \lambda\lambda 3727+29$  y  $[O\ III]\ \lambda\lambda 4959, 5007$ . Los valores de  $O^{++}/H^+$  que obtenemos en la mayoría de las NPs son consistentes, dentro de los errores, con los presentados en los diferentes artículos de los que hemos tomado las intensidades de las líneas. Las excepciones son H 1-42, IC 4191 y Hu 2-1, con discrepancias que van de 0.08 dex a 0.21 dex, y cuya causa son las diferencias en las condiciones físicas empleadas. En general, las diferencias en  $O^+/H^+$  son  $\sim 0.10$  dex, pero para algunas NPs son mayores (alcanzando hasta 1.2 dex para M 3-32) y se deben a que nosotros no realizamos la corrección del efecto de la excitación por recombinación en  $T_e[N\ II]$  (que es la temperatura utilizada para calcular dicha abundancia iónica) y también a diferencias en el valor de  $n_e$  utilizado y en los datos atómicos usados. En las regiones H II, las diferencias en los valores de  $O^+/H^+$  y  $O^{++}/H^+$  con los valores presentados en los artículos de donde tomamos las intensidades son menores a 0.17 dex y 0.05 dex respectivamente.

El único ión del nitrógeno con líneas en el intervalo visible es  $N^+$ , cuya contribución a la abundancia total de nitrógeno será importante sólo en los objetos con grado de ionización muy bajo. Hemos utilizado las líneas  $[N\ II]\ \lambda\lambda 6548+83$  para calcular  $N^+/H^+$ . Al igual que en el caso de  $O^+$ , las diferencias más grandes entre nuestros resultados y los de la literatura (de hasta 0.7 dex) ocurren para NPs en las que la diferencia entre el valor de  $T_e[N\ II]$  que nosotros usamos y el usado por los otros autores es mayor: IC 3568, IC 4699, M 3-7, M 3-32 y MyCn 18. Los valores que obtenemos de  $N^+/H^+$  para las regiones H II difieren de los presentados en los artículos de donde tomamos las intensidades en menos de 0.11 dex.

En el intervalo visible del espectro se pueden medir las líneas  $[S\ II]\ \lambda 6717, 6731$  y la línea  $[S\ III]\ \lambda 6312$ . Utilizamos estas líneas tanto en las NPs como en las regiones H II para que la determinación sea más homogénea. En los espectros de las regiones H II se pueden medir también las líneas  $[S\ III]\ \lambda\lambda 9069, 9532$ , que caen fuera del intervalo espectral disponible en las NPs. La NP M 1-73 es el único objeto de la muestra para el que no hay medida de la línea  $[S\ III]\ \lambda 6312$ . Las diferencias mayores entre nuestros valores de  $S^+/H^+$  y los de la literatura de nuevo se tienen en aquellos objetos con una mayor corrección en  $T_e[N\ II]$ , llegando a 0.31 dex para M 3-7. En el caso de  $S^{++}/H^+$ , en general nuestros valores son consistentes con los de la literatura, la única excepción es IC 5217, para la que obtenemos un valor de  $S^{++}/H^+$  que es 0.47 dex superior al que presentan Hyung et al. (2001a). Esta diferencia se debe a que ellos utilizan, además de la línea  $[S\ III]\ \lambda 6312$ , otras en el infrarrojo y presentan un valor promedio. En las regiones H II las diferencias con los trabajos de referencia son menores a 0.12 dex para  $S^+/H^+$  y menores a 0.10 dex para  $S^{++}/H^+$ .

En el caso del neón utilizamos las líneas  $[Ne\ III]\ \lambda\lambda 3868, 3967$  y el doblete  $[Ne\ IV]\ \lambda\lambda 4724+25$ . En 15 de las NPs de la muestra podemos calcular las abundancias iónicas de ambos iones, mientras que en el resto de NPs no hay medidas de ninguna línea de  $[Ne\ IV]$ , y por tanto sólo podemos calcular la abundancia iónica de  $Ne^{++}$ . En las regiones H II sólo se observan líneas de  $[Ne\ III]$ , y no se espera que la contribución de  $Ne^{+3}$  a la abundancia total sea importante. En la NP Cn 1-3 no se mide ninguna línea de neón. Las diferencias entre el valor de  $Ne^{++}/H^+$  que nosotros calculamos y el de los artículos de donde tomamos las intensidades de las líneas se deben a diferencias en los datos atómicos y en las condiciones

físicas, y en general son menores a  $\sim 0.2$  dex. La única excepción es NGC 3918, con una diferencia de 0.52 dex en el valor de  $\text{Ne}^{++}/\text{H}^+$  determinado por Tsamis et al. (2003a), que no se debe a diferencias en las condiciones físicas utilizadas. A pesar de esta diferencia, los valores de  $\text{Ne}/\text{H}$  y  $\text{Ne}/\text{O}$  que nosotros determinamos en esta NP difieren de los obtenidos por Tsamis et al. (2003a) en 0.09 dex y 0.12 dex respectivamente. Las diferencias en  $\text{Ne}^{3+}/\text{H}^+$  son menores a  $\sim 0.2$  dex excepto para NGC 3242 (0.75 dex), y se deben en todos los casos a las condiciones físicas utilizadas. Los valores que obtenemos para  $\text{Ne}^{++}/\text{H}^+$  en las regiones H II difieren de los de los artículos de donde tomamos las intensidades de las líneas en menos de 0.09 dex.

Las abundancias iónicas de argón se han calculado con las líneas [Ar III]  $\lambda 5191$ ,  $\lambda 7135$ ,  $\lambda 7751$ ; [Ar IV]  $\lambda \lambda 4711$ , 4740; y [Ar V]  $\lambda \lambda 6435$ , 7006. En 14 NPs hay datos para calcular estas tres abundancias iónicas, en cinco NPs sólo hay medidas de líneas de [Ar III], en una NP hay líneas de [Ar III] y [Ar V], en otra NP líneas de [Ar IV] y [Ar V], y en el resto de NPs hay líneas de [Ar III] y [Ar IV]. Las diferencias con los valores de los artículos originales son de hasta 0.5 dex para  $\text{Ar}^{++}$  y  $\text{Ar}^{+3}$ , y menores a 0.2 dex en el caso de  $\text{Ar}^{+4}$ . Estas discrepancias se deben tanto a las condiciones físicas utilizadas como a diferencias en los datos atómicos. Las diferencias en las abundancias iónicas de argón para las regiones H II son menores a 0.02 dex en el caso de  $\text{Ar}^{++}$  y menores a 0.1 dex en el caso de  $\text{Ar}^{+3}$ .

En las regiones H II de la muestra la abundancia de  $\text{Cl}^+$  se calcula a partir de la línea [Cl II]  $\lambda 9124$ . Este ión no está disponible en IRAF, así que resolvemos las ecuaciones de equilibrio estadístico para un átomo de cinco niveles usando las fuerzas de colisión de Krueger & Czyzak (1970) y las probabilidades de transición de Mendoza & Zeippen (1982a) [todos ellos disponibles en la recopilación de Mendoza (1983)]. La única NP con medida de alguna línea de [Cl II] es IC 418 (la mayoría de las NPs tienen un grado de ionización mayor al de las regiones H II, así que se espera que la contribución de este ión a la abundancia total de cloro sea despreciable). Las líneas [Cl II]  $\lambda \lambda 5517$ , 5738, que se miden en NPs y regiones H II, nos permiten calcular  $\text{Cl}^{++}$  en todos los objetos. Por último, el valor de  $\text{Cl}^{+3}$  se calcula a partir de las líneas [Cl IV]  $\lambda \lambda 5323$ , 7531 en NPs, y de la línea [Cl IV]  $\lambda 8046$  en regiones H II. Usamos líneas distintas para calcular  $\text{Cl}^{+3}/\text{H}^+$  en regiones H II y NPs porque por un lado, en las regiones H II la línea [Cl IV]  $\lambda 7531$  es débil y está probablemente contaminada por líneas de recombinación y la línea [Cl IV]  $\lambda 5323$  no se observa, y por otro lado, en las NPs la línea [Cl IV]  $\lambda 8046$  cae fuera del intervalo espectral observado. Las diferencias con los valores que se presentan en los artículos de donde tomamos las intensidades de las líneas son menores a 0.1 dex tanto para  $\text{Cl}^{++}$  como  $\text{Cl}^{+3}$  en las NPs, y para las regiones H II son menores a 0.10 dex para  $\text{Cl}^+$ , menores a 0.07 dex para  $\text{Cl}^{++}$  y menores a 0.14 dex para  $\text{Cl}^{+3}$ .

Por último, las abundancias de helio una y dos veces ionizado se determinan a partir de las condiciones físicas obtenidas por nosotros ( $T_e[\text{O III}]$  y  $n_e$ ), y de las intensidades de las líneas de recombinación He I  $\lambda 6678$ , He II  $\lambda 4686$ . Aunque se pueden usar también las líneas  $\lambda 4471$  y  $\lambda 5876$  para calcular  $\text{He}^+$ , nosotros utilizamos sólo la línea  $\lambda 6678$  porque no está afectada por efectos de autoabsorción, como les ocurre a las otras dos líneas. Utilizamos los cálculos de Benjamin et al. (1999) para derivar  $\text{He}^+/\text{H}^+$  y las emisividades de Storey & Hummer (1995) para calcular  $\text{He}^+/\text{H}^+$ . En ambos casos tomamos las emisivi-



dades de H I de Storey & Hummer (1995). Los resultados que obtenemos son consistentes dentro de los errores con los que aparecen en los trabajos de los que tomamos los flujos de las líneas.

En las tablas 3.5–3.11 se muestran los valores de todas las abundancias iónicas que hemos calculado, con sus respectivos errores para todas las NPs y regiones H II. En general las mayores diferencias entre nuestros resultados y los que obtienen los autores de los trabajos de los que tomamos las intensidades de las líneas se encuentran para  $O^+/H^+$  y  $N^+/H^+$ , que son los iones en los que se utiliza  $T_e[N II]$  para calcular su abundancia iónica. Como ya mencionamos, la determinación de esta temperatura es algo incierta ya que la línea de  $[N II] \lambda 5755$  podría estar afectada en algunos casos por la excitación por recombinación, y es complicado estimar la contribución. Aunque los valores de  $O^+/H^+$  y  $N^+/H^+$  están afectados por la excitación por recombinación, el efecto en el cociente de abundancias iónicas  $N^+/O^+$  es menor. Por ejemplo, en la NP M 3-32 la diferencia entre los valores de  $N^+/H^+$  y  $O^+/H^+$  que nosotros obtenemos y los de los trabajos de donde tomamos las intensidades de las líneas son de 0.7 dex y 1.2 dex respectivamente, mientras que la diferencia en el cociente  $N^+/O^+$  es de 0.53 dex. Además, los iones más dominantes en la muestra de NPs son los ionizados más de una vez, cuya abundancia se calcula con  $T_e[O III]$ , en principio mejor determinada.

TABLA 3.5: NPs. Abundancias iónicas I:  $X^{+i}/H^+ = 12 + \log(X^{+i}/H^+)$ 

Objeto	He <sup>+</sup> /H <sup>+</sup>	He <sup>++</sup> /H <sup>+</sup>	Objeto	He <sup>+</sup> /H <sup>+</sup>	He <sup>++</sup> /H <sup>+</sup>
Cn1-5	11.08 ± 0.02	...	M3-7	11.05 ± 0.02	9.20 ± 0.02
Cn 3-1	10.67 <sup>+0.02</sup> <sub>-0.03</sub>	7.52 <sup>+0.11</sup> <sub>-0.15</sub>	M3-29	10.98 ± 0.02	...
DdDm 1	10.62 ± 0.02	...	M3-32	11.09 ± 0.02	10.02 ± 0.02
H1-41	10.96 ± 0.02	10.35 ± 0.02	M3-33	10.97 ± 0.02	10.26 ± 0.02
H1-42	11.05 ± 0.02	8.83 ± 0.02	MyCn 18	10.94 ± 0.02	8.66 ± 0.02
H1-50	10.99 ± 0.02	10.04 ± 0.02	NGC 40	10.80 ± 0.02	7.56 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.14</sub>
Hu 1-1	10.93 ± 0.02	10.18 ± 0.02	NGC 2392	10.89 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.10</sub>	10.46 ± 0.04
Hu 2-1	10.83 ± 0.02	8.39 ± 0.02	NGC 3132	11.04 ± 0.02	9.51 ± 0.02
IC 418	10.97 ± 0.02	...	NGC 3242	10.90 ± 0.02	10.33 ± 0.02
IC 1747	11.01 ± 0.02	10.04 ± 0.02	NGC 3587	10.91 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.09</sub>	10.15 <sup>+0.02</sup> <sub>-0.03</sub>
IC 2165	10.63 ± 0.02	10.73 ± 0.02	NGC 3918	10.84 ± 0.02	10.55 ± 0.02
IC 3568	10.96 ± 0.02	9.02 ± 0.02	NGC 5882	11.02 ± 0.02	9.35 ± 0.02
IC 4191	11.04 ± 0.02	10.08 ± 0.02	NGC 6153	11.05 ± 0.02	10.05 ± 0.02
IC 4406	10.97 ± 0.02	10.08 ± 0.02	NGC 6210	11.02 ± 0.02	9.28 ± 0.02
IC 4593	11.00 ± 0.02	8.53 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.06</sub>	NGC 6439	11.09 ± 0.02	10.31 ± 0.02
IC4699	10.92 ± 0.02	10.26 ± 0.02	NGC 6543	11.05 ± 0.02	...
IC 4846	10.96 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.05</sub>	8.68 <sup>+0.11</sup> <sub>-0.15</sub>	NGC 6565	11.00 ± 0.02	10.19 ± 0.02
IC 5217	10.84 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.10</sub>	9.95 ± 0.04	NGC 6572	11.01 ± 0.02	8.53 ± 0.02
JnEr 1	11.29 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.09</sub>	10.25 ± 0.04	NGC 6620	11.07 ± 0.02	10.33 ± 0.02
M1-20	10.99 ± 0.02	7.61 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.16</sub>	NGC 6720	10.96 ± 0.02	10.25 ± 0.02
M1-42	11.22 ± 0.03	10.04 ± 0.02	NGC 6741	10.89 ± 0.02	10.49 ± 0.02
M1-73	11.02 ± 0.02	8.99 ± 0.02	NGC 6818	10.73 ± 0.02	10.72 ± 0.02
M2-4	11.09 ± 0.02	...	NGC 6803	11.04 ± 0.02	9.56 ± 0.02
M2-6	11.05 <sup>+0.02</sup> <sub>-0.03</sub>	8.93 ± 0.02	NGC 6826	11.00 ± 0.02	7.34 <sup>+0.11</sup> <sub>-0.15</sub>
M2-27	11.13 ± 0.02	8.84 ± 0.02	NGC 6884	10.87 ± 0.02	10.19 ± 0.02
M2-31	11.10 ± 0.02	...	NGC 7026	11.04 ± 0.02	10.12 ± 0.02
M2-33	11.01 ± 0.02	8.92 ± 0.02	NGC 7662	10.82 ± 0.02	10.58 ± 0.02
M2-36	11.01 ± 0.02	9.01 ± 0.02	Vy 2-1	11.11 ± 0.02	8.71 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.10</sub>
M2-42	11.05 ± 0.02	8.45 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.10</sub>			



TABLA 3.6: NPs. Abundancias iónicas II:  $X^{+i}/H^+ = 12 + \log(X^{+i}/H^+)$ 

Objeto	$S^+/H^+$	$S^{++}/H^+$	Objeto	$S^+/H^+$	$S^{++}/H^+$
Cn1-5	$6.47^{+0.11}_{-0.10}$	$6.94 \pm 0.04$	M 3-7	$5.55^{+0.14}_{-0.11}$	$6.92 \pm 0.04$
Cn 3-1	$6.24^{+0.09}_{-0.07}$	$6.70^{+0.13}_{-0.11}$	M 3-29	$5.49^{+0.10}_{-0.09}$	$6.56 \pm 0.04$
DdDm 1	$5.21^{+0.24}_{-0.12}$	$6.25^{+0.05}_{-0.04}$	M 3-32	$4.71^{+0.13}_{-0.08}$	$6.52 \pm 0.04$
H1-41	$5.19^{+0.14}_{-0.09}$	$6.41 \pm 0.04$	M 3-33	$4.40 \pm 0.09$	$6.10^{+0.08}_{-0.10}$
H1-42	$5.28^{+0.15}_{-0.12}$	$6.48 \pm 0.04$	MyCn 18	$5.70^{+0.09}_{-0.07}$	$7.14 \pm 0.04$
H1-50	$5.73^{+0.09}_{-0.08}$	$6.56 \pm 0.04$	NGC 40	$6.06 \pm 0.04$	$6.14 \pm 0.05$
Hu 1-1	$6.16^{+0.04}_{-0.03}$	$6.52 \pm 0.04$	NGC 2392	$5.51^{+0.17}_{-0.14}$	$6.29^{+0.13}_{-0.11}$
Hu 2-1	$4.44^{+0.33}_{-0.10}$	$6.02 \pm 0.05$	NGC 3132	$6.49 \pm 0.04$	$6.85 \pm 0.04$
IC 418	$5.68^{+0.05}_{-0.09}$	$6.52 \pm 0.04$	NGC 3242	$4.14 \pm 0.04$	$5.88^{+0.05}_{-0.04}$
IC 1747	$5.21^{+0.06}_{-0.05}$	$6.36 \pm 0.04$	NGC 3587	$6.04^{+0.18}_{-0.15}$	$6.30 \pm 0.12$
IC 2165	$4.71^{+0.05}_{-0.04}$	$5.89 \pm 0.04$	NGC 3918	$5.54^{+0.09}_{-0.07}$	$6.32 \pm 0.04$
IC 3568	$3.40^{+0.15}_{-0.04}$	$5.66 \pm 0.04$	NGC 5882	$5.06 \pm 0.05$	$6.56 \pm 0.04$
IC 4191	$5.80^{+0.10}_{-0.08}$	$6.72 \pm 0.04$	NGC 6153	$5.53 \pm 0.04$	$6.67 \pm 0.04$
IC 4406	$5.75 \pm 0.04$	$6.21 \pm 0.04$	NGC 6210	$5.24^{+0.08}_{-0.07}$	$6.41^{+0.06}_{-0.05}$
IC 4593	$4.66^{+0.15}_{-0.10}$	$6.57^{+0.06}_{-0.07}$	NGC 6439	$6.04 \pm 0.05$	$6.80 \pm 0.04$
IC 4699	$4.20^{+0.26}_{-0.05}$	$5.88^{+0.09}_{-0.10}$	NGC 6543	$5.38^{+0.12}_{-0.09}$	$6.88^{+0.08}_{-0.07}$
IC 4846	$5.20^{+0.25}_{-0.16}$	$6.36^{+0.07}_{-0.08}$	NGC 6565	$6.36 \pm 0.04$	$6.86 \pm 0.04$
IC 5217	$4.94^{+0.24}_{-0.16}$	$6.36 \pm 0.07$	NGC 6572	$5.28^{+0.16}_{-0.08}$	$6.39^{+0.05}_{-0.04}$
JnEr 1	$6.05^{+0.12}_{-0.10}$	$6.70^{+0.20}_{-0.18}$	NGC 6620	$6.49 \pm 0.04$	$6.99 \pm 0.04$
M 1-20	$5.31^{+0.16}_{-0.14}$	$6.41 \pm 0.04$	NGC 6720	$6.08^{+0.04}_{-0.03}$	$6.49 \pm 0.04$
M 1-42	$6.13^{+0.04}_{-0.03}$	$6.68 \pm 0.04$	NGC 6741	$6.21^{+0.16}_{-0.09}$	$6.47 \pm 0.04$
M 1-73	$5.53^{+0.10}_{-0.07}$	$6.38^a$	NGC 6803	$5.80^{+0.06}_{-0.05}$	$6.75 \pm 0.04$
M 2-4	$5.85^{+0.14}_{-0.10}$	$7.30 \pm 0.04$	NGC 6818	$5.48^{+0.05}_{-0.04}$	$6.41 \pm 0.04$
M 2-6	$5.44^{+0.22}_{-0.16}$	$6.53^{+0.05}_{-0.04}$	NGC 6826	$4.44 \pm 0.05$	$6.28 \pm 0.04$
M 2-27	$6.16^{+0.12}_{-0.09}$	$7.04 \pm 0.04$	NGC 6884	$5.19^{+0.06}_{-0.05}$	$6.31^{+0.04}_{-0.05}$
M 2-31	$5.74^{+0.11}_{-0.08}$	$6.80 \pm 0.04$	NGC 7026	$6.14^{+0.04}_{-0.05}$	$6.92 \pm 0.04$
M 2-33	$4.86^{+0.31}_{-0.16}$	$6.67^{+0.09}_{-0.10}$	NGC 7662	$4.45 \pm 0.04$	$6.04 \pm 0.05$
M 2-36	$6.01^{+0.07}_{-0.05}$	$6.89 \pm 0.04$	Vy 2-1	$5.92^{+0.18}_{-0.07}$	$7.02 \pm 0.04$
M 2-42	$5.67^{+0.13}_{-0.10}$	$6.82 \pm 0.04$			

(a)  $S^{++}$  estimado con la ecuación 3.14 (ya que no se mide [S III]  $\lambda 6312$ ).

TABLA 3.7: NPs. Abundancias iónicas III:  $X^{+i}/H^+ = 12 + \log(X^{+i}/H^+)$ 

Objeto	$O^+/H^+$	$O^{++}/H^+$	$Ne^{++}/H^+$	$Ne^{+3}/H^+$	$N^+/H^+$
Cn1-5	$8.53 \pm 0.11$	$8.68 \pm 0.04$	$8.22 \pm 0.03$	...	$8.21^{+0.05}_{-0.06}$
Cn 3-1	$8.68^{+0.12}_{-0.09}$	$7.25^{+0.11}_{-0.08}$	...	...	$7.90^{+0.06}_{-0.04}$
DdDm 1	$7.38^{+0.30}_{-0.14}$	$7.91^{+0.05}_{-0.04}$	$7.12^{+0.05}_{-0.04}$	...	$6.71^{+0.11}_{-0.06}$
H1-41	$7.53^{+0.19}_{-0.14}$	$8.50 \pm 0.04$	$7.77 \pm 0.04$	...	$6.60^{+0.11}_{-0.09}$
H1-42	$7.27^{+0.23}_{-0.18}$	$8.54 \pm 0.04$	$7.81^{+0.04}_{-0.03}$	...	$6.49^{+0.13}_{-0.11}$
H1-50	$7.50^{+0.12}_{-0.10}$	$8.62 \pm 0.04$	$7.88 \pm 0.04$	$7.96^{+0.11}_{-0.13}$	$7.04^{+0.06}_{-0.05}$
Hu 1-1	$8.00^{+0.06}_{-0.05}$	$8.40^{+0.04}_{-0.04}$	$7.82 \pm 0.04$	...	$7.55^{+0.04}_{-0.04}$
Hu 2-1	$7.44^{+0.42}_{-0.12}$	$8.19^{+0.06}_{-0.05}$	$7.37 \pm 0.05$	...	$6.88^{+0.17}_{-0.05}$
IC 418	$8.34^{+0.07}_{-0.12}$	$8.06 \pm 0.04$	$6.73 \pm 0.04$	...	$7.62^{+0.05}_{-0.06}$
IC 1747	$7.07^{+0.09}_{-0.06}$	$8.56 \pm 0.04$	$7.95 \pm 0.04$	...	$6.80^{+0.05}_{-0.04}$
IC 2165	$6.80^{+0.06}_{-0.06}$	$8.10 \pm 0.04$	$7.36 \pm 0.04$	$7.69 \pm 0.08$	$6.25^{+0.05}_{-0.04}$
IC 3568	$5.69^{+0.24}_{-0.06}$	$8.36 \pm 0.05$	$7.68 \pm 0.04$	...	$4.85^{+0.14}_{-0.05}$
IC 4191	$7.62^{+0.13}_{-0.11}$	$8.64 \pm 0.04$	$8.12 \pm 0.04$	$8.15 \pm 0.08$	$7.07 \pm 0.06$
IC 4406	$8.51^{+0.06}_{-0.06}$	$8.58 \pm 0.04$	$8.19 \pm 0.04$	...	$7.86 \pm 0.04$
IC 4593	$7.64^{+0.24}_{-0.16}$	$8.54^{+0.05}_{-0.06}$	$8.07 \pm 0.07$	...	$6.35^{+0.14}_{-0.10}$
IC 4699	$6.38^{+0.36}_{-0.03}$	$8.40^{+0.04}_{-0.03}$	$7.73^{+0.04}_{-0.03}$	...	$5.24^{+0.23}_{-0.02}$
IC 4846	$7.03^{+0.40}_{-0.26}$	$8.48 \pm 0.06$	$8.01 \pm 0.06$	...	$6.38^{+0.23}_{-0.15}$
IC 5217	$6.59^{+0.41}_{-0.28}$	$8.63 \pm 0.07$	$8.02 \pm 0.08$	...	$6.35^{+0.25}_{-0.20}$
JnEr 1	$8.76^{+0.19}_{-0.18}$	$7.83^{+0.16}_{-0.13}$	$7.72^{+0.20}_{-0.18}$	...	$8.08^{+0.14}_{-0.13}$
M 1-20	$7.46^{+0.21}_{-0.17}$	$8.53 \pm 0.04$	$7.63 \pm 0.04$	...	$6.82^{+0.10}_{-0.08}$
M 1-42	$7.61^{+0.06}_{-0.05}$	$8.36^{+0.05}_{-0.04}$	$7.96 \pm 0.04$	$8.03^{+0.12}_{-0.11}$	$7.84 \pm 0.04$
M 1-73	$8.13^{+0.13}_{-0.09}$	$8.52 \pm 0.05$	$7.67 \pm 0.04$	...	$7.41^{+0.06}_{-0.04}$
M 2-4	$7.82^{+0.18}_{-0.13}$	$8.66 \pm 0.04$	$8.09 \pm 0.04$	...	$7.32^{+0.08}_{-0.06}$
M 2-6	$7.86^{+0.26}_{-0.18}$	$8.36 \pm 0.04$	$7.65 \pm 0.04$	...	$7.02^{+0.12}_{-0.08}$
M 2-27	$7.98^{+0.16}_{-0.12}$	$8.82 \pm 0.04$	$8.32^{+0.03}_{-0.04}$	...	$7.72^{+0.08}_{-0.06}$
M 2-31	$7.47^{+0.13}_{-0.10}$	$8.62 \pm 0.04$	$8.00 \pm 0.04$	...	$7.04^{+0.07}_{-0.05}$
M 2-33	$7.54^{+0.41}_{-0.19}$	$8.67^{+0.04}_{-0.03}$	$8.02^{+0.04}_{-0.03}$	...	$6.41^{+0.22}_{-0.12}$
M 2-36	$7.64^{+0.10}_{-0.07}$	$8.71 \pm 0.04$	$8.10 \pm 0.04$	...	$7.52^{+0.05}_{-0.04}$
M 2-42	$7.56^{+0.15}_{-0.10}$	$8.70 \pm 0.04$	$7.98 \pm 0.04$	...	$6.98^{+0.07}_{-0.05}$
M 3-7	$8.02^{+0.16}_{-0.11}$	$8.62 \pm 0.04$	$7.91 \pm 0.04$	...	$7.27^{+0.07}_{-0.06}$
M 3-29	$7.96^{+0.17}_{-0.14}$	$8.40 \pm 0.04$	$7.78 \pm 0.04$	...	$7.27^{+0.11}_{-0.09}$
M 3-32	$6.18^{+0.20}_{-0.14}$	$8.56 \pm 0.04$	$8.01 \pm 0.04$	...	$6.02^{+0.13}_{-0.10}$
M 3-33	$7.10^{+0.09}_{-0.05}$	$8.52 \pm 0.04$	$7.98^{+0.03}_{-0.04}$	...	$5.69 \pm 0.03$
MyCn 18	$7.94^{+0.11}_{-0.08}$	$8.50 \pm 0.04$	$8.11 \pm 0.04$	...	$7.60^{+0.06}_{-0.05}$
NGC 40	$8.61^{+0.06}_{-0.05}$	$7.06 \pm 0.05$	$5.72 \pm 0.04$	...	$7.89 \pm 0.04$
NGC 2392	$7.64^{+0.23}_{-0.24}$	$8.06^{+0.09}_{-0.07}$	$7.54^{+0.11}_{-0.12}$	...	$7.02^{+0.16}_{-0.18}$
NGC 3132	$8.69^{+0.05}_{-0.05}$	$8.51 \pm 0.04$	$8.24 \pm 0.04$	...	$8.12 \pm 0.04$
NGC 3242	$6.71^{+0.06}_{-0.05}$	$8.41^{+0.06}_{-0.04}$	$7.83 \pm 0.04$	$7.21^{+0.11}_{-0.12}$	$5.52 \pm 0.04$

Continúa en la siguiente hoja...

TABLA 3.7 – continuación

Objeto	O <sup>+</sup> /H <sup>+</sup>	O <sup>++</sup> /H <sup>+</sup>	Ne <sup>++</sup> /H <sup>+</sup>	Ne <sup>+3</sup> /H <sup>+</sup>	N <sup>+</sup> /H <sup>+</sup>
NGC 3587	8.23 <sup>+0.21</sup> <sub>-0.18</sub>	8.26 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.07</sub>	7.85 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.09</sub>	...	7.28 <sup>+0.14</sup> <sub>-0.13</sub>
NGC 3918	7.88 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.08</sub>	8.43 ± 0.04	7.83 ± 0.04	7.98 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.09</sub>	7.14 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.04</sub>
NGC 5882	6.91 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.06</sub>	8.65 ± 0.04	8.08 ± 0.04	...	6.41 ± 0.04
NGC 6153	7.16 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.06</sub>	8.61 ± 0.04	8.02 ± 0.04	7.95 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.13</sub>	7.00 ± 0.04
NGC 6210	7.29 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.09</sub>	8.53 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.05</sub>	8.07 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.07</sub>	...	6.45 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.04</sub>
NGC 6439	7.73 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.07</sub>	8.58 ± 0.04	8.10 ± 0.04	8.26 <sup>+0.11</sup> <sub>-0.13</sub>	7.51 ± 0.04
NGC 6543	7.25 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.13</sub>	8.74 ± 0.06	8.16 ± 0.06	...	6.79 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.06</sub>
NGC 6565	8.30 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	8.56 ± 0.04	8.03 ± 0.04	7.94 <sup>+0.13</sup> <sub>-0.17</sub>	7.85 ± 0.04
NGC 6572	7.41 <sup>+0.21</sup> <sub>-0.10</sub>	8.56 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.04</sub>	7.93 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.04</sub>	...	7.05 <sup>+0.11</sup> <sub>-0.06</sub>
NGC 6620	8.20 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.06</sub>	8.69 ± 0.04	8.04 ± 0.04	8.62 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.12</sub>	7.94 ± 0.04
NGC 6720	8.24 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.05</sub>	8.46 ± 0.05	8.03 ± 0.04	7.75 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.08</sub>	7.84 ± 0.04
NGC 6741	8.10 <sup>+0.19</sup> <sub>-0.12</sub>	8.39 ± 0.05	7.79 ± 0.04	7.90 ± 0.09	7.73 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.05</sub>
NGC 6803	7.38 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.07</sub>	8.63 ± 0.05	8.08 ± 0.04	...	7.22 ± 0.05
NGC 6818	7.36 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.06</sub>	8.35 ± 0.04	7.77 ± 0.04	7.93 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.08</sub>	6.95 ± 0.04
NGC 6826	6.99 <sup>+0.09</sup> <sub>-0.09</sub>	8.50 ± 0.05	7.81 ± 0.04	...	6.18 ± 0.06
NGC 6884	7.16 <sup>+0.09</sup> <sub>-0.07</sub>	8.53 ± 0.05	7.94 ± 0.04	7.66 <sup>+0.09</sup> <sub>-0.10</sub>	6.72 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.04</sub>
NGC 7026	7.76 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.08</sub>	8.60 ± 0.05	8.12 ± 0.04	...	7.58 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.05</sub>
NGC 7662	6.28 ± 0.06	8.23 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.05</sub>	7.53 ± 0.04	7.65 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.08</sub>	5.77 ± 0.04
Vy 2-1	8.08 <sup>+0.23</sup> <sub>-0.06</sub>	8.72 ± 0.04	8.05 ± 0.04	...	7.40 <sup>+0.11</sup> <sub>-0.02</sub>

TABLA 3.8: NPs. Abundancias iónicas IV: X<sup>+i</sup>/H<sup>+</sup> = 12 + log(X<sup>+i</sup>/H<sup>+</sup>)

Objeto	Ar <sup>++</sup> /H <sup>+</sup>	Ar <sup>+3</sup> /H <sup>+</sup>	Ar <sup>+4</sup> /H <sup>+</sup>	Cl <sup>++</sup> /H <sup>+</sup>	Cl <sup>+3</sup> /H <sup>+</sup>
Cn 1-5	6.42 ± 0.03	4.87 ± 0.07	...	5.24 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.05</sub>	...
Cn 3-1	5.84 <sup>+0.09</sup> <sub>-0.04</sub>	...	...	5.08 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.07</sub>	...
DdDm 1	5.03 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.02</sub>	3.99 <sup>+0.19</sup> <sub>-0.12</sub>	...	4.60 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.02</sub>	...
H1-41	5.89 ± 0.03	5.62 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.03</sub>	...	4.85 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.06</sub>	...
H1-42	6.13 <sup>+0.09</sup> <sub>-0.10</sub>	5.36 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.03</sub>	...	4.89 ± 0.07	...
H1-50	6.08 ± 0.08	5.86 ± 0.03	4.77 <sup>+0.09</sup> <sub>-0.11</sub>	4.91 ± 0.06	...
Hu 1-1	5.90 ± 0.03	5.06 ± 0.03	...	4.98 ± 0.03	...
Hu 2-1	5.72 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.02</sub>	3.93 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.14</sub>	...	4.52 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.032</sub>	...
IC 418	6.03 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.02</sub>	2.98 ± 0.03	...	4.81 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.04</sub>	...
IC 1747	5.99 ± 0.02	5.57 ± 0.03	...	...	...
IC 2165	5.45 ± 0.02	5.60 ± 0.03	5.22 ± 0.03	4.29 ± 0.03	4.60 ± 0.03
IC 3568	5.71 ± 0.03	5.45 ± 0.03	...	4.33 ± 0.04	4.45 ± 0.05
IC 4191	6.20 ± 0.03	...	5.06 ± 0.02	5.00 ± 0.04	...

Continúa en la siguiente hoja...

TABLA 3.8 – continuación

Objeto	Ar <sup>++</sup> /H <sup>+</sup>	Ar <sup>+3</sup> /H <sup>+</sup>	Ar <sup>+4</sup> /H <sup>+</sup>	Cl <sup>++</sup> /H <sup>+</sup>	Cl <sup>+3</sup> /H <sup>+</sup>
IC 4406	6.26 ± 0.03	5.38 ± 0.03	...	4.92 ± 0.03	...
IC 4593	6.11 ± 0.04	...	...	4.91 ± 0.06	...
IC 4699	6.20 ± 0.03	5.61 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.03</sub>	4.14 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.15</sub>	4.63 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.06</sub>	...
IC 4846	5.97 ± 0.04	5.33 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.05</sub>	...	4.84 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.11</sub>	4.65 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.15</sub>
IC 5217	5.82 ± 0.04	5.79 ± 0.05	4.12 ± 0.04	4.63 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.07</sub>	4.80 ± 0.04
JnEr 1	6.04 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.14</sub>	5.76 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.10</sub>	...	4.68 <sup>+0.23</sup> <sub>-0.30</sub>	...
M 1-20	5.81 ± 0.03	4.87 ± 0.07	...	4.68 ± 0.09	...
M 1-42	6.31 ± 0.03	5.56 ± 0.04	...	5.04 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.02</sub>	...
M 1-73	6.39 ± 0.03	...	...	...	...
M 2-4	6.45 ± 0.03	5.02 ± 0.07	...	5.24 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.06</sub>	...
M 2-6	5.85 ± 0.03	4.50 ± 0.11	...	4.85 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.08</sub>	...
M 2-27	6.53 ± 0.03	5.66 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.03</sub>	...	5.33 ± 0.06	...
M 2-31	6.19 ± 0.03	5.56 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.03</sub>	...	5.03 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.05</sub>	...
M 2-33	6.12 ± 0.03	4.84 ± 0.10	...	5.06 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.07</sub>	...
M 2-36	6.36 ± 0.02	5.28 <sup>+0.25</sup> <sub>-0.55</sub>	...	...	...
M 2-42	6.51 <sup>+0.11</sup> <sub>-0.11</sub>	5.21 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.07</sub>	...	5.17 ± 0.07	...
M 3-7	6.33 ± 0.03	...	...	5.23 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.07</sub>	...
M 3-29	5.84 ± 0.03	4.86 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.10</sub>	...	4.95 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.07</sub>	...
M 3-32	6.16 ± 0.03	5.62 ± 0.03	...	4.94 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.07</sub>	...
M 3-33	5.83 ± 0.03	5.74 ± 0.03	...	4.65 ± 0.07	...
MyCn 18	6.36 ± 0.03	...	...	5.33 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.03</sub>	...
NGC 40	5.70 ± 0.03	...	...	4.65 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.03</sub>	...
NGC 2392	5.72 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.14</sub>	5.01 ± 0.06	...	4.53 <sup>+0.09</sup> <sub>-0.07</sub>	...
NGC 3132	6.41 ± 0.03	4.92 ± 0.03	...	5.20 ± 0.03	...
NGC 3242	5.64 ± 0.03	5.73 ± 0.03	4.03 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.02</sub>	4.41 ± 0.03	...
NGC 3587	5.94 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.14</sub>	4.66 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.05</sub>	...	4.86 <sup>+0.09</sup> <sub>-0.08</sub>	...
NGC 3918	5.98 ± 0.02	5.84 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.04</sub>	5.21 ± 0.02	4.74 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.03</sub>	...
NGC 5882	6.18 ± 0.03	5.80 ± 0.03	...	4.93 ± 0.03	...
NGC 6153	6.28 ± 0.03	5.78 ± 0.03	...	5.07 ± 0.03	...
NGC 6210	5.98 ± 0.04	5.46 ± 0.04	...	4.72 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.06</sub>	...
NGC 6439	6.40 ± 0.08	5.91 ± 0.03	5.03 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.09</sub>	5.14 ± 0.03	...
NGC 6543	6.51 ± 0.04	5.49 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.06</sub>	...	5.23 ± 0.07	4.69 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.06</sub>
NGC 6565	...	5.60 ± 0.03	4.88 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.10</sub>	5.07 ± 0.03	...
NGC 6572	6.17 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.02</sub>	5.46 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.03</sub>	...	4.84 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.05</sub>	4.42 ± 0.05
NGC 6620	6.56 ± 0.07	5.80 ± 0.03	5.10 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.10</sub>	5.29 ± 0.03	...
NGC 6720	6.30 ± 0.03	5.30 ± 0.03	4.26 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.02</sub>	4.97 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.03</sub>	4.42 ± 0.05
NGC 6741	6.18 ± 0.03	5.71 ± 0.07	5.14 ± 0.03	4.83 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.03</sub>	4.44 ± 0.02
NGC 6803	6.28 ± 0.03	5.76 ± 0.03	...	5.23 ± 0.03	...
NGC 6818	5.95 ± 0.02	5.82 ± 0.03	5.11 ± 0.02	4.73 ± 0.03	...

Continúa en la siguiente hoja...

TABLA 3.8 – continuación

Objeto	Ar <sup>++</sup> /H <sup>+</sup>	Ar <sup>+3</sup> /H <sup>+</sup>	Ar <sup>+4</sup> /H <sup>+</sup>	Cl <sup>++</sup> /H <sup>+</sup>	Cl <sup>+3</sup> /H <sup>+</sup>
NGC 6826	6.09 ± 0.03	4.92 ± 0.03	...	4.85 ± 0.03	4.09 <sup>+0.11</sup> <sub>-0.15</sub>
NGC 6884	6.03 ± 0.03	5.82 ± 0.03	4.46 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.02</sub>	4.82 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.03</sub>	4.76 ± 0.03
NGC 7026	6.26 ± 0.03	5.76 ± 0.03	...	5.18 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.04</sub>	...
NGC 7662	6.00 ± 0.03	5.72 ± 0.03	4.91 ± 0.03	4.44 ± 0.03	4.87 ± 0.03
Vy 2-1	6.50 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.09</sub>	5.04 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.06</sub>	...	5.22 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.06</sub>	...

TABLA 3.9: Regiones H II. Abundancias iónicas I: X<sup>+i</sup>/H<sup>+</sup> = 12 + log(X<sup>+i</sup>/H<sup>+</sup>)

Objeto	He <sup>+</sup> /H <sup>+</sup>	O <sup>+</sup> /H <sup>+</sup>	O <sup>++</sup> /H <sup>+</sup>	N <sup>+</sup> /H <sup>+</sup>
M8	10.84 ± 0.01	8.41 <sup>+0.18</sup> <sub>-0.09</sub>	7.86 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.02</sub>	7.52 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.03</sub>
M16	10.89 ± 0.02	8.44 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.04</sub>	7.90 ± 0.04	7.68 ± 0.03
M17	10.98 ± 0.02	7.76 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.07</sub>	8.42 ± 0.03	6.77 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.04</sub>
M20	10.85 ± 0.02	8.44 ± 0.04	7.71 ± 0.06	7.53 ± 0.03
M42	10.96 ± 0.03	7.76 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.06</sub>	8.41 ± 0.01	6.86 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.04</sub>
NGC 3576	10.94 ± 0.03	8.12 ± 0.07	8.34 ± 0.01	7.03 ± 0.04
NGC 3603	10.97 ± 0.02	7.35 <sup>+0.11</sup> <sub>-0.09</sub>	8.41 ± 0.03	6.44 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.05</sub>
S311	10.90 ± 0.02	8.24 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.04</sub>	7.80 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.02</sub>	7.24 ± 0.03

TABLA 3.10: Regiones H II. Abundancias iónicas II: X<sup>+i</sup>/H<sup>+</sup> = 12 + log(X<sup>+i</sup>/H<sup>+</sup>)

Objeto	S <sup>+</sup> /H <sup>+</sup>	S <sup>++</sup> /H <sup>+</sup>	Ne <sup>++</sup> /H <sup>+</sup>
M8	6.05 <sup>+0.14</sup> <sub>-0.07</sub>	6.93 ± 0.03	6.99 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.03</sub>
M16	6.35 ± 0.03	6.94 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.05</sub>	7.09 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.04</sub>
M17	5.46 <sup>+0.02</sup> <sub>-0.05</sub>	6.91 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.04</sub>	7.70 ± 0.03
M20	6.23 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.02</sub>	6.87 ± 0.07	6.62 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.07</sub>
M42	5.40 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.04</sub>	6.99 ± 0.02	7.71 <sup>+0.02</sup> <sub>-0.01</sub>
NGC 3576	5.80 ± 0.05	6.88 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.02</sub>	7.64 ± 0.02
NGC 3603	5.01 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.06</sub>	6.82 ± 0.04	7.73 ± 0.03
S311	6.14 ± 0.03	6.71 ± 0.03	6.90 ± 0.03

TABLA 3.11: Regiones H II. Abundancias iónicas III:  $X^{+i}/H^+ = 12 + \log(X^{+i}/H^+)$ 

Objeto	Ar <sup>++</sup> /H <sup>+</sup>	Ar <sup>+3</sup> /H <sup>+</sup>	Cl <sup>+</sup> /H <sup>+</sup>	Cl <sup>++</sup> /H <sup>+</sup>	Cl <sup>+3</sup> /H <sup>+</sup>
M8	6.20 ± 0.02	3.70 <sup>+0.09</sup> <sub>-0.10</sub>	4.50 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.03</sub>	5.06 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.02</sub>	...
M16	6.23 ± 0.03	3.93 <sup>+0.17</sup> <sub>-0.27</sub>	4.70 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.05</sub>	5.11 ± 0.04	...
M17	6.34 ± 0.03	4.09 <sup>+0.11</sup> <sub>-0.15</sub>	3.85 ± 0.09	5.08 <sup>+0.02</sup> <sub>-0.03</sub>	3.15 :
M20	6.19 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.04</sub>	4.04 <sup>+0.19</sup> <sub>-0.26</sub>	4.72 ± 0.04	5.05 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.05</sub>	...
M42	6.37 ± 0.03	4.58 ± 0.02	3.81 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.08</sub>	5.13 <sup>+0.02</sup> <sub>-0.01</sub>	3.65 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.06</sub>
NGC 3576	6.33 ± 0.03	4.19 ± 0.03	4.08 ± 0.06	4.96 ± 0.02	3.21 ± 0.01
NGC 3603	6.33 ± 0.03	4.75 ± 0.05	3.45 ± 0.06	5.06 ± 0.04	4.00 ± 0.03
S311	6.08 ± 0.03	3.41 <sup>+0.18</sup> <sub>-0.28</sub>	4.56 ± 0.04	4.88 ± 0.03	...

**Nota.** : Valor incierto (la incertidumbre en el flujo de la línea es >40%).

### 3.3 Abundancias totales

La abundancia total de un elemento se calcula mediante la suma de las abundancias iónicas de todos los iones observados y corrigiendo por la contribución de los iones no observados mediante un factor de corrección por ionización (FCI), como se muestra de forma general en la ecuación

$$\frac{X}{H} = \left( \sum_{\text{iones obs.}} \frac{X^{+i}}{H^+} \right) FCI_{\text{no obs.}} \quad (3.1)$$

Para corregir la abundancia total de un determinado elemento se suele usar otro que tenga una estructura de ionización similar. En la tabla 3.12 mostramos los potenciales de ionización de los diferentes elementos. Hemos analizado los diferentes FCI propuestos en la literatura (que están basados en modelos de fotoionización o en la similitud en potenciales de ionización de distintos iones) para cada elemento con el objetivo de estudiar si alguno de ellos presenta una dependencia con el grado de ionización, o funciona sólo para objetos con un determinado grado de ionización.

A continuación exploramos los distintos FCI disponibles en la literatura, y en las tablas 3.13–3.16 se presentan los valores de los FCI para cada elemento y cada objeto así como las abundancias totales junto con las incertidumbres asociadas. Los errores en las abundancias totales se han calculado de la siguiente forma. Para un objeto determinado, usamos cada conjunto de abundancias iónicas calculado en la sección anterior y calculamos los diferentes FCI y abundancias totales, de forma que se tiene una distribución de valores por cada elemento. La abundancia total adoptada es el valor determinado a partir de las abundancias iónicas adoptadas en la sección anterior (que se calculan a partir de los cocientes de líneas observados), y las incertidumbres vienen dadas por el intervalo alrededor de este valor cuya probabilidad acumulada es un 68%.

TABLA 3.12: Potenciales de ionización (eV)

Elemento	I	II	III	IV	V
He	24.59	54.42			
O	13.62	35.12	54.93	77.41	113.90
N	14.53	29.60	47.45	77.47	97.89
Ne	21.56	40.96	63.45	97.11	126.21
S	10.36	23.33	34.83	47.30	72.68
Ar	15.76	27.63	40.74	59.81	75.02
Cl	12.97	23.81	39.61	53.46	67.8

### 3.3.1 Helio

En NPs, la abundancia total de helio se calcula generalmente sumando directamente las abundancias iónicas de  $\text{He}^+$  y  $\text{He}^{++}$ . En las NPs con grado de ionización muy bajo puede ser importante la contribución de helio neutro, tal y como sucede en las regiones H II. En los espectros de las NPs IC 418, NGC 6543, Cn 1.5, M 2-4, M3 29 y DdDm 1 no aparece la línea  $\text{He II } \lambda 4686$ , lo que podría estar indicando que en estos objetos la abundancia de helio neutro puede ser importante. Hemos probado los FCI propuestos por Peimbert et al. (1992), Zhang & Liu (2003) y Peimbert & Costero (1969):

$$FCI(\text{He}) = 1 + \frac{S^+}{S - S^+}, \quad (3.2)$$

$$FCI(\text{He}) = \frac{S^+ + S^{++}}{S^{++}}, \quad (3.3)$$

$$FCI(\text{He}) = \left(0.87 \times \frac{S}{S - S^+}\right) + \left(0.13 \times \frac{O^+ + O^{++}}{O^{++}}\right), \quad (3.4)$$

respectivamente, para calcular la contribución de  $\text{He}^0$  en las NPs de la muestra. Se obtiene que ésta es despreciable para todas ellas con excepción de las dos NPs con menor grado de ionización: Cn 3-1 y NGC 40. En los objetos de bajo grado de ionización, en los que se realiza esta corrección, los valores de la abundancia total de helio obtenidos con la ecuación 3.3 son similares a los que se determinan con la ecuación 3.2, mientras que la ecuación 3.4 lleva a abundancias superiores en  $\sim 0.5$  dex. No esperamos abundancias tan altas de helio (de hasta  $12 + \log(\text{He}/\text{H}) = 11.5$  en las regiones H II si usamos el FCI de la ecuación 3.4), por lo que finalmente adoptamos el FCI dado por la ecuación 3.2 para corregir la abundancia total de helio en estas dos NPs y en todas las regiones H II.

En la figura 3.1 mostramos la abundancia total de helio respecto al grado de ionización dado por  $\log(O^+/O^{++})$  para toda la muestra de NPs y regiones H II. También se muestran los valores de  $\text{He}^+/\text{H}^+ + \text{He}^{++}/\text{H}^+$  para las ocho regiones H II y las dos NPs en las que hemos tenido en cuenta la contribución de helio neutro a la abundancia total de helio. En la



región de bajo grado de ionización ( $\log(O^+/O^{++}) > 0$ ) se observa cierta tendencia de la abundancia total de helio con el grado de ionización, lo que indica que este FCI no parece funcionar muy bien en esta zona. Las NPs M 1-42 y JnEr 1 tienen  $12 + \log(\text{He}/\text{H}) > 11.2$ , valor que es considerablemente superior al del resto de NPs. El valor de  $12 + \log(\text{He}/\text{H})$  obtenido por Bohigas (2001) con otras observaciones en JnEr 1 es 11.22 mientras que nosotros obtenemos  $11.33 \pm 0.08$ , esta diferencia se debe tanto a las condiciones físicas utilizadas como a que ellos utilizan la línea He I  $\lambda 5876$  (afectada por efectos de autoabsorción) mientras que nosotros usamos la línea He I  $\lambda 6678$  (no afectada por estos efectos). Por otro lado, Liu et al. (2001) obtienen un valor de la abundancia total de helio de 11.17 para M 1-42 y nosotros  $11.25^{+0.03}_{-0.01}$ ; los motivos de la discrepancia son los mismos que para JnEr 1. A pesar de estas diferencias, parece claro que estas NPs tienen una abundancia de helio superior a la del resto de objetos. Este resultado es característico de las NPs con estrellas progenitoras relativamente masivas, en las que tienen lugar procesos de nucleosíntesis y el posterior dragado hacia la superficie del material enriquecido en helio y nitrógeno (en la sección 3.4 comentaremos este resultado con más detalle).

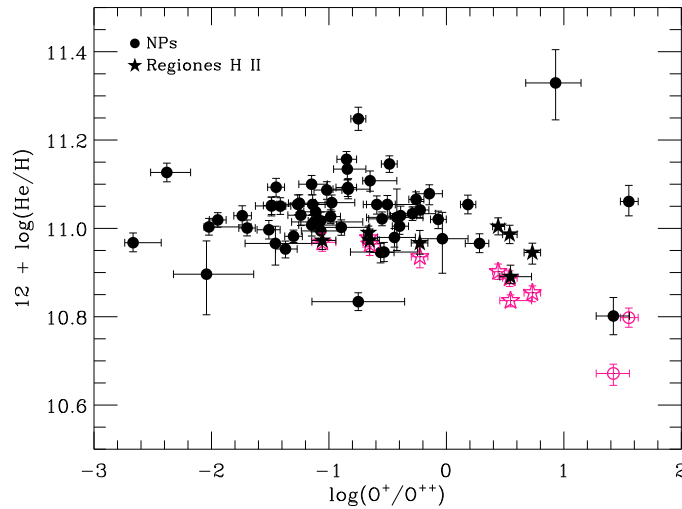


FIGURA 3.1: Abundancias totales de helio (símbolos llenos negros) respecto al grado de ionización para todos los objetos. En las ocho regiones H II y las dos NPs en las que la contribución de  $\text{He}^0$  a la abundancia total es importante, representamos la suma  $\text{He}^+/\text{H}^+ + \text{He}^{++}/\text{H}^+$  con símbolos vacíos rosas.

### 3.3.2 Oxígeno

En las regiones H II la abundancia total de oxígeno viene dada directamente por la suma de las abundancias iónicas de  $\text{O}^+$  y  $\text{O}^{++}$ , pero en las NPs hay que tener en cuenta la contribución de  $\text{O}^{+3}$  a la abundancia total, y por lo tanto,  $\text{O}/\text{H} = (\text{O}^+/\text{H}^+ + \text{O}^{++}/\text{H}^+) \times \text{FCI}(\text{O})$ . Generalmente se utilizan los FCI propuestos por Kingsburgh & Barlow (1994) y por Peimbert & Torres-Peimbert (1971):



$$FCI(O) = \left( \frac{\text{He}^+ + \text{He}^{++}}{\text{He}^+} \right)^{2/3}, \quad (3.5)$$

$$FCI(O) = \frac{\text{He}^+ + \text{He}^{++}}{\text{He}^+}, \quad (3.6)$$

respectivamente. Nosotros seleccionamos el FCI de la ecuación 3.5, pero las diferencias en las abundancias derivadas con el otro FCI son menores a  $\sim 0.04$  dex. Los resultados finales se muestran en la figura 3.2, en donde tanto  $(\text{O}^+ + \text{O}^{++})/\text{H}^+$  como  $\text{O}/\text{H}$  se representan en función del grado de ionización. En general, la corrección no es grande (ver Tabla 3.13), lo que es consistente con la presencia de poco oxígeno en forma de  $\text{O}^{+3}$ , como se espera para una muestra de objetos con un grado de ionización no muy alto. Las excepciones son NGC 3918 ( $ICF = 1.32$ ), NGC 7662 ( $ICF = 1.35$ ), NGC 6818 ( $ICF = 1.57$ ) y IC 2165 ( $ICF = 1.73$ ), que son algunas de las NPs que seleccionamos con un grado de ionización superior al de la muestra original para comparar los resultados entre sí. Como es de esperar, en estos objetos la contribución de  $\text{O}^{+3}$  a la abundancia total de oxígeno es mayor a la del resto de NPs.

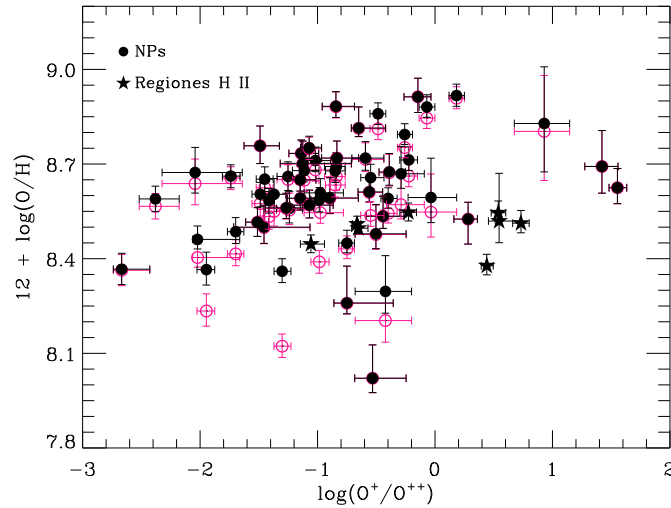


FIGURA 3.2: Valores de  $\text{O}^+/\text{H}^+ + \text{O}^{++}/\text{H}^+$  (símbolos vacíos rosas) y de  $\text{O}/\text{H}$  (símbolos llenos negros) respecto al grado de ionización para todos los objetos. Las abundancias totales de las NPs están calculadas con la ecuación 3.5.

### 3.3.3 Nitrógeno

En los espectros visibles sólo se pueden medir líneas de  $[\text{N II}]$ , por lo que la abundancia total de nitrógeno es  $\text{N}/\text{H} = \text{N}^+/\text{H}^+ \times FCI(\text{N})$ . Las abundancias que obtenemos para el grupo de regiones H II utilizando los FCI propuestos por Kingsburgh & Barlow (1994):

$$FCI(\text{N}) = \frac{\text{O}}{\text{O}^+}, \quad (3.7)$$

y por Izotov et al. (2006):

$$FCI(N) = 0.178 \times v + 0.610 + 0.153/v, \quad (3.8)$$

[donde  $v = O^+/(O^+ + O^{++})$ ] son muy similares, con diferencias menores a 0.02 dex. En NPs suelen utilizarse tanto el FCI propuesto por Kingsburgh & Barlow (1994) como el FCI derivado por Kwitter & Henry (2001):

$$FCI(N) = \frac{O^+ + O^{++}}{O^+} \times \frac{He^+ + He^{++}}{He^+}, \quad (3.9)$$

que llevan a abundancias totales de nitrógeno que difieren en menos de 0.1 dex. Finalmente, hemos utilizado el FCI de Kingsburgh & Barlow (1994) tanto en regiones H II como en NPs. En la figura 3.3 mostramos las abundancias totales de nitrógeno (símbolos llenos) y el valor de  $N^+$  (símbolos vacíos) en función del grado de ionización. Se puede observar que la contribución de este ión a la abundancia total es minoritaria en las NPs con  $\log(O^+/O^{++}) \lesssim -0.5$ .

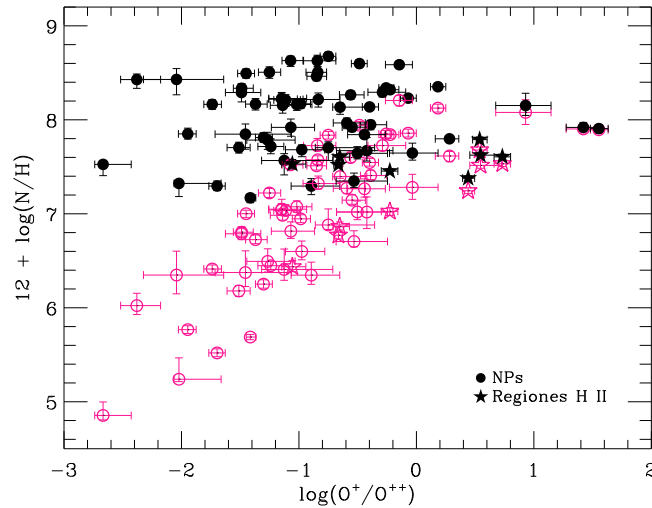


FIGURA 3.3: Valores de  $N^+/H^+$  (símbolos vacíos) y de  $N/H$  (símbolos llenos) respecto al grado de ionización para todos los objetos. Las abundancias totales están calculadas con la ecuación 3.7.

### 3.3.4 Azufre

La abundancia total de azufre se calcula como  $S/H = (S^+/H^+ + S^{++}/H^+) \times FCI(S)$ , en donde el FCI corrige por la presencia de  $S^{+3}$  en los objetos. Hay varios FCI propuestos para este elemento en la literatura. A partir del análisis de modelos de fotoionización, Stasińska (1978) sugiere el uso de la ecuación:

$$FCI(S) = \left[ 1 - \left( 1 - \frac{O^+}{O} \right)^3 \right]^{-1/3}, \quad (3.10)$$

para corregir la presencia de  $S^{+3}$  en regiones H II, mismo FCI que fue adoptado posteriormente por Kingsburgh & Barlow (1994) para NPs. Izotov et al. (2006) derivan la ecuación:

$$FCI(S) = -1.476 \times v + 1.752 + 0.688/v, \quad (3.11)$$

donde  $v = O^+/(O^+ + O^{++})$ , para calcular la abundancia total de azufre en regiones H II. Otros FCI propuestos para NPs son:

$$FCI(S) = 10^{[-0.017+0.18\beta-0.11\beta^2+0.072\beta^3]}; \beta = \log(O/O^+), \quad (3.12)$$

$$FCI(S) = 1.43 + \left[ 0.196 \left( \frac{O^{++}}{O^+} \right)^{1.29} \right], \quad (3.13)$$

derivados por Kwitter & Henry (2001) y de Freitas-Pacheco et al. (1993) respectivamente. Además, en la NP M 1-73 hemos utilizado la ecuación:

$$\frac{S^{++}}{S^+} = 4.677 + \left( \frac{O^{++}}{O^+} \right)^{0.433} \quad (3.14)$$

propuesta por Kingsburgh & Barlow (1994) para estimar el valor de  $S^{++}/H^+$ , ya que no está medida la línea [S III]  $\lambda 6312$  en su espectro.

En la figura 3.4 mostramos las abundancias totales de azufre obtenidas con las ecuaciones 3.10 y 3.11 para el grupo de regiones H II. Las abundancias totales de azufre que se obtienen con el FCI propuesto por Izotov et al. (2006) muestran una clara tendencia con el grado de ionización [dado por  $\log(O^+/O^{++})$ ], hecho que no ocurre con el otro FCI y que no se espera, por lo que seleccionamos el FCI de Kingsburgh & Barlow (1994) para calcular la abundancia total de azufre en estos objetos. Cabe mencionar que los FCI de Izotov et al. (2006) fueron diseñados para observaciones de galaxias H II compactas, en las que casi todo el objeto cae dentro de la rendija, lo que podría explicar que no funcionen bien para estas regiones H II Galácticas extensas. Recientemente hemos comprobado, usando modelos de fotoionización para regiones H II, que el FCI de Stasińska (1978) [adoptado posteriormente por Kingsburgh & Barlow (1994)] sí funcionan bien en este tipo de objetos (Rodríguez & Delgado-Inglada 2011a).

En la figura 3.5, mostramos la comparación de los valores de S/H obtenidos en NPs con las ecuaciones 3.10, 3.12, y 3.13 (en los tres paneles las abundancias de azufre de las regiones H II están calculadas con la ecuación 3.10). Los valores obtenidos con las ecuaciones 3.10 y 3.13 son similares y no dependen del grado de ionización, mientras que los resultados derivados de la ecuación 3.12 dependen mucho del grado de ionización para  $\log(O^+/O^{++}) \lesssim -0.7$  y parece que están sobre corrigiendo la contribución de  $S^{+3}$ . Por ello, decidimos adoptar también el FCI de la ecuación 3.10 para corregir la abundancia total en las NPs. Aunque utilizamos este FCI en ambos tipos de objetos porque es el que mejor funciona, sabemos que esta corrección está introduciendo un sesgo en las NPs (Rodríguez & Delgado-Inglada 2011a) que de hecho podría explicar la llamada "anomalía" del azufre (Henry et al. 2004) [ver discusión en la siguiente sección].

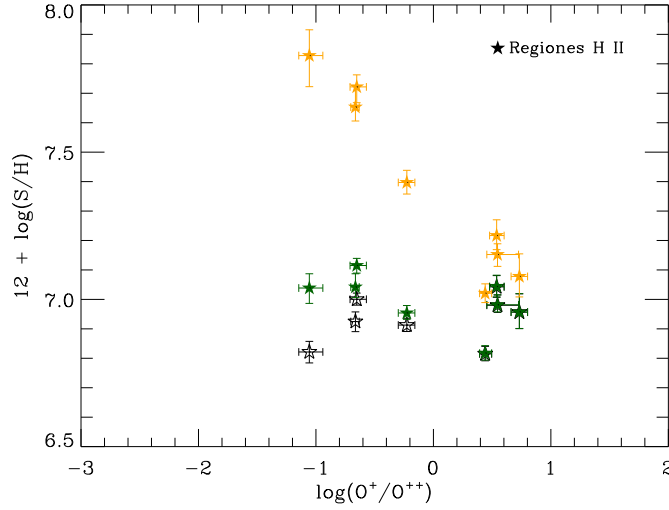


FIGURA 3.4: Valores de  $S^+/H^+ + S^{++}/H^+$  (negro) y de  $S/H$  obtenidos con la ecuación 3.10 (verde) y con la ecuación 3.11 (naranja) respecto al grado de ionización para el grupo de regiones H II.

### 3.3.5 Neón

La abundancia total de neón se calcula generalmente como  $Ne/H = Ne^{++}/H^+ \times FCI(Ne)$ . En 15 NPs de la muestra se ha calculado  $Ne^{+3}/H^+$  a partir del doblete  $[Ne\ IV] \lambda\lambda 4724+25$ , pero este ión no contribuye de forma significativa a la abundancia total de neón. Las ecuaciones

$$FCI(Ne) = \frac{O}{O^{++}}, \quad (3.15)$$

$$FCI(Ne) = \left[ \left( \frac{O^+ + O^{++}}{O^{++}} \right) \times \left( \frac{He^+ + He^{++}}{He^{++}} \right) \right], \quad (3.16)$$

muestran los FCI propuestos por Kingsburgh & Barlow (1994) y Kwitter & Henry (2001) para calcular la abundancia total de neón en NPs. Las diferencias entre los resultados obtenidos con ambas ecuaciones son menores al 1% en las NPs de la muestra, y dado que el FCI propuesto por Kingsburgh & Barlow (1994) es el más utilizado en la literatura, lo usamos para calcular la abundancia final de neón en las NPs. En el caso de las regiones H II, además del FCI de la ecuación 3.15, hemos probado la ecuación:

$$FCI(Ne) = 0.591 \times w + 0.927 + 0.546/w, \quad (3.17)$$

donde  $w = O^{++}/(O^+ + O^{++})$ , propuesta por Izotov et al. (2006). Los resultados se muestran en la figura 3.6. En la región de bajo grado de ionización ambos FCI parecen estar corrigiendo mal la contribución de  $Ne^+$ . Las diferencias entre los valores obtenidos con estos dos FCI son de hasta 0.17 dex. Elegimos el FCI de Kingsburgh & Barlow (1994) para calcular la abundancia final de neón ya que parece funcionar algo mejor. En la figura 3.7

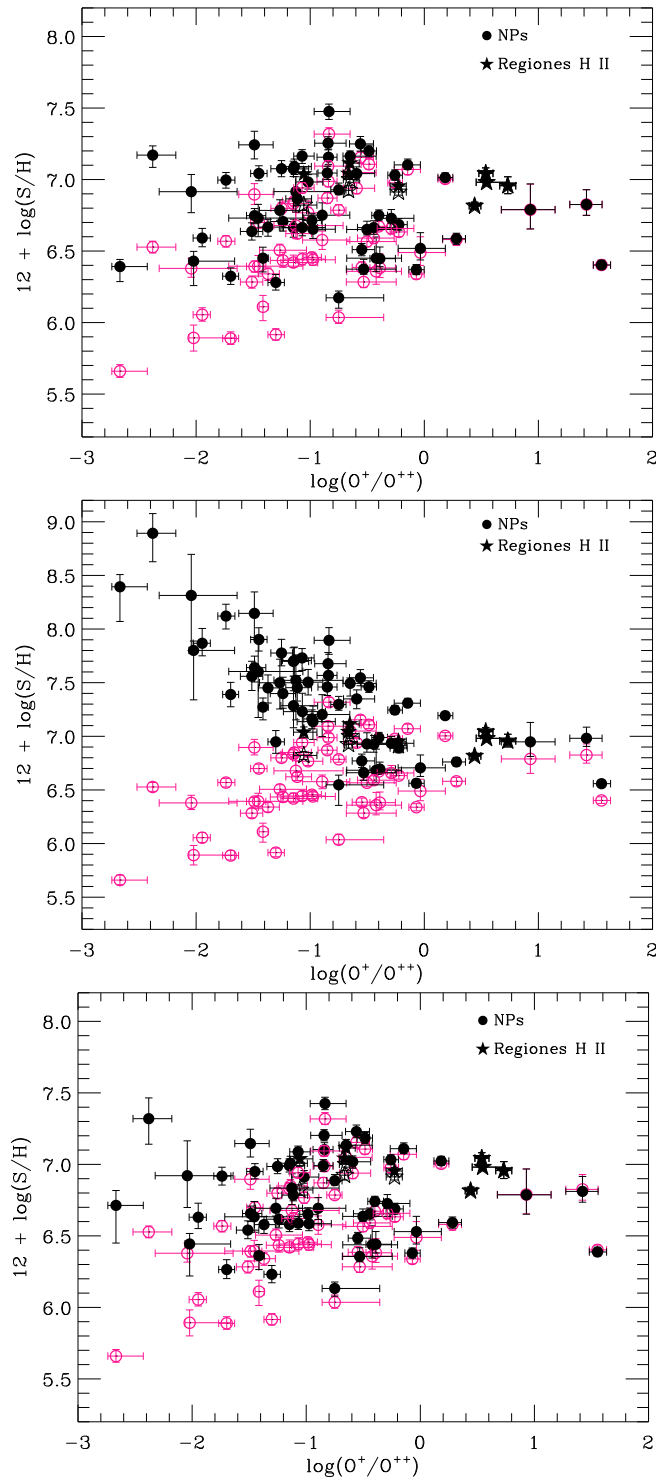


FIGURA 3.5: Valores de  $S^+/H^+ + S^{++}/H^+$  (símbolos vacíos rosas) y de  $S/H$  (símbolos llenos negros) respecto al grado de ionización para todos los objetos. Las abundancias totales de las NPs están calculadas con la ecuación 3.10 (panel superior), 3.12 (panel intermedio), y 3.13 (panel inferior). En regiones H II hemos usado la ecuación 3.10 en todos los paneles.

presentamos los resultados obtenidos tanto en las NPs como en las regiones H II. Podemos ver que la dispersión es alta a grados de ionización bajos, lo que sugiere que este FCI funciona peor en esa región.

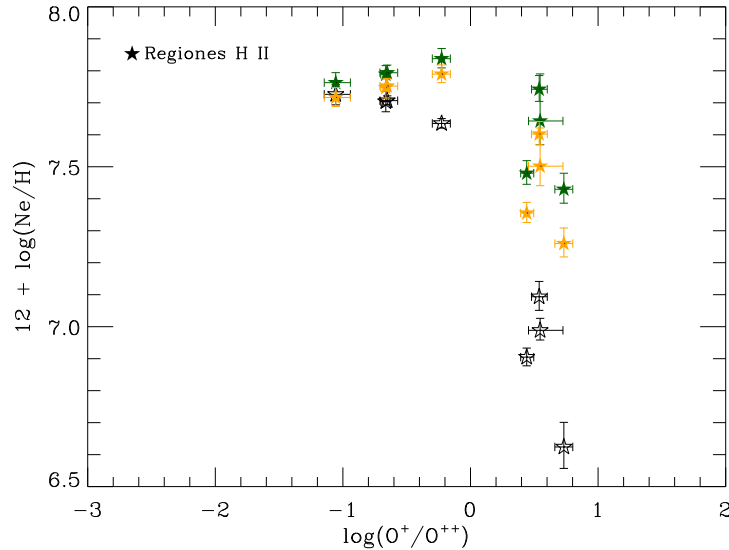


FIGURA 3.6: Valores de  $\text{Ne}^{++}/\text{H}^+ + \text{Ne}^{+3}/\text{H}^+$  (negro) y de  $\text{Ne}/\text{H}$  obtenidos con la ecuación 3.15 (verde) y 3.17 (naranja) respecto al grado de ionización para el grupo de regiones H II.

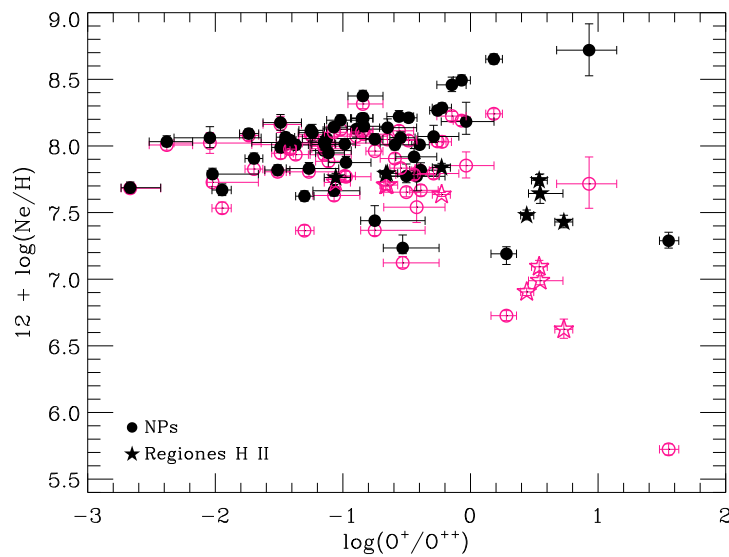


FIGURA 3.7: Valores de  $\text{Ne}^{++}/\text{H}^+ + \text{Ne}^{+3}/\text{H}^+$  (símbolos vacíos rosas) y de  $\text{Ne}/\text{H}$  (símbolos llenos negros) respecto al grado de ionización para todos los objetos. Las abundancias totales están calculadas con la ecuación 3.15.

### 3.3.6 Argón

Para este elemento existen varios FCI en la literatura. Kingsburgh & Barlow (1994) proponen diferentes correcciones según podamos calcular sólo  $\text{Ar}^{++}$ :

$$FCI(\text{Ar}) = \left[1 - \frac{N^+}{N}\right]^{-1}, \quad (3.18)$$

sólo  $\text{Ar}^{+3}$ :

$$FCI(\text{Ar}) = 1.87, \quad (3.19)$$

o  $\text{Ar}^{++}$ ,  $\text{Ar}^{+3}$  y  $\text{Ar}^{+4}$ :

$$FCI(\text{Ar}) = \frac{\text{Ne}}{\text{Ne}^{++}}. \quad (3.20)$$

Por otro lado, Kwitter & Henry (2001) proponen la ecuación:

$$FCI(\text{Ar}) = \left[1 - \frac{N^+}{N}\right]^{-1} \times \frac{\text{He}^+ + \text{He}^{++}}{\text{He}^+}, \quad (3.21)$$

para calcular la abundancia total de argón cuando se puede calcular  $\text{Ar}^{++}$  y  $\text{Ar}^{+3}$ , y de Freitas-Pacheco et al. (1993) derivan la ecuación:

$$FCI(\text{Ar}) = 1.34 \times \frac{\text{O}}{\text{O}^{++}}, \quad (3.22)$$

que se usa cuando sólo se puede calcular  $\text{Ar}^{++}$ . Por último, Wang & Liu (2007) utilizan el FCI de la ecuación 3.18 tanto si tienen  $\text{Ar}^{++}$ ,  $\text{Ar}^{+3}$ , y  $\text{Ar}^{+4}$  como si sólo tienen  $\text{Ar}^{++}$  y  $\text{Ar}^{+3}$ . Nosotros hemos explorado todas las posibilidades y consideramos que el conjunto de FCI derivado por Kingsburgh & Barlow (1994) es el que mejor funciona para grados de ionización bajos, ya que los otros sobrestiman la contribución de  $\text{Ar}^+$  en las NPs de la muestra. En la figura 3.8 se muestran las abundancias totales de argón calculadas con los diferentes FCI para todas las NPs.

En la figura 3.9 mostramos, para las regiones H II, las abundancias obtenidas con el FCI de Izotov et al. (2006):

$$FCI(\text{Ar}) = 0.238 \times v + 0.931 + 0.004/v, \quad (3.23)$$

y las abundancias derivadas por García-Rojas et al. (2004, 2005, 2006, 2007) y Esteban et al. (2004) estimando los FCI a partir de la correlación entre  $N^{++}/N^+$  y  $\text{Ar}^{++}/\text{Ar}^+$  obtenida por Martín-Hernández et al. (2002) mediante observaciones de regiones H II con el telescopio infrarrojo *ISO*. Ninguna de las dos correcciones parece funcionar bien, ya que se observa una tendencia en las abundancias totales de argón obtenidas con ambas, y las diferencias en los valores de  $\text{Ar}/\text{H}$  derivados con ellas son de hasta 0.4 dex. Seleccionamos el FCI dado por la ecuación 3.23 porque parece llevar a abundancias de argón más similares entre sí. Finalmente en la figura 3.10 se muestran en conjunto los resultados para las regiones H II y NPs.

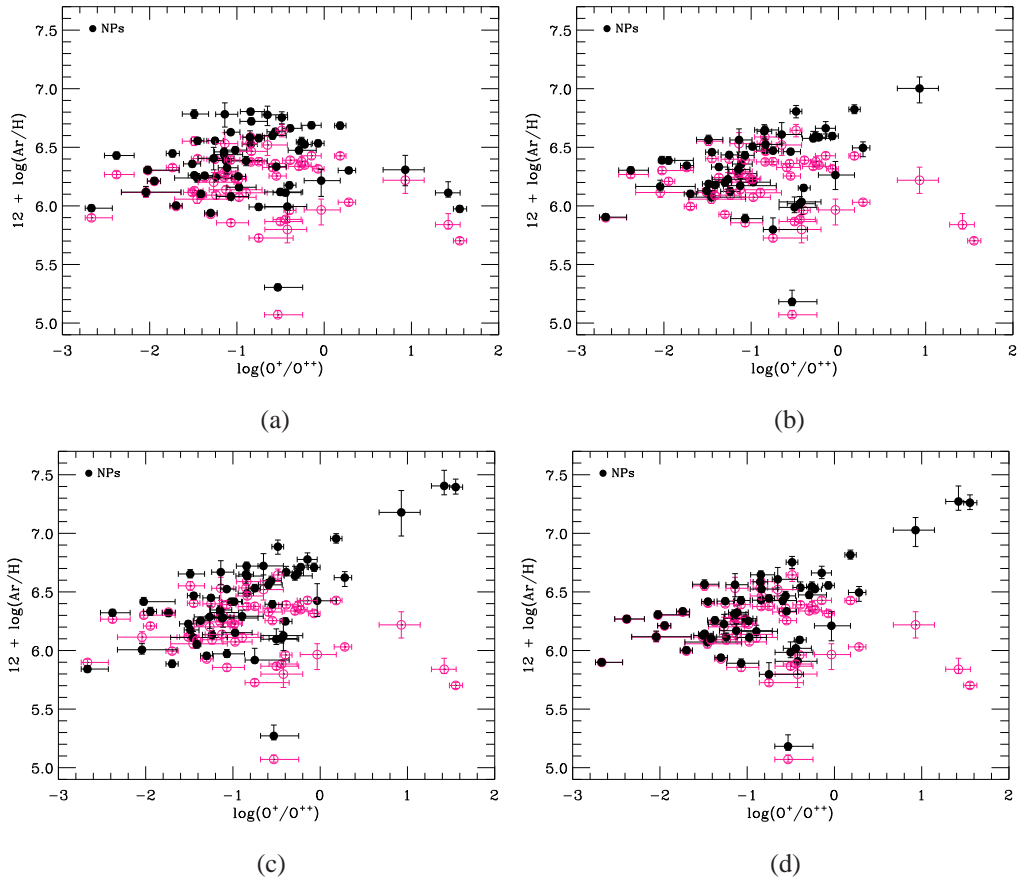


FIGURA 3.8: Suma de las abundancias iónicas (símbolos vacíos rosas) y abundancias totales de Ar/H (símbolos llenos negros) respecto al grado de ionización para las NPs. Las abundancias totales están calculadas con las ecuaciones: (a) 3.18, 3.19 y 3.20, (b) 3.21, (c) 3.22 y (d) 3.18.



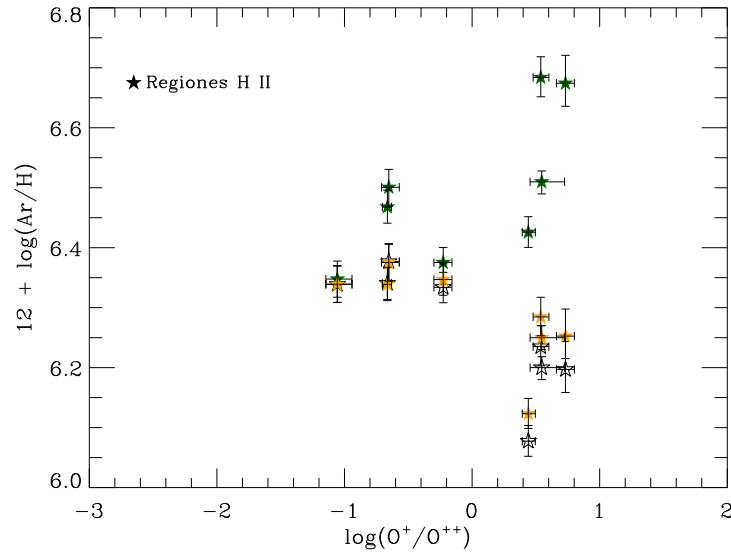


FIGURA 3.9: Suma de las abundancias iónicas de argón (símbolos vacíos) y abundancias totales de argón (símbolos llenos) obtenidas a partir de las relaciones de Martín-Hernández et al. (2002) (verde) y a partir de la ecuación 3.23 (naranja) respecto al grado de ionización para el grupo de regiones H II.

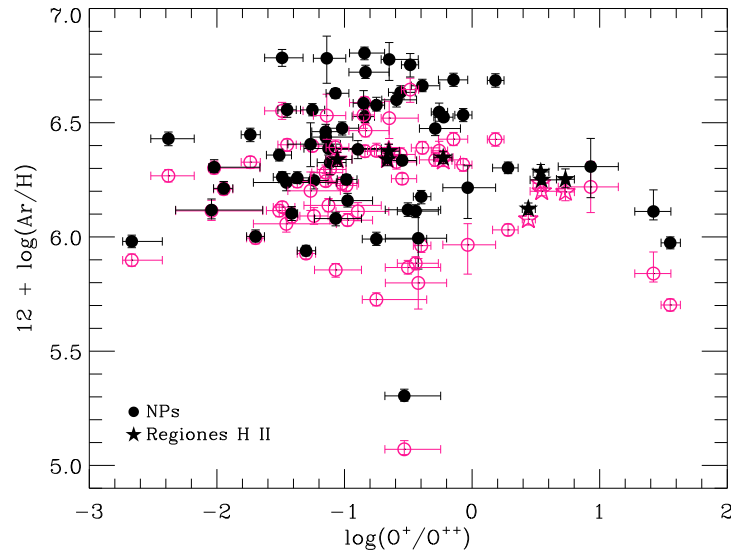


FIGURA 3.10: Suma de las abundancias iónicas de argón (símbolos vacíos) y abundancias totales de argón (símbolos llenos) respecto al grado de ionización para todos los objetos. Las abundancias totales están calculadas con las ecuación 3.18 (NPs) y ecuación 3.23 (regiones H II).

### 3.3.7 Cloro

En las regiones H II calculamos la abundancia total de cloro como la suma de  $\text{Cl}^+$ ,  $\text{Cl}^{++}$ , y  $\text{Cl}^{+3}$  en M17, M42, NGC 3576, y NGC 3603, y la suma de  $\text{Cl}^+$  y  $\text{Cl}^{++}$  en M8, M16, M20,

y S311. El valor de  $\text{Cl}^{+3}/\text{Cl}^{++}$  es 0.01 para M17, 0.03 para M42, 0.02 para NGC 3576, y 0.09 para NGC 3603, y como el grado de ionización de las otras cuatro regiones H II es menor, no esperamos que  $\text{Cl}^{+3}$  contribuya significativamente a la abundancia total de cloro. En la figura 3.11 comparamos estos resultados con las abundancias totales derivadas con el FCI propuesto por Peimbert (1978):

$$FCI(\text{Cl}) = \frac{\text{He}^+ + \text{He}^{++}}{\text{He}^+}, \quad (3.24)$$

y con el FCI determinado por Izotov et al. (2006):

$$FCI(\text{Cl}) = 1.186 \times v + 0.357 + 0.121/v. \quad (3.25)$$

En las NPs, en las que la contribución de  $\text{Cl}^{+4}$  podría ser significativa, hemos calculado la abundancia total de cloro con el FCI propuesto por Peimbert (1978) y los FCI de las ecuaciones:

$$FCI(\text{Cl}) = \frac{\text{S}}{\text{S} - \text{S}^+} \quad (3.26)$$

$$FCI(\text{Cl}) = \frac{\text{S}}{\text{S}^{++}} \quad (3.27)$$

derivados por Kwitter & Henry (2001) y Wang & Liu (2007) respectivamente. El FCI de la ecuación 3.26 sólo sirve para las NPs con  $\text{Cl}^{++}$  y  $\text{Cl}^{+3}$ , y el de la ecuación 3.27 no funciona bien para objetos de alto grado de ionización porque muestra una tendencia con  $\log(\text{O}^+/\text{O}^{++})$ . En la figura 3.12 mostramos únicamente los resultados obtenidos con el FCI de Peimbert (1978) en las NPs y mediante la suma de las abundancias iónicas de cloro en las regiones H II.

### 3.3.8 Resumen

Hemos calculado las abundancias totales de He, O, N, S, Ne, Ar y Cl utilizando los FCI que mejor funcionan en cada caso. Sin embargo, algunos de los FCI, como los de Ne y Ar, no funcionan bien a bajos grados de ionización, ya que las abundancias totales muestran una tendencia con el grado de ionización. Esto se comentará más en detalle en la siguiente sección.

En general, las abundancias totales que obtenemos son similares a las que se muestran en los trabajos de los que hemos tomado las intensidades de las líneas. Como se mencionó más arriba, las mayores diferencias (de hasta 0.5 dex) se encuentran en aquellas NPs en las que las condiciones físicas utilizadas por nosotros y por los otros autores difieren más.

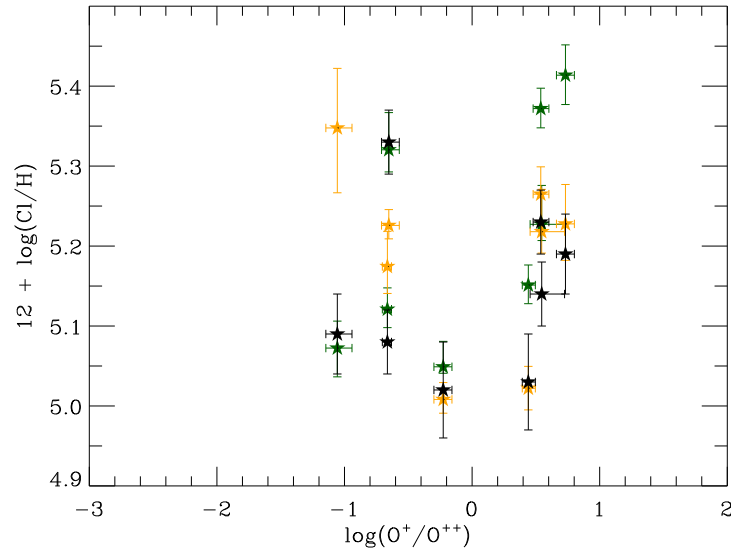


FIGURA 3.11: Suma de las abundancias iónicas (negro) y abundancias totales de cloro obtenidas con las ecuación 3.24 (verde) y 3.25 (naranja) respecto al grado de ionización para el grupo de regiones H II.

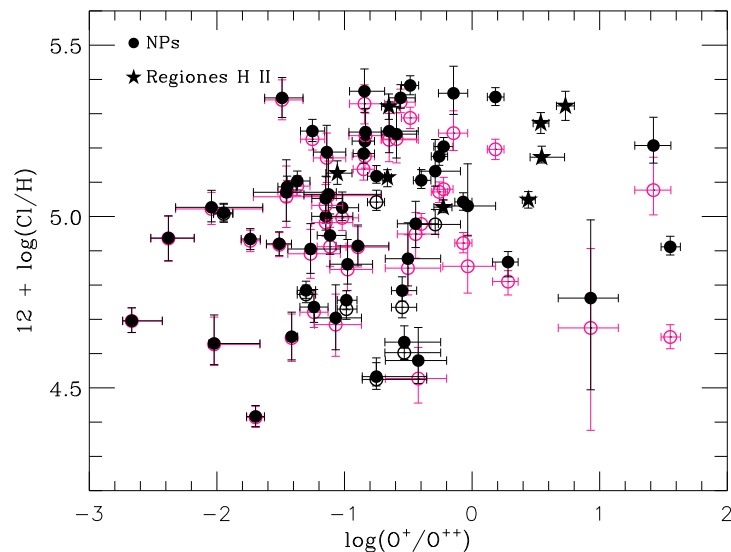


FIGURA 3.12: Suma de las abundancias iónicas de cloro (símbolos vacíos rosas) y abundancias totales de cloro (símbolos llenos negros) respecto al grado de ionización para todos los objetos. Las abundancias totales de las NPs están calculadas con la ecuación 3.24 y en las regiones H II mediante la suma de las abundancias iónicas calculadas.

TABLA 3.13: NPs. Factores de corrección por ionización

Objeto	He	O	N	S	Ne	Ar	Cl
Cn 1-5	1.00	1.00	2.40	7.10	1.72	1.87	1.31
Cn 3-1	1.35	1.00	1.04	6.82	27	1.87	1.35
DdDm 1	1.00	1.00	4.40	6.37	1.29	1.87	1.07
H1-41	1.00	1.16	12	6.65	1.28	1.87	1.04
H1-42	1.00	1.00	20	6.78	1.06	1.87	1.03
H1-50	1.00	1.07	15	6.86	1.16	1.07	1.08
Hu 1-1	1.00	1.11	3.91	6.75	1.56	1.87	1.34
Hu 2-1	1.00	1.00	6.64	6.17	1.18	1.87	1.02
IC 418	1.00	1.00	1.52	6.59	2.91	1.87	1.14
IC 1747	1.00	1.07	34	6.75	1.11	1.87	...
IC 2165	1.00	1.73	36	6.28	1.81	1.03	1.03
IC 3568	1.00	1.01	470	6.39	1.01	1.87	1.00
IC 4191	1.00	1.07	12	6.98	1.17	1.87	1.07
IC 4406	1.00	1.08	2.36	6.37	2.01	1.87	1.32
IC 4593	1.00	1.00	8.87	6.75	1.13	1.87	1.01
IC 4699	1.00	1.14	121	6.43	1.15	1.01	1.01
IC 4846	1.00	1.00	30	6.73	1.04	1.87	1.03
IC 5217	1.00	1.08	121	6.91	1.09	1.01	1.01
JnEr 1	1.00	1.06	1.18	6.79	10	1.87	1.22
M 1-20	1.00	1.00	13	6.66	1.09	1.87	1.05
M 1-42	1.00	1.04	6.91	6.93	1.23	1.87	1.19
M 1-73	1.00	1.01	3.47	6.45	1.42	1.87	...
M 2-4	1.00	1.00	7.85	7.48	1.15	1.87	1.02
M 2-6	1.00	1.01	4.20	6.65	1.32	1.87	1.06
M 2-27	1.00	1.00	8.00	7.25	1.15	1.87	1.09
M 2-31	1.00	1.00	15	7.08	1.07	1.87	1.05
M 2-33	1.00	1.01	14	6.92	1.08	1.87	1.01
M 2-36	1.00	1.01	13	7.16	1.09	1.87	...
M 2-42	1.00	1.00	150	7.09	1.07	1.87	1.04
M 3-7	1.00	1.01	4.96	7.04	1.27	1.87	1.03
M 3-29	1.00	1.00	3.77	6.66	1.36	1.87	1.07
M 3-32	1.00	1.06	254	7.17	1.06	1.87	1.00
M 3-33	1.00	1.13	30	6.45	1.17	1.87	1.01
MyCn 18	1.00	1.00	4.65	7.25	1.28	1.87	1.03
NGC 40	1.83	1.00	1.03	6.40	37	1.87	1.83
NGC 2392	1.00	1.24	4.50	6.45	1.70	1.87	1.13
NGC 3132	1.00	1.02	1.69	7.01	2.57	1.87	1.42
NGC 3242	1.00	1.18	60	6.32	1.20	1.02	1.01

Continúa en la siguiente hoja...

TABLA 3.13 – continuación

Objeto	He	O	N	S	Ne	Ar	Cl
NGC 3587	1.00	1.11	2.32	6.52	2.14	1.87	1.50
NGC 3918	1.00	1.32	5.97	6.51	1.69	1.20	1.12
NGC 5882	1.00	1.01	56	7.00	1.03	1.87	1.01
NGC 6153	1.00	1.06	31	7.04	1.10	1.87	1.03
NGC 6210	1.00	1.01	19	6.71	1.07	1.87	1.04
NGC 6439	1.00	1.11	8.96	7.05	1.26	1.13	1.11
NGC 6543	1.00	1.00	32	7.24	1.03	1.87	1.01
NGC 6565	1.00	1.10	3.09	7.03	1.71	1.48	1.27
NGC 6572	1.00	1.00	15	6.66	1.07	1.87	1.04
NGC 6620	1.00	1.12	4.53	7.20	1.48	1.28	1.24
NGC 6720	1.00	1.12	3.01	6.68	1.80	1.50	1.33
NGC 6741	1.00	1.25	3.69	6.73	1.90	1.37	1.43
NGC 6803	1.00	1.02	19	7.08	1.08	1.87	1.06
NGC 6818	1.00	1.57	17	6.71	1.73	1.06	1.06
NGC 6826	1.00	1.00	34	6.64	1.03	1.87	1.01
NGC 6884	1.00	1.13	28	6.67	1.18	1.04	1.03
NGC 7026	1.00	1.08	8.53	7.16	1.23	1.87	1.11
NGC 7662	1.00	1.35	121	6.59	1.37	1.01	1.01
Vy2-1	1.00	1.00	5.48	7.20	1.23	1.87	1.06

TABLA 3.14: Regiones H II. Factores de corrección por ionización

Objeto	He	O	N	S	Ne	Ar	Cl
M 8	1.13	1.00	1.28	1.00	4.51	1.12	1.00
M 16	1.26	1.00	1.29	1.00	4.45	1.12	1.00
M 17	1.03	1.00	5.61	1.31	1.22	1.00	1.00
M 20	1.23	1.00	1.18	1.00	6.39	1.14	1.00
M 42	1.02	1.00	5.50	1.30	1.22	1.00	1.00
NGC 3576	1.08	1.00	2.68	1.10	1.59	1.03	1.00
NGC 3603	1.01	1.00	12.38	1.65	1.09	1.00	1.00
S 311	1.27	1.00	1.36	1.01	3.76	1.11	1.00

TABLA 3.15: *NPs*. Abundancias totales:  $X = 12 + \log(X/H)$ 

Objeto	He	O	N	S	Ne	Ar	Cl
Cn 1-5	$11.08 \pm 0.02$	$8.91^{+0.06}_{-0.05}$	$8.59^{+0.04}_{-0.03}$	$7.10^{+0.04}_{-0.03}$	$8.46^{+0.06}_{-0.05}$	$6.69 \pm 0.03$	$5.36^{+0.08}_{-0.06}$
Cn 3-1	$10.80 \pm 0.04$	$8.69^{+0.11}_{-0.08}$	$7.92^{+0.05}_{-0.04}$	$6.82^{+0.10}_{-0.08}$	...	$6.11^{+0.09}_{-0.04}$	$5.21^{+0.08}_{-0.05}$
DdDm 1	$10.95 \pm 0.02$	$8.02^{+0.11}_{-0.05}$	$7.35^{+0.08}_{-0.07}$	$6.37^{+0.07}_{-0.04}$	$7.23^{+0.10}_{-0.04}$	$5.30^{+0.03}_{-0.02}$	$4.63^{+0.05}_{-0.02}$
H1-41	$11.06 \pm 0.02$	$8.61^{+0.04}_{-0.03}$	$7.68^{+0.05}_{-0.07}$	$6.65 \pm 0.06$	$7.88^{+0.05}_{-0.03}$	$6.16 \pm 0.03$	$4.86^{+0.07}_{-0.06}$
H1-42	$11.05 \pm 0.02$	$8.56^{+0.05}_{-0.03}$	$7.78^{+0.08}_{-0.10}$	$6.78 \pm 0.07$	$7.83^{+0.04}_{-0.03}$	$6.41^{+0.09}_{-0.10}$	$4.90 \pm 0.07$
H1-50	$11.04 \pm 0.01$	$8.68^{+0.04}_{-0.03}$	$8.21^{+0.06}_{-0.07}$	$6.86 \pm 0.05$	$7.95 \pm 0.04$	$6.33^{+0.06}_{-0.05}$	$4.94^{+0.06}_{-0.06}$
Hu 1-1	$11.01 \pm 0.02$	$8.59 \pm 0.03$	$8.14^{+0.03}_{-0.04}$	$6.75^{+0.04}_{-0.03}$	$8.01 \pm 0.03$	$6.18 \pm 0.03$	$5.11^{+0.03}_{-0.02}$
Hu 2-1	$10.83 \pm 0.02$	$8.09^{+0.10}_{-0.02}$	$7.58^{+0.04}_{-0.10}$	$5.94^{+0.04}_{-0.06}$	$7.25^{+0.10}_{-0.02}$	$5.87^{+0.03}_{-0.02}$	$4.39^{+0.04}_{-0.02}$
IC 418	$10.97 \pm 0.02$	$8.53^{+0.05}_{-0.08}$	$7.80 \pm 0.03$	$6.59 \pm 0.04$	$7.19^{+0.05}_{-0.08}$	$6.30^{+0.03}_{-0.02}$	$4.87^{+0.03}_{-0.04}$
IC 1747	$11.05 \pm 0.02$	$8.60 \pm 0.04$	$8.34^{+0.05}_{-0.06}$	$6.75^{+0.05}_{-0.06}$	$7.99 \pm 0.04$	$6.26 \pm 0.02$	...
IC 2165	$10.98 \pm 0.02$	$8.36 \pm 0.04$	$7.81 \pm 0.05$	$6.28^{+0.06}_{-0.05}$	$7.62 \pm 0.04$	$5.94 \pm 0.02$	$4.78^{+0.03}_{-0.02}$
IC 3568	$10.97 \pm 0.02$	$8.37 \pm 0.05$	$7.53^{+0.04}_{-0.12}$	$6.39^{+0.05}_{-0.10}$	$7.69 \pm 0.04$	$5.98 \pm 0.03$	$4.70^{+0.04}_{-0.03}$
IC 4191	$11.09 \pm 0.02$	$8.71 \pm 0.04$	$8.16 \pm 0.06$	$6.98 \pm 0.05$	$8.19^{+0.04}_{-0.03}$	$6.48 \pm 0.03$	$5.03^{+0.05}_{-0.04}$
IC 4406	$11.02 \pm 0.02$	$8.88^{+0.04}_{-0.03}$	$8.23 \pm 0.03$	$6.37^{+0.04}_{-0.03}$	$8.49^{+0.04}_{-0.03}$	$6.53 \pm 0.03$	$5.04^{+0.03}_{-0.02}$
IC 4593	$11.00 \pm 0.02$	$8.59^{+0.06}_{-0.05}$	$7.30^{+0.08}_{-0.09}$	$6.75^{+0.09}_{-0.10}$	$8.13^{+0.08}_{-0.06}$	$6.38 \pm 0.04$	$4.91 \pm 0.06$
IC 4699	$11.00 \pm 0.02$	$8.46^{+0.04}_{-0.03}$	$7.32^{+0.03}_{-0.14}$	$6.43^{+0.07}_{-0.17}$	$7.79^{+0.04}_{-0.03}$	$6.30^{+0.03}_{-0.02}$	$4.63^{+0.07}_{-0.06}$
IC 4846	$10.97^{+0.04}_{-0.05}$	$8.50^{+0.07}_{-0.05}$	$7.85^{+0.11}_{-0.16}$	$6.73^{+0.10}_{-0.13}$	$8.03^{+0.07}_{-0.05}$	$6.24 \pm 0.04$	$5.07^{+0.09}_{-0.08}$
IC 5217	$10.90^{+0.08}_{-0.09}$	$8.67^{+0.08}_{-0.06}$	$8.43^{+0.12}_{-0.16}$	$6.92^{+0.12}_{-0.15}$	$8.06^{+0.08}_{-0.07}$	$6.12^{+0.05}_{-0.04}$	$5.03^{+0.05}_{-0.04}$
JnEr 1	$11.33 \pm 0.08$	$8.83^{+0.18}_{-0.15}$	$8.15^{+0.11}_{-0.10}$	$6.79^{+0.18}_{-0.14}$	$8.72^{+0.20}_{-0.19}$	$6.31^{+0.12}_{-0.14}$	$4.76^{+0.23}_{-0.27}$
M 1-20	$10.99 \pm 0.02$	$8.57^{+0.05}_{-0.04}$	$7.92 \pm 0.09$	$6.66 \pm 0.06$	$7.66^{+0.05}_{-0.04}$	$6.08 \pm 0.03$	$4.70^{+0.10}_{-0.09}$
M 1-42	$11.26 \pm 0.02$	$8.18^{+0.07}_{-0.03}$	$8.38^{+0.04}_{-0.06}$	$6.76^{+0.06}_{-0.03}$	$8.01^{+0.07}_{-0.03}$	$6.50 \pm 0.02$	$5.08^{+0.07}_{-0.02}$
M 1-73	$11.03 \pm 0.02$	$8.68^{+0.06}_{-0.04}$	$7.95 \pm 0.05$	$5.59^{+0.08}_{-0.06}$	$7.82^{+0.06}_{-0.04}$	$6.66 \pm 0.03$	...
M 2-4	$11.09 \pm 0.02$	$8.72^{+0.05}_{-0.04}$	$8.22^{+0.07}_{-0.08}$	$7.48^{+0.05}_{-0.06}$	$8.15^{+0.06}_{-0.04}$	$6.72 \pm 0.03$	$5.25^{+0.07}_{-0.06}$
M 2-6	$11.05^{+0.02}_{-0.03}$	$8.48^{+0.09}_{-0.05}$	$7.64^{+0.07}_{-0.06}$	$6.65^{+0.06}_{-0.05}$	$7.77^{+0.09}_{-0.05}$	$6.12 \pm 0.03$	$4.88^{+0.10}_{-0.08}$

Continúa en la siguiente hoja...

TABLA 3.15 – continuación

Objeto	He	O	N	S	Ne	Ar	Cl
M 2-27	11.13 ± 0.02	8.88 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.04</sub>	8.63 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.07</sub>	7.25 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.05</sub>	8.37 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.03</sub>	6.80 ± 0.03	5.37 ± 0.06
M 2-31	11.10 ± 0.02	8.65 ± 0.04	8.22 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.07</sub>	7.08 ± 0.05	8.03 ± 0.04	6.46 ± 0.03	5.05 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.05</sub>
M 2-33	11.01 ± 0.02	8.70 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.03</sub>	7.57 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.15</sub>	6.92 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.14</sub>	8.06 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.03</sub>	6.39 ± 0.03	5.06 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.07</sub>
M 2-36	11.02 ± 0.02	8.75 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.03</sub>	8.63 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.06</sub>	7.16 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.05</sub>	8.14 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.03</sub>	6.63 ± 0.02	...
M 2-42	11.05 ± 0.02	8.73 ± 0.04	8.15 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.08</sub>	7.09 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.06</sub>	8.01 ± 0.04	6.78 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.11</sub>	5.19 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.07</sub>
M 3-7	11.05 ± 0.02	8.72 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.04</sub>	7.97 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.06</sub>	7.04 ± 0.05	8.01 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.04</sub>	6.60 ± 0.03	5.24 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.07</sub>
M 3-29	10.98 ± 0.02	8.53 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.04</sub>	7.84 ± 0.04	6.66 ± 0.05	7.92 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.04</sub>	6.11 ± 0.03	4.98 ± 0.07
M 3-32	11.13 ± 0.02	8.59 ± 0.04	8.43 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.09</sub>	7.17 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.09</sub>	8.03 ± 0.04	6.43 ± 0.03	4.94 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.07</sub>
M 3-33	11.05 ± 0.02	8.58 ± 0.04	7.17 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.05</sub>	6.45 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.10</sub>	8.04 ± 0.04	6.10 ± 0.03	4.65 ± 0.07
MyCn 18	10.95 ± 0.02	8.61 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.03</sub>	8.26 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.05</sub>	7.25 ± 0.05	8.22 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.03</sub>	6.63 ± 0.03	5.35 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.03</sub>
NGC 40	11.06 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.03</sub>	8.62 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.05</sub>	7.91 ± 0.04	6.40 ± 0.03	7.29 ± 0.06	5.97 ± 0.03	4.91 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.02</sub>
NGC 2392	11.02 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.08</sub>	8.30 <sup>+0.11</sup> <sub>-0.07</sub>	7.67 <sup>+0.14</sup> <sub>-0.11</sub>	6.45 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.09</sub>	7.77 <sup>+0.13</sup> <sub>-0.11</sub>	5.99 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.14</sub>	4.58 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.07</sub>
NGC 3132	11.05 ± 0.02	8.92 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.03</sub>	8.35 ± 0.03	7.01 ± 0.03	8.65 ± 0.04	6.69 ± 0.03	5.35 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.02</sub>
NGC 3242	11.00 ± 0.02	8.49 ± 0.04	7.30 ± 0.05	6.32 ± 0.06	7.91 ± 0.04	6.00 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.02</sub>	4.42 ± 0.03
NGC 3587	10.98 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.08</sub>	8.59 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.08</sub>	7.65 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.08</sub>	6.52 <sup>+0.11</sup> <sub>-0.08</sub>	8.18 <sup>+0.14</sup> <sub>-0.10</sub>	6.22 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.14</sub>	5.03 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.09</sub>
NGC 3918	11.02 ± 0.02	8.66 ± 0.04	7.92 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.05</sub>	6.51 ± 0.04	8.06 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.03</sub>	6.33 ± 0.02	4.78 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.03</sub>
NGC 5882	11.03 ± 0.02	8.66 ± 0.04	8.16 ± 0.05	7.00 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.06</sub>	8.09 ± 0.04	6.45 ± 0.03	4.93 ± 0.03
NGC 6153	11.09 ± 0.02	8.65 ± 0.04	8.49 ± 0.05	7.04 ± 0.05	8.07 ± 0.04	6.56 ± 0.03	5.09 ± 0.03
NGC 6210	11.03 ± 0.02	8.56 ± 0.05	7.71 ± 0.08	6.71 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.07</sub>	8.10 ± 0.06	6.25 ± 0.04	4.74 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.04</sub>
NGC 6439	11.16 ± 0.02	8.68 ± 0.04	8.46 ± 0.05	7.05 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.04</sub>	8.21 ± 0.04	6.58 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.06</sub>	5.18 ± 0.03
NGC 6543	11.05 ± 0.02	8.76 ± 0.06	8.29 <sup>+0.09</sup> <sub>-0.10</sub>	7.24 ± 0.10	8.18 ± 0.06	6.78 ± 0.04	5.35 ± 0.06
NGC6565	11.07 ± 0.02	8.79 ± 0.03	8.34 ± 0.03	7.03 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.03</sub>	8.27 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.03</sub>	6.55 ± 0.04	5.18 ± 0.03
NGC 6572	11.01 ± 0.02	8.59 ± 0.06	8.23 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.10</sub>	6.66 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.07</sub>	7.96 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.03</sub>	6.44 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.02</sub>	5.00 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.04</sub>
NGC 6620	11.15 ± 0.02	8.86 ± 0.03	8.60 ± 0.04	7.20 ± 0.04	8.21 ± 0.03	6.75 ± 0.05	5.38 ± 0.03
NGC 6720	11.04 ± 0.02	8.71 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.03</sub>	8.32 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.03</sub>	6.68 ± 0.04	8.29 <sup>+0.04</sup> <sub>-0.03</sub>	6.52 ± 0.02	5.20 ± 0.02

Continúa en la siguiente hoja...

TABLA 3.15 – continuación

Objeto	He	O	N	S	Ne	Ar	Cl
NGC 6741	$11.03 \pm 0.02$	$8.67^{+0.09}_{-0.05}$	$8.29 \pm 0.05$	$6.73^{+0.06}_{-0.03}$	$8.07^{+0.08}_{-0.05}$	$6.48^{+0.06}_{-0.03}$	$5.13^{+0.09}_{-0.04}$
NGC 6803	$11.06 \pm 0.02$	$8.66^{+0.05}_{-0.04}$	$8.51 \pm 0.06$	$7.08 \pm 0.06$	$8.12 \pm 0.04$	$6.56 \pm 0.03$	$5.25 \pm 0.03$
NGC 6818	$11.03 \pm 0.02$	$8.59 \pm 0.04$	$8.17 \pm 0.05$	$6.71 \pm 0.05$	$8.01^{+0.04}_{-0.03}$	$6.25 \pm 0.02$	$4.76 \pm 0.03$
NGC 6826	$11.00 \pm 0.02$	$8.52^{+0.05}_{-0.04}$	$7.70 \pm 0.06$	$6.64 \pm 0.06$	$7.82 \pm 0.04$	$6.36 \pm 0.03$	$4.92 \pm 0.03$
NGC 6884	$10.95 \pm 0.02$	$8.60^{+0.05}_{-0.04}$	$8.17 \pm 0.06$	$6.67^{+0.05}_{-0.06}$	$8.01^{+0.04}_{-0.03}$	$6.26^{+0.03}_{-0.02}$	$5.10 \pm 0.03$
NGC 7026	$11.09 \pm 0.02$	$8.69 \pm 0.04$	$8.51^{+0.06}_{-0.05}$	$7.16^{+0.06}_{-0.05}$	$8.21^{+0.04}_{-0.03}$	$6.53^{+0.03}_{-0.02}$	$5.22 \pm 0.03$
NGC 7662	$11.02 \pm 0.02$	$8.36^{+0.06}_{-0.05}$	$7.85 \pm 0.06$	$6.59^{+0.07}_{-0.06}$	$7.67^{+0.05}_{-0.04}$	$6.21^{+0.03}_{-0.02}$	$5.01^{+0.03}_{-0.02}$
Vy2-1	$11.11 \pm 0.02$	$8.81^{+0.07}_{-0.03}$	$8.14^{+0.04}_{-0.08}$	$7.16^{+0.04}_{-0.05}$	$8.14^{+0.07}_{-0.02}$	$6.78^{+0.07}_{-0.09}$	$5.25^{+0.08}_{-0.06}$

TABLA 3.16: Regiones H II. Abundancias totales:  $X = 12 + \log(X/H)$ 

Objeto	He	O	N	S	Ne	Ar	Cl
M 8	$10.89^{+0.03}_{-0.02}$	$8.52^{+0.15}_{-0.07}$	$7.62^{+0.03}_{-0.02}$	$6.98^{+0.03}_{-0.02}$	$7.64^{+0.15}_{-0.07}$	$6.25 \pm 0.02$	$5.17^{+0.03}_{-0.02}$
M 16	$10.99 \pm 0.02$	$8.55^{+0.04}_{-0.03}$	$7.79^{+0.03}_{-0.02}$	$7.04 \pm 0.04$	$7.74 \pm 0.04$	$6.28 \pm 0.03$	$5.27 \pm 0.03$
M 17	$10.99 \pm 0.02$	$8.51^{+0.02}_{-0.03}$	$7.52^{+0.04}_{-0.02}$	$7.04 \pm 0.04$	$7.79 \pm 0.03$	$6.34 \pm 0.03$	$5.11^{+0.02}_{-0.03}$
M 20	$10.94^{+0.02}_{-0.03}$	$8.51^{+0.04}_{-0.03}$	$7.61^{+0.03}_{-0.02}$	$6.96 \pm 0.06$	$7.43^{+0.05}_{-0.04}$	$6.25 \pm 0.04$	$5.32 \pm 0.04$
M 42	$10.97 \pm 0.03$	$8.50^{+0.02}_{-0.01}$	$7.60 \pm 0.03$	$7.12^{+0.02}_{-0.03}$	$7.79 \pm 0.02$	$6.38 \pm 0.03$	$5.32 \pm 0.04$
NGC 3576	$10.97 \pm 0.03$	$8.55 \pm 0.03$	$7.46 \pm 0.02$	$6.95 \pm 0.02$	$7.84 \pm 0.03$	$6.35 \pm 0.03$	$5.03 \pm 0.02$
NGC 3603	$10.97 \pm 0.02$	$8.45 \pm 0.03$	$7.53 \pm 0.05$	$7.04 \pm 0.05$	$7.76 \pm 0.03$	$6.34 \pm 0.03$	$5.13^{+0.04}_{-0.03}$
S 311	$11.00 \pm 0.02$	$8.38^{+0.04}_{-0.03}$	$7.38 \pm 0.02$	$6.82^{+0.03}_{-0.02}$	$7.48 \pm 0.04$	$6.12 \pm 0.03$	$5.05 \pm 0.02$



### 3.4 Discusión

Hemos llevado a cabo un análisis cuidadoso de las abundancias químicas en las NPs y regiones H II de la muestra, utilizando en todos los objetos los mismos datos atómicos y los FCI que empíricamente funcionan mejor, de forma que tenemos una determinación lo más homogénea posible de las abundancias. El hecho de tener espectros de alta calidad y de haber seguido un procedimiento similar en todas las nebulosas nos permite comparar con más fiabilidad los resultados entre objetos.

En las figuras 3.13–3.15 mostramos las abundancias totales de helio, oxígeno, nitrógeno, azufre, neón, argón y cloro respecto al grado de ionización para todas las regiones H II y NPs de la muestra. Como el intervalo que abarca el eje vertical es el mismo en todas las gráficas, podemos observar cómo tanto el intervalo de abundancias cubierto por los objetos como la dispersión en los resultados varía de un elemento a otro. Los valores de He/H cubren un intervalo de  $\sim 0.7$  dex y los de Cl/H y O/H se extienden aproximadamente 1 dex, en el caso de los otros cuatro elementos los intervalos cubiertos son mayores.

Parte de esta dispersión es real, y se debe a la diferencia en masas (y edades) de las estrellas progenitoras de las NPs, pero también hay que tener en cuenta que algunas de las líneas que se utilizan para el análisis de las abundancias son más débiles (por ejemplo las líneas de cloro y argón son más débiles que las de neón, oxígeno y azufre). Además el uso de FCI puede introducir sesgos en nuestros resultados. Por un lado, hemos visto que algunos FCI no funcionan bien a determinados grados de ionización. Por ejemplo los FCI de helio, neón y argón no parecen corregir bien en las nebulosas de bajo grado de ionización, mientras que el FCI de oxígeno podría no estar corrigiendo bien en los objetos de mayor grado de ionización. Por otro lado, las diferencias que existen entre NPs y regiones H II (por ejemplo en el campo de radiación o en la estructura en densidad y temperatura) nos pueden introducir sesgos distintos al utilizar un mismo FCI para calcular las abundancias de ambos tipos de objetos. Por todo esto, conviene tomar con mucha precaución los resultados obtenidos. Como veremos más adelante en el caso del azufre, aunque en apariencia un FCI esté funcionando de forma adecuada, y que no se observe una tendencia de las abundancias con el grado de ionización, al realizar un análisis más detallado pueden aparecer estos sesgos.

Las figuras 3.16 y 3.17 muestran las abundancias de azufre, neón, argón y cloro respecto a las abundancias de oxígeno para todos los objetos. Las figuras 3.18 y 3.20 presentan los cocientes de abundancias S/O, Ne/O, Ar/O y Cl/O en función de O/H para todos los objetos. Estos cinco elementos se producen en las estrellas masivas (con masas en secuencia principal superiores a  $\sim 8M_{\odot}$ ) y los modelos no predicen variaciones importantes en sus abundancias durante la fase de AGB a metalicidad solar (Marigo 2001; Karakas 2003; Karakas et al. 2009). En estas figuras se observa la presencia de una clara correlación (aunque hay dispersión en los valores) entre estas abundancias.

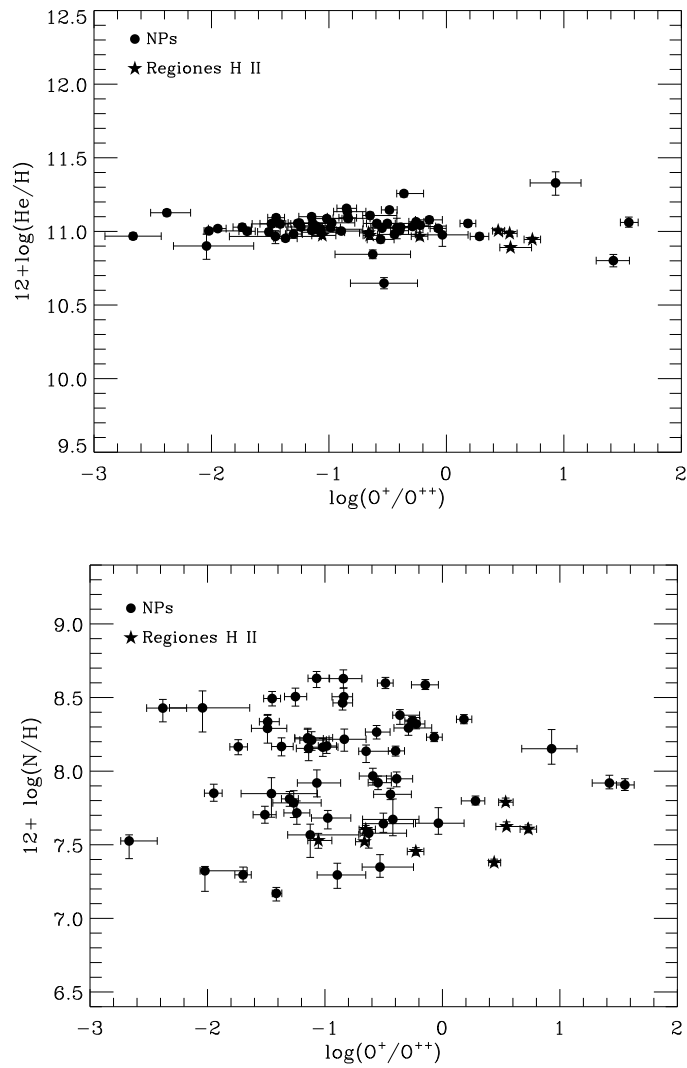


FIGURA 3.13: Abundancias totales de helio y nitrógeno respecto al grado de ionización para todos los objetos.

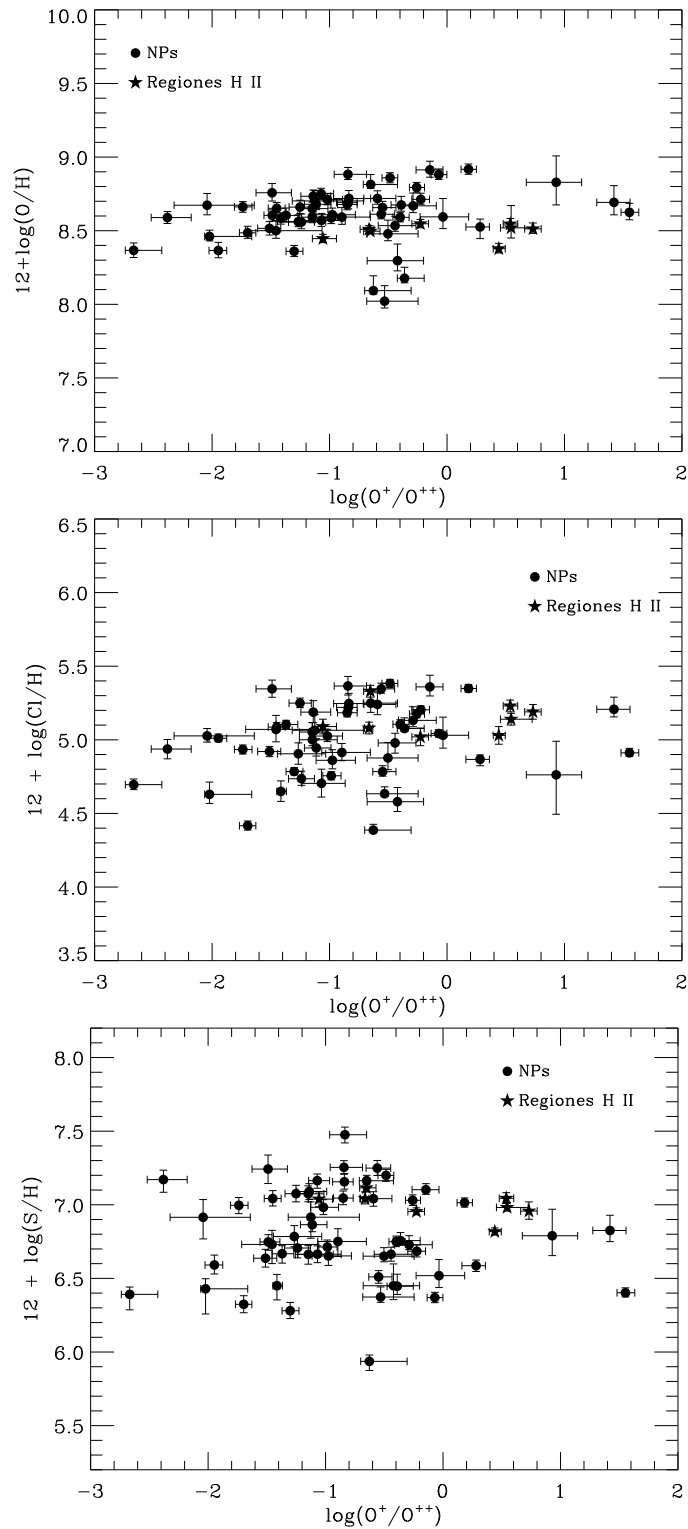


FIGURA 3.14: Abundancias totales de oxígeno, cloro y azufre respecto al grado de ionización para todos los objetos.

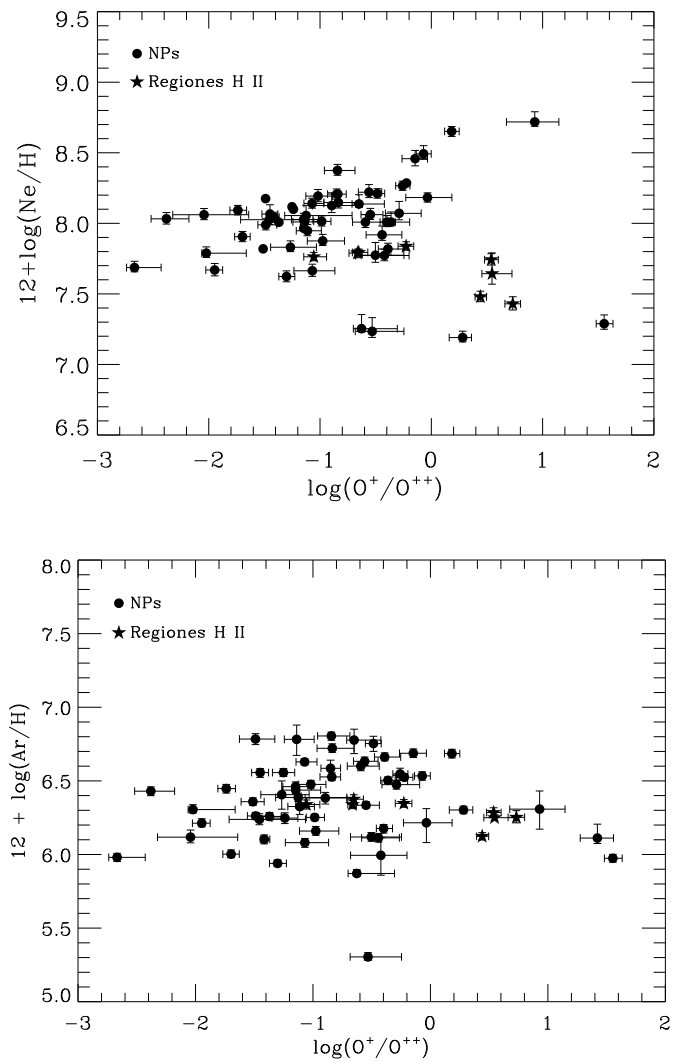


FIGURA 3.15: Abundancias totales de neón y argón respecto al grado de ionización para todos los objetos.

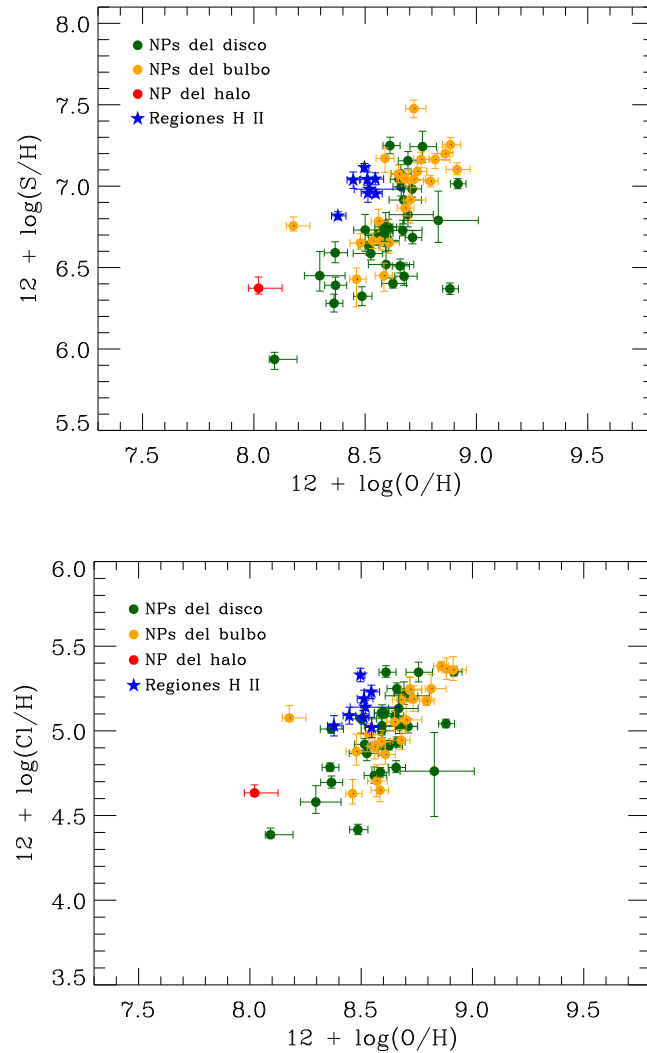


FIGURA 3.16: Valores de S/H (panel superior) y Cl/H (panel inferior) respecto a O/H para todos los objetos.

Aunque la dispersión en nuestros resultados es importante, podemos inferir algunas conclusiones a partir de ellos. En el panel superior de la figura 3.14 aparecen las abundancias de oxígeno respecto al grado de ionización. Las NPs presentan una mayor dispersión en los valores que las regiones H II, y además algunas NPs tienen valores de O/H superiores a los de las regiones H II. Generalmente la abundancia de oxígeno está bien determinada (entre otros motivos porque se calcula a partir de líneas bastante intensas), y en principio no se ve modificada por la nucleosíntesis estelar (al menos a metalicidad solar), por lo que nos da una idea fiable de la abundancia en el medio interestelar en el momento en que se formaron las estrellas progenitoras de las NPs.

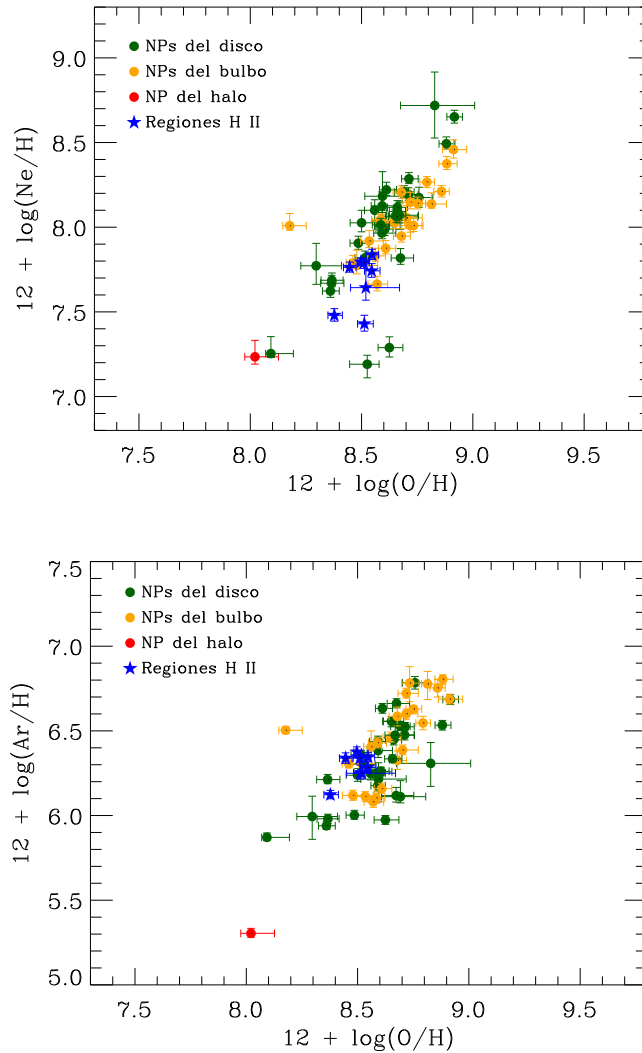


FIGURA 3.17: Valores de Ne/H (panel superior) y Ar/H (panel inferior) respecto a O/H para todos los objetos.

Con el objetivo de analizar este resultado más en detalle, hemos analizado un grupo de cinco regiones H II y ocho NPs de nuestra muestra situadas a menos de 2 kpc, de forma que sus abundancias no estén demasiado afectadas por el gradiente de abundancias Galáctico en (Rodríguez & Delgado-Inglada 2011b). Aunque la dispersión en las abundancias de las NPs es considerable, los valores de O/H en la mayoría de ellas son aproximadamente 0.18 dex superiores a los de las regiones H II. Esta diferencia en las abundancias de oxígeno de las NPs y las regiones H II analizadas se obtiene tanto con líneas de recombinación (LR) como con líneas de excitación colisional<sup>1</sup> (LEC). Este resultado está en contra de lo que uno

<sup>1</sup>Las abundancias iónicas determinadas con líneas de recombinación de elementos pesados son sistemáticamente mayores a las que se derivan con líneas de excitación colisional (ver por ejemplo, Liu et al.

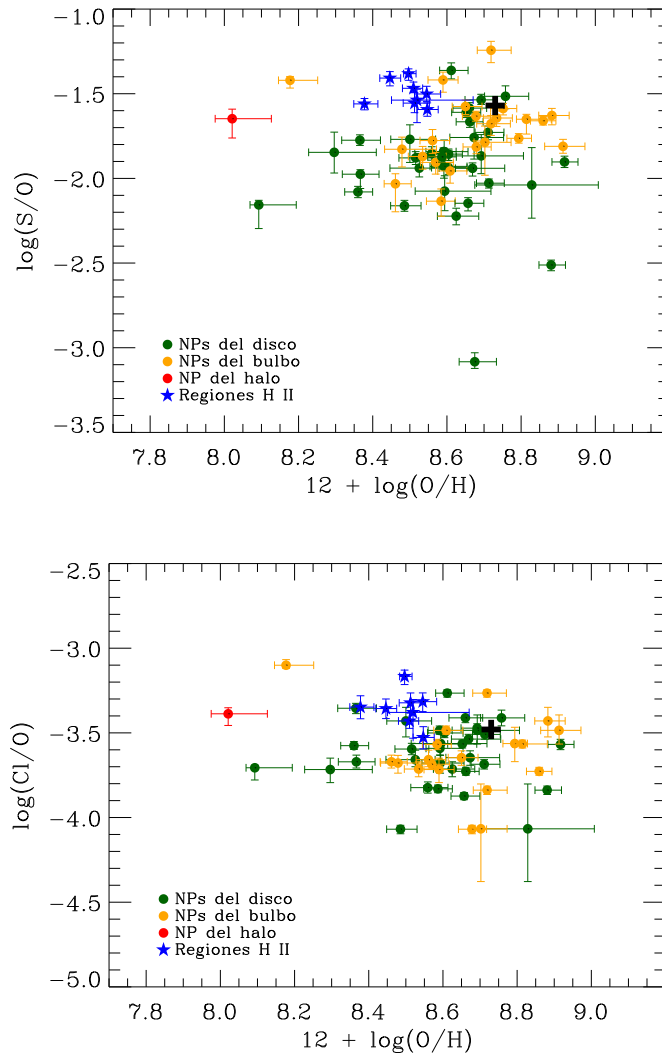


FIGURA 3.18: Valores de S/O (panel superior) y Cl/O (panel inferior) respecto a O/H para todos los objetos. El valor solar tomado de Lodders (2010) aparece representado con una cruz negra.

esperaría ya que las NPs son objetos más viejos y se formaron probablemente en un medio menos enriquecido. Posibles explicaciones para este resultado son la migración masiva de estrellas desde una región más interna de la Galaxia, o movimientos de gas con diferente metalicidad (ver Rodríguez & Delgado-Inglada 2011b, y referencias). La producción de oxígeno en las estrellas progenitoras de las NPs también podría explicar este resultado, sin

2000; Wesson et al. 2005). El cociente entre ambas abundancias iónicas se conoce como factor de discrepancia de abundancias (ADF, por sus siglas en inglés), y es del orden de 1.4 – 2.8 en regiones H II (García-Rojas & Esteban 2007) mientras que en la mayoría de las NPs se encuentra en el intervalo 1.6 – 3, pero llega a factores de discrepancia de 10 y 70 para algunas (Liu et al. 2006).

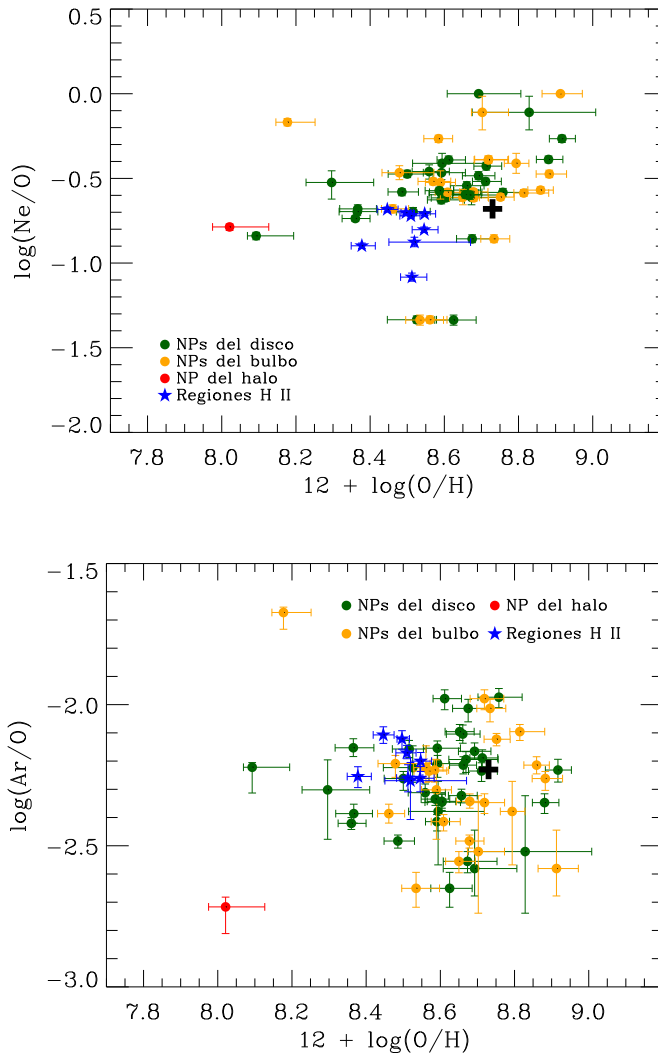


FIGURA 3.19: Valores de Ne/O (panel superior) y Ar/O (panel inferior) respecto a O/H para todos los objetos. El valor solar tomado de Lodders (2010) aparece representado con una cruz negra.

embargo a metalicidad solar no esperamos que esto ocurra (Marigo 2001; Karakas 2010).

En Rodríguez & Delgado-Inglada (2011b) consideramos las abundancias de oxígeno que se obtienen en estrellas B, en el Sol, y en el medio interestelar difuso y comparamos con los valores obtenidos en el grupo de objetos estudiados. Las abundancias obtenidas en las NPs con LEC están de acuerdo con los valores en estrellas B y en el Sol mientras que las abundancias derivadas con LR son demasiado altas. Para las regiones H II, las abundancias obtenidas con LEC son similares a los valores más bajos que encuentra Jenkins (2009) mediante líneas de absorción en el medio interestelar, y que Whittet (2010) explica como consecuencia de la depleción del oxígeno en granos de polvo refractario orgánico. Si



suponemos que estos granos están presentes también en las regiones H II y se realiza la corrección (considerando 160 ppm para la componente de polvo refractario orgánico y 115 ppm como estimación del oxígeno que podría estar en óxidos y silicatos) sus abundancias de oxígeno calculadas con LEC estarían de acuerdo tanto con las abundancias en estrellas B como con las abundancias en NPs (ver Rodríguez & Delgado-Inglada 2011b para más detalles). Este acuerdo en los valores de O/H en NPs y regiones H II es lo que uno esperaría a partir de la relación edad-metalicidad que siguen las estrellas F y G cercanas, que ha permanecido aproximadamente plana en los últimos 7 Giga-años (Holmberg et al. 2009).

El análisis de otros elementos que, al igual que el oxígeno, trazan la metalicidad del medio interestelar puede ayudar a aclarar el resultado anterior. Para ello se pueden analizar las abundancias de cloro, azufre, neón y argón. En Rodríguez & Delgado-Inglada (2011a) realizamos un estudio similar al de las abundancias de oxígeno para las abundancias de cloro en las mismas cinco regiones H II y ocho NPs de nuestra muestra que están situadas a menos de 2 kpc. Determinamos la abundancia total de cloro sin usar ningún FCI, simplemente sumando las abundancias iónicas de  $\text{Cl}^+$ ,  $\text{Cl}^{++}$  y  $\text{Cl}^{+3}$  que pueden calcularse según el objeto (en principio no se espera que el cloro esté en estados de ionización mayor en estos objetos). Se encuentran valores de Cl/H similares en el grupo de regiones H II y NPs de la vecindad solar. Este resultado apoyaría la conclusión anterior sobre la sub-abundancia de oxígeno observada en las regiones H II, es decir que el oxígeno se encontraría depositado en granos de polvo en mayor grado en las regiones H II que en las NPs.

Otro elemento cuya abundancia no se espera que se modifique durante la evolución de las estrellas AGB es el azufre. Los valores de S/H y S/O respecto a los valores de O/H se muestran en las figuras 3.16 y 3.18. Observamos que los valores de S/O son sistemáticamente superiores (entre 0.2 y 0.4 dex) en las regiones H II respecto a los de muchas de las NPs. Este resultado se conoce como *la anomalía del azufre* y fue descubierto por Henry et al. (2004). Se han propuesto varias explicaciones para esta anomalía, como problemas en el FCI del azufre (es decir, que no se estaría corrigiendo bien la contribución del  $\text{S}^{+3}$ , que es más importante en NPs que en regiones H II), problemas con los datos atómicos involucrados, o formación de polvo rico en azufre en las NPs (ver por ejemplo, Speck 2011). En Rodríguez & Delgado-Inglada (2011a) calculamos una serie de modelos de fotoionización para regiones H II y NPs con parámetros típicos, y determinamos las condiciones físicas y las abundancias iónicas y totales de azufre siguiendo un procedimiento similar al de este trabajo, utilizando el mismo FCI (ecuación 3.10) en NPs y regiones H II. Las abundancias totales de azufre obtenidas para los modelos de regiones H II son mayores a los valores de entrada en hasta  $\sim 0.1$  dex, mientras que para los modelos de NPs de bajo grado de ionización, las abundancias pueden ser mayores en  $\sim 0.05$  dex o menores en hasta  $\sim 0.3$  dex. Este análisis apunta a que los sesgos introducidos por el FCI utilizado pueden llegar a ser muy importantes y además afectan de forma distinta en NPs y regiones H II. Este resultado es importante porque nuestros resultados en la muestra total de objetos no parecen indicar que este FCI esté funcionando mal, ya que no observamos ninguna tendencia de las abundancias totales de azufre con el grado de ionización.

El cálculo de las abundancias de neón y argón también requiere del uso de FCI, y en el caso de ambos elementos ya hemos visto que el FCI que utilizamos no funciona bien para

grados de ionización bajos. Un estudio similar a los llevados a cabo en el oxígeno, cloro y azufre, podría arrojar información sobre los diferentes sesgos que están introduciendo los FCI usados en estos dos elementos. Los valores de Ne/H, Ne/O, Ar/H y Ar/O respecto a O/H se muestran en las figuras 3.17 y 3.20. Los valores de Ne/O en regiones H II son inferiores (en  $\sim 0.2$  dex) a los de NPs, y parece haber una ligera tendencia de mayores valores de Ne/O para valores de O/H mayores. Pero, como ya hemos mencionado, la determinación de las abundancias de neón puede estar afectada por diferentes sesgos.

Existen varios trabajos que abordan el análisis y la comparación de las abundancias entre NPs del disco y del bulbo. Algunos autores como Chiappini et al. (2009, y referencias) concluyen que las NPs en ambos componentes de la Galaxia son similares, mientras que otros autores, como Wang & Liu (2007), Gutenkunst et al. (2008) y Cavichia et al. (2010) entre otros, obtienen ligeras diferencias en sus abundancias. Por eso es importante disponer de una muestra grande de objetos con espectros de alta calidad y analizados todos ellos de forma homogénea. A partir de nuestros resultados, no encontramos una diferencia significativa en la distribución de las abundancias de oxígeno, cloro, argón, neón y azufre en las NPs del disco y del bulbo. Este resultado está de acuerdo con los últimos resultados presentados en la revisión sobre abundancias en NPs realizada por Kwitter & Henry (2011). Sólo hay una NP del halo en nuestra muestra, DdDm 1, que presenta abundancias de argón y oxígeno inferiores a las del resto de NPs, mientras que las de cloro, azufre y neón, aunque son menores al promedio, no son las más bajas de la muestra. Las NPs del halo en principio vienen de estrellas más viejas que se formaron en un medio menos enriquecido y son pobres en metales y también en helio, aunque muchas de ellas muestran valores altos del cociente N/O (Quiroza et al. 2007, y referencias).

Por último, las abundancias de helio y nitrógeno pueden verse modificadas en algunas estrellas AGB debido a los procesos de nucleosíntesis y dragado que ocurren en la fase temprana de AGB y/o en la fase de pulsos térmicos. Las NPs que muestran un enriquecimiento de estos dos elementos respecto al resto de NPs se clasifican como de tipo I (originalmente clasificadas por Peimbert 1978), y en ellas  $\text{He}/\text{H} \gtrsim 0.125$  y  $\log(\text{N}/\text{O}) \gtrsim -0.30$  (Peimbert & Torres-Peimbert 1983). Recordamos que el enriquecimiento de nitrógeno se produce por el segundo dragado (que ocurre en estrellas con masas iniciales por encima de  $3\text{--}5 M_{\odot}$  según el modelo), o por el proceso *Hot Bottom Burning* (que ocurre en estrellas con masas iniciales por encima de  $4\text{--}4.5 M_{\odot}$ ). Por otro lado, la abundancia de helio puede aumentar como consecuencia del segundo y tercer dragado (que ocurre para estrellas con masas iniciales por encima de  $1.5\text{--}2.0 M_{\odot}$ ). Por lo tanto, según la masa de la estrella progenitora, uno y/u otro elemento pueden verse enriquecidos de forma diferente.

La figura 3.20 presenta el diagrama clásico para identificar las NPs de tipo I y II de Peimbert. Las líneas continuas delimitan las condiciones propuestas por Peimbert & Torres-Peimbert (1983) para que un NP sea de tipo I:  $\text{He}/\text{H} \gtrsim 0.125$  y  $\log(\text{N}/\text{O}) \gtrsim -0.30$ , de forma que sólo las cinco NPs del bulbo que cumplen ambos criterios son de tipo I: M2 27, M 3-32, NGC 6439, NGC 6620, y M 1-42 (en el cuadrante superior derecho). Como ya se ha mencionado este tipo de NPs están asociadas a los progenitores más masivos, con masas en el intervalo  $2.4\text{--}8.0 M_{\odot}$ . Quiroza et al. (2006) clasifica como tipo IIa aquellas NPs que cumplan sólo uno de los dos criterios anteriores y como tipo IIb a aquellas con

$\text{He}/\text{H} < 0.125$  y  $\log(\text{N}/\text{O}) < -0.60$ . Las NPs de tipo II pertenecen a una población intermedia del disco delgado con masas entre  $1.2$  y  $2.4 M_{\odot}$  y edades entre  $4 \times 10^9$  y  $6 \times 10^9$  años. La línea discontinua en la figura 3.20 separa las NPs de tipo IIa (por encima de la línea, que muestran un ligero enriquecimiento de nitrógeno) de las NPs de tipo IIb (por debajo de la línea, no muestran enriquecimiento de nitrógeno). JnEr 1 es una de las pocas NPs con una estrella central de tipo PG 1159 (Liebert et al. 1988). Aunque tiene la abundancia de helio más alta de la muestra, el valor de N/O no es típico de una NP de tipo I (entra dentro de la clasificación tipo IIa). Este resultado implicaría que ocurre el tercer dragado (con enriquecimiento de helio y carbono) y no el segundo dragado o el Hot Bottom Burning (que producen el enriquecimiento en nitrógeno). Por lo tanto la estrella progenitora tendría una masa por encima de  $1.5 - 2 M_{\odot}$ , para que ocurra el tercer dragado, pero menor a  $\sim 3M_{\odot}$ , de forma que no tenga lugar el segundo dragado o Hot Bottom Burning.

Casi todas las NPs tienen un valor de N/O por encima del que tienen las regiones H II. Si consideramos que el FCI de nitrógeno funciona bien en ambos tipos de objetos, este resultado estaría de acuerdo con un enriquecimiento de N en las NPs por diferentes procesos de nucleosíntesis (el primer dragado que ocurre en todas las estrellas de masa baja e intermedia en la fase de gigante roja, y el segundo dragado que ocurre sólo en las progenitoras con más de  $M \sim 3 - 5M_{\odot}$ ). Las NPs IC 4593, NGC 3242, IC 4699, M 2-33 y M 3-33, tienen una abundancia de oxígeno y helio similar a la de las regiones H II, pero el valor de N/O es inferior. Sin embargo, como ya se mencionó más arriba, posiblemente el oxígeno se encuentra más depositado en granos de polvo en las regiones H II que en las NPs, y esto afectaría a los valores de N/O en las regiones H II (y al resto de cocientes de abundancias respecto a la abundancia de oxígeno).

### 3.5 Resumen

En este capítulo hemos mostrado el análisis de las abundancias de He, O, N, S, Cl, Ar y Ne de la muestra de NPs y regiones H II. El procedimiento para calcular las condiciones físicas y las abundancias iónicas es muy similar en todos los objetos, y se han utilizado los FCI que mejor funcionan para cada elemento. Los errores en las abundancias totales tienen en cuenta cómo afectan las incertidumbres en los flujos de las líneas y en las condiciones físicas ( $T_e$  y  $n_e$ ) a todas las cantidades que se calculan (abundancias iónicas, FCI y abundancias totales). No hemos considerado las incertidumbres asociadas a los datos atómicos o al FCI utilizado en cada caso. Es difícil concluir más acerca de los resultados porque muestran mucha dispersión, que sólo en parte puede explicarse como variaciones en la composición química de objeto a objeto. Por ejemplo, no se espera que el cociente de abundancias Ar/O varíe de forma significativa de objeto a objeto, ya que ambos elementos trazan, en principio la composición del medio interestelar. Hägele et al. (2008) encuentran valores de este cociente entre  $-2.07$  y  $-2.45$  en un grupo de siete galaxias H II usando espectros de muy alta calidad y un análisis cuidadoso de las abundancias, mientras que los valores de nuestra muestra de objetos están entre  $-1.9$  y  $-2.7$ , un intervalo que es el doble que el obtenido por estos autores.

Claramente, algunas de estas diferencias en las abundancias entre objetos están afectadas por deficiencias en los FCI utilizados. En algunos casos, como el de neón y argón,

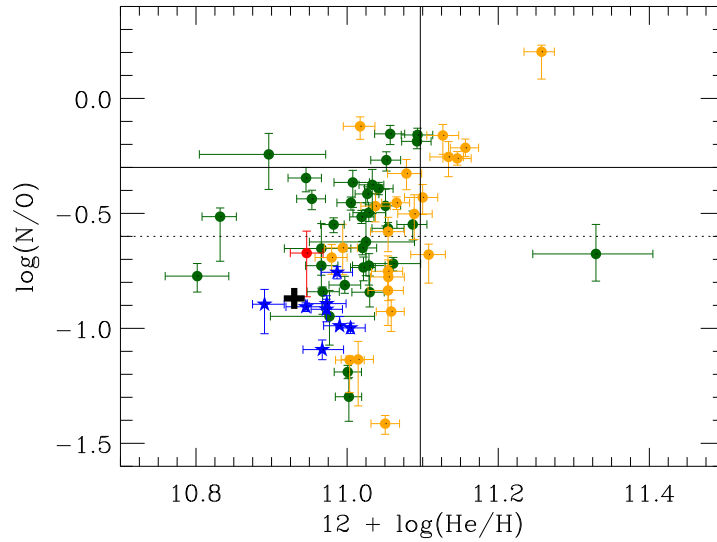


FIGURA 3.20: Cocientes de abundancias N/O respecto a las abundancias totales de helio para todas las regiones H II (estrellas) y NPs (círculos). En línea continua se muestra el criterio de Peimbert & Torres-Peimbert (1983) para clasificar a las NPs de tipo I. La línea discontinua señala el criterio de Quireza et al. (2006) para separar las NPs del disco delgado de tipo IIa (por encima de la línea, muestran un ligero enriquecimiento de N) de las de tipo IIb (por debajo de la línea, no muestran enriquecimiento de N).

vemos tendencias en las abundancias totales con el grado de ionización, y dado que las regiones H II tienen en general grados de ionización menores, se ven más afectadas. Otras son más difíciles de ver, pero se pueden deducir mediante el uso de modelos de fotoionización (Rodríguez & Delgado-Inglada 2011a). Habría que realizar este análisis para más elementos.

Además hay que tener en cuenta otros efectos que pueden afectar los cálculos de abundancias de forma distinta a diferentes objetos, como la estructura de  $T_e$ . Nosotros hemos asumido un modelo de dos regiones caracterizadas por dos temperaturas, de las que además una de ellas,  $T_e[\text{N II}]$ , tiene valores inciertos en algunos objetos (porque el efecto de la excitación por recombinación es incierto). Sería más adecuado suponer un gradiente de temperaturas para cada objeto (la estructura en  $T_e$  podría ser distinta de un objeto a otro) y utilizar el valor de  $T_e$  más adecuado para determinar cada abundancia iónica (ver por ejemplo, Izotov et al. 2006; Guseva et al. 2011). Todo este análisis habría que realizarlo combinando modelos de fotoionización con un mayor número de observaciones de alta calidad para muchos objetos.

## **PARTE II**

# **ESTUDIO DEL POLVO PRESENTE EN LAS NEBULOSAS PLANETARIAS**



# 4

## ABUNDANCIA DE HIERRO Y FACTOR DE DEPLECIÓN

### 4.1 Introducción

En regiones H II y NPs con un grado de ionización no muy alto, esperamos encontrar el hierro principalmente en tres estados de ionización:  $\text{Fe}^+$ ,  $\text{Fe}^{++}$  y  $\text{Fe}^{+3}$ , por lo que para calcular la abundancia total de hierro debemos obtener una estimación de cada una de estas abundancias iónicas y sumarlas. El potencial de ionización de  $\text{Fe}^+$  es relativamente bajo (16.2 eV), por lo que se espera que su abundancia en la mayoría de las NPs de la muestra sea despreciable, tal y como encuentra Rodríguez (2002) en regiones H II. Por otro lado, las líneas prohibidas de [Fe IV] son muy débiles en el óptico, mucho más difíciles de medir que las de [Fe III]. Estos dos hechos hacen que la abundancia de hierro se calcule normalmente a partir de la abundancia de  $\text{Fe}^{++}$  junto con un factor de corrección por ionización (FCI) obtenido mediante modelos de fotoionización. Para unos pocos objetos en los que se ha podido medir tanto las líneas de [Fe III] como las de [Fe IV], se han comparado los valores de Fe/H obtenidos: (1) de la suma directa de  $\text{Fe}^{++}$  y  $\text{Fe}^{+3}$  y (2) de  $\text{Fe}^{++}$  y el FCI; encontrando una discrepancia importante entre ambos valores (Rodríguez 2003, y referencias).

Rodríguez & Rubin (2005) analizaron qué cambios en los datos atómicos involucrados en los cálculos permitirían explicar esta discrepancia, y son los siguientes: (1) una disminución en las fuerzas de colisión del  $\text{Fe}^{+3}$  en un factor de 2–3, (2) un aumento en las fuerzas de colisión del  $\text{Fe}^{++}$  en un factor de 2–3, o (3) un aumento en el coeficiente total de recombinación o en la tasa de transferencia de carga del  $\text{Fe}^{+3}$  en un factor de  $\sim 10$ . Según estos

autores las tres explicaciones anteriores son igualmente plausibles, así que determinan a partir de ellas, dos FCI que permiten acotar el valor real de la abundancia de hierro en el gas; estos FCI vienen dados por las ecuaciones 4.1 y 4.2. La ecuación 4.1 está basada en modelos de fotoionización que usan los mejores datos atómicos disponibles, y la ecuación 4.2 la derivan estos autores a partir de aquellos objetos para los que tienen medidas de líneas tanto de [Fe III] como de [Fe IV] (ver Rodríguez & Rubin 2005 para más detalles). La ecuación 4.2 debe ser reemplazada por la ecuación 4.3 en los objetos con  $\log(\text{O}^+/\text{O}^{++}) \geq -0.1$ , en los que tanto  $\text{Fe}^{++}$  como  $\text{O}^+$  serán los iones predominantes en la abundancia total de hierro y oxígeno.

$$\frac{\text{Fe}}{\text{O}} = 0.9 \left( \frac{\text{O}^+}{\text{O}^{++}} \right)^{0.08} \frac{\text{Fe}^{++}}{\text{O}^+} \quad (4.1)$$

$$\frac{\text{Fe}}{\text{O}} = 1.1 \left( \frac{\text{O}^+}{\text{O}^{++}} \right)^{0.58} \frac{\text{Fe}^{++}}{\text{O}^+} \quad (4.2)$$

$$\frac{\text{Fe}}{\text{O}} = \frac{\text{Fe}^+ + \text{Fe}^{++}}{\text{O}^+} \quad (4.3)$$

Si la discrepancia antes mencionada se debiera exclusivamente a errores en las fuerzas de colisión de  $\text{Fe}^{+3}$ , habría que utilizar el FCI de la ecuación 4.1. Si las fuerzas de colisión de  $\text{Fe}^{++}$  fueran las culpables de esta discrepancia, entonces la abundancias correctas serían las anteriores pero disminuidas en  $\sim 0.3$  dex. Por último, si las predicciones de los modelos fueran erróneas, debido a errores en el coeficiente total de recombinación o en la tasa de intercambio de carga, habría que usar el FCI de la ecuación 4.2 (o 4.3). La discrepancia en la abundancia de hierro probablemente se debe a alguna combinación de las causas mencionadas anteriormente, y por lo tanto, los errores requeridos en los datos atómicos serán menores que los considerados; de manera que el valor real de la abundancia de hierro para un objeto será intermedio entre los valores extremos que se obtengan con estos FCI. Este esquema de tres factores de corrección es el que usamos para acotar la abundancia de hierro en la muestra de NPs y el grupo de regiones H II.

## 4.2 Abundancia de $\text{Fe}^{++}$

Hemos utilizado la temperatura  $T_e[\text{N II}]$  y la densidad promedio para calcular los valores de  $\text{Fe}^{++}$  resolviendo las ecuaciones de equilibrio estadístico para un átomo de 34 niveles usando las fuerzas del colisión de Zhang (1996) y las probabilidades de transición de Quinet (1996). Para cada objeto hemos utilizado entre una y ocho líneas diferentes en el caso de las NPs, y de siete a trece en el caso de las regiones H II, de entre las siguientes: [Fe III]  $\lambda 4607$ ,  $\lambda 4658$ ,  $\lambda 4667$ ,  $\lambda 4701$ ,  $\lambda 4734$ ,  $\lambda 4755$ ,  $\lambda 4769$ ,  $\lambda 4778$ ,  $\lambda 4881$ ,  $\lambda 4924$ ,  $\lambda 4930$ ,  $\lambda \lambda 4985+87$ ,  $\lambda 5011$ ,  $\lambda 5270$  y  $\lambda 5412$ . El valor final que hemos adoptado es la media de las abundancias obtenidas con todas las líneas disponibles, después de descartar algunos valores que salen demasiado altos y que probablemente se deben a contaminación por líneas de recombinación. Hay ocho NPs de la muestra que cumplen todos los criterios de selección, pero no tienen ninguna línea de [Fe III] identificada en su espectro, para ellas hemos utilizado una línea de recombinación cercana con la que estimamos un límite superior de  $\text{Fe}^{++}$ . Las



líneas utilizadas son C IV  $\lambda$ 4658 (que podría ser una identificación incorrecta de la línea [Fe III]  $\lambda$ 4658) en IC 4406, IC 5217, JnEr 1, M 1-42, M 3-29, NGC 7026 y Vy 2-1; y O II  $\lambda$ 4661 en H 1-41 y M 3-32. En las tablas 4.1 y 4.2 aparecen todos los valores de Fe<sup>++</sup> junto con el error asociado (calculado mediante simulaciones Montecarlo) y el número de líneas empleado en cada caso. El signo de interrogación en algunas NPs indica que el resultado es sólo un límite superior.

TABLA 4.1: NPs. Abundancias iónicas:  $\text{Fe}^{+i} = 12 + \log(\text{Fe}^{+i}/\text{H}^+)$

Objeto	Fe <sup>+</sup>	Fe <sup>++</sup>	N <sup>a</sup>	Objeto	Fe <sup>+</sup>	Fe <sup>++</sup>	N <sup>a</sup>
Cn1-5	5.23:	6.29 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.07</sub>	8	M 3-7	4.56:	5.75 <sup>+0.09</sup> <sub>-0.08</sub>	2
Cn 3-1	–	5.57 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.05</sub>	3	M 3-29	–	< 5.31	1?
DdDm 1	–	5.76 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.04</sub>	4	M 3-32	–	< 4.81	1?
H1-41	–	< 4.85	1?	M 3-33	–	5.00 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.10</sub>	2
H1-42	4.50:	4.67 <sup>+0.17</sup> <sub>-0.14</sub>	3	MyCn 18	–	5.47 ± 0.05	6
H1-50	–	4.54 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.11</sub>	1	NGC 40	4.86:	5.55 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.04</sub>	5
Hu 1-1	–	4.25 <sup>+0.16</sup> <sub>-0.22</sub>	1	NGC 2392	–	5.63 <sup>+0.13</sup> <sub>-0.12</sub>	5
Hu 2-1	–	4.86 <sup>+0.05</sup> <sub>-0.08</sub>	4	NGC 3132	–	5.19 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.09</sub>	6
IC 418	3.89:	4.20 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.05</sub>	5	NGC 3242	–	4.03 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.08</sub>	2
IC 1747	–	< 4.34	1?	NGC 3587	–	6.09 <sup>+0.03</sup> <sub>-0.57</sub>	1
IC 2165*	3.64:	4.58 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.07</sub>	3	NGC 3918*	–	4.28 <sup>+0.09</sup> <sub>-0.10</sub>	3
IC 3568	–	3.90 <sup>+0.17</sup> <sub>-0.10</sub>	2	NGC 5882	–	4.74 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.06</sub>	6
IC 4191	–	4.38 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.11</sub>	1	NGC 6153	–	4.56 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.09</sub>	2
IC 4406	–	< 4.58	1?	NGC 6210	–	4.65 <sup>+0.08</sup> <sub>-0.07</sub>	1
IC 4593	–	5.39 <sup>+0.16</sup> <sub>-0.13</sub>	4	NGC 6439	–	4.96 <sup>+0.09</sup> <sub>-0.10</sub>	2
IC 4699	–	3.90 <sup>+0.27</sup> <sub>-0.13</sub>	1	NGC 6543	–	4.93 ± 0.08	6
IC 4846	–	4.54 <sup>+0.26</sup> <sub>-0.19</sub>	2	NGC 6565	5.31:	5.40 ± 0.06	7
IC 5217	–	4.61 <sup>+0.27</sup> <sub>-0.30</sub>	1	NGC 6572	–	4.53 ± 0.08	7
JnEr 1	–	< 5.49	1?	NGC 6620	4.90:	5.05 <sup>+0.12</sup> <sub>-0.16</sub>	1
M 1-20	–	4.39 <sup>+0.16</sup> <sub>-0.17</sub>	1	NGC 6720	4.26:	4.77 ± 0.06	4
M 1-42	–	< 5.54	1?	NGC 6741*	5.58:	5.68 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.05</sub>	7
M 1-73	–	5.42 <sup>+0.07</sup> <sub>-0.06</sub>	2	NGC 6803	–	4.87 <sup>+0.06</sup> <sub>-0.05</sub>	3
M 2-4	–	5.49 ± 0.07	9	NGC 6818*	–	4.68 ± 0.06	1
M 2-6	–	5.34 <sup>+0.11</sup> <sub>-0.08</sub>	8	NGC 6826	–	4.69 ± 0.08	3
M 2-27	–	5.51 <sup>+0.09</sup> <sub>-0.06</sub>	2	NGC 6884	4.04:	4.72 ± 0.06	6
M 2-31	–	5.55 <sup>+0.14</sup> <sub>-0.15</sub>	1	NGC 7026	–	< 4.67	1?
M 2-33	–	5.30 <sup>+0.24</sup> <sub>-0.16</sub>	5	NGC 7662*	–	4.40 ± 0.06	4
M 2-36	–	4.37 <sup>+0.13</sup> <sub>-0.16</sub>	1	Vy 2-1	–	4.86 <sup>+0.15</sup> <sub>-0.07</sub>	2
M 2-42	–	5.16 <sup>+0.10</sup> <sub>-0.10</sub>	2				

**Notas:**

(a) N es el número de líneas de [Fe III] a partir de las que se calcula Fe<sup>++</sup>/H<sup>+</sup>.

(:) Valor incierto. (\*) NPs con  $I(\text{He II } \lambda 4686)/I(\text{H}\beta) > 0.3$ .

TABLA 4.2: Regiones H II. Abundancias iónicas:  $\text{Fe}^{+i} = 12 + \log(\text{Fe}^{+i}/\text{H}^+)$ 

Objeto	$\text{Fe}^+$	$\text{Fe}^{++}$	$N^a$
M8	4.60	$5.60^{+0.05}_{-0.03}$	12
M16	4.60	$5.14^{+0.06}_{-0.07}$	7
M17	4.00	$5.19^{+0.07}_{-0.06}$	7
M20	4.46	$5.25 \pm 0.05$	7
M42	4.48	$5.35 \pm 0.04$	12
NGC 3576	4.56	$5.56 \pm 0.04$	13
NGC 3603	4.08	$5.25 \pm 0.09$	7
S311	4.22	$5.20^{+0.05}_{-0.04}$	9

**Notas:**

(a) N es el número de líneas de [Fe III] a partir de las que se calcula  $\text{Fe}^{++}/\text{H}^+$ .

Las diferencias en las abundancias de  $\text{Fe}^{++}$  presentadas aquí y las calculadas por Delgado Inglada et al. (2009) son menores a 0.1 dex para todas las NPs, con excepción de JnEr 1 (0.5 dex), NGC 3132 (0.2 dex), NGC 3242 (0.2 dex) y NGC 3587 (0.85 dex), y se deben a que el procedimiento utilizado aquí para calcular las condiciones físicas es ligeramente distinto al empleado por Delgado Inglada et al. (2009).

**4.3 Abundancia de otros iones de hierro**

En general se espera que la abundancia de  $\text{Fe}^+$  sea mucho menor que la de  $\text{Fe}^{++}$  debido al bajo potencial de ionización de  $\text{Fe}^+$ . Pero en algunos objetos de muy bajo grado de ionización la contribución de este ión a la abundancia total de hierro no es despreciable. Hemos calculado los valores de  $\text{Fe}^+/\text{H}^+$  en todas las regiones H II y en las once NPs con medidas de las líneas [Fe II]  $\lambda 7155$  ó  $\lambda 8616$ . Como la línea [Fe II]  $\lambda 8616$  es prácticamente insensible a efectos de fluorescencia (Lucy 1995), cuando es posible la utilizamos para calcular la abundancia de  $\text{Fe}^+$  usando las emisividades calculadas por Bautista & Pradhan (1996). En los objetos en los que sólo se mide la línea [Fe II]  $\lambda 7155$ , suponemos que  $I(\lambda 7155)/I(\lambda 8616) \sim 1$ , tal y como encontró Rodríguez (1996).

Los valores de  $\text{Fe}^+/\text{Fe}^{++}$  son 0.06 para M 3-7, 0.09 para Cn 1-5, 0.12 para IC 2165, 0.20 para NGC 40, 0.21 para NGC 6884, 0.31 para NGC 6720, 0.49 para IC 418, 0.68 para H 1-42, 0.71 para NGC 6620, 0.79 para NGC 6741 y 0.81 para NGC 6565. En las regiones H II el valor de  $\text{Fe}^+/\text{Fe}^{++}$  varía entre 0.07 y 0.29 según el objeto. Aunque estos valores de  $\text{Fe}^+$  son algo inciertos (ver más detalles en Rodríguez 2002), los usamos para calcular las abundancias totales de hierro en los objetos de menor grado de ionización cuando se utiliza

la ecuación 4.3. La contribución de  $\text{Fe}^+$  a la abundancia total de hierro supone un aumento de hasta 0.11 dex para las regiones H II y hasta 0.26 dex en el caso de las NPs, confirmando que la abundancia de este ión no es despreciable en algunos objetos. En el resto de NPs sin medidas de  $[\text{Fe II}]$  no esperamos que la contribución sea significativa, excepto quizás en las de menor grado de ionización como JnEr 1, Cn 3-1 y DdDm 1. Las diferencias en las abundancias de  $\text{Fe}^+$  presentadas aquí y las calculadas por Delgado Inglada et al. (2009) son menores a 0.04 dex.

En la figura 4.1 se muestran los valores de  $\text{Fe}^+/\text{H}^+ + \text{Fe}^{++}/\text{H}^+$  respecto al grado de ionización representado por  $\text{O}^+/\text{O}^{++}$  para todos los objetos. Los objetos muestran una tendencia de mayor valor de  $\text{Fe}^+/\text{H}^+ + \text{Fe}^{++}/\text{H}^+$  a medida que disminuye el grado de ionización, que refleja que para grados de ionización más bajos,  $\text{Fe}^{++}$  se vuelve un ion más importante en la abundancia total de hierro, mientras que para grados de ionización mayores,  $\log(\text{O}^+/\text{O}^{++}) < -1$ , los iones de mayor grado de ionización que  $\text{Fe}^{++}$  son los mayoritarios.

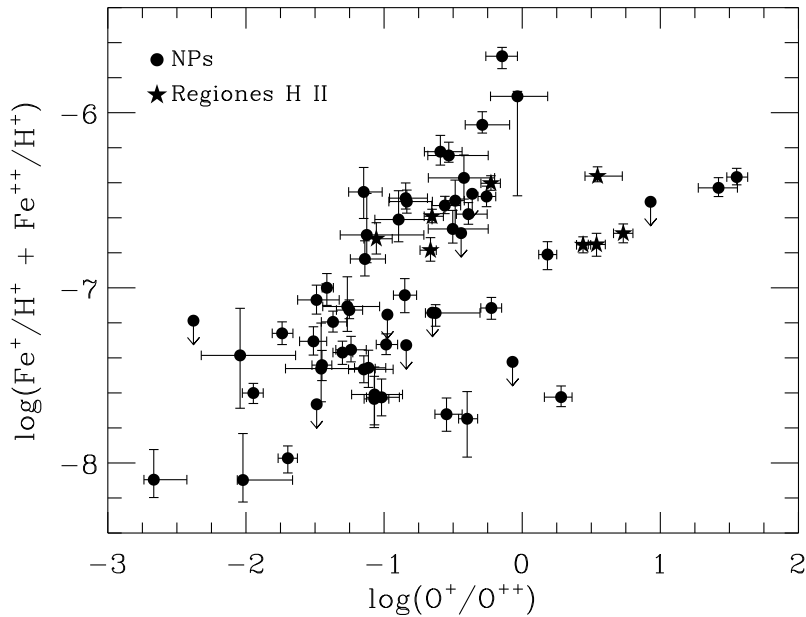


FIGURA 4.1: Valores de  $\text{Fe}^+/\text{H}^+ + \text{Fe}^{++}/\text{H}^+$  respecto al grado de ionización para todos los objetos: NPs (círculos) y regiones H II (estrellas).

Algunas NPs de la muestra disponen en la literatura de identificaciones de líneas de iones de mayor estado de ionización que  $\text{Fe}^{+3}$ . Las NPs IC 3568, NGC 6153, NGC 6210 y NGC 6884 tienen identificaciones de líneas de  $[\text{Fe V}]$ , NGC 6884 tiene también de  $[\text{Fe VI}]$ , y IC 5217, NGC 3132 y NGC 6210 tienen identificaciones de líneas de  $[\text{Fe VII}]$ . No hay datos atómicos disponibles para calcular  $\text{Fe}^{+4}$  usando las líneas visibles, así que calculamos solamente las abundancias de  $\text{Fe}^{+5}$  y  $\text{Fe}^{+6}$ . Los valores de  $\text{Fe}^{+5}/\text{H}^+$  los calculamos resolviendo las ecuaciones de equilibrio estadístico para un átomo de 19 niveles usando las probabilidades de transición y las fuerzas de colisión de Chen & Pradhan (1999, 2000). Para el  $\text{Fe}^{+6}$  se usa un modelo de átomo de nueve niveles y las probabilidades de transición y las fuerzas

de colisión de Witthoef & Badnell (2008). Las energías de los niveles las tomamos en ambos casos de la recopilación de Sugar & Corliss (1985) que aparecen en NIST<sup>1</sup>. Los valores de  $\text{Fe}^{+5}$  y  $\text{Fe}^{+6}$  que hemos obtenido son altos, del orden de los valores de  $\text{Fe}^{++}$ , pero no los consideramos muy fiables por los siguientes motivos. Por un lado, no se detectan algunas líneas de estos iones que deberían ser más brillantes que las que se identifican. Por otro lado, algunas de estas NPs son de grado de ionización bajo, y no esperamos que haya una contribución alta de estos iones. Además, algunas líneas de [Fe VI] pueden estar afectadas por efectos de fluorescencia (Chen & Pradhan 2000) por lo que las abundancias derivadas de ellas no son fiables. También existe la posibilidad de que alguna de estas líneas esté mal identificada. Por último, los datos atómicos de estos iones son bastante inciertos. Aún así hemos realizado el cálculo de la abundancia total de hierro, teniendo en cuenta estos iones, es decir, sumando todas las abundancias iónicas calculadas y suponiendo que los iones no observados tienen abundancias intermedias. Llegamos a valores intermedios a los obtenidos mediante las ecuaciones 4.1 y 4.2/4.3, excepto para NGC 3132, para la que el valor de Fe/H calculado teniendo en cuenta la contribución de estos iones es superior en un factor  $\sim 2$  al de la tabla 4.1. El acuerdo encontrado en los otros objetos no es significativo debido a todas las incertidumbres que se comentaron anteriormente. Por todo esto, en este trabajo no presentamos los valores de  $\text{Fe}^{+5}$  y  $\text{Fe}^{+6}$ , y no los vamos a tener en cuenta.

#### 4.4 Abundancia total de hierro y factor de depleción

Utilizando las ecuaciones 4.1 y 4.2/4.3 acotamos el valor real de la abundancia de hierro de cada objeto. En las tablas 4.3 y 4.4 mostramos los valores finales obtenidos para todas las NPs y regiones H II, junto con el grado de ionización medido por  $\text{O}^+/\text{O}^{++}$ . Sólo mostramos dos valores de Fe/H, el tercer valor puede obtenerse disminuyendo en 0.3 dex el valor de la segunda columna. En la tabla 4.3 aparecen marcadas con un asterisco las NPs de la muestra que tienen un valor de  $I(\text{He II } \lambda 4686)/I(\text{H}\beta)$  mayor al límite superior fijado para los objetos de la muestra. Los valores de  $\text{Fe}^{++}$ , Fe/H y Fe/O calculados en estas NPs son similares a los del resto de NPs de la muestra.

En los objetos de alta excitación los valores de  $\text{Fe}^{++}/\text{Fe}$  son muy pequeños, siendo las NPs IC 3568, IC 4699, M 3-32 y NGC 6818 los objetos que tienen valores más bajos de este cociente, con una contribución de  $\text{Fe}^{++}$  a la abundancia total de hierro menor al 10%. El hecho de que las abundancias de  $\text{Fe}^{++}$  y  $\text{O}^+$  sean muy bajas en las NPs con alto grado de ionización, sugiere que para estos objetos los FCI reales pueden tener una dispersión alta para un determinado valor de  $\text{O}^+/\text{O}^{++}$  (ver la figura 2 en Rodríguez & Rubin 2005). Esta dispersión se traduce en errores en las abundancias de hierro calculadas a partir de las ecuaciones 4.1 y 4.2/4.3. Como estos objetos son además aquellos en que las ecuaciones 4.1 y 4.2 llevan a resultados más discrepantes, sus abundancias de hierro son las peor constreñidas de la muestra de NPs.

En 28 de las NPs de nuestra muestra ya habíamos calculado la abundancia de hierro siguiendo este mismo análisis, pero con algunas diferencias en el procedimiento para calcular las condiciones físicas y las incertidumbres asociadas a los diferentes parámetros

<sup>1</sup><http://physics.nist.gov/>

(Delgado Inglada et al. 2009). En general, los resultados son consistentes dentro de los errores, y las discrepancias encontradas se deben a diferencias, sobre todo, en el valor de  $n_e$  utilizado.

La figura 4.2 muestra los tres valores de la abundancia de hierro calculados para cada objeto a partir de: (1) el FCI de la ecuación 4.1, (2) el valor anterior disminuido en 0.3 dex y (3) el FCI de la ecuación 4.2/4.3; todos ellos en función del grado de ionización. El eje de la derecha muestra el factor de depleción  $[\text{Fe}/\text{H}] = \log(\text{Fe}/\text{H}) - \log(\text{Fe}/\text{H})_{\odot}$ , donde  $12 + \log(\text{Fe}/\text{H})_{\odot} = 7.46 \pm 0.08$  (Lodders 2010). Se puede observar que la mayoría de los objetos de nuestra muestra tienen factores de depleción por debajo de  $[\text{Fe}/\text{H}] = -1$ , lo que implica que menos del  $\sim 10\%$  de la abundancia solar de hierro está presente en el gas. Si consideramos la abundancia solar como un buen referente para la abundancia total de hierro en polvo y gas en estos objetos, esto implica que más del  $\sim 90\%$  de los átomos de hierro se encuentran depositados en granos de polvo. Los objetos más extremos son IC 418 y M 3-32 (para esta NP sólo se tiene un límite superior de su abundancia de hierro), con los factores de depleción más alto y bajo respectivamente.

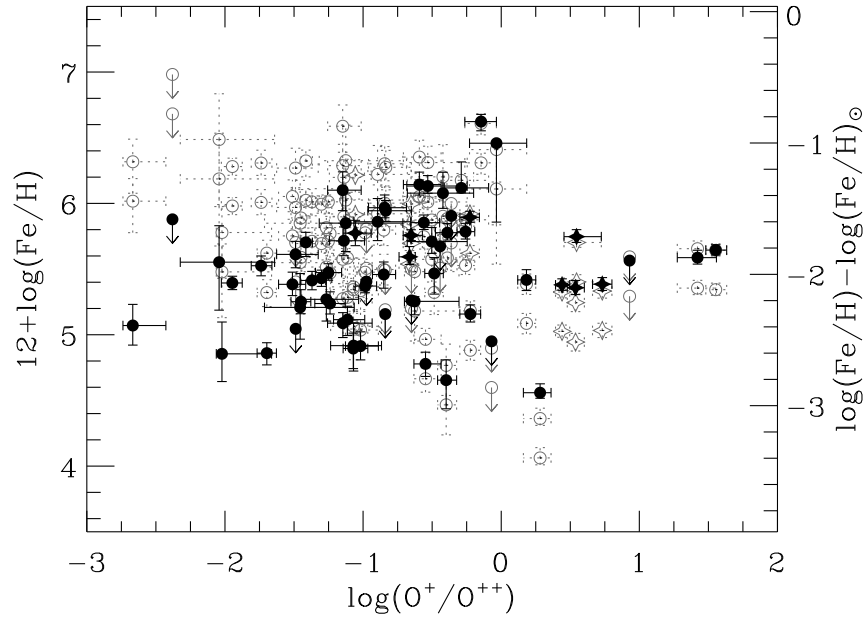


FIGURA 4.2: Valores de Fe/H (eje izquierdo) y factores de depleción para Fe/H ( $[\text{Fe}/\text{H}] = \log(\text{Fe}/\text{H}) - \log(\text{Fe}/\text{H})_{\odot}$ , eje derecho) en función del grado de ionización para todos los objetos de la muestra: NPs (círculos) y regiones H II (estrellas). Los símbolos grises indican los valores obtenidos mediante la ecuación 4.1 y disminuyendo en 0.3 dex estos valores, mientras que los símbolos en negro representan los valores obtenidos con las ecuaciones 4.2 y 4.3 (ver el texto).

TABLA 4.3: NPs. Abundancia total de hierro:  
 $X = 12 + \log(X/H)$

NP	Fe (a)	Fe (b)	$\log(O^+/O^{++})$
Cn 1-5	$6.61^{+0.07}_{-0.09}$	$6.62^{+0.05}_{-0.07}$	$-0.15^{+0.11}_{-0.12}$
Cn 3-1	$5.66^{+0.06}_{-0.05}$	$5.59^{+0.06}_{-0.05}$	$1.42^{+0.14}_{-0.15}$
DdDm 1	$6.31^{+0.12}_{-0.16}$	$6.13^{+0.08}_{-0.06}$	$-0.53^{+0.28}_{-0.15}$
H 1-41	< 5.81	< 5.40	$-0.98^{+0.20}_{-0.14}$
H 1-42	$5.82 \pm 0.25$	$5.27^{+0.19}_{-0.16}$	$-1.27^{+0.23}_{-0.18}$
H 1-50	$5.58^{+0.13}_{-0.16}$	$5.12^{+0.10}_{-0.12}$	$-1.11^{+0.12}_{-0.10}$
Hu 1-1	$4.77^{+0.16}_{-0.23}$	$4.65^{+0.15}_{-0.22}$	$-0.40^{+0.08}_{-0.06}$
Hu 2-1	$5.48^{+0.05}_{-0.23}$	$5.25^{+0.04}_{-0.10}$	$-0.63^{+0.32}_{-0.07}$
IC 418	$4.36^{+0.08}_{-0.05}$	$4.56^{+0.07}_{-0.04}$	$0.28^{+0.08}_{-0.12}$
IC 1747	< 5.70	< 5.04	$-1.49^{+0.10}_{-0.07}$
IC 2165*	$5.99^{+0.06}_{-0.07}$	$5.43^{+0.06}_{-0.06}$	$-1.30 \pm 0.07$
IC 3568	$6.32^{+0.17}_{-0.24}$	$5.07^{+0.16}_{-0.15}$	$-2.67^{+0.24}_{-0.07}$
IC 4191	$5.34 \pm 0.14$	$4.91^{+0.11}_{-0.10}$	$-1.02^{+0.13}_{-0.11}$
IC 4406	< 4.90	< 4.95	$-0.07^{+0.07}_{-0.06}$
IC 4593	$6.22^{+0.22}_{-0.24}$	$5.86^{+0.18}_{-0.14}$	$-0.89^{+0.24}_{-0.17}$
IC 4699	$5.78^{+0.21}_{-0.35}$	$4.85^{+0.24}_{-0.21}$	$-2.02^{+0.36}_{-0.04}$
IC 4846	$5.85^{+0.33}_{-0.39}$	$5.21^{+0.26}_{-0.24}$	$-1.46^{+0.39}_{-0.26}$
IC 5217	$6.49^{+0.35}_{-0.51}$	$5.55^{+0.28}_{-0.36}$	$-2.04^{+0.40}_{-0.28}$
JnEr 1	< 5.59	< 5.56	$0.93^{+0.22}_{-0.25}$
M 1-20	$5.36^{+0.22}_{-0.25}$	$4.92^{+0.17}_{-0.19}$	$-1.07^{+0.20}_{-0.17}$
M 1-42	$6.00^{+0.04}_{-0.05}$	$5.91^{+0.06}_{-0.03}$	$-0.36^{+0.17}_{-0.06}$
M 1-73	$5.88 \pm 0.09$	$5.78^{+0.07}_{-0.06}$	$-0.39^{+0.14}_{-0.09}$
M 2-4	$6.27^{+0.13}_{-0.15}$	$5.94^{+0.08}_{-0.08}$	$-0.84^{+0.18}_{-0.13}$
M 2-6	$5.87 \pm 0.17$	$5.71^{+0.11}_{-0.09}$	$-0.50^{+0.26}_{-0.18}$
M 2-27	$6.30 \pm 0.13$	$5.97^{+0.10}_{-0.08}$	$-0.84^{+0.16}_{-0.12}$
M 2-31	$6.59^{+0.16}_{-0.20}$	$6.10^{+0.14}_{-0.16}$	$-1.15^{+0.13}_{-0.11}$
M 2-33	$6.32^{+0.27}_{-0.37}$	$5.85^{+0.23}_{-0.22}$	$-1.13^{+0.41}_{-0.19}$
M 2-36	$5.34^{+0.12}_{-0.17}$	$4.90^{+0.12}_{-0.15}$	$-1.07^{+0.11}_{-0.07}$
M 2-42	$6.20^{+0.14}_{-0.16}$	$5.71^{+0.11}_{-0.11}$	$-1.14^{+0.15}_{-0.10}$
M 3-7	$6.35^{+0.13}_{-0.12}$	$6.14^{+0.09}_{-0.08}$	$-0.59^{+0.16}_{-0.11}$
M 3-29	< 5.80	< 5.67	$-0.44^{+0.18}_{-0.14}$
M 3-32	< 6.98	< 5.87	$-2.38^{+0.20}_{-0.14}$
M 3-33	$6.32^{+0.09}_{-0.12}$	$5.70^{+0.08}_{-0.11}$	$-1.41^{+0.05}_{-0.03}$
MyCn 18	$6.05 \pm 0.09$	$5.85^{+0.06}_{-0.05}$	$-0.56^{+0.11}_{-0.09}$
NGC 40	$5.64^{+0.05}_{-0.04}$	$5.64 \pm 0.04$	$1.55^{+0.08}_{-0.07}$
NGC 2392	$6.20^{+0.25}_{-0.17}$	$6.08^{+0.16}_{-0.12}$	$-0.42^{+0.22}_{-0.26}$
NGC 3132	$5.39 \pm 0.08$	$5.42 \pm 0.08$	$0.18^{+0.07}_{-0.06}$
NGC 3242	$5.62^{+0.10}_{-0.11}$	$4.86^{+0.08}_{-0.09}$	$-1.70 \pm 0.07$
NGC 3587	$6.41^{+0.05}_{-0.57}$	$6.46^{+0.10}_{-0.60}$	$-0.03^{+0.22}_{-0.19}$

Continúa en la siguiente hoja...

TABLA 4.3 – continuación

NP	Fe (a)	Fe (b)	$\log(O^+/O^{++})$
NGC 3918*	$4.96^{+0.08}_{-0.10}$	$4.78^{+0.09}_{-0.10}$	$-0.55^{+0.11}_{-0.08}$
NGC 5882	$6.30^{+0.10}_{-0.09}$	$5.53^{+0.07}_{-0.08}$	$-1.74^{+0.08}_{-0.07}$
NGC 6153	$5.88 \pm 0.11$	$5.25 \pm 0.09$	$-1.45 \pm 0.07$
NGC 6210	$5.77^{+0.13}_{-0.13}$	$5.23^{+0.09}_{-0.08}$	$-1.24 \pm 0.11$
NGC 6439	$5.80 \pm 0.12$	$5.46^{+0.09}_{-0.10}$	$-0.85^{+0.09}_{-0.08}$
NGC 6543	$6.27^{+0.15}_{-0.16}$	$5.61^{+0.10}_{-0.10}$	$-1.49^{+0.16}_{-0.14}$
NGC 6565	$5.83 \pm 0.07$	$5.78 \pm 0.06$	$-0.26^{+0.07}_{-0.06}$
NGC 6572	$5.57^{+0.11}_{-0.18}$	$5.09^{+0.08}_{-0.11}$	$-1.15^{+0.21}_{-0.11}$
NGC 6620	$5.62^{+0.13}_{-0.17}$	$5.47^{+0.12}_{-0.16}$	$-0.48^{+0.07}_{-0.07}$
NGC 6720	$5.18 \pm 0.08$	$5.16^{+0.07}_{-0.06}$	$-0.22^{+0.07}_{-0.08}$
NGC 6741*	$6.18 \pm 0.05$	$6.12^{+0.20}_{-0.04}$	$-0.29^{+0.20}_{-0.12}$
NGC 6803	$6.01^{+0.10}_{-0.09}$	$5.47^{+0.07}_{-0.06}$	$-1.25^{+0.10}_{-0.09}$
NGC 6818*	$5.78 \pm 0.06$	$5.37 \pm 0.05$	$-0.98^{+0.08}_{-0.07}$
NGC 6826	$6.05^{+0.13}_{-0.12}$	$5.38 \pm 0.09$	$-1.51 \pm 0.10$
NGC 6884	$6.01^{+0.10}_{-0.11}$	$5.41 \pm 0.07$	$-1.37^{+0.10}_{-0.08}$
NGC 7026	$< 5.49$	$< 5.16$	$-0.84^{+0.08}_{-0.10}$
NGC 7662*	$6.28^{+0.06}_{-0.07}$	$5.39 \pm 0.05$	$-1.95^{+0.07}_{-0.08}$
Vy 2-1	$5.50^{+0.13}_{-0.17}$	$5.26^{+0.14}_{-0.08}$	$-0.65^{+0.23}_{-0.06}$

**Notas.**(\*) NP con  $I(\text{He II } \lambda 4686)/I(\text{H}\beta) > 0.3$ .

(a) Calculada mediante la ecuación 4.1.

(b) Calculada mediante las ecuación 4.2/4.3.

TABLA 4.4: Regiones H II. Abundancia total de hierro:  
 $X = 12 + \log(X/H)$ 

Región HII	Fe (a)	Fe (b)	$\log(O^+/O^{++})$
M8	$5.70^{+0.05}_{-0.04}$	$5.75^{+0.05}_{-0.04}$	$0.55^{+0.18}_{-0.09}$
M16	$5.24^{+0.07}_{-0.07}$	$5.36^{+0.06}_{-0.05}$	$0.54 \pm 0.06$
M17	$5.84^{+0.10}_{-0.06}$	$5.59^{+0.08}_{-0.06}$	$-0.66^{+0.04}_{-0.08}$
M20	$5.33^{+0.06}_{-0.05}$	$5.38^{+0.05}_{-0.05}$	$0.73 \pm 0.07$
M42	$6.00^{+0.06}_{-0.07}$	$5.76^{+0.04}_{-0.04}$	$-0.65^{+0.08}_{-0.06}$
NGC 3576	$5.92^{+0.06}_{-0.05}$	$5.89^{+0.05}_{-0.04}$	$-0.23^{+0.07}_{-0.07}$
NGC 3603	$6.21^{+0.12}_{-0.13}$	$5.77^{+0.10}_{-0.10}$	$-1.06^{+0.11}_{-0.09}$
S311	$5.33^{+0.05}_{-0.04}$	$5.38^{+0.05}_{-0.04}$	$0.44^{+0.06}_{-0.05}$

**Notas.**

(a) Calculada mediante la ecuación 4.1.

(b) Calculada mediante la ecuación 4.2/4.3.



Generalmente se usa la composición solar como valor de referencia porque las abundancias determinadas en el Sol tienen una precisión mucho mayor que para cualquier otra estrella. Sin embargo, en los objetos de baja metalicidad (como puede ser el caso de la única NP del halo en nuestra muestra) no es adecuado usar el valor de  $(\text{Fe}/\text{H})_{\odot}$  como referencia, sino que sería mejor utilizar el cociente de abundancias Fe/O para determinar los factores de depleción, cuya variación de un objeto a otro se espera que sea menor a la de O/H o Fe/H. A partir del análisis en estrellas de la Galaxia se encuentra que, para las metalicidades que cubren los objetos de la muestra, el valor de Fe/O es similar al valor solar o hasta 0.4 dex inferiores (ver por ejemplo, Shetrone et al. 2001, y referencias).

En la figura 4.3 se muestra lo mismo que la figura 4.2 pero en este caso para Fe/O, donde  $[\text{Fe}/\text{O}] = \log(\text{Fe}/\text{O}) - \log(\text{Fe}/\text{O})_{\odot}$ , con  $\log(\text{Fe}/\text{O})_{\odot} = -1.27 \pm$  (Lodders 2010). Los factores de depleción de Fe/O para todos los objetos se encuentran por debajo de  $-0.3$ . El valor real del cociente de abundancias Fe/O en el gas de un objeto concreto será el resultado de tres factores: el valor intrínseco de Fe/O (la abundancia de ambos elementos en polvo más gas), la cantidad de hierro que está depositada en granos de polvo, y la cantidad de oxígeno que está depositada en granos de polvo. El valor intrínseco de Fe/O en un objeto depende de la historia de formación estelar previa, y como ya mencionamos, se espera que la variación en este valor de un objeto a otro sea menor que la variación en los cocientes Fe/H y O/H. Por otro lado, el cociente Fe/O podría necesitar una corrección a causa de la condensación del oxígeno en granos de polvo. En las regiones H II y en las NPs con polvo rico en oxígeno ( $\text{C}/\text{O} < 1$ ), parte del oxígeno estará depositado en óxidos y silicatos. Cardelli et al. (1996) consideran una mezcla determinada de óxidos y silicatos y obtienen que la abundancia de oxígeno en el polvo es como mucho de 180 partes por millón, lo que representa el 30% de la abundancia solar ( $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.76$ ; Lodders 2003). Además, como se mencionó en el capítulo 3, en las regiones H II podría haber una componente extra de polvo orgánico refractario (que no estaría en las NPs). Teniendo en cuenta todo esto, en las NPs con polvo rico en O, habría que “bajar” los valores de  $[\text{Fe}/\text{O}]$  (eje derecho en la figura 4.3) en  $\sim 0.1$  dex, mientras que en las regiones H II la corrección podría ser de hasta 0.25 dex (Rodríguez & Delgado-Inglada 2011b).

Los resultados obtenidos con el FCI derivado con los modelos de fotoionización (ecuación 4.1) muestran una tendencia de menores depleciones a medida que el grado de ionización aumenta (figuras 4.2 y 4.3). Esta tendencia podría estar relacionada con la destrucción de los granos de polvo en los objetos con campos de radiación más fuertes. Sin embargo, no se observa en los valores obtenidos con las ecuaciones 4.2/4.3, y además si como dijimos más arriba, la discrepancia en la abundancia de hierro se debe a una mezcla de errores en diferentes datos atómicos, los factores de depleción serán intermedios y esta tendencia muy probablemente desaparecerá. En adelante, y por simplicidad, mostraremos sólo los valores de Fe/O obtenidos con las ecuaciones 4.2/4.3, que no muestran ninguna tendencia en la abundancia con el valor de  $\text{O}^+/\text{O}^{++}$ , pero las principales conclusiones que obtenemos son las mismas para los otros dos grupos de valores.



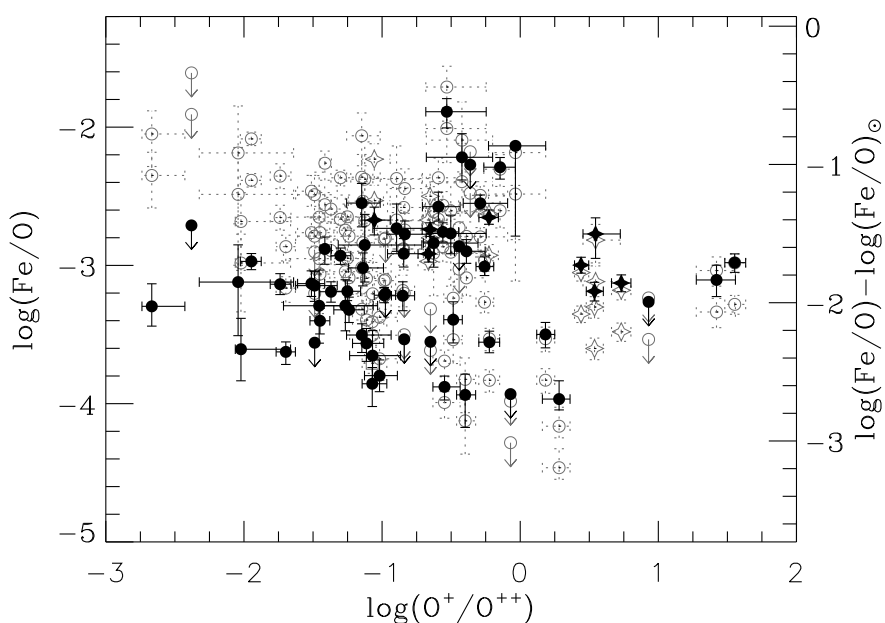


FIGURA 4.3: Lo mismo que la figura anterior pero para el cociente Fe/O.

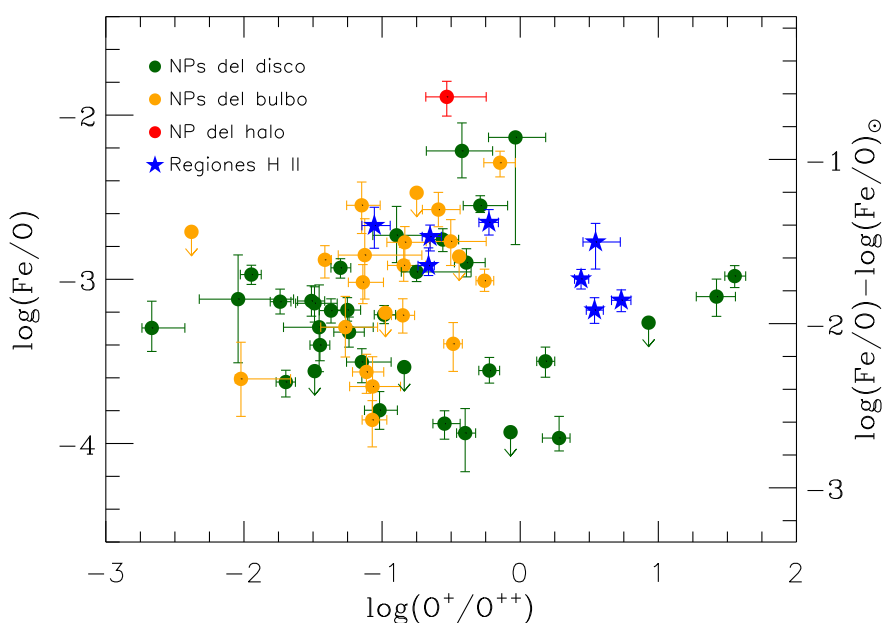


FIGURA 4.4: Valores de Fe/O (eje izquierdo) y factores de depleción para Fe/O ( $[Fe/O] = \log(Fe/O) - \log(Fe/O)_\odot$ , eje derecho) en función del grado de ionización para todos los objetos de la muestra: NPs (círculos) y regiones H II (estrellas azules). En diferentes colores aparecen las NPs del disco (verde), bulbo (naranja) y del halo (rojo). Los valores se han calculado usando el FCI de las ecuaciones 4.2 y 4.3.

En la figura 4.4 mostramos los valores de Fe/O y del factor de depleción para Fe/O obtenidos con las ecuaciones 4.2/4.3 y diferenciamos entre NPs del disco, halo y bulbo galácticos. Podemos comprobar que todos los objetos se encuentran mezclados, como era de esperar. Las barras de error en la figura no tienen en cuenta las incertidumbres que provienen del FCI, y estos errores podrían explicar gran parte de la dispersión que existe en los objetos de mayor grado de ionización. Sin embargo, parte de la dispersión que muestran las diferentes NPs debe ser real, ya que el rango de depleciones cubierto es muy grande, de hasta dos órdenes de magnitud. Esta diferencia en el factor de depleción de diferentes objetos debe estar reflejando diferencias en las eficiencias de formación y destrucción de los granos de polvo. En los siguientes capítulos se exploran posibles relaciones entre la abundancia de hierro en las NPs de la muestra y parámetros relacionados con el polvo que está presente en ellas. Por último, en la figura 4.5 aparecen los valores de Fe/O y del factor de depleción para Fe/O en función de los valores de O/H. Por un lado se puede observar que la dispersión es considerable, y mayor en las NPs que en las regiones H II. Además, la NP del halo DdDm 1 es el objeto con menor abundancia de oxígeno y menor factor de depleción de hierro. Existen algunos trabajos en la literatura que encuentran una tendencia de menores depleciones de hierro a menores metalicidades, sin embargo los resultados están basados principalmente en galaxias H II y son necesarios más datos de nebulosas (sobre todo NPs) a metalicidades bajas (Rodríguez & Rubin 2005; Izotov et al. 2006; Delgado-Inglada & Rodríguez 2011).

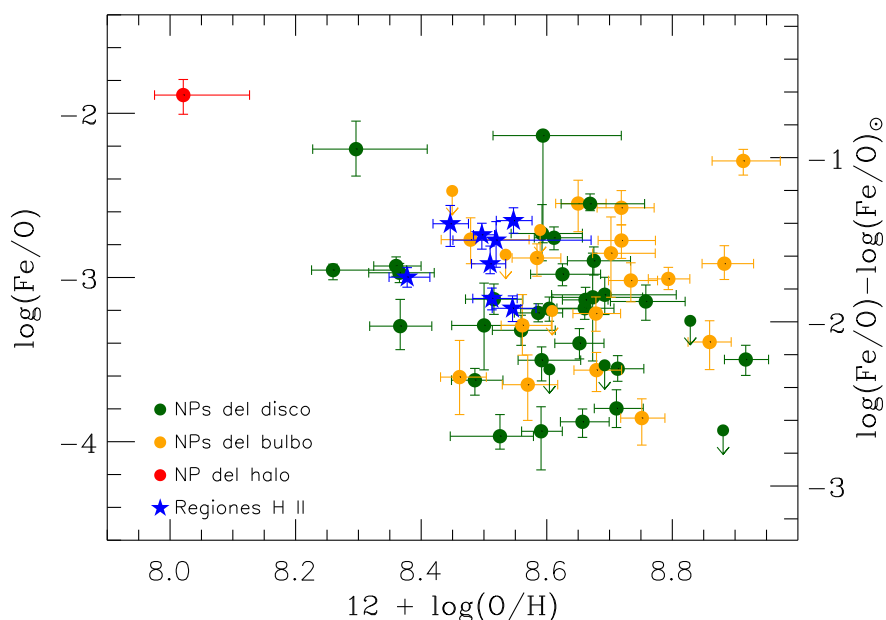


FIGURA 4.5: Valores de Fe/O (eje izquierdo) y factores de depleción para Fe/O ( $[\text{Fe}/\text{H}] = \log(\text{Fe}/\text{H}) - \log(\text{Fe}/\text{H})_{\odot}$ , eje derecho) en función de O/H para todos los objetos de la muestra: NPs (círculos) y regiones H II (estrellas azules). En diferentes colores aparecen las NPs del disco (verde), bulbo (naranja) y del halo (rojo). Los valores de Fe/O se han calculado usando el FCI de las ecuaciones 4.2 y 4.3.

Para 13 NPs de la muestra de NPs existen determinaciones previas de la abundancia total de hierro (Liu et al. 2004a; Otsuka et al. 2009; Pottasch et al. 2003, 2008, 2009), y las diferencias entre nuestros valores y los obtenidos por otros autores son de hasta 1.7 dex. Estas diferencias se deben al uso de datos atómicos y FCI distintos. Nosotros estamos usando los datos atómicos que consideramos mejores de entre todos los disponibles (ver Rodríguez 2002; Rodríguez & Rubin 2005), y nuestro análisis detallado y el hecho de utilizar el mismo procedimiento en una muestra considerablemente numerosa nos permite comparar los resultados entre sí y poder inferir algunas conclusiones.

## 4.5 Nebulosas planetarias de alta densidad

Hemos analizado cinco NPs de alta densidad que podrían ser objetos más jóvenes que el resto de NPs de la muestra por tener brillos superficiales más altos ( $S(\text{H}\beta) > 5 \times 10^{-13}$  erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup>arcsec<sup>-2</sup>) y densidades electrónicas mayores ( $n_e > 25\,000$ cm<sup>-3</sup>). No hemos incluido estos objetos en la muestra original porque los valores que obtenemos de la densidad y temperatura electrónicas con distintos cocientes de diagnóstico presentan diferencias importantes, y por tanto la determinación de valores fiables de las condiciones físicas es complicada. En estas NPs lo que hemos hecho es constreñir los valores de las abundancias analizándolas de tres formas. Las primeras dos filas de resultados para cada objeto en la tabla 4.5 presentan los valores de  $T_e$  y las abundancias iónicas obtenidas por separado utilizando los dos valores de  $n_e$  que tenemos para cada NP, mientras que la tercera fila muestra los valores de  $T_e$  y las abundancias iónicas derivadas suponiendo que hay un gradiente de densidad en las NPs y considerando diferentes valores de  $n_e$  para cada ión según su potencial de ionización. Las diferencias en las abundancias de hierro que obtenemos con cada uno de estos tres métodos son de hasta 0.9 dex, lo que nos proporciona una idea de las incertidumbres involucradas en estos cálculos.

Los factores de depleción de estas cinco NPs son similares a los valores encontrados en la muestra original, con más del 87% de sus átomos de hierro depositados en los granos de polvo. No se encuentra ninguna correlación significativa entre las abundancias de hierro que derivamos y el valor de  $S(\text{H}\beta)$  (ó  $n_e$ ) en la muestra de 33 NPs analizada por Delgado Inglada et al. (2009), que incluye objetos que probablemente son viejos como JnEr 1 ó NGC 3587, con  $S(\text{H}\beta) = 9.3 \times 10^{-17}$  y  $1.9 \times 10^{-15}$  erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup>arcsec<sup>-2</sup> respectivamente, y objetos que probablemente son jóvenes, como MyCn 18 con  $S(\text{H}\beta) = 4.4 \times 10^{-11}$  erg cm<sup>-2</sup> s<sup>-1</sup>arcsec<sup>-2</sup> y los objetos de alta densidad. Las bajas abundancias de hierro que hemos obtenido y la falta de una correlación entre estas abundancias y parámetros relacionados con la edad de los objetos, sugiere que no hay una destrucción significativa de los granos de polvo presentes en estos objetos, lo que está de acuerdo con los resultados de Stasińska & Szczerba (1999). Sin embargo, hay que mencionar que por los criterios de selección de la muestra (NPs relativamente cercanas y brillantes donde podemos medir bien líneas débiles), es probable que estemos dejando fuera de nuestro análisis las NPs más viejas, con radios nebulares grandes, bajas densidades y bajos brillos superficiales. Estos objetos viejos podrían mostrar alguna evidencia de destrucción de polvo.

## 4.6 Resumen

Esta muestra de NPs es la más numerosa para la que se ha calculado la abundancia de hierro siguiendo un análisis idéntico en todos los objetos. Para 45 NPs esta es la primera determinación de Fe/H. Dado que nuestro análisis tiene en cuenta todas las incertidumbres asociadas a los datos atómicos involucrados y como hemos seguido el mismo procedimiento en todos los objetos, podemos acotar los valores reales de las abundancias de hierro y comparar los resultados entre sí.

Las abundancias de hierro que obtenemos son bajas en todos los objetos, con más de un 90% de los átomos de hierro depositados en granos de polvo. Este resultado apunta hacia altas eficiencias en la depleción de hierro y bajas eficiencias en la destrucción de los granos de polvo. Además encontramos que las diferencias en las depleciones de hierro en las NPs son de hasta un factor  $\sim 100$ . En los siguientes capítulos analizamos el polvo presente en la muestra de NPs a través del cociente de abundancias C/O y de los rasgos de polvo presentes en el intervalo infrarrojo del espectro, y estudiamos si hay alguna relación entre el factor de depleción del hierro y estos dos indicadores de polvo.

TABLA 4.5: Condiciones físicas, abundancias iónicas, y totales.  $\{X^{+i}\} = 12 + \log (X^{+i}/H^+)$ ,  $\{X\} = 12 + \log (X/H)$

$n_e$ ( $\text{cm}^{-3}$ )	$T_e[\text{N II}]$ (K)	$T_e[\text{O III}]$ (K)	$\{\text{He}^+\}$	$\{\text{He}^{++}\}$	$\{\text{O}^+\}$	$\{\text{O}^{++}\}$	ICF	O	$\{\text{Fe}^{++}\}$	$\text{N}^a$	$\text{Fe}^b$	$\text{Fe}^c$
M 1-74 (052.2-04.0 <sup>d</sup> )												
$n_e[\text{S II}] = 22300$	12100	9800	11.00	8.07	7.23	8.56	1.00	8.58	5.27	3	6.47	5.89
$n_e[\text{Ar IV}] = 78500$	8100	9200	11.03	9.00	8.48	8.70	1.01	8.90	5.82	3	6.18	6.16
$n_e[\text{S II}]$ y $n_e[\text{Ar IV}]$	12100	9200	11.03	9.00	7.23	8.70	1.01	8.71	5.27	3	6.59	5.95
Me 2-2 (100.0-08.7 <sup>d</sup> )												
$n_e[\text{S II}] = 1000$	15000	10900	11.18	8.09	6.33	8.23	1.00	8.23	4.59	3	6.29	5.43
$n_e[\text{Ar IV}] = 34500$	9500	10400	11.17	8.09	7.79	8.31	1.00	8.43	4.95	3	5.51	5.33
$n_e[\text{S II}]$ y $n_e[\text{Ar IV}]$	15000	10400	11.17	8.09	6.33	8.31	1.00	8.32	4.59	3	6.37	5.46
NGC 5315 (309.1-04.3 <sup>d</sup> )												
$n_e[\text{S II}] = 8400$	10800	9200	11.09	7.62	7.57	8.57	1.00	8.61	3.95	3	4.86	4.45
$n_e[\text{Cl III}] = 28600$	8600	8900	11.09	7.62	8.38	8.63	1.00	8.83	4.58	3	4.96	4.92
$n_e[\text{S II}]$ y $n_e[\text{Cl III}]$	10800	8900	11.09	7.62	7.57	8.63	1.00	8.67	3.95	3	4.91	4.47
NGC 6790 (037.8-06.3 <sup>d</sup> )												
$n_e[\text{Cl III}] = 25700$	14800	13000	11.00	9.52	7.64	8.43	1.02	8.50	4.54	6	5.29	4.98
$n_e[\text{Ar IV}] = 139500$	7800	11300	10.99	9.52	8.68	8.60	1.02	8.95	5.41	6	5.64	5.68
$n_e[\text{Cl III}]$ y $n_e[\text{Ar IV}]$	14800	11300	10.99	9.52	7.64	8.60	1.02	8.65	4.54	6	5.43	5.03
NGC 6807 (042.9-06.9 <sup>d</sup> )												
$n_e[\text{S II}] = 15800$	14600	10600	10.35	8.45	6.52	8.55	1.01	8.56	4.74	3	6.56	5.64
$n_e[\text{Ar IV}] = 54600$	9800	10100	10.35	8.45	7.60	8.65	1.01	8.69	5.17	3	6.13	5.69
$n_e[\text{S II}]$ y $n_e[\text{Ar IV}]$	14600	10100	10.36	8.45	6.52	8.65	1.01	8.65	4.74	3	6.65	5.68

**Notas.** (a) Número de líneas de  $[\text{Fe III}]$  utilizadas para determinar la abundancia de  $\text{Fe}^{++}$ .

(b) Calculada mediante la ecuación (4.1).

(c) Calculada mediante las ecuaciones (4.2) y (4.3).

(d) Identificaciones PNG (Acker et al. 1992).

**Referencias.** Intensidades de las líneas de: Wesson et al. (2005) para M 1-74, Me 2-2, y NGC 6807; Tsamis et al. (2003a) para NGC 6790; y Liu et al. (2004a) para NGC 5315.



# 5

## ABUNDANCIA DE CARBONO Y COCIENTE C/O

### 5.1 Introducción

El cálculo de la abundancia de carbono en NPs es interesante por dos motivos. En primer lugar, la abundancia de este elemento (al igual que la de nitrógeno y helio) puede verse modificada como consecuencia de los procesos de nucleosíntesis que tienen lugar en las estrellas, de manera que nos proporciona información sobre la eficiencia de estos procesos y sobre la masa de las estrellas progenitoras. En segundo lugar, el valor de C/H determina el tipo de granos de polvo que se forman en las atmósferas de las estrellas AGB, en ambientes ricos en carbono ( $C/O > 1$ ) se forman granos carbonáceos, mientras que en ambientes ricos en oxígeno ( $C/O < 1$ ) se forman óxidos y silicatos.

Sin embargo, la determinación de la abundancia de carbono presenta varios inconvenientes. El carbono no tiene líneas de excitación colisional (LEC) brillantes en el intervalo visible del espectro, por lo que es necesario utilizar espectros ultravioletas, y combinarlos con las observaciones en el intervalo visible para determinar los valores de C/O. Otra opción es utilizar líneas de recombinación (LR) en el intervalo visible para calcular tanto las abundancias de carbono como las de oxígeno. Como se mencionó en el capítulo 3, las abundancias que se obtienen con LEC y LR son diferentes, y dado que la causa de esta discrepancia todavía permanece en debate, no parece adecuado combinar las abundancias obtenidas con diferentes tipos de líneas.

Hemos calculado las abundancias iónicas de carbono usando las LEC presentes en la región ultravioleta del espectro y las condiciones físicas derivadas por nosotros. Con estas abundancias iónicas y factores de corrección por ionización (FCI) determinamos los valores

de C/H. Finalmente, obtenemos los cocientes de abundancias C/O utilizando las abundancias totales de oxígeno calculadas también con LEC (mostradas en el capítulo 3). Estos valores de C/O los comparamos con los resultados que se obtienen con otros FCI y usando LR.

## 5.2 Abundancias iónicas

En NPs, el carbono puede encontrarse en los estados de ionización  $C^+$ ,  $C^{++}$ ,  $C^{+3}$  y  $C^{+4}$  según el grado de ionización del objeto. La tabla 5.1 muestra los potenciales de ionización (PI) de los diferentes estados de ionización de carbono y de oxígeno, así como las líneas que suelen medirse en cada caso. Como el PI de  $C^{+4}$  es 392 eV, no esperamos una contribución significativa de iones de mayor grado de ionización. Hemos recopilado de la literatura todos los flujos disponibles de las líneas del ultravioleta: C II]  $\lambda 2326$ , C III]  $\lambda 1908$  y C IV  $\lambda 1550$  para las NPs de la muestra (las referencias son las mismas que para los espectros visibles, ver Tabla 3.1). Del total de 57 NPs, 40 tienen disponibles en la literatura los flujos de alguna de estas líneas del ultravioleta, obtenidos con el telescopio IUE<sup>1</sup>.

TABLA 5.1: Potenciales de ionización y líneas de C

Ion	Líneas de excitación colisional (LEC)	Líneas de recombinación (LR)	PI (eV)
$C^+$	C II] $\lambda 2326$	...	24.4
$C^{++}$	C III] $\lambda 1908$	C II $\lambda 4267$	47.9
$C^{+3}$	C IV $\lambda \lambda 1548+50$	C III $\lambda 4187$	64.5
$C^{+4}$	...	C IV $\lambda 4658$	392
$O^+$	[O II] $\lambda \lambda 3726, 3729$	...	35.12
$O^{++}$	[O III] $\lambda \lambda 4959, 5007$	O II (varios multipletes)	54.93
$O^{+3}$	[O IV] $\lambda 1401, 25.9 \mu m$	...	77.41

Nosotros hemos utilizado directamente los flujos finales presentados por los diferentes autores, que ya han sido corregidos de varios efectos que comentamos a continuación. En primer lugar, los flujos observados han sido corregidos por el efecto de extinción, usando una ley de extinción estándar y el coeficiente de extinción derivado con las líneas de Balmer de H I. Un error en el coeficiente de extinción de  $+0.2/-0.2$  [los errores en el valor de  $c_\beta$  en las NPs observadas por nosotros son entre  $\pm 0.16$  y  $\pm 0.3$  (Delgado Inglada et al. 2009)] afectaría al valor de  $C^{++}$  obtenido a partir de la línea C III]  $\lambda 1908$  en  $+0.29/-0.31$  dex. Además, en las NPs con un tamaño angular mayor al de la apertura de IUE, es necesario realizar una corrección por apertura para obtener los cocientes de las líneas ultravioletas respecto a  $H\beta$  con los que se determinan las abundancias iónicas de carbono, ya que en estos objetos se está perdiendo parte del flujo. Los trabajos de donde se han tomado las líneas, utilizan diferentes métodos para estimar esta corrección, uno de ellos consiste en escalar el cociente de líneas observado  $I(\text{He II } \lambda 1640)/I(\text{He II } \lambda 4686)$  a su valor teórico (para unas determinadas  $T_e$  y  $n_e$ ). Los factores de escala usados por los diferentes autores

<sup>1</sup><http://archive.stsci.edu/iue/>



en las 19 NPs en las que es necesaria esta corrección van desde  $\sim 1.2$  hasta un factor  $\sim 13$  para NGC 6720, cuyo diámetro angular es  $76''$ . Estos factores de corrección tienen cierta incertidumbre asociada, que depende de las incertidumbres en los flujos observados y en las condiciones físicas, además esta corrección no tiene por qué ser la misma para todas las especies iónicas, que estarán en regiones diferentes unas de otras, lo que es importante en la posterior determinación de la abundancia total de carbono. En definitiva, el hecho de tener que escalar las observaciones ultravioletas y ópticas, que a menudo no cubren las mismas regiones de los objetos, introduce incertidumbres a las abundancias iónicas que determinamos, además, como se menciona más adelante, las incertidumbres en las condiciones físicas pueden afectar también a estos valores.

Hemos calculado las abundancias iónicas de  $C^+$  con la tarea *ionic* de IRAF que resuelve las ecuaciones de equilibrio estadístico para un átomo de ocho niveles, usando la intensidad del multiplete C II]  $\lambda 2326$  respecto a  $H\beta$  y las condiciones físicas calculadas por nosotros ( $n_e$  y  $T_e[N II]$ , aunque probablemente sería más adecuado utilizar  $T_e[O III]$  para calcular  $C^+/H^+$ ). Se utilizan los datos atómicos que vienen en la versión 2.14.1 de IRAF, que son las fuerzas de colisión de Blum & Pradhan (1992) y las probabilidades de transición de Nussbaumer & Storey (1981) y Froese Fischer (1994).

Con la misma tarea de IRAF calculamos las abundancias iónicas  $C^{++}$  a partir de la intensidad de la línea C III]  $\lambda 1908$  respecto a  $H\beta$ , y usando las condiciones físicas:  $n_e$ , y  $T_e[O III]$ . En este caso el programa resuelve un átomo de cinco niveles usando las fuerzas de colisión de Berrington et al. (1985) y las probabilidades de transición de Glass (1983), Wiese et al. (1996) y Nussbaumer & Storey (1978). Las fuerzas de colisión no están tabuladas para  $T_e$  menores a 12600 K, y como la mayoría de las NPs tienen valores de  $T_e[O III]$  alrededor de 10000 K (algunas incluso llegan a valores de 7000 K), hemos realizado una extrapolación lineal de los datos para los valores  $T = 6300, 7900$  y 10000 K. Las variaciones de los valores extrapolados respecto a las fuerzas de colisión para  $T = 12600$  K son en general menores al 5%, pero alcanzan hasta un 20% en el caso de algunas fuerzas de colisión.

Por último, hemos resuelto las ecuaciones de equilibrio estadístico para un átomo de tres niveles (no se requiere de más niveles porque la energía necesaria para poblarlos de forma significativa es demasiado alta) para calcular los valores de  $C^{+3}$  usando la intensidad del doblete C IV  $\lambda\lambda 1548+50$  respecto a  $H\beta$  junto con  $T_e[O III]$  y  $n_e$ . Se han utilizado las probabilidades de transición de Wiese et al. (1996) y las fuerzas de colisión de Taylor et al. (1977). En 22 de las 40 NPs con datos en el ultravioleta está reportada la emisión de este doblete, pero en cuatro de ellas (NGC 7026, NGC 6153, H 1-50, y NGC 6565) los autores no han calculado el valor de  $C^{+3}$ , probablemente porque consideran que la intensidad del doblete podría estar contaminada por emisión de la estrella (aunque no lo especifican), por lo que hay que tomar los valores que hemos obtenido con precaución.

A pesar de las incertidumbres introducidas por los factores que hemos mencionado más arriba (extinción, corrección por apertura, y escalado de espectros ultravioletas y visibles), la mayor incertidumbre en el cálculo de las abundancias iónicas es el valor de  $T_e$ . Especialmente en las líneas del ultravioleta, cuya emisividad tiene una dependencia con la temperatura mayor que la de las LEC visibles. El valor de  $T_e[N II]$ , que utilizamos para

calcular  $C^+$ , puede verse afectado por la excitación por recombinación, efecto que nosotros no tenemos en cuenta mientras que otros autores sí. Hemos visto en el capítulo 3, que para algunas NPs las diferencias entre la temperatura que nosotros usamos y la de otros trabajos son de hasta  $\sim 1500$  K, lo que provoca diferencias de  $\sim 0.27$  dex en el valor de  $C^+$ . Por otro lado, estamos suponiendo que tanto  $C^{++}$  como  $C^{+3}$ , con PI de 47.9 eV y 64.5 eV respectivamente, se encuentran en la misma región que  $O^{++}$ , cuyo PI es 54.9 eV. Sin embargo, una parte importante de  $C^{+3}$  podría encontrarse en una región más interna con una temperatura diferente, por ejemplo, para una  $T_e \sim 10000$  K, una variación de  $\sim 500$  K nos introduce una diferencia en la abundancia iónica de  $C^{+3}$  de  $\sim 0.16$  dex. Teniendo en cuenta que en las abundancias de  $C^+$  y  $C^{+3}$  estamos menos seguros de estar utilizando un valor adecuado de  $T_e$ , las abundancias de  $C^{++}$  son en principio más fiables, y por tanto, las NPs en las que el carbono se encuentre en su mayoría en forma de  $C^{++}$  tendrán una mejor determinación de la abundancia, en relación a aquellas en las que  $C^+$  o  $C^{+3}$  sean los iones mayoritarios.

En la Tabla 5.2 se muestran las abundancias iónicas obtenidas para cada NP. Para la mayoría de las NPs, las diferencias entre los valores de  $C^{+i}$  calculados por nosotros y los que se presentan en la literatura son menores a  $\sim 0.15$  dex y se deben a las condiciones físicas utilizadas, sin embargo hay algunas excepciones. La diferencia entre el valor de  $C^+$  que nosotros calculamos y el presentado por Liu et al. (2004b) para NGC 6826 es de 0.74 dex. Los valores de  $C^{+3}$  para IC 4406 y Cn 1-5, obtenidos por Tsamis et al. (2003a) y Wang & Liu (2007) respectivamente, y los nuestros difieren en 0.48 y 0.59 dex. Al usar para cada NP las mismas condiciones físicas que estos autores la discrepancia entre los resultados disminuye a 0.65 dex para NGC 6826 y 0.24 dex para IC 4406, en el caso de Cn 1-5 obtenemos el mismo valor de  $C^{+3}$  con nuestros valores de  $T_e$  y  $n_e$  que con los de Wang & Liu (2007). Por lo tanto, en estas tres NPs las diferencias entre las condiciones físicas que nosotros utilizamos y las de los diferentes autores no explican estas discrepancias, creemos que puede haber un error o bien en los valores de la intensidad de la línea o bien en los de la abundancia iónica reportados en la literatura.

### 5.3 Abundancia total

Una vez que hemos calculado las abundancias iónicas, hay que calcular la contribución de los iones no observados a la abundancia total de carbono. El esquema de correcciones que suele usarse es el propuesto por Kingsburgh & Barlow (1994), que para este elemento es más complicado que para otros, ya que existen varios FCI que dependen del grado de ionización de los objetos o del intervalo espectral observado. A continuación detallamos la corrección que hemos llevado a cabo en cada una de las NPs, y en la tabla 5.3 se muestran los valores de los FCI obtenidos para cada NP, así como la abundancia total de carbono.

1) Objetos con grado de ionización muy bajo: aquellos en los que no se detecta la línea He II  $\lambda 4686$ . La ausencia de esta línea indica que la abundancia de  $C^{+4}$  es probablemente despreciable (ya que el PI del  $C^{+3}$  es 64.5 eV, que es mayor al del  $He^+$ , 54.4 eV).

1.a) En DdDm 1 y IC 418 no se observa la línea C IV  $\lambda 1908$ , por lo que suponemos que  $C^{+3}$  tampoco contribuye de forma importante a la abundancia total de carbono, que calculamos directamente como  $C = C^+/H^+ + C^{++}/H^+$ .

TABLA 5.2: Abundancias iónicas:  $C^{+i} = 12 + \log(C^{+i}/H^+)$  calculadas con líneas de excitación colisional,  $FCI$ , y abundancias totales:  $C = 12 + \log(C/H)$ .

Objeto	C <sup>+</sup>	C <sup>++</sup>	C <sup>+3</sup>	<i>FCI</i>	C	Objeto	C <sup>+</sup>	C <sup>++</sup>	C <sup>+3</sup>	<i>FCI</i>	C
Cn 1-5	...	9.04	8.82	1.72	9.48	NGC 3132	...	8.18	7.32	2.55	8.64
DdDm 1	6.19	6.78	...	1.00	6.88	NGC 3242	6.63	8.12	7.24	1.08	8.22
H 1-42	...	7.61	...	1.06	7.63	NGC 3918	...	8.36	8.20	1.47	8.76
H 1-50	...	7.82	8.10	1.12	8.36	NGC 5882	...	8.11	...	1.03	8.12
Hu 2-1	7.82	8.53	...	1.00	8.65	NGC 6153	...	8.38	7.94	1.07	8.55
IC 418	8.45	8.35	...	1.00	8.70	NGC 6210	...	7.86	...	1.06	7.89
IC 1747	...	8.40	8.39	1.07	8.72	NGC 6439	...	8.32	...	1.20	8.45
IC 2165	7.51	8.28	8.11	1.38	8.69	NGC 6543	...	8.48	8.23	1.03	8.69
IC 3568	...	8.05	7.17	1.01	8.11	NGC 6565	...	8.29	7.36	1.63	8.59
IC 4406	8.09	8.57	7.74	1.04	8.75	NGC 6572	7.65	8.77	...	1.00	8.80
IC 4699	...	8.00	...	1.08	8.09	NGC 6620	...	8.16	...	1.40	8.36
IC 4846	7.86	7.86	7.90	1.00	8.35	NGC 6720	7.80	8.38	7.68	1.06	8.57
IC 5217	6.93	8.26	7.86	1.04	8.44	NGC 6741	8.18	8.40	8.07	1.70	8.94
M 1-42	...	7.92	...	1.46	8.09	NGC 6803	...	8.24	...	1.07	8.27
M 2-33	...	8.59	...	1.08	8.62	NGC 6818	7.36	8.17	7.34	1.38	8.43
M 2-36	...	8.65	...	1.09	8.68	NGC 6826	6.87	8.40	...	1.00	8.41
M 3-32	...	8.42	...	1.03	8.45	NGC 6884	7.33	8.45	7.69	1.06	8.57
M 3-33	...	8.00	...	1.10	8.09	NGC 7026	...	8.33	8.48	1.19	8.79
NGC 40	8.63	8.01	7.79	1.00	8.77	NGC 7662	6.84	7.99	8.07	1.18	8.42
NGC 2392	7.30	8.08	7.31	1.11	8.25	Vy 2-1	...	8.61	...	1.23	8.70

1.b) En el caso de Cn 1-5 y NGC 6543, en los que tenemos C<sup>++</sup> y C<sup>+3</sup>, usamos la ecuación:

$$FCI(C) = \frac{O^+ + O^{++}}{O^{++}}, \quad (5.1)$$

(ecuación A11 de Kingsburgh & Barlow 1994) para corregir por la presencia de C<sup>+</sup>. La abundancia total será  $C/H = FCI(C) \times (C^{++} + C^{+3})$ .

2) Objetos con grado de ionización bajo-intermedio: en los que se mide la línea He II  $\lambda 4686$ , pero no hay líneas de N<sup>+4</sup> (la línea [N v]  $\lambda 1238$  está presente en los objetos de mayor grado de ionización). A este grupo pertenecen 31 NPs de la muestra, en las que hay que corregir la contribución de C<sup>+4</sup>, ya que podría no ser despreciable.

2.a) En las ocho NPs en las que podemos calcular C<sup>+</sup>, C<sup>++</sup>, y C<sup>+3</sup>, corregimos la contribución de C<sup>+4</sup> con la ecuación:

$$FCI(C) = \left( \frac{He^+ + He^{++}}{He^+} \right)^{1/3}, \quad (5.2)$$

(ecuación A20 de Kingsburgh & Barlow 1994). Estas NPs son IC 4406, IC 4846, IC 5217,

NGC 40, NGC 2392, NGC 3242, NGC 6720, y NGC 6884.

2.b) En 3 NPs, Hu 2-1, NGC 6572, y NGC 6826, podemos calcular  $C^+$  y  $C^{++}$ , y corregimos la contribución de iones superiores con la ecuación 5.2, obteniendo valores del FCI de 1.003, 1.001, y 1.000 respectivamente, que nos indican que  $C^{+3}$  y  $C^{+4}$  no contribuyen de forma importante a la abundancia total.

2.c) En siete NPs (H 1-50, IC 1747, IC 3568, NGC 3132, NGC 6153, NGC 6565 y NGC 7026) medimos  $C^{++}$  y  $C^{+3}$  (caso no considerado por Kingsburgh & Barlow 1994), y corregimos la contribución de  $C^+$  y de  $C^{+4}$  con la ecuación:

$$\text{FCI(C)} = \left( \frac{O^+ + O^{++}}{O^{++}} \right) \left( \frac{He^+ + He^{++}}{He^+} \right)^{1/3}, \quad (5.3)$$

propuesta por Leisy & Dennefeld (1996)

2.d) En las 13 NPs restantes (H 1-42, IC 4699, M 1-42, M 2-33, M 2-36, M 3-32, M 3-33, NGC 5882, NGC 6210, NGC 6439, NGC 6620, NGC 6803 y Vy 2-1) sólo se mide la línea C III]  $\lambda 1908$  (caso no considerado por Kingsburgh & Barlow 1994) y corregimos con la ecuación:

$$\text{FCI(C)} = \left( \frac{O}{O^{++}} \right) \left( \frac{He^+ + He^{++}}{He^+} \right)^{1/3}, \quad (5.4)$$

propuesta por Leisy & Dennefeld (1996), por la presencia de los otros tres iones ( $C^+$ ,  $C^{+3}$ , y  $C^{+4}$ ).

3) Objetos con grado de ionización alto: en los que se mide la línea He II  $\lambda 4686$  y hay presencia de  $N^{+4}$ . A este grupo pertenecen las cinco NPs de la muestra con un cociente de intensidades de He II  $\lambda 4686$  respecto a  $H\beta$  más alto (IC 2165, NGC 3918, NGC 6741, NGC 6818, y NGC 7662.). En estas NPs, se espera que una cantidad considerable de carbono esté en forma de  $C^{+4}$ , y calculamos esta contribución con la ecuación 5.3.

En la figura 5.1 mostramos la suma de las abundancias iónicas  $C^+$ ,  $C^{++}$ , y  $C^{+3}$  y la abundancia total de carbono respecto al grado de ionización representado por  $\log(O^+/O^{++})$ . Con diferentes colores hemos representado la suma de las abundancias iónicas para cada NP según los distintos iones que se midan. Se puede observar que para la mayoría de los objetos las correcciones no son grandes.

Las diferencias en los valores de C/H que nosotros hemos obtenido y los de la literatura se deben tanto a diferencias en las condiciones físicas, como en el factor de corrección utilizado, y van desde  $\sim 0.01$  dex hasta  $\sim 0.5$  dex (Hu 2-1, H 1-50). Como se mencionó más arriba, las incertidumbres en  $T_e$  van a resultar en errores considerables en las abundancias iónicas, que se pueden traducir en errores en la abundancia total de carbono según cual sea el ión mayoritario. NGC 3242 y DdDm 1 son las únicas NPs, de aquellas en las que el efecto de la excitación por recombinación podría ser importante, en las que se ha medido la línea C II]  $\lambda 2326$ . Los valores de  $C^+$  que obtenemos con nuestra  $T_e[\text{N II}]$  sin corregir por este efecto, con el valor de  $T_e[\text{N II}]$  corregido, o con  $T_e[\text{O III}]$ , difieren en un máximo de 0.03 dex para DdDm 1 y 0.2 dex para NGC 3242. Como la contribución de este ion a la abundancia total de C no es dominante en estas NPs, el efecto en el valor de C/H no es

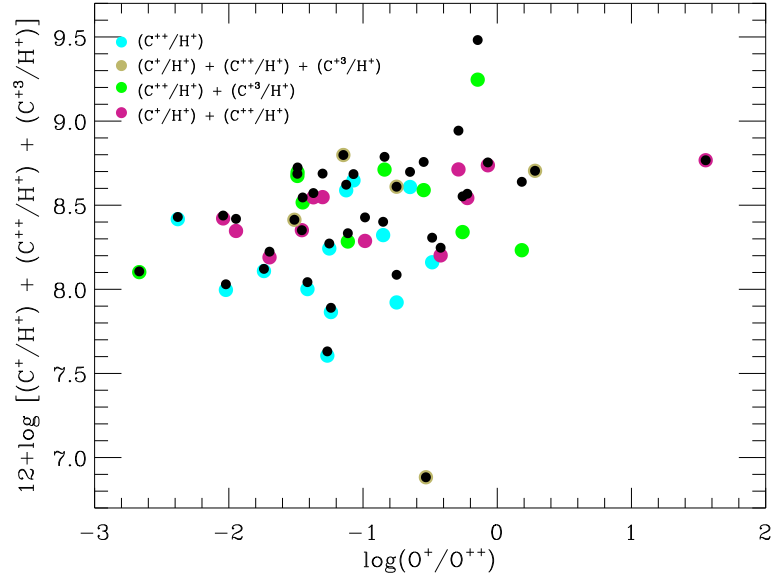


FIGURA 5.1: Suma de las abundancias iónicas de carbono (círculos de colores) y abundancia total (círculos negros) respecto al grado de ionización representado por  $\log(O^+/O^{++})$ . En diferentes colores se representan las NPs según los iones observados.

importante. Por otro lado, en IC 418 y NGC 40 el ión más abundante es  $C^+$ , pero en ellas el efecto de la excitación por recombinación en  $T_e[N II]$  no es importante así que el valor de  $C^+$  es fiable. También tomamos con precaución aquellos objetos con un FCI elevado ( $\gtrsim 1.2$ ), en los que no estamos observando los iones predominantes: Cn 1-5, IC 2165, M 1-42, NGC 3132, NGC 3918, NGC 6439, NGC 6565, NGC 6620, NGC 6741, NGC 6818, NGC 7026 y Vy 2-1.

## 5.4 Cociente de abundancias C/O

En general, la abundancia total de un elemento se determina a partir de las abundancias iónicas de los iones que observamos y corrigiendo con un FCI por la presencia de los iones que no observamos. Las columnas (2) y (7) de la tabla 5.3 muestran los valores obtenidos por nosotros usando este método con LEC. Debido a las incertidumbres asociadas a la combinación de espectros ultravioletas y visibles (necesaria para calcular C/H y C/O a partir de LEC), y a las incertidumbres asociadas a los FCI mostrados en la sección anterior, también exploramos otros métodos. Utilizamos la aproximación  $C/O \simeq C^{++}/O^{++}$  que evita usar tantos FCI y además diferentes para cada NP, por lo que es una determinación de C/O más homogénea. Estos valores, obtenidos por nosotros a partir de LEC, se muestran en las columnas (3) y (8) de la misma tabla. Por otro lado, hemos tomado de la literatura los valores de C/O calculados con estas dos aproximaciones pero usando LR (columnas (4) y (9), (5) y (10) respectivamente).

El uso de las LR evita todas las incertidumbres asociadas a la combinación de espectros ultravioletas y visibles, necesaria si se utilizan LEC. Además, la intensidad de las LR tiene

una menor dependencia con la  $T_e$ , lo que hace que la determinación de las abundancias iónicas a partir de estas líneas se vea menos afectada por las incertidumbres asociadas al cálculo de las condiciones físicas. Una desventaja es que estas líneas son más débiles que las LEC y pueden estar contaminadas por líneas cercanas, por lo que son necesarios espectros profundos y de alta resolución (como es el caso de los espectros que se utilizan en este trabajo). Además, como ya se mencionó en el capítulo 3, las LR podrían venir de una región distinta a la de las LEC (en el escenario propuesto por Liu et al. 2000 las LR vendrían de grumos fríos y pobres en H y las LEC del medio difuso y caliente con una composición química normal). Aunque en la literatura se obtiene que ambos tipos de líneas llevan a valores de C/O compatibles (Wang & Liu 2007), hay mucha dispersión en los resultados.

En el caso del carbono, se suele medir la línea C II  $\lambda 4267$  y a veces la línea C III  $\lambda 4187$ . En unas pocas NPs se identifica la línea C IV  $\lambda 4658$  (Wesson et al. 2005), pero se espera que en NPs con grados de ionización bajos o intermedios, la emisión en esta longitud de onda se deba probablemente a [Fe III]. En el caso del oxígeno generalmente se supone que el valor de  $O^+/O^{++}$  obtenido con LR y LEC es igual, por lo que se estima el valor de  $O^+$  a partir del valor de  $O^{++}$  determinado mediante LR. Sin embargo, parece que relaciones de este tipo,  $C^+/C^{++}$  o  $C^{++}/C^{+3}$ , no son válidas para el carbono (Tsamis et al. 2003b, 2004).

La validez de  $C/O \simeq C^{++}/O^{++}$  depende de los estados de ionización predominantes de C y O, y por lo tanto, del grado de ionización de los objetos. Rola & Stasińska (1994) analizan un conjunto de modelos de fotoionización que cubren una gran variedad de parámetros físicos en NPs, y encuentran que esta aproximación es válida (con una incertidumbre mejor a un 30%) para todas las NPs excepto para aquellas de muy bajo grado de excitación. Cuando  $I([O\ III]\lambda 5007)/I(H\beta) \lesssim 3$ , esta aproximación podría estar sobrestimando los valores de C/O hasta en un factor 10 (Rola & Stasińska 1994). La única NP de nuestra muestra que cumple esta condición es Cn 3-1 pero como carece de observaciones en el ultravioleta está excluida del análisis de C/O. Teniendo en cuenta los resultados de Rola & Stasińska (1994), los valores de  $C^{++}/O^{++}$  nos proporcionan un valor más fiable de C/O en las NPs de la muestra.

En las figuras 5.2, 5.3, 5.4, y 5.5 mostramos la diferencia entre los valores de C/O obtenidos usando LR y LEC, y mediante los dos FCI. En todas las figuras NGC 40 es el punto que sale separado del resto. Según Liu et al. (2004b) la estrella central de esta NP, tipo Wolf-Rayet, contamina las líneas del ultravioleta (afectando a los resultados de las figs. 5.2 y 5.3). Al comparar los valores de C/O obtenidos con el mismo procedimiento pero distinto tipo de líneas (figs. 5.3 y 5.4), obtenemos diferencias que van en ambas direcciones, en cambio, al comparar los valores obtenidos con el mismo tipo de líneas pero diferente procedimiento (figs. 5.2 y 5.5), se observa cierta tendencia con el valor de  $O^+/O^{++}$ . Esto podría estar indicando que el uso de un método u otro para calcular C/O nos está introduciendo sesgos más importantes que el uso de un tipo determinado de líneas (LEC o LR). Las diferencias entre las cuatro estimaciones que tenemos para cada objeto alcanzan casi 2 dex (el caso más extremo es el de Cn 1-5).



TABLA 5.3: Cociente de abundancias C/O

NP (1)	-LEC-		-LR-		NP (6)	-LEC-		-LR-	
	C/O <sup>a</sup> (2)	C/O <sup>b</sup> (3)	C/O <sup>a</sup> (4)	C/O <sup>b</sup> (5)		C/O <sup>a</sup> (7)	C/O <sup>b</sup> (8)	C/O <sup>a</sup> (9)	C/O <sup>b</sup> (10)
Cn 1-5	3.70	2.32	1.86	1.88	M 3-29	...	...	0.58	0.58
DdDm 1	0.07	0.08	...	...	M 3-32	0.69	0.71	0.44	0.43
H 1-41	...	...	0.17	0.18	M 3-33	0.29	0.31	0.25	0.17
H 1-42	0.12	0.12	0.28	0.11	MyCn 18	...	...	0.59	0.59
H 1-50	0.45	0.16	0.81	0.34	NGC 40	1.39	8.83	0.46	2.79
Hu 1-1	...	...	1.34	1.37	NGC 2392	0.89	1.02	0.26	...
Hu 2-1	1.63	1.35	0.55	0.45	NGC 3132	0.53	0.47	0.81	0.81
IC 418	1.51	1.96	...	3.74	NGC 3242	0.55	0.52	1.01	0.98
IC 1747	1.32	0.69	1.58	1.44	NGC 3918	1.26	0.86	0.62	0.90
IC 2165	2.13	1.52	...	...	NGC 5882	0.29	0.29	0.44	0.39
IC 3568	0.55	0.49	0.66	0.56	NGC 6153	0.78	0.59	0.55	0.42
IC 4191	...	...	0.45	0.40	NGC 6210	0.21	0.22	0.28	0.25
IC 4406	0.75	0.97	1.25	1.09	NGC 6439	0.53	0.56	0.36	0.32
IC 4699	0.37	0.40	0.31	0.31	NGC 6543	0.85	0.54	0.40	0.35
IC 4846	0.71	0.24	0.25	0.10	NGC 6565	0.57	0.54	0.54	0.51
IC 5217	0.58	0.42	0.34	0.26	NGC 6620	0.28	0.30	0.50	0.51
M 1-20	...	...	1.05	0.70	NGC 6572	1.61	1.60	0.98	0.91
M 1-42	0.46	0.47	0.36	0.35	NGC 6720	0.72	0.83	0.83	1.17
M 1-73	...	...	0.70	0.46	NGC 6741	1.88	1.01	1.44	1.28
M 2-4	...	...	0.43	0.34	NGC 6803	0.41	0.41	0.50	0.49
M 2-6	...	...	0.15	0.15	NGC 6818	0.69	0.67	0.71	0.64
M 2-27	...	...	0.55	0.55	NGC 6826	0.79	0.79	1.05	0.97
M 2-33	0.83	0.83	0.29	0.18	NGC 6884	0.93	0.83	1.02	0.89
M 2-36	0.86	0.86	0.59	0.57	NGC 7026	1.24	0.53	0.58	0.63
M 2-42	...	...	0.68	0.14	NGC 7662	1.13	0.58	2.19	1.32
M 3-7	...	...	0.30	...	Vy 2-1	0.77	0.76	0.38	0.28

(a) C/O dado por el cociente de abundancias totales de C y O. Cada una de ellas obtenida mediante la suma de las abundancias iónicas y FCI.

(b)  $C/O \simeq C^{++}/O^{++}$ .

Como ya se mencionó, las abundancias calculadas usando las LEC del ultravioleta están afectadas por varias incertidumbres como la corrección de extinción, la corrección de apertura en objetos extensos, y las incertidumbres asociadas al cálculo de las condiciones físicas. Con el objetivo de explorar cómo afectan estas incertidumbres a los valores de C/O calculados con estas líneas, hemos representado en la figura 5.2 con cuadrados de diferentes colores las NPs con mayores correcciones de apertura, con coeficientes de extinción por encima de uno, y con FCI > 1.2. Algunas de estas NPs son las que muestran mayores dis-

crepancias en los valores de C/O, pero también algunas de ellas muestran un buen acuerdo entre ambos resultados. En la figura 5.4 utilizamos los mismos símbolos para representar las NPs con mayores correcciones de apertura y con coeficientes de extinción por encima de uno. En definitiva, es muy complicado escoger entre uno de los valores de C/O calculados porque no conocemos bien la magnitud de las incertidumbres asociadas a la combinación de los espectros visibles y ultravioletas. En el capítulo 6 utilizamos los rasgos de polvo identificados en el intervalo infrarrojo (que nos informan directamente sobre el tipo de granos de polvo presente en las NPs) para estudiar si alguno de estos cuatro métodos es un mejor indicador del tipo de polvo.

A partir de estos resultados y teniendo en cuenta el trabajo de Rola & Stasińska (1994), nos parece más adecuado utilizar los valores de  $C^{++}/O^{++}$  que los valores de C/O determinados a partir de las abundancias totales de carbono y oxígeno, ya que así se evita el uso de tantos y muy distintos FCI para cada objeto (con lo que la determinación de C/H es menos homogénea). Además, como no tenemos una idea clara de cómo afectan a nuestros resultados las incertidumbres asociadas a los cálculos de las abundancias iónicas de carbono a partir de las LEC ultravioletas, consideramos que las LR nos dan en principio una estimación más fiable de C/O (pero en el capítulo 6 exploraremos también los resultados que se obtienen con los valores de  $C^{++}/O^{++}$  derivados con LEC). Cabe mencionar que, aunque en la literatura suele considerarse que las LEC y las LR llevan a valores compatibles de  $C^{++}/O^{++}$  (ver por ejemplo, Wang & Liu 2007), las diferencias entre estos valores pueden ser importantes. Encontramos discrepancias de hasta 1 dex en la muestra estudiada por Wang & Liu (2007), hasta 0.7 dex en la de Tsamis et al. (2004) y de hasta 0.6 dex en la muestra estudiada aquí.



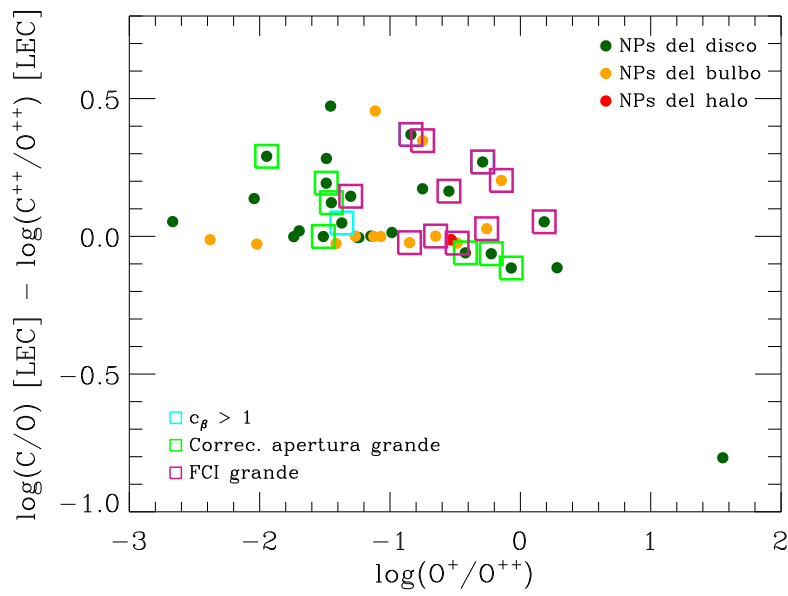


FIGURA 5.2: Comparación entre los valores de C/O calculados con líneas de excitación colisional a partir del FCI de la tabla 5.2 y los valores de C/O obtenidos a partir de  $C^{++}/O^{++}$  respecto al grado de ionización. Se representan con cuadrados de diferentes colores las NPs con mayores correcciones de apertura (verde), con coeficientes de extinción por encima de uno (azul), y con FCI  $> 1.2$  (rosa).

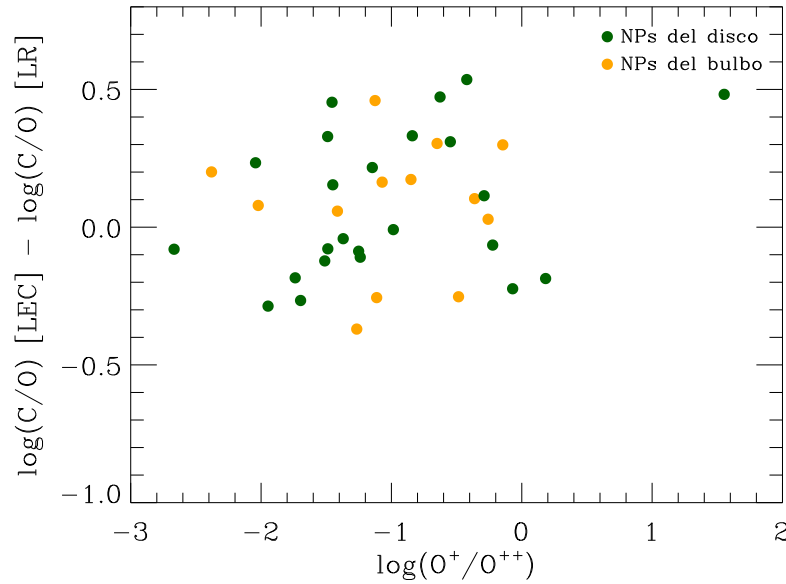


FIGURA 5.3: Comparación entre los valores de C/O calculados con líneas de excitación colisional a partir del FCI de la tabla 5.2 y los valores de C/O obtenidos con líneas de recombinación y diferentes FCI (columnas 4 y 9 de la tabla 5.3) respecto al grado de ionización.

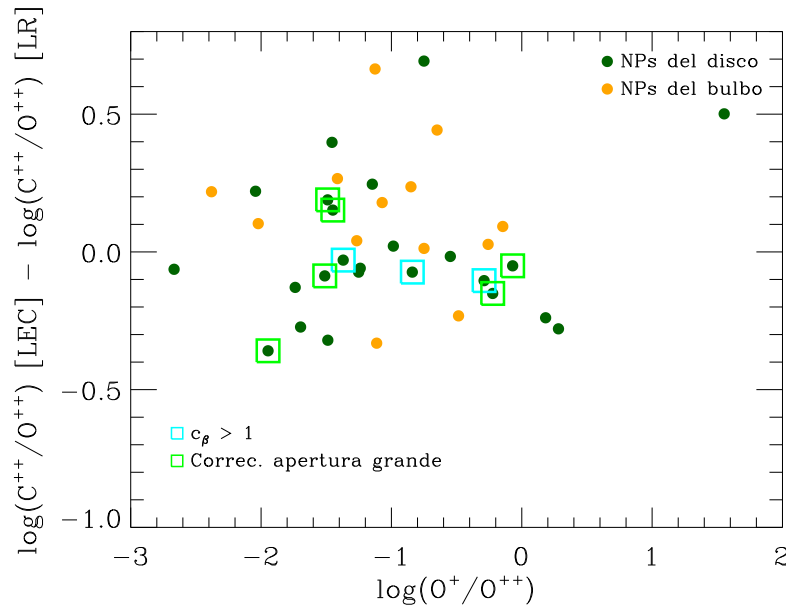


FIGURA 5.4: Comparación entre los valores de C/O calculados usando  $C^{++}/O^{++}$  con líneas de excitación colisional y con líneas de recombinación respecto al grado de ionización. Se representan con cuadrados de diferentes colores las NPs con mayores correcciones de apertura (verde) y con coeficientes de extinción por encima de uno (azul).

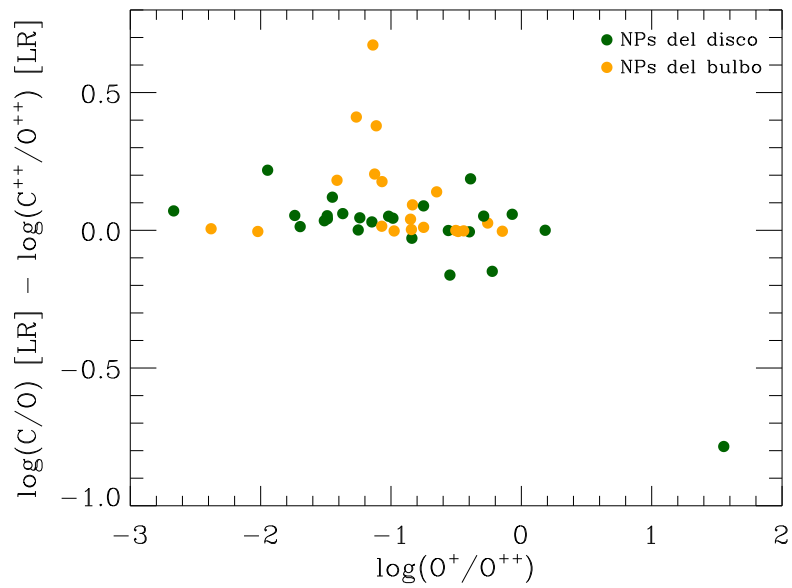


FIGURA 5.5: Comparación entre los valores de C/O calculados con líneas de recombinación y diferentes FCI (columnas 4 y 9 de la tabla 5.3) y a partir de  $C^{++}/O^{++}$  (columnas 5 y 10 de la tabla 5.3) respecto al grado de ionización.



# 6

## RASGOS DE POLVO EN EL INFRARROJO

### 6.1 Introducción

En este capítulo detallamos la reducción y el análisis de los espectros de *Spitzer* disponibles para las NPs de la muestra e identificamos los rasgos de polvo presentes en ellos. Completamos estos datos con otras identificaciones disponibles en la literatura. Además, exploramos si existe alguna relación entre los factores de depleción de hierro (obtenidos en el capítulo 4) y los rasgos de polvo identificados en este capítulo y/o los valores de C/O (obtenidos en el capítulo 5).

El tipo de granos de polvo que se forman en las estrellas AGB está determinado por el valor del cociente de abundancias C/O en sus atmósferas. En ambientes ricos en carbono se espera que se formen granos ricos en carbono como grafito, carbono amorfo o SiC, mientras que en ambientes ricos en oxígeno se forman principalmente silicatos y óxidos. Por lo tanto, el valor de C/O medido en el gas de las NPs está probablemente relacionado con los diferentes rasgos de polvo que se identifican en los espectros infrarrojos de dichos objetos. Por otro lado, ya mencionamos que el hierro es un contribuyente importante a la masa de los granos de polvo presentes en las NPs, sin embargo no sabemos exactamente en qué compuestos se encuentra. En ambientes ricos en oxígeno podría estar en forma de hierro metálico, y también formando parte de óxidos y silicatos, mientras que en ambientes ricos en carbono podría encontrarse en granos de hierro metálico, y en compuestos como Fe<sub>3</sub>C, FeSi, FeS y FeS<sub>2</sub> (Whittet 2003). Como se ha visto en el capítulo 4, las NPs de la muestra cubren un intervalo amplio de depleciones, y esto podría deberse a que las eficiencias en la formación y destrucción de los granos de polvo en los ambientes ricos en carbono y ricos en oxígeno

son distintas. De ser así, podría haber una relación entre las depleciones encontradas en la muestra de NPs y los rasgos de polvo en el infrarrojo.

## 6.2 Análisis de los datos de Spitzer

### 6.2.1 Telescopio Spitzer

El telescopio espacial *Spitzer* (Werner et al. 2004) cubre el intervalo espectral 5.2–38  $\mu\text{m}$  por lo que es muy adecuado para el estudio de diferentes rasgos de polvo presentes en las NPs. El espectrógrafo a bordo del telescopio, *IRS* (InfraRed Spectrograph, Houck et al. 2004), dispone de cuatro módulos de observación: SL, LL, SH y LH. El nombre de cada uno de ellos proviene de la combinación del intervalo de longitud de ondas que cubre (Short/Long) y la resolución (Low/High). La tabla 6.1 muestra la información relativa a cada uno de estos módulos: el número de órdenes que tiene, el intervalo en longitud de onda, el tamaño de las aperturas y de los píxeles y la resolución. El *IRS* tiene dos modos de operación: *staring* y *mapping*, y en ambos modos se observa el objeto siguiendo la misma secuencia de observación: SL2, SL1, SH, LL2, LL1, LH. El modo *staring* es el más sencillo y en él se observa el objeto colocando la rendija en dos posiciones distintas (nos referiremos a cada una de estas posiciones como *nods*). Como cada rendija tiene una orientación distinta, no vamos a tener la misma región del objeto en cada uno de los módulos en el caso de objetos extensos. En el modo *mapping* la rendija se va moviendo en pequeños pasos en paralelo y/o perpendicular, mapeando el objeto y obteniendo al final un cubo de datos.

TABLA 6.1: Módulos de Spitzer

Módulo	Órdenes	$\Delta\lambda$ ( $\mu\text{m}$ )	Apertura ( $\text{arcsec}^2$ )	Píxel ( $''$ )	Resolución
SL1	1	7.4–14.5	$3.7 \times 57$	1.8	61-120
SL2	2	5.2–7.7	$3.6 \times 57$	1.8	60-127
SL2-extra	3	7.3–8.7	$3.6 \times 57$	1.8	60-127
LL1	1	19.5–38	$10.7 \times 168$	5.1	58-112
LL2	2	14.0–21.3	$10.7 \times 168$	5.1	57-126
LL2-extra	3	19.4–21.7	$10.7 \times 168$	5.1	57-126
SH	11–20	9.9–19.6	$4.7 \times 11.3$	2.3	600
LH	11–20	18.7–37.2	$11.1 \times 22.3$	4.5	600

### 6.2.2 Reducción de los datos

Del total de 57 NPs que forman nuestra muestra, sólo 27 tienen espectros de *Spitzer* que podamos utilizar, descartando los espectros de JnEr 1 y NGC 3587 porque son demasiado ruidosos como para identificar algún rasgo de polvo. Estas 27 NPs han sido observadas en distintos programas y con diferentes módulos, de forma que el rango espectral cubierto y la resolución no son los mismos en todos los objetos. Los diferentes programas de los que hemos tomado los datos son: ID 45 (PI: T. Roellig), ID 93 (PI: D. Cruikshank), ID 1427

(programa de calibración), ID 3633 (PI: M. Bobrowsky), ID 30285 (PI: G. Fazio), ID 30550 (PI: J. R. Houck), ID 40115 (PI: G. Fazio), ID 50261 (PI: L. Stanghellini), ID 30430, 40536 (PI: H. Dinnerstein), ID 20049 (PI: K. Kwitner), ID 50168 (PI: O. de Marco), ID 1406 (PI: L. Armus).

Todos los datos que nosotros hemos analizado han sido adquiridos en el modo *staring* y pre-procesados utilizando diferentes *pipelines* para la reducción de datos. Nuestra reducción comienza a partir de los archivos llamados *BCD* (Basic Calibrated Data), que ya han sido corregidos de efectos de linealidad, sustraídos de dark, y en los que se han eliminado los rayos cósmicos y se les ha realizado la corrección de campos planos. Como se comentó más arriba, en este modo se observa cada objeto (con cada módulo) en dos posiciones (*nods*) ligeramente diferentes a lo largo de la rendija. En el Apéndice C mostramos las posiciones de rendija en las que se observó cada NP.

En primer lugar, hemos realizado un promedio de las diferentes exposiciones para cada *nod* mediante la rutina `coad`<sup>1</sup> de IDL. El siguiente paso es eliminar la contribución del cielo, y el procedimiento depende del módulo que se esté analizando. Los dos módulos de baja resolución (SL y LL) cuentan a su vez con dos submódulos (LL: LL1 y LL2, SL: SL1 y SL2) que observan simultáneamente, por lo tanto, cuando un submódulo (por ejemplo SL1) está apuntando al objeto, el otro (SL2) estará observando el cielo, y viceversa. Hacemos uso de esta característica para realizar la sustracción del cielo: por ejemplo, usamos los datos tomados en LL1 (o SL1), mientras el objeto se observaba con LL2 (SL2), para restar el cielo en LL1 (SL1), y viceversa. Teniendo en cuenta la separación entre sub-módulos y la posición de los objetos en las rendijas, este procedimiento funciona bien en objetos con tamaños menores a unos 60", para objetos más extensos y también en el caso de los módulos de alta resolución se necesitan observaciones extras del cielo para poder eliminar correctamente su contribución. En algunos casos, en los que no hay observaciones de cielo, no hemos realizado ninguna sustracción, pero como sólo vamos a utilizar los espectros para identificar los rasgos de polvo este hecho no nos afecta.

Una vez que a los espectros se les ha sustraído el cielo, utilizamos la tarea `irsclean`<sup>2</sup> de IDL para eliminar los píxeles malos aplicando una máscara diferente para cada objeto; las máscaras están disponibles para cada campaña en la que se tomaron datos. La calibración en longitud de onda se realiza utilizando diferentes fuentes brillantes que han sido observadas para los módulos. La calibración en flujo se realiza automáticamente con la tarea `spice`<sup>3</sup> (*Spitzer* IRS Custom Extractor) que ajusta las observaciones de dos estrellas estándar (una para los módulos de alta resolución y otra para los de baja resolución) a un modelo de atmósferas (Decin et al. 2004) utilizando polinomios de orden menor a tres para cada orden en cada módulo. En el caso de las fuentes extensas es necesario aplicar factores de corrección para tener en cuenta que la emisión del objeto se sale de la rendija. Con esta misma rutina se realiza la extracción del espectro unidimensional según la fuente sea puntual o extensa. En este punto disponemos, para cada objeto, de un espectro unidimensional para cada uno de los dos *nods* de cada módulo observado. El último paso de la reducción

<sup>1</sup><http://irsa.ipac.caltech.edu/data/SPITZER/docs/dataanalysistools/tools/coad/>

<sup>2</sup><http://irsa.ipac.caltech.edu/data/SPITZER/docs/dataanalysistools/tools/irsclean/>

<sup>3</sup><http://irsa.ipac.caltech.edu/data/SPITZER/docs/dataanalysistools/tools/spice/>

es utilizar el programa `smart`<sup>4</sup> (Higdon et al. 2004) para eliminar los bordes de cada orden que suelen presentar saltos u otro tipo de defectos, y para combinar los dos *nods* con el fin de obtener un único espectro final. Los pasos que hemos seguido dentro de este programa son:

1. Exploramos cada uno de los dos *nods* en cada módulo por separado para eliminar manualmente los píxeles malos, generalmente los píxeles de los extremos de cada orden presentan saltos que eliminamos.
2. En los módulos con varios órdenes, exploramos las regiones de solapamiento ya que en la zona “más roja” de cada orden (longitudes de onda mayores) la sensibilidad es menor, y eliminamos los píxeles donde el ruido es mayor.
3. En el caso de los módulos de alta resolución existen franjas de interferencia que se pueden eliminar con la tarea *defringe*.
4. Una vez que hemos realizado los pasos anteriores para cada uno de los dos *nods* de un determinado módulo, los promediamos para obtener un sólo espectro por módulo.
5. Para suavizar el ruido degradamos un poco los espectros obtenidos con los módulos de alta resolución con una función de tipo boxcar. Se fija la anchura total a media altura de la función igual a  $0.06 \mu\text{m}$  para SH y  $0.08 \mu\text{m}$  para LH (ya que estos valores nos permiten suavizar el ruido de los espectros sin perder información sobre los rasgos de polvo), para cada valor de  $\lambda$  se calcula un valor del flujo promediando los valores que se encuentran dentro de un determinado intervalo.

Como las aperturas de cada módulo del IRS son distintas, en aquellos objetos observados con varios módulos, si el tamaño del objeto es mayor al tamaño de las aperturas, tendremos que escalar los espectros obtenidos entre sí. Para ello, multiplicamos los espectros de los módulos SL, LL, y SH por un factor de escala (entre 1.1 y 7) de manera que empaten con el espectro de LH con mayor tamaño de apertura. Más detalles sobre todo este procedimiento se pueden encontrar en los manuales de *IRS*<sup>5</sup>.

### 6.3 Rasgos de polvo

Los espectros infrarrojos de las NPs muestran un fuerte continuo producido por la emisión térmica del polvo que todavía está presente en la envoltura circunestelar con el pico de emisión entre  $20$  y  $50 \mu\text{m}$ , así como diferentes líneas estrechas de emisión nebular y rasgos anchos debidos a los granos de polvo. Aunque últimamente se están detectando e identificando nuevos rasgos de polvo, nosotros vamos a restringir nuestro análisis a aquellos que son, en principio, más fácilmente detectables: PAHs, SiC, el rasgo ancho en  $30 \mu\text{m}$  y los silicatos amorfos y cristalinos; y que además, están asociados a un tipo de ambiente determinado (rico en carbono o en oxígeno). Utilizamos tanto los espectros de *Spitzer* que hemos tomado de la base de datos, como identificaciones realizadas con datos de *ISO* (Kessler et al. 1996) y con observaciones desde tierra que hemos recopilado de la literatura.

<sup>4</sup><http://irsa.ipac.caltech.edu/data/SPITZER/docs/dataanalysisstools/tools/contributed/irs/smart/>

<sup>5</sup><http://irsa.ipac.caltech.edu/data/SPITZER/docs/irs/irsinstrumenthandbook/1>



### 6.3.1 Hidrocarburos policíclicos aromáticos

Los hidrocarburos policíclicos aromáticos (PAHs por sus siglas en inglés) son moléculas orgánicas complejas cuyos átomos se encuentran situados todos en el mismo plano. Estas moléculas están compuestas por anillos hexagonales con átomos de hidrógeno u otros radicales ligados a átomos de carbono (Whittet 2003), y su tamaño va desde moléculas con 10 átomos de carbono hasta complejos con más de 100 átomos de carbono. Se han encontrado rasgos de emisión asociados a PAHs en una gran variedad de objetos como nebulosas planetarias, regiones H II, nubes proto-estelares, y galaxias con formación estelar (Peeters et al. 2002).

Teniendo en cuenta el escenario clásico de la formación de polvo, donde los granos de polvo carbonáceo se forman en ambientes ricos en carbono, y los silicatos y óxidos en ambientes ricos en oxígeno, y dada la naturaleza de estas moléculas, se espera que los PAHs se formen en las atmósferas frías de las estrellas ricas en carbono. Observacionalmente no hay evidencia de rasgos de polvo en estrellas AGB, pero se han detectado PAHs en las fases evolutivas posteriores: estrellas post-AGB y NPs, lo que se ha interpretado como una prueba indirecta de que las estrellas tardías de baja masa ricas en carbono son la fuente de PAHs en el medio interestelar (Tielens 2008). El hecho de que no se vean en sus antecesoras tendría que ver con la baja temperatura en estas estrellas, menores a 4000 K. A medida que la estrella va evolucionando en su camino hacia la fase de enana blanca, la temperatura efectiva del objeto central aumenta y sería entonces cuando se observan los PAHs (Tielens 2008). Sin embargo, esta conclusión se ve afectada por el hecho de que se ha detectado la presencia de agua en estrellas ricas en carbono (ver por ejemplo, Neufeld et al. 2011) y moléculas como  $\text{CH}_4$  y  $\text{HCN}$  en envolturas ricas en oxígeno (ver por ejemplo, Bujarrabal et al. 1994); lo que indica que la molécula de CO puede llegar a disociarse (la energía de disociación es 11.1 eV), permitiendo que se formen diferentes compuestos en las estrellas. Recientemente, Guzmán-Ramírez et al. (2011) proponen que los PAHs también podrían formarse en los toros densos y ricas en oxígeno situados alrededor de algunas estrellas post-AGB, después de que la molécula de CO se haya disociado y haya átomos de C disponibles para formar estas moléculas. Se necesitan estrellas centrales lo suficientemente calientes como para generar los fotones capaces de disociar la molécula de CO ( $\sim 15\,000$  K). Este resultado apuntaría a que la detección de PAHs no es exclusiva de ambientes ricos en carbono, se comentará más sobre este tema en la sección 6.3.4.

En la tabla 6.2 mostramos todas las NPs de la muestra en las que hay detecciones de PAHs, bien sea a partir de nuestras identificaciones en los espectros de *Spitzer* (figuras 6.1, 6.2 y 6.3) u otras identificaciones tomadas de la literatura. En la tabla señalamos las NPs en las que los rasgos de PAHs se identifican claramente (representadas por el símbolo  $\checkmark$ ), las NPs en las que la identificación es dudosa (símbolo  $?$ ), y aquellas en las que no se detectan rasgos de PAHs (símbolo  $\times$ ). Algunos de los espectros de *Spitzer* ya han sido publicados por otros autores, pero nosotros los hemos reducido de nuevo y confirmamos los rasgos ya detectados.

TABLA 6.2: Rasgos de polvo I: PAHs

Objeto	PAHs	6.2 $\mu$ m	7.7 $\mu$ m	8.6 $\mu$ m	11.2 $\mu$ m	12.7 $\mu$ m	Comentarios
Cn 1-5	✓	✓	✓	✓	✓	✓	<i>Spitzer</i> (1,7)
DdDm 1	×	...	×	×	×	×	<i>Spitzer</i> (2,7)
H 1-50	✓	✓	✓	...	✓	×	<i>Spitzer</i> (1,7)
Hu 2-1	✓	...	...	...	✓	✓?	<i>Spitzer</i> (7)
IC 418	✓	...	...	...	✓	✓?	<i>ISO</i> (3) y <i>Spitzer</i> (7)
IC 2165	✓?	...	...	...	✓?	×	<i>Spitzer</i> (7)
IC 3568	×	×	×	...	×	...	<i>ISO</i> (3)
IC 4406	×	×	×	...	×	...	<i>ISO</i> (3)
IC 4846	✓	✓?	✓?	✓	✓	×	<i>Spitzer</i> (7)
M 1-20	✓	✓	✓	✓	✓	✓?	<i>Spitzer</i> (1,7)
M 1-42	✓	✓	✓?	×	✓	✓?	<i>Spitzer</i> (7)
M 2-27	✓	✓	✓	✓	✓	✓?	<i>Spitzer</i> (1,7)
M 2-31	✓	✓	✓	✓	✓	✓?	<i>Spitzer</i> (4,7)
M 2-42	✓	×	✓?	×	✓	✓?	<i>Spitzer</i> (7)
MyCn 18	✓	✓	✓	✓?	✓	✓	<i>Spitzer</i> (7)
NGC 40	✓	✓	✓	✓	✓	✓	<i>Spitzer</i> (7)
NGC 2392	✓	×	✓	✓	×	×	<i>Spitzer</i> (7)
NGC 3132	✓	✓	✓	✓?	✓	✓?	<i>Spitzer</i> (7)
NGC 3242	✓	×	✓?	×	✓	✓?	<i>Spitzer</i> (7)
NGC 3918	✓?	...	...	...	✓?	×	<i>Spitzer</i> (7)
NGC 6153	×	×	×	×	×	×	<i>ISO</i> (5)
NGC 6210	✓	✓?	✓?	×	✓	✓?	<i>Spitzer</i> (7)
NGC 6439	✓	✓	✓	×	✓	✓?	<i>Spitzer</i> (7)
NGC 6543	×	×	×	×	×	×	<i>ISO</i> (5)
NGC 6572	✓	...	...	✓	✓	×	Desde tierra (6)
NGC 6720	✓	✓?	✓	✓	✓	✓?	<i>Spitzer</i> (7)
NGC 6741	✓	...	...	...	✓	✓?	<i>Spitzer</i> (7)
NGC 6818	✓	✓	×	✓?	✓?	✓?	<i>Spitzer</i> (7)
NGC 6826	✓?	...	...	...	✓?	×	<i>Spitzer</i> (7)
NGC 6884	✓	...	...	...	✓	×	<i>Spitzer</i> (7)
NGC 7026	✓	✓	✓	×	✓	✓?	<i>Spitzer</i> (7)
NGC 7662	×	...	...	...	×	×	<i>Spitzer</i> (7)

**Notas.**

✓ indica que hemos identificado el rasgo, × indica que no hemos identificado el rasgo,

✓? indica una identificación dudosa, y ... indica que no hay información en este rango espectral.

**Referencias.**

(1) Perea-Calderón et al. (2009); (2) Henry et al. (2008); (3) Cohen & Barlow (2005);

(4) Gutenkunst et al. (2008); (5) Bernard-Salas & Tielens (2005); (6) Hora et al. (1990); (7) este trabajo.

Usando espectros de *ISO*, Bernard-Salas & Tielens (2005) y Cohen & Barlow (2005) descartan la presencia de PAHs en IC 3568, IC 4406, NGC 6153 y NGC 6543, pero las no detecciones de PAHs a partir de espectros de *ISO* hay que tomarlas con precaución, ya que, en los espectros de *Spitzer* de NGC 6210 y NGC 6720, nosotros observamos rasgos de PAHs, que previamente habían sido descartados en los espectros de *ISO* (Cohen & Barlow

2005). Por lo tanto, estas no detecciones las consideramos también dudosas. El espectro de NGC 7662 es bastante ruidoso (espectro inferior de la figura 6.3) y cubre sólo el intervalo  $\sim 10 - 20 \mu\text{m}$ , de forma que en esta NP tampoco podemos descartar de forma definitiva la presencia de PAHs. La no detección en la NP DdDm 1 (espectro inferior de la figura 6.2) es más fiable, ya que nosotros, al igual que Henry et al. (2008), no detectamos PAHs en los espectros de *Spitzer*. Esto podría estar relacionado con el hecho de que esta NP del halo tiene una menor metalicidad que el resto de las NPs de la muestra o con el hecho de que se encuentra en el halo. Las NPs con identificación dudosa son IC 2165, NGC 3918, y NGC 6826, en las que sólo detectamos de forma dudosa el rasgo en  $11.2 \mu\text{m}$ , y en el intervalo espectral del que disponemos ( $\sim 10-20 \mu\text{m}$ ) no identificamos otros rasgos. En estas tres NPs la posición de la rendija está alejada de la parte central, por lo que si los PAHs se encuentran en la región más central no se estarían observando; aunque en NGC 6741 la rendija parece estar situada completamente fuera del objeto y se observa un rasgo de PAHs en  $7.7 \mu\text{m}$  muy intenso.

En total, de las 32 NPs con información, podemos decir que 23 de ellas muestran rasgos claros de PAHs, ocho tienen rasgos dudosos o no podemos descartar la presencia de PAHs de forma definitiva, y sólo DdDm 1 muestra ausencia clara de PAHs. Con todo esto podemos concluir que la presencia de PAHs en la muestra de NPs es muy frecuente, casi todas ellas presentan rasgos de PAHs en sus espectros infrarrojos, o no podemos descartarlos debido a la mala calidad de los espectros infrarrojos o a la menor cobertura espectral de los mismos.

Una de las correlaciones más estudiadas en referencia a los PAHs es aquella entre el cociente de abundancias C/O y la intensidad de estos rasgos (Roche et al. 1996; Cohen & Barlow 2005; Smith & McLean 2008), ya que suele suponerse que las NPs con valores de C/O altos exhibirán PAHs en sus espectros, mientras que las NPs con C/O bajos mostrarán silicatos pero no PAHs (más adelante veremos que esto no es cierto). Roche et al. (1996) estudian 15 NPs y obtienen un coeficiente de correlación entre los valores de C/O y la anchura equivalente del rasgo en  $3.3 \mu\text{m}$  de 0.77 con un nivel de confianza de 99.6%. Hay que mencionar que los valores de C/O los toman de diferentes fuentes que probablemente utilizan métodos distintos, por lo que estos valores son bastante inciertos. Por otro lado, Cohen & Barlow (2005) analizan la correlación entre C/O y los cocientes  $I(7.7\mu\text{m})/I(\text{IR})$  y  $I(11.3\mu\text{m})/I(\text{IR})$ , donde  $I(\text{IR})$  es la luminosidad total en el infrarrojo, obteniendo coeficientes de correlación de Pearson de 0.76 y 0.71 respectivamente. Las muestras que estudian Cohen & Barlow (2005) son de 15 y 12 NPs respectivamente. Además obtienen que el límite superior en C/O a partir del cual ya no se produciría la emisión de PAHs es  $0.56^{+0.21}_{-0.41}$  que está de acuerdo con el valor de 0.6 encontrado por Roche et al. (1996). Por último, Smith & McLean (2008) obtienen una correlación entre la anchura equivalente del rasgo en  $3.3 \mu\text{m}$  y C/O para cinco NPs, pero no especifican los parámetros del ajuste. El límite de detección de PAHs según estos autores se encuentra en  $\text{C/O} = 0.65 \pm 0.28$ .

Nosotros hemos utilizado la herramienta `PAHfit` de IDL para ajustar los rasgos de PAHs y medir su anchura equivalente y su intensidad. Esta herramienta realiza un ajuste a los espectros suponiendo un continuo de polvo, un continuo estelar, rasgos de polvo, y varias líneas de emisión del gas (Smith et al. 2007). Sólo en 19 de las NPs con espectros de *Spitzer* podemos utilizar esta herramienta (porque el rango espectral de las observaciones es

menor al rango espectral requerido por este programa), y de ellas sólo en algunas el ajuste arroja valores fiables de las anchuras equivalentes. Con nuestros datos no recuperamos las relaciones empíricas mencionadas anteriormente, pero hay que destacar que muchos de los objetos de nuestra muestra son NPs extensas, en las que probablemente no estamos atrapando toda la información dentro de las rendijas de *Spitzer*. Además, en las NPs donde haya emisión de SiC, ésta estará dominando y las intensidades y anchuras equivalentes de los PAHs que están en esta zona y que son los más fáciles de medir, serán más inciertas (como es el caso de IC 418 o Hu 2-1).

### 6.3.2 *Carburo de silicio*

El rasgo ancho que se observa en algunos objetos entre  $9 \mu\text{m}$  y  $13 \mu\text{m}$  y que presenta un máximo en el intervalo  $10.8\text{--}11.7 \mu\text{m}$  se atribuye generalmente al SiC (Treffers & Cohen 1974). Según Gilman (1969), en las estrellas ricas en carbono, los compuestos que se forman predominantemente son grafito, carbono amorfo y carburo de silicio. Aunque este rasgo es muy frecuente en las estrellas AGB Galácticas, parece que no lo es tanto en las NPs. IC 418 y NGC 6572 fueron las primeras NPs en las que se identificó este rasgo (Willner et al. 1979), y, hasta el momento sólo ha sido detectado en unas pocas NPs Galácticas (ver por ejemplo, Casassus et al. 2001b,a).

Nosotros identificamos este rasgo en el espectro de *Spitzer* de tres NPs de la muestra, IC 418, M 1-20 y Hu 2-1 (Fig. 6.4). Sobre este rasgo ancho hay superpuestos diferentes rasgos de PAHs y las líneas nebulares de [S IV]  $10.51 \mu\text{m}$  y [Ne II]  $12.81 \mu\text{m}$ . Estas tres NPs tienen rasgos de PAHs muy intensos. Además, Casassus et al. (2001b,a) identifican este rasgo en los espectros de IC 2165 y NGC 6572 tomados con el telescopio UKIRT (United Kingdom Infra-Red Telescope) en el rango  $8\text{--}13 \mu\text{m}$ , sin embargo en el espectro de *Spitzer* de IC 2165 nosotros no observamos este rasgo (ver figura 6.3), así que catalogamos como dudosa la identificación de SiC en estas NPs.

### 6.3.3 *El rasgo en $30 \mu\text{m}$*

Este rasgo es frecuente en el espectro de estrellas evolucionadas ricas en carbono, se ha detectado en estrellas AGB, post-AGB, y NPs (Forrest et al. 1981; Hony et al. 2002; Hony & Bouwman 2004; Zhang et al. 2009b, y referencias). Se extiende desde  $25$  a  $45 \mu\text{m}$  y puede ser muy intenso (alcanzando hasta un 30% de la luminosidad en infrarrojo en algunas estrellas post-AGB y NPs (Hony et al. 2002). Ha sido atribuido a diferentes compuestos y, aunque todavía está en debate, parece que el candidato más fuerte es el MgS (o algún otro material carbonáceo aún no identificado Hony et al. 2002). Hony & Bouwman (2004) proponen que los granos de MgS podrían encontrarse en una cáscara externa y relativamente alejada de las estrellas.

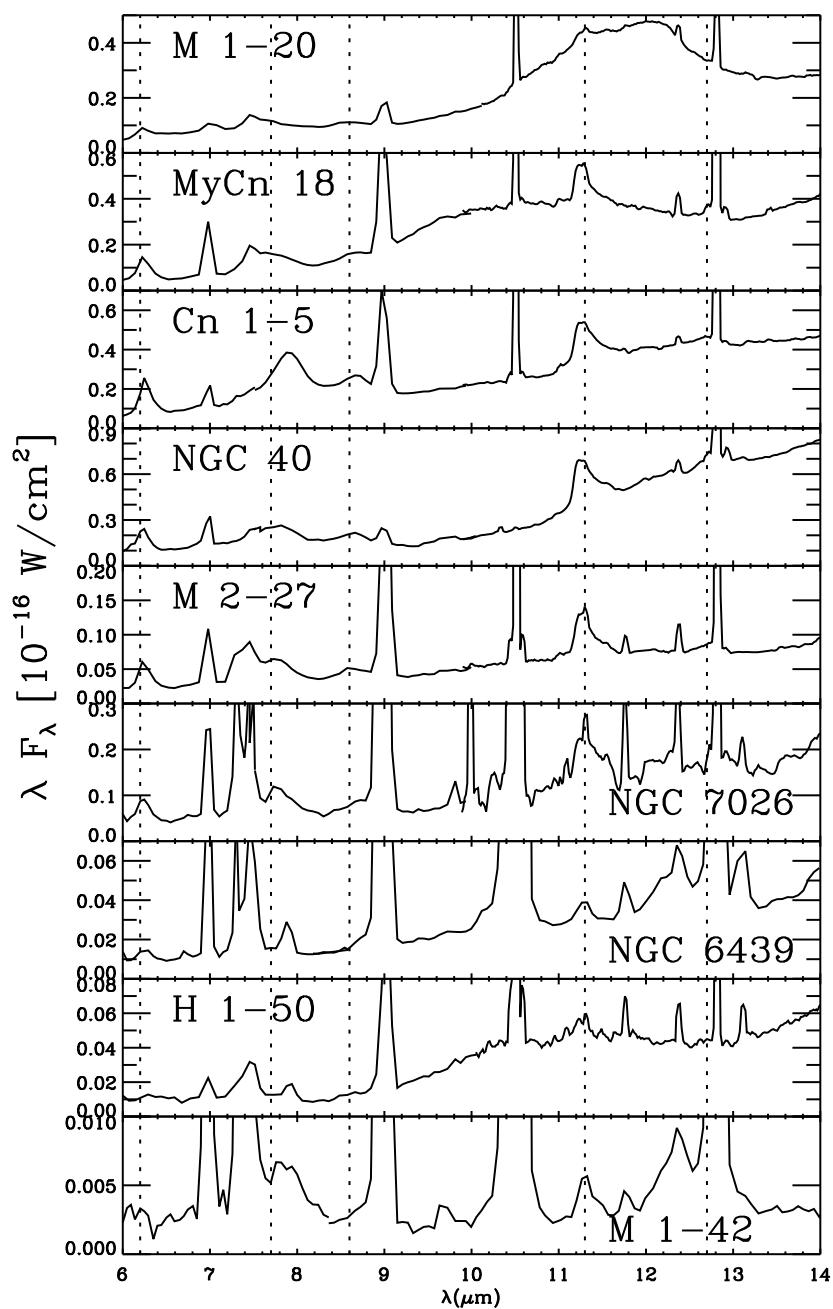


FIGURA 6.1: Espectros de IRS/*Spitzer* donde se encuentran los rasgos de los PAHs en 6.2, 7.7, 8.6, 11.2, y 12.7  $\mu\text{m}$ .

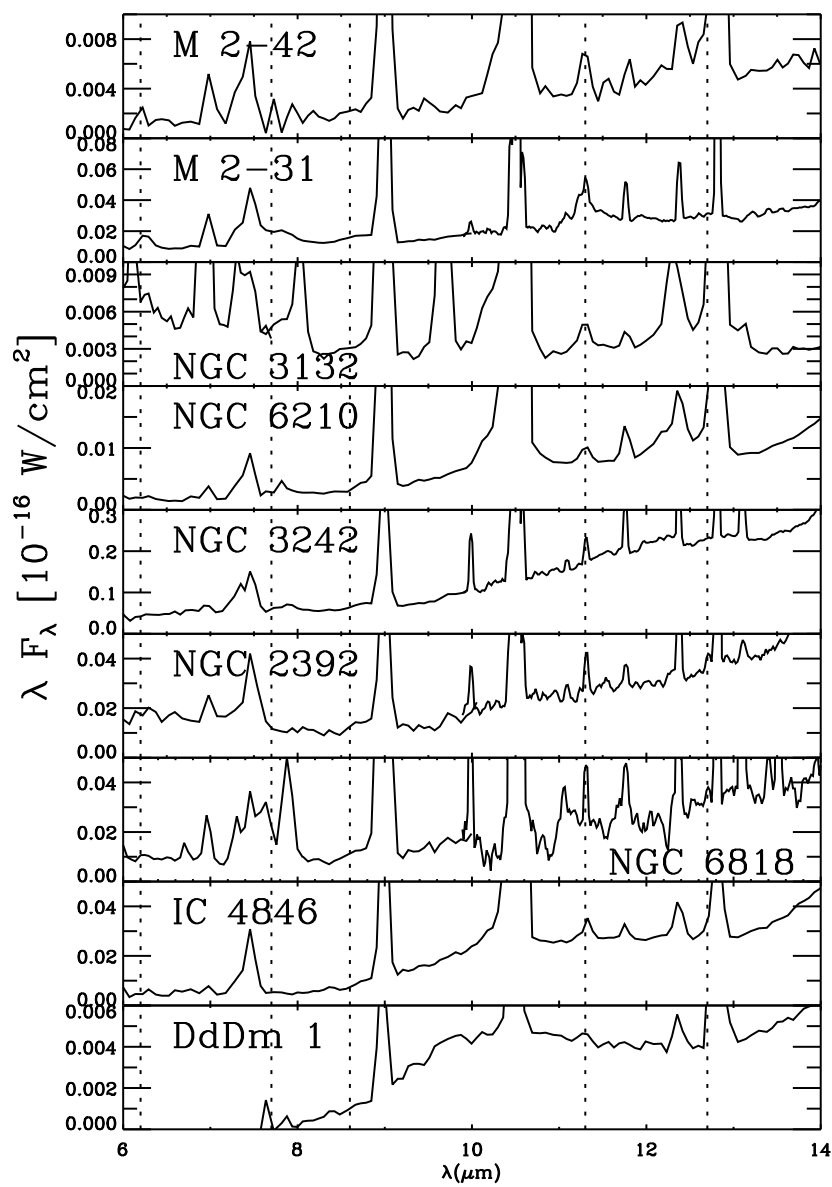


FIGURA 6.2: Espectros de IRS/*Spitzer* donde se encuentran los rasgos de los PAHs en 6.2, 7.7, 8.6, 11.2, y 12.7  $\mu\text{m}$ .

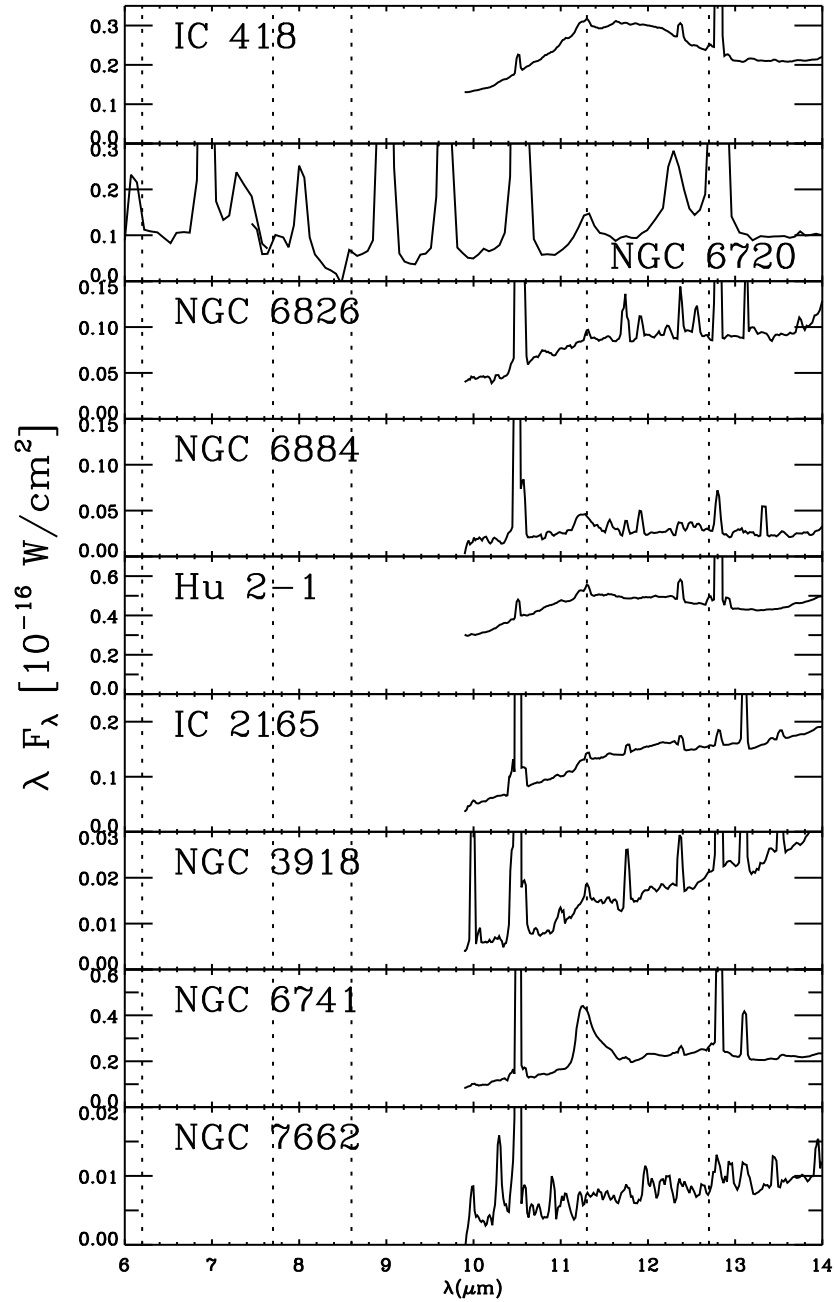


FIGURA 6.3: Espectros de IRS/*Spitzer* donde se encuentran los rasgos de PAHs en 6.2, 7.7, 8.6, 11.2, y 12.7  $\mu\text{m}$ . Los espectros de estas NPs tienen una cobertura espectral menor.

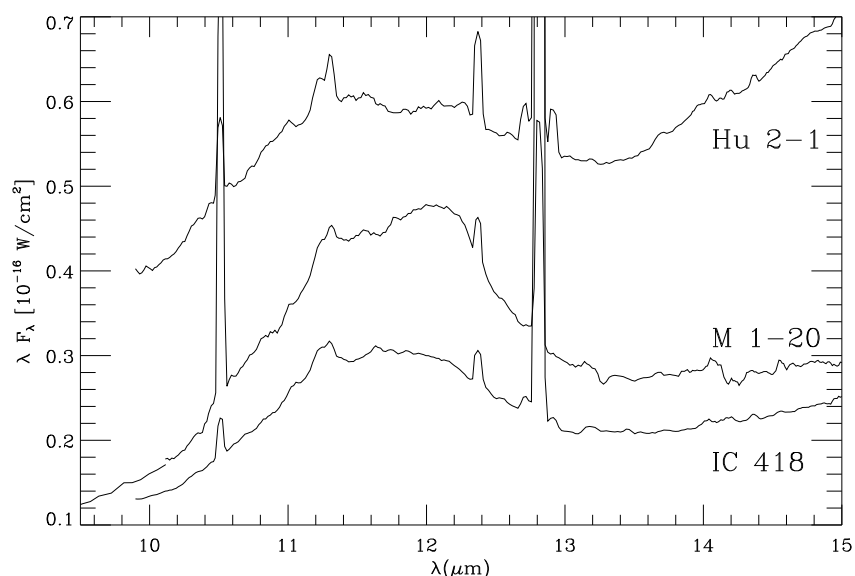


FIGURA 6.4: Espectros de IRS/*Spitzer* de M 1-20, IC 418 y Hu 2-1 donde se observa el rasgo de SiC.

Como los espectros de *Spitzer* llegan sólo hasta  $37.2 \mu\text{m}$ , podríamos estar perdiendo información de este rasgo. Nosotros identificamos este rasgo en dos NPs, NGC 3242 y M 1-20. M 1-20 es una NP con polvo rico en C, además de PAHs, SiC, y el rasgo de  $30 \mu\text{m}$ , tiene fullerenos (García-Hernández et al. 2010). En NGC 3242, además de este rasgo, detectamos PAHs, mientras que no hay rasgos de silicatos. Por otro lado, Hony et al. (2002) identifica el rasgo de  $30 \mu\text{m}$  en NGC 40, NGC 3918, NGC 6826, y IC 418 utilizando espectros de ISO y modelando el rasgo. Nosotros no observamos este rasgo en NGC 40 (que es la única de estas tres NPs para las que hay datos en esas longitudes de onda), lo que probablemente se debe a que la zona de la NP muestreada con *ISO* y *Spitzer* es diferente. Mientras que la apertura de *ISO* ( $\sim 440 \text{ arsec}^2$ ) cubriría casi toda la NP, el módulo de alta resolución de *Spitzer* cubre un área aproximada de  $248 \text{ arsec}^2$ , casi la mitad que la de *ISO*. En la tabla mostramos las NPs de la muestra que muestran los rasgos de polvo asociados a ambientes ricos en carbono: SiC y el rasgo de  $30 \mu\text{m}$ .



TABLA 6.3: Rasgos de polvo II: SiC y rasgo en 30  $\mu\text{m}$ 

Objeto	SiC	30 $\mu\text{m}$	Comentarios
Cn 1-5	×	×	<i>Spitzer</i> (1,7)
DdDm 1	×	×	<i>Spitzer</i> (2,7)
H 1-50	×	×	<i>Spitzer</i> (1,7)
Hu 2-1	✓	...	<i>Spitzer</i> (7)
IC 418	✓	✓	<i>ISO</i> (3), <i>Spitzer</i> (7)
IC 2165	✓?	...	<i>Spitzer</i>
IC 3568	...	...	<i>ISO</i> (no hay información)
IC 4406	...	...	<i>ISO</i> (no hay información)
IC 4846	×	×	<i>Spitzer</i> (7)
M 1-20	✓	✓	<i>Spitzer</i> (1,7)
M 1-42	×	×	<i>Spitzer</i> (7)
M 2-27	×	×	<i>Spitzer</i> (1,7)
M 2-31	×	×	<i>Spitzer</i> (4,7)
M 2-42	×	×	<i>Spitzer</i> (7)
MyCn 18	×	×	<i>Spitzer</i> (7)
NGC 40	×	✓	<i>ISO</i> (3), <i>Spitzer</i>
NGC 2392	×	×	<i>Spitzer</i> (7)
NGC 3132	×	×	<i>Spitzer</i> (7)
NGC 3242	×	✓	<i>Spitzer</i> (7)
NGC 3918	×	✓	<i>ISO</i> (3), <i>Spitzer</i>
NGC 6153	×	×	<i>ISO</i> (5)
NGC 6210	×	×	<i>Spitzer</i> (7)
NGC 6439	×	×	<i>Spitzer</i> (7)
NGC 6543	×	×	<i>ISO</i> (5)
NGC 6572	✓?	...	Datos desde tierra (5,6)
NGC 6720	×	...	<i>Spitzer</i> (7)
NGC 6741	×	...	<i>Spitzer</i> (7)
NGC 6818	×	×	<i>Spitzer</i> (7)
NGC 6826	×	✓	<i>ISO</i> (3), <i>Spitzer</i> (7)
NGC 6884	×	...	<i>Spitzer</i> (7)
NGC 7026	×	×	<i>Spitzer</i> (7)
NGC 7662	×	...	<i>Spitzer</i> (7)

**Notas.**

- ✓ indica que hemos identificado el rasgo,  
 × indica que no hemos identificado el rasgo,  
 ✓? indica una identificación dudosa, y  
 ... indica que no hay información en este rango espectral.

**Referencias.**

- (1) Perea-Calderón et al. (2009); (2) Henry et al. (2008);  
 (3) Hony et al. (2002); (4) Gutenkunst et al. (2008);  
 (5) Casassus et al. (2001b); (6) Hora et al. (1990); (7) este trabajo.

### 6.3.4 Silicatos cristalinos y amorfos

Los silicatos son la forma más común de minerales en el sistema solar (Molster et al. 2004), se forman en los vientos de las estrellas AGB, después son modificados, destruidos, y probablemente vuelven a formarse en el medio interestelar; además, son una parte importante del polvo que se encuentra en los discos protoplanetarios (Henning 2010). Los elementos fundamentales que forman parte de los silicatos son O, Si, Fe, y Mg, y en un grado mucho menor Ca y Al (Henning 2010). Los silicatos amorfos producen rasgos suaves y anchos en  $9.8 \mu\text{m}$  [relacionado con un modo de vibración llamado *stretching* (estiramiento) del enlace Si–O] y en  $18.5 \mu\text{m}$  [debido a un modo llamado *bending* (doblez) de O–Si–O], mientras que los silicatos cristalinos producen rasgos estrechos y afilados alrededor de  $23.5$ ,  $27.5$  y  $33.8 \mu\text{m}$  (Whittet 2003, y referencias ahí). En el medio interestelar se encuentran generalmente en estado amorfo con una fracción de cristalinidad en masa de  $\sim 0.2\% - 5\%$  (Li & Draine 2001; Kemper et al. 2004), mientras que en el medio circunestelar la proporción en masa es  $10\% - 15\%$  (Henning 2010). El hecho de que se formen silicatos cristalinos o amorfos depende de la temperatura de formación, por encima de la temperatura de cristalización, se forman los silicatos cristalinos y por debajo de ella, los granos se solidifican en forma amorfa (Molster et al. 2004). Existen diferentes procesos a lo largo de la vida de estos granos de polvo que pueden modificar su estructura, pasando de amorfos a cristalinos y viceversa. Por ejemplo, los granos amorfos pueden cristalizarse por procesos de templado o vaporización y recondensación, mientras que los silicatos cristalinos pueden volverse amorfos por la acción de rayos cósmicos o colisiones entre granos (Molster et al. 2004).

En la tabla 6.4 mostramos los rasgos de silicatos identificados en las NPs de la muestra, hemos detectado silicatos amorfos en DdDm 1 (que ya habían sido detectados anteriormente por Henry et al. 2008) y en MyCn 18. Además, Beintema (1998) y Bernard-Salas & Tielens (2005) detectan silicatos amorfos en NGC 6153 (identificación dudosa según los autores) y en NGC 6543. Es decir, que sólo tres (o quizás cuatro) de las 20 NPs con espectros infrarrojos en los que, por el intervalo espectral cubierto, se pueden detectar silicatos amorfos, los muestran. Según Bernard-Salas et al. (2009) el hecho de que muy pocas NPs muestren silicatos amorfos sería consecuencia de que a medida que la nebulosa se expande, los granos de polvo de tipo silicato se enfrían y ya no son tan eficientes en emitir a  $10 \mu\text{m}$ . Por otro lado, detectamos silicatos cristalinos en 15 (o quizás 16) NPs de las 21 con espectros adecuados. En NGC 40 y M 1-20 podemos descartar la presencia de silicatos, compatible con el hecho de que estas dos NPs parecen ser ricas en carbono ya que muestran polvo carbonáceo (SiC y/o el rasgo de  $30 \mu\text{m}$ ). No podemos descartar la presencia de silicatos cristalinos en IC 4846 y NGC 6818, debido a que sus espectros son bastantes ruidosos. En las figuras 6.5 y 6.6 mostramos las 18 NPs que tienen espectros de *Spitzer* en la región donde se encuentran los silicatos cristalinos, los espectros están ordenados según la intensidad de estos rasgos.

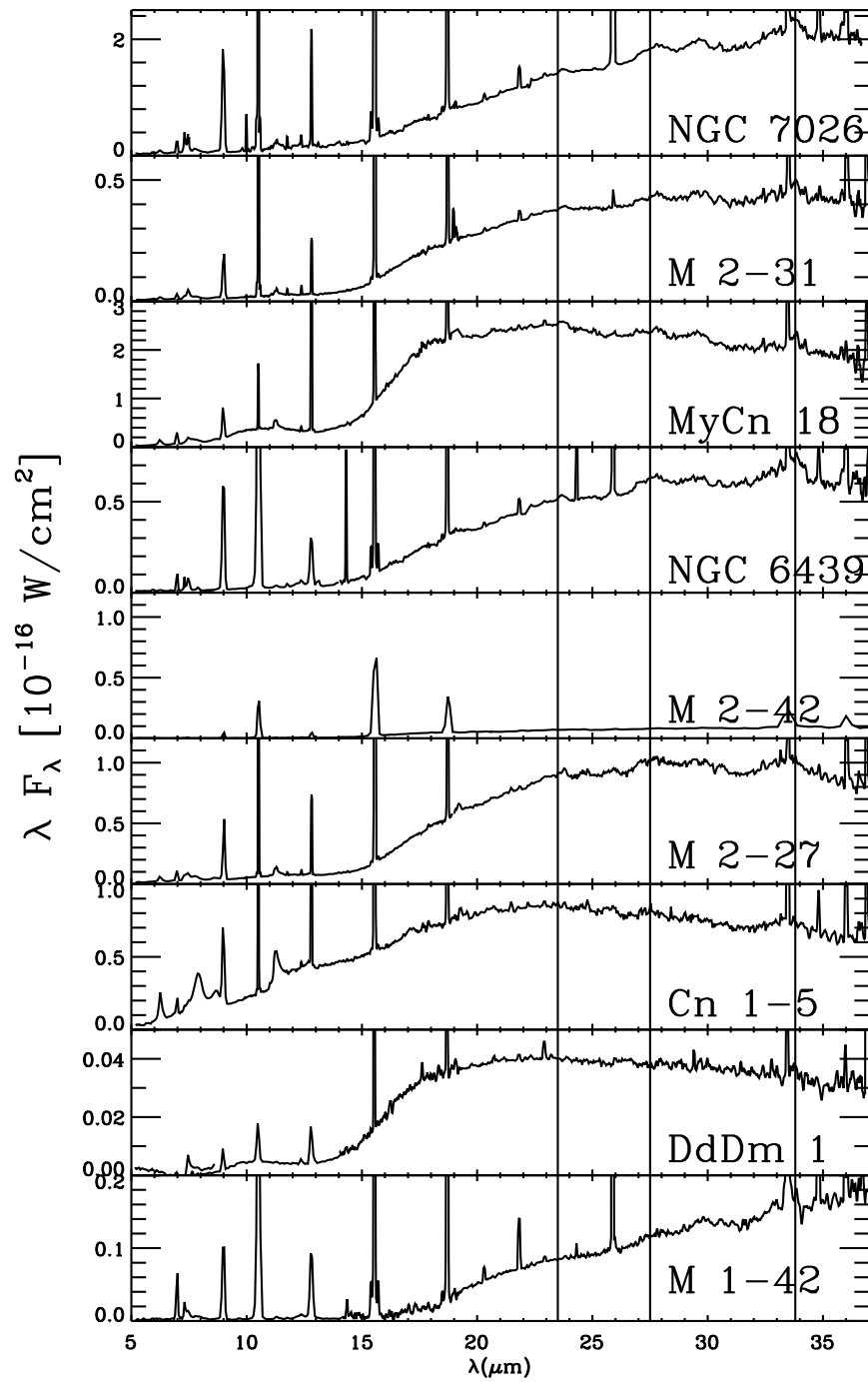


FIGURA 6.5: Espectros de IRS/*Spitzer* donde se marcan los rasgos de los silicatos cristalinos alrededor de 23.5, 27.5 y 33.8  $\mu\text{m}$ .

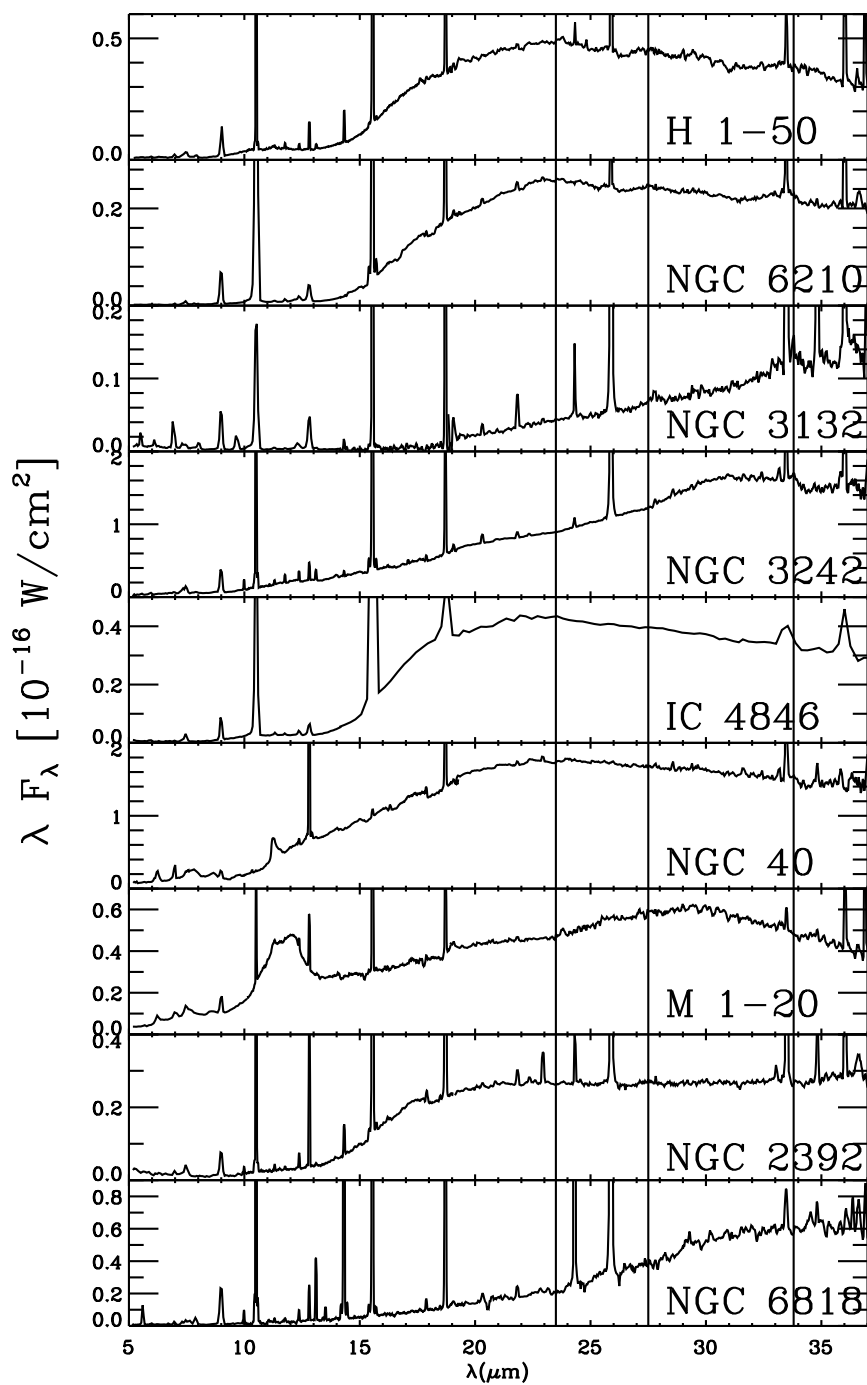


FIGURA 6.6: Espectros de IRS/*Spitzer* donde se marcan los rasgos de los silicatos cristalinos alrededor de 23.5, 27.5 y 33.8  $\mu\text{m}$ .

TABLA 6.4: Rasgos de polvo III: Silicatos

Objeto	Silicatos amorfos	Silicatos cristalinos	Comentarios
Cn 1-5	×	✓	<i>Spitzer</i> (1,6)
DdDm 1	✓	✓?	<i>Spitzer</i> (2,6)
H 1-50	×	✓	<i>Spitzer</i> (1,6)
Hu 2-1	...	...	<i>Spitzer</i>
IC 3568	...	...	<i>ISO</i>
IC 4406	...	...	<i>ISO</i>
IC 418	...	...	<i>Spitzer</i>
IC 2165	...	...	<i>Spitzer</i>
IC 4846	×	×?	<i>Spitzer</i> (6)
M 1-20	×	×	<i>Spitzer</i> (1)
M 1-42	×	✓	<i>Spitzer</i> (6)
M 2-27	×	✓	<i>Spitzer</i> (1)
M 2-31	×	✓	<i>Spitzer</i> (3)
M 2-42	×	✓	<i>Spitzer</i> (6)
MyCn 18	✓	✓	<i>Spitzer</i> (6)
NGC 40	×	×	<i>Spitzer</i> (6)
NGC 2392	×	×	<i>Spitzer</i> (6)
NGC 3132	×	✓?	<i>Spitzer</i> (6)
NGC 3242	×	×	<i>Spitzer</i> (6)
NGC 3918	...	✓?	<i>Spitzer, ISO</i> (4,6)
NGC 6153	✓?	✓	<i>ISO</i> (4,5)
NGC 6210	×	✓	<i>Spitzer</i> (6)
NGC 6439	×	✓	<i>Spitzer</i> (6)
NGC 6543	✓	✓	<i>ISO</i> (4,5)
NGC 6572	...	...	Datos desde tierra
NGC 6720	...	...	<i>Spitzer</i>
NGC 6741	...	...	<i>Spitzer</i>
NGC 6818	×	×?	<i>Spitzer</i> (6)
NGC 6826	...	...	<i>Spitzer</i>
NGC 6884	...	...	<i>Spitzer</i>
NGC 7026	×	✓	<i>Spitzer</i> (6)
NGC 7662	...	...	<i>Spitzer</i> (ruidoso)

NOTAS.—✓ indica que hemos identificado el rasgo, × indica que no hemos identificado el rasgo, ? indica identificación dudosa, y ... indica que no hay información en este rango espectral.

REF.— (1) Perea-Calderón et al. (2009); (2) Henry et al. (2008); (3) Gutenkunst et al. (2008); (4) Beintema (1998); (5) Bernard-Salas & Tielens (2005); (6) este trabajo.

Molster et al. (2002) estudiaron una muestra de estrellas evolucionadas (AGB, post-AGB, NPs y estrellas masivas), y basándose en el aspecto de los complejos de silicatos cristalinos alrededor de 23.5, 27.5 y 33.8  $\mu\text{m}$ , clasificaron a dichas estrellas en dos tipos: aquellas que muestran un disco y aquellas sin disco (o fuentes con flujo de material en todas las direcciones) y determinaron un espectro promedio de cada uno de estos dos grupos de estrellas (figura 6.7). Aunque los rasgos se presentan en ambos tipos de fuentes, estos autores concluyen que son más intensos (y por tanto tienen una abundancia de silicatos cristalinos mayor) en aquellas fuentes con un disco. Además, Molster et al. (2002) proponen que la historia de formación de estos granos habría sido diferente en ambos tipos de fuentes. Mientras que en las estrellas con disco, la cristalización habría ocurrido en el disco a baja temperatura, en las fuentes con flujo de material esférico, la cristalización habría ocurrido cerca de la estrella y por tanto a una temperatura mayor. Los espectros promedios de las fuentes estudiadas por Molster et al. (2002) se muestran en la figura 6.7 para los complejos de silicatos cristalinos alrededor de 23  $\mu\text{m}$ , 28  $\mu\text{m}$  y 33  $\mu\text{m}$ ; se puede observar la diferencia en los rasgos entre uno y otro tipo de fuentes. En la figura 6.8 mostramos un acercamiento a estos tres complejos de silicatos cristalinos en las NPs NGC 7026, M 2-31, MyCn 18, NGC 6439, y M 2-27 (que son los objetos con los rasgos más prominentes con la excepción de M 2-42 cuyo espectro es de menor resolución), en los que, según los resultados de Molster et al. (2002), la forma e intensidad indica que la fuente de emisión proviene probablemente de un disco. Las NPs del disco NGC 7026 como MyCn 18 están clasificadas como NPs de tipo bipolar, en las que se espera la presencia de un disco alrededor de la estrella, donde se encontrarían estos silicatos. No sabemos la morfología de las otras tres NPs del bulbo.

Desde los años 90, se ha detectado la presencia simultánea de PAHs y silicatos en objetos post-AGB y NPs (ver por ejemplo, Waters et al. 1998; Cohen et al. 1999). En el caso de las NPs, en un principio se asoció este fenómeno a objetos de tipo [WC], pero posteriormente se ha comprobado que no está restringido a NPs con una estrella central de tipo [WC] (Perea-Calderón et al. 2009). La explicación clásica para este fenómeno es que la estrella, originalmente rica en oxígeno, formó silicatos que se encuentran en un disco, y posteriormente sufrió un cambio en su química, pasando a ser rica en carbono, formando entonces los PAHs, en una fase más reciente. Perea-Calderón et al. (2009) discuten diferentes mecanismos que podrían explicar este fenómeno conocido como doble-química, que se aplican a NPs que tienen en la actualidad una química rica en carbono. Recientemente Guzmán-Ramírez et al. (2011) sugieren otra explicación para las estrellas centrales de las NPs del bulbo, que son más viejas y menos masivas que las del disco y por lo tanto no esperamos que en ellas ocurra el tercer dragado que cambiaría la química de la estrella de rica en oxígeno a rica en carbono. Según estos autores la formación de PAHs podría tener lugar en toros de material denso localizados alrededor de la estrella central, donde la molécula de CO se habría dissociado previamente. Ellos encuentran una relación entre la intensidad de los PAHs y la morfología de las NPs que estudian (la presencia de un toro). Otra posibilidad es que la emisión de los PAHs venga del medio interestelar alrededor de la NP. En nuestra muestra de NPs, en 13 de las 16 NPs en las que se han detectado silicatos también hay presencia de PAHs, las excepciones son DdDm 1, NGC 6153, y NGC 6543, en estas dos últimas no disponemos de espectros de *Spitzer*, aunque Bernard-Salas & Tielens

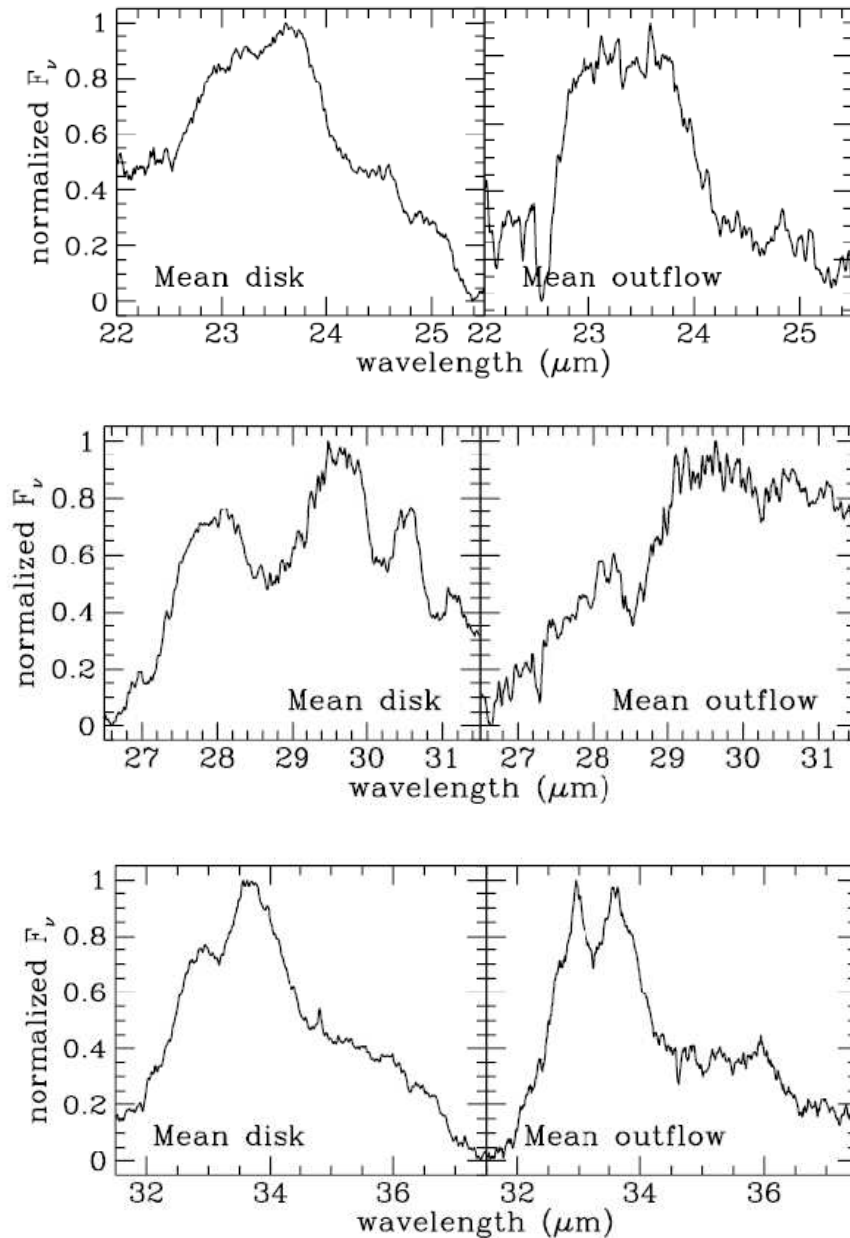


FIGURA 6.7: Espectro promedio normalizado de los complejos en 23  $\mu\text{m}$ , 28  $\mu\text{m}$  y 33  $\mu\text{m}$  para todas las fuentes con un disco y sin disco (Molster et al. 2002).

(2005) han descartado la presencia de PAHs con espectros de *ISO*. En la sección 6.4 se discutirá más sobre este asunto en relación al cociente de abundancias C/O.



### 6.3.5 Otros rasgos de polvo

Existe un rasgo en  $21 \mu\text{m}$  que se ha atribuido a multitud de compuestos como agregados de PAHs, granos de carbono amorfo hidrogenado (HAC), fullerenos, nanodiamantes, granos de SiC junto con SiO<sub>2</sub>, agregados de TiC, y recientemente FeO (ver por ejemplo von Helden et al. 2000; Zhang et al. 2009a). El problema que presentan casi todos estos compuestos es que requieren valores peculiares de las abundancias de algunos elementos para poder reproducir las intensidades que se observan. Recientemente Cerrigone et al. (2011) han encontrado una correlación entre la intensidad de este rasgo y la de los rasgos en  $5$  y  $18 \mu\text{m}$  asociados con hidrocarburos, que apuntaría hacia un origen común de ambos. Este rasgo sólo ha sido observado en algunas estrellas post-AGB (o proto-NP) ricas en carbono, pobres en metales y enriquecidas en elementos-s (Kwok et al. 1999; Van Winckel & Reyniers 2000); y sólo en tres NPs: IC 418, NGC 40, y NGC 6369, (Hony et al. 2001; Volk 2003), y tres estrellas ABG (Cerrigone et al. 2011). Parece que el compuesto se formaría durante la fase de AGB o un poco después y que sería destruido fácilmente a medida que la radiación de la estrella se endurece (Cerrigone et al. 2011). Aunque nosotros no detectamos este rasgo en ninguno de los espectros de *Spitzer* de las NPs de la muestra, como mencionamos más arriba, ha sido identificado en IC 418 y NGC 40 (Hony et al. 2001; Volk 2003) con datos de *ISO*. En el caso de NGC 40 nuestra no detección puede deberse, como en el caso del rasgo en  $30 \mu\text{m}$ , a la diferencia en las aperturas de estos dos telescopios, ya que la apertura de *ISO* es  $\sim 5-7$  veces mayor que la de *Spitzer* para  $\lambda < 20 \mu\text{m}$ ; y en el caso de IC 418 el espectro de *Spitzer* que tenemos sólo cubre el intervalo  $\sim 10-20 \mu\text{m}$ . Estas dos NPs en las que se ha identificado el rasgo de  $21 \mu\text{m}$  son objetos ricos en C, con el rasgo de  $30 \mu\text{m}$ , y en el caso de IC 418 también muestra el rasgo de SiC.

Existen otros rasgos que se suelen relacionar con la emisión de PAHs. Por un lado, una meseta entre  $10-14 \mu\text{m}$  formada por rasgos anchos y prominentes que se superpone a la emisión de PAHs y que se ha asociado a agregados de PAHs (Cohen & Barlow 2005; Bernard-Salas et al. 2009), y por otro lado, pequeñas protuberancias entre  $6-9 \mu\text{m}$ , y en  $17.5 \mu\text{m}$ ,  $19.5 \mu\text{m}$  que podrían deberse a la presencia de carbono amorfo hidrogenado (HAC) o igualmente a agregados de PAHs (Bernard-Salas et al. 2009, y referencias). La NP Cn 1-5 es un ejemplo claro en el que se observan los dos tipos de rasgos, mientras que en NGC 40 y M 1-20 se observa el rasgo entre  $10-14 \mu\text{m}$  asociado a agregados de PAHs.

Por último, los fullerenos son moléculas grandes formadas exclusivamente por átomos de carbono. Aunque los experimentos llevados a cabo en el laboratorio indican que la formación de los fullerenos se ve inhibida por la presencia de hidrógeno, hay evidencia reciente de la presencia de estas moléculas en el material circunestelar de NPs ricas en hidrógeno y de baja excitación (García-Hernández et al. 2010, y referencias ahí). Estas moléculas tienen rasgos en  $\sim 7.0, 8.5, 17.3, 18.9 \mu\text{m}$  el C<sub>60</sub>, y en  $12.6, 14.8, \text{ y } 15.6 \mu\text{m}$  el C<sub>70</sub>, pero como algunos están solapados con líneas de emisión intensas, son difíciles de identificar. En la literatura, sólo hemos encontrado detección de fullerenos en una NP de la muestra, M 1-20 (García-Hernández et al. 2010).



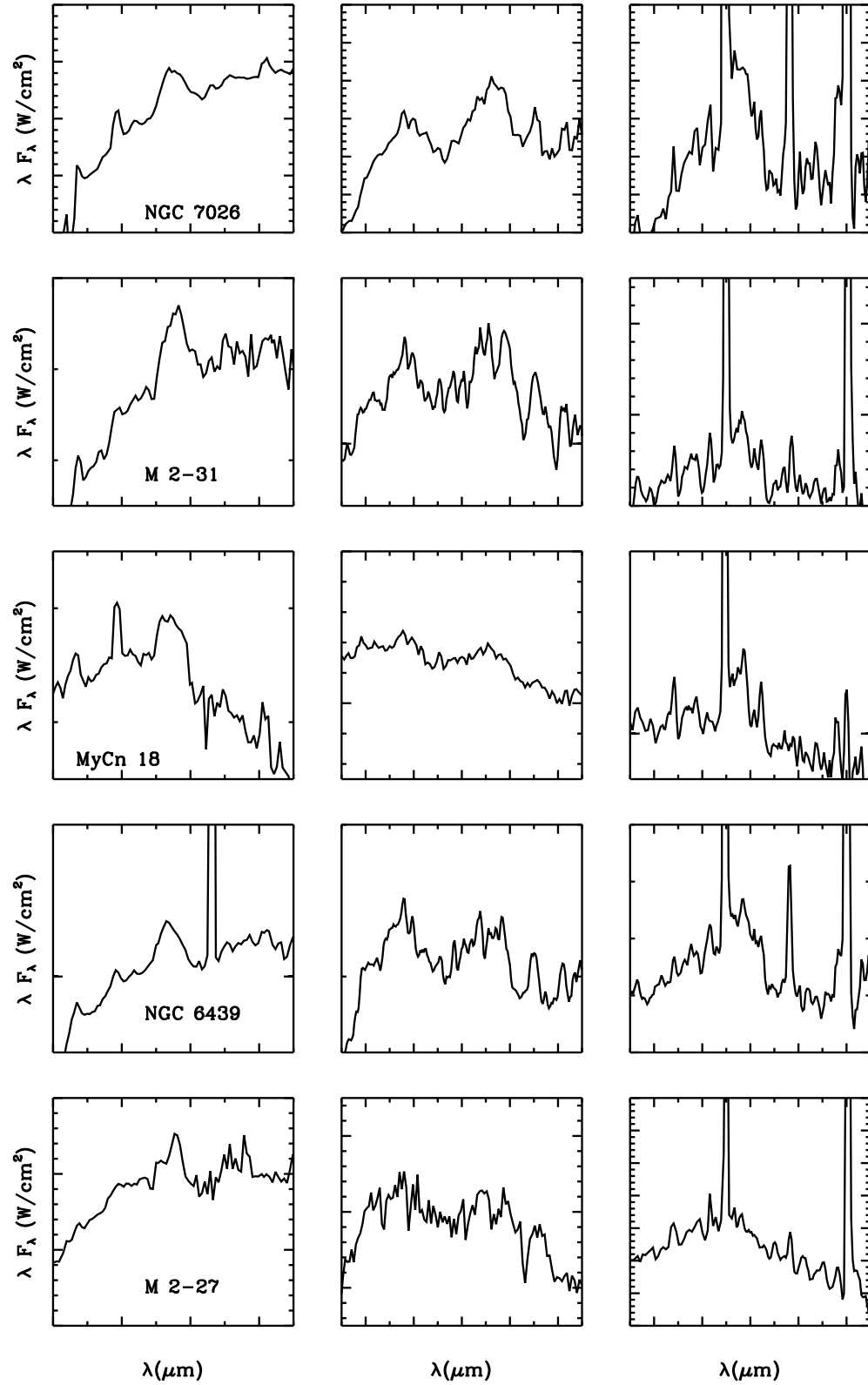


FIGURA 6.8: Acercamiento a las regiones donde se encuentran los rasgos de los silicatos cristalinos.

## 6.4 Discusión de los resultados

Como vimos en el capítulo 4, el intervalo en depleciones de hierro obtenido en las NPs de la muestra cubre dos órdenes de magnitud, lo que parece indicar que hay diferencias en la formación y evolución de los granos de polvo de una NP a otra. En esta sección exploramos si estas diferencias tienen alguna relación con los tipos morfológicos de las NPs y exploramos la relación entre las depleciones de hierro y los rasgos de polvo en el infrarrojo y los cocientes de abundancias C/O en las NPs de la muestra.

Existe alguna evidencia observacional de que el tipo morfológico de una NP está relacionado con la masa de la estrella progenitora. Las NPs simétricas (nebulosas redondas o elípticas) descenderían de progenitoras de masa baja, mientras que las NPs asimétricas (objetos bipolares o más complejos) tendrían como progenitoras las estrellas más masivas (ver por ejemplo, Corradi & Schwarz 1995; Stanghellini 2006). Las NPs asimétricas también han sido relacionadas con sistemas binarios (ver por ejemplo, Corradi & Schwarz 1995; Soker 1998) y con rotación estelar y/o campos magnéticos (ver por ejemplo, García-Segura et al. 1999). Aunque los motivos que hay detrás de la morfología de las NPs todavía están en debate, nosotros estudiamos la relación entre morfologías y depleciones de hierro en la muestra de NPs. En la figura 6.9 mostramos el tipo morfológico tomado del catálogo de NPs de Bruce Balick (PNIC) y de Stanghellini et al. (2002) para las 42 NPs con imágenes disponibles. Tres de ellas están clasificadas como redondas, 33 como elípticas, una como irregular, cuatro como bipolares y una como objeto complejo. No encontramos una relación evidente entre el tipo morfológico y la cantidad de hierro depositado en los granos de polvo; por ejemplo, las NPs bipolares y elípticas se encuentran distribuidas en todo el intervalo de depleciones (Delgado-Inglada & Rodríguez 2011).

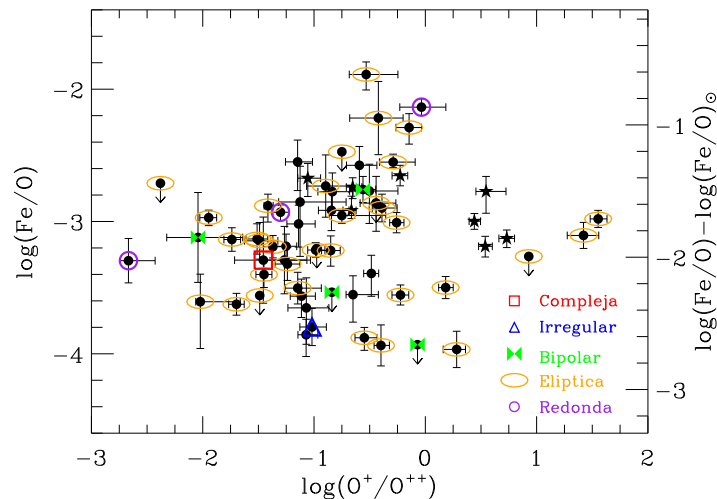


FIGURA 6.9: Cociente de abundancias Fe/O (eje izquierdo) y factor de depleción de Fe/O (eje derecho) en función del grado de ionización. Las NPs están clasificadas de acuerdo a su morfología.

Las diferencias entre las depleciones de hierro de unas NPs a otras podrían estar relacionadas con el ambiente en el que se forman los granos de polvo, es decir, si es un ambiente rico en carbono o rico en oxígeno. Con el objetivo de comprobar si esto es así, estudiamos la relación que hay entre las abundancias de hierro y los rasgos de polvo en el infrarrojo y los valores de C/O. La figura 6.10 muestra de nuevo los valores de Fe/O y del factor de depleción de Fe/O respecto al grado de ionización para todas las NPs de la muestra; pero ahora identificamos las NPs en las que se han detectado rasgos de PAHs (ya sea segura o dudosa la detección) y aquellas en las que no se observan estos rasgos en sus espectros. Los rasgos de PAHs se encuentran distribuidos por todo el intervalo de depleciones de hierro.

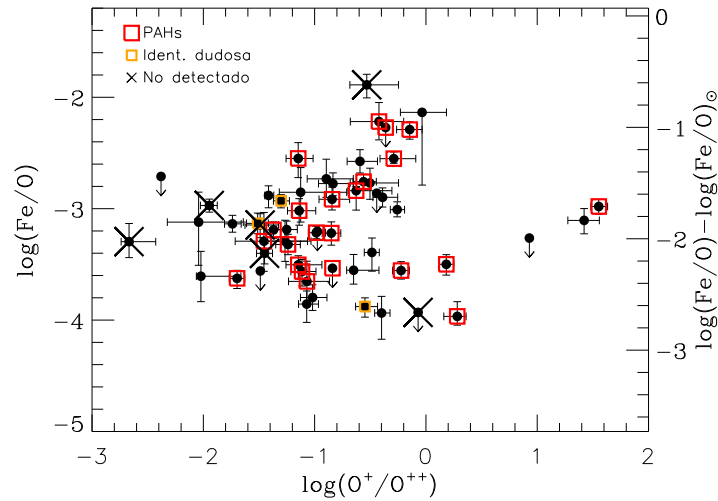


FIGURA 6.10: Cociente de abundancias Fe/O y factor de depleción de Fe/O respecto al grado de ionización. Se representan con diferentes símbolos y colores las NPs en las que se detectan o no rasgos de PAHs.

En la figura 6.11 identificamos las NPs con rasgos de polvo rico en carbono (panel superior) y aquellas que muestran silicatos (panel inferior). De las 26 NPs con espectros adecuados (cubriendo el intervalo espectral necesario) sólo en 8 se detecta el rasgo de SiC y/o el de  $30 \mu\text{m}$ , mientras que en 13 de las 21 NPs con información sobre silicatos se detectan estos rasgos. De acuerdo a los rasgos de polvo encontrados, la mayoría de las NPs de la muestra muestran silicatos y/o PAHs, mientras que sólo ocho presentan rasgos de polvo asociados exclusivamente a ambientes ricos en carbono (SiC o el rasgo en  $30 \mu\text{m}$ ). Como ya se mencionó más arriba, la presencia simultánea de silicatos y PAHs en NPs es frecuente. La explicación clásica para este fenómeno en NPs con  $\text{C/O} > 1$  es un cambio en la química de la estrella, que pasa de ser rica en oxígeno (cuando forma los silicatos) a rica en carbono (cuando forma los PAHs). Estas NPs tendrían progenitoras con masas por encima de  $1.5\text{--}2 M_{\odot}$ , que es el límite a partir del cual tiene lugar el tercer dragado que modifica la química de la estrella (Marigo 2001; Karakas 2003). Por otro lado, las NPs con  $\text{C/O} < 1$  descenderían o bien de progenitoras en las que no ha ocurrido el tercer dragado ( $M \lesssim 1.5 - 2 M_{\odot}$ ), o bien de progenitoras masivas ( $M \gtrsim 4 - 4.5 M_{\odot}$ )

en las que además de este proceso, ha ocurrido el *Hot Bottom Burning* que consume  $^{12}\text{C}$  con lo que  $\text{C/O} < 1$ . Teniendo en cuenta los resultados obtenidos en el capítulo 3, no esperamos que la mayoría de las NPs de la muestra tengan progenitoras muy masivas, sino que vendrían de progenitoras con masas  $M \lesssim 1.5 - 2 M_{\odot}$ . La explicación propuesta para la existencia de PAHs en NPs con  $\text{C/O} < 1$ , es que estas moléculas se habrían formado en los toros densos y ricos en oxígeno que se encuentran alrededor de la estrella central (Guzmán-Ramírez et al. 2011). Otra explicación es que la emisión de los PAHs provenga del medio interestelar que se encuentra alrededor de la NP. Éste podría ser el caso en algunas NPs de la muestra, principalmente en aquellas en las que se detectan PAHs claramente y el espectro de *Spitzer* fue tomado fuera del objeto (al menos de la zona más brillante), como NGC 6741 o NGC 6884 (ver apéndice C).

La figura 6.12 muestra los cocientes de abundancias C/O que determinamos en el capítulo 4 en función del grado de ionización usando distintos métodos, donde representamos con distintos colores y símbolos los rasgos de polvo infrarrojos identificados. Dado que el SiC y el rasgo en  $30 \mu\text{m}$  están asociados a ambientes ricos en carbono, se espera que las NPs con detecciones de estos rasgos tengan un cociente  $\text{C/O} > 1$ . La correspondencia entre rasgos de polvo y valores de C/O es algo mejor en los dos paneles superiores de la figura, en los que C/O se ha calculado a partir de LEC.

En la figura 6.13 aparecen los resultados para los rasgos de polvo ricos en oxígeno. En general, los objetos que muestran silicatos en su espectro infrarrojo tienen  $\text{C/O} < 1$ , las excepciones son NGC 7026 y NGC 6818 en el panel superior izquierdo de la figura 6.13, y Cn 1-5 en los cuatro paneles. Dado que los rasgos de silicatos en NGC 7026 y Cn 1-5 son de los más intensos en la muestra, la identificación parece fiable, en cambio la identificación de silicatos en NGC 6818 es dudosa debido al ruido presente en su espectro. O bien los valores de C/O de NGC 7026 y Cn 1-5 son incorrectos o bien los silicatos se formaron en una etapa evolutiva anterior, cuando  $\text{C/O} < 1$ , como dijimos más arriba. En el caso de Cn 1-5, las cuatro determinaciones de C/O son mayores a uno, y dado que se trata de una NP puntual (en la que no hay que realizar correcciones por apertura en el intervalo ultravioleta), y que observamos los iones predominantes de carbono y oxígeno, el valor de este cociente es fiable y probablemente mayor a uno. Dado que el tamaño angular de NGC 7026 es  $20''$  y hay que realizar una pequeña corrección de apertura, los valores de C/O que utilizan líneas del ultravioleta podrían ser más inciertos. Tres de los diagnósticos proporcionan un valor de C/O menor a uno, mientras que con el otro se llega a  $\text{C/O} > 1$ . En este caso el valor real de C/O es más incierto. En principio, Cn 1-5 es la única NP de la muestra con  $\text{C/O} > 1$  que presenta simultáneamente silicatos cristalinos y PAHs.

A partir de los resultados de las figuras 6.12 y 6.13 parece que los valores de  $\text{C/O} \simeq \text{C}^{++}/\text{O}^{++}$  determinados con LEC son los que muestran un acuerdo ligeramente mejor con los rasgos de polvo en el infrarrojo. Pero como ya mencionamos en el capítulo 4, el uso de espectros ultravioleta lleva asociadas varias incertidumbres, por lo que en las siguientes figuras mostramos también los valores de  $\text{C/O} \simeq \text{C}^{++}/\text{O}^{++}$  determinados con LR.

En las figuras 6.14, 6.15 y 6.16 aparecen los valores de Fe/O y las depleciones [Fe/O] en función de los valores de C/O para las NPs de la muestra. En los paneles superiores se muestran los valores C/O obtenidos con LEC y en los paneles inferiores los determinados

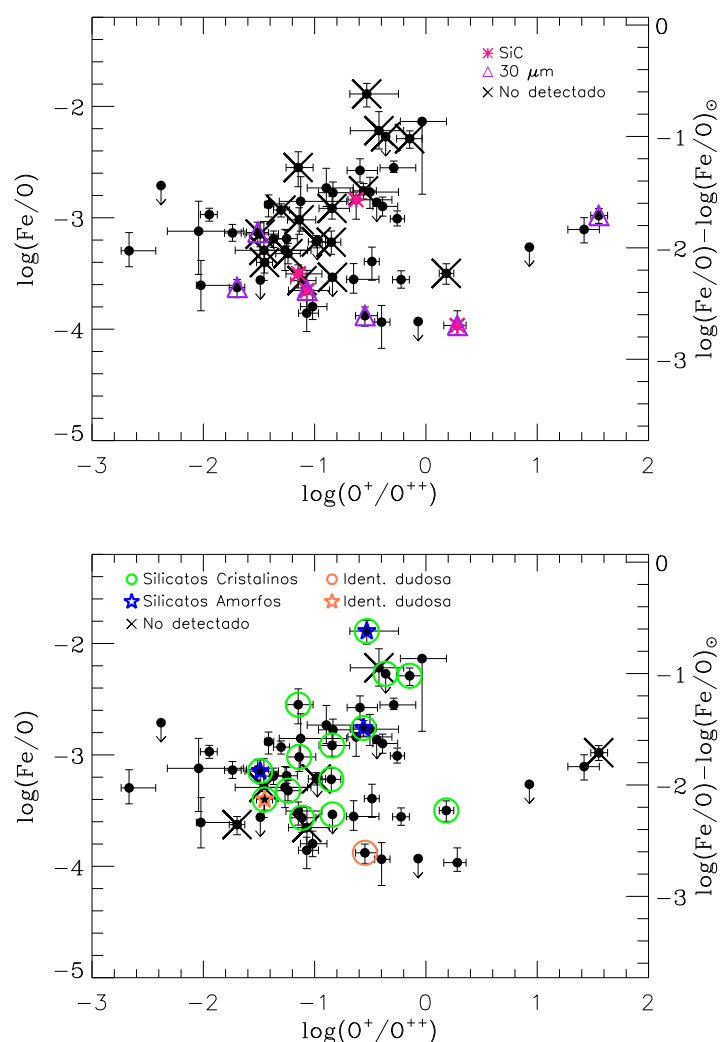


FIGURA 6.11: Cociente de abundancias Fe/O y factor de depleción de Fe/O respecto al grado de ionización. Se representan con diferentes símbolos y colores los rasgos de polvo identificados en el infrarrojo: ricos en carbono (panel superior) y ricos en oxígeno (panel inferior).

a partir de LR. Además, representamos con diferentes símbolos las NPs en las que se han detectado PAHs, SiC, el rasgo en 30  $\mu m$  y/o silicatos.

Las NPs con PAHs se encuentran en todo el intervalo de depleciones y de valores de C/O, lo que apoya la idea de que estas moléculas se pueden formar en cualquier ambiente (rico en oxígeno o rico en carbono), y no solamente en aquellos ambientes con C/O > 1 como creía hasta hace poco. Posiblemente con excepción de DdDm 1, la única NP del halo, los PAHs podrían estar presentes en todas las NPs de la muestra con espectros en el intervalo espectral adecuado y con buena resolución.

Las NPs con rasgos de polvo rico en carbono cubren prácticamente todo el intervalo de depleciones. Aunque los valores de C/O son bastante inciertos, parece que no todas las NPs

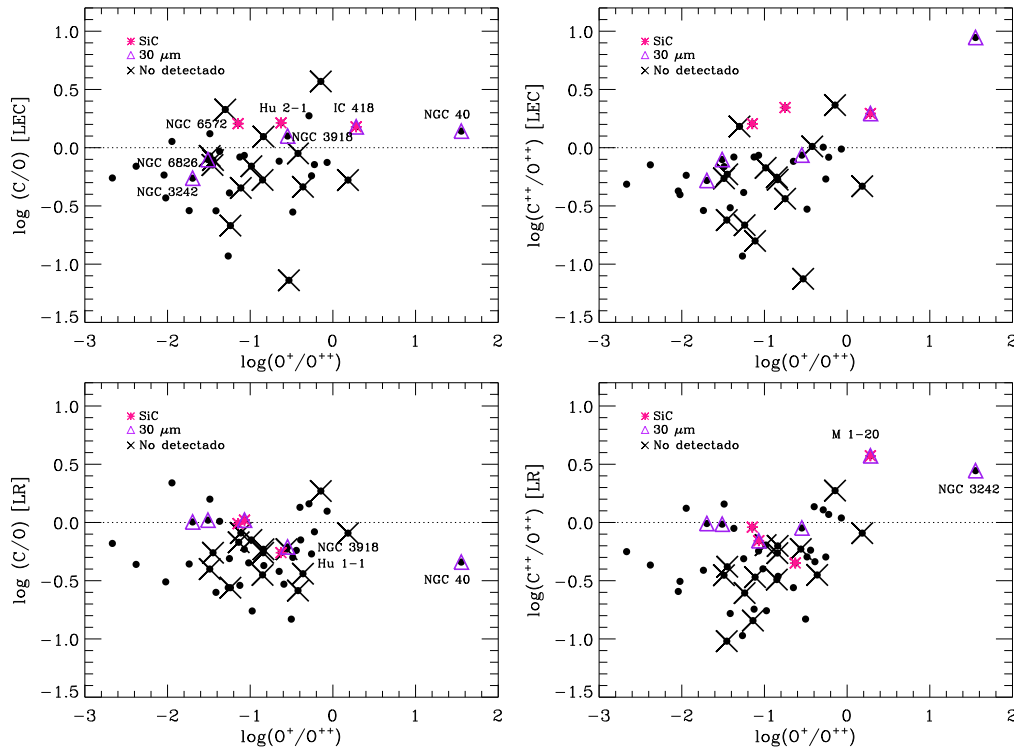


FIGURA 6.12: Valores de C/O respecto al grado de ionización. Representamos con distintos colores y símbolos los rasgos de polvo asociados a ambientes ricos en carbono. La línea discontinua separa los objetos con  $C/O > 1$  de aquellos con  $C/O < 1$ .

de la muestra con  $C/O > 1$  y espectros adecuados en el infrarrojo muestran SiC o el rasgo en  $30 \mu\text{m}$ .

Todas las NPs con  $C/O < 1$  y espectros adecuados (las no detecciones están basadas en espectros de peor resolución por lo que no podemos descartar su presencia) muestran silicatos. También las NPs con silicatos cubren todo el intervalo de depleciones, pero según las determinaciones de  $C/O$  que consideremos más adecuadas, obtenemos dos resultados distintos. Si consideramos que los valores  $C/O$  derivados con LEC son más fiables (paneles superiores), no encontramos ninguna relación obvia entre las depleciones y los valores de  $C/O$  en las NPs de la muestra. Este resultado apuntaría a que la eficiencia en la depleción de hierro en los ambientes ricos en O y ricos en C serían similares. Por el contrario, si tomamos los valores  $C/O$  determinados con LR como más fiables (paneles inferiores), obtenemos que las depleciones de hierro aumentan con  $C/O$  en aquellos objetos con  $C/O < 1$ , mientras que las NPs con  $C/O > 1$  cubren todo el intervalo de depleciones. El coeficiente de correlación de Spearman es  $-0.236$  con una probabilidad de un 15% de que este valor se deba a errores aleatorios. Esto podría ser consecuencia de variaciones graduales en la composición de los granos de polvo a medida que el valor de  $C/O$  aumenta, hasta llegar a  $C/O = 1$ , donde habría una transición abrupta en la composición del polvo.

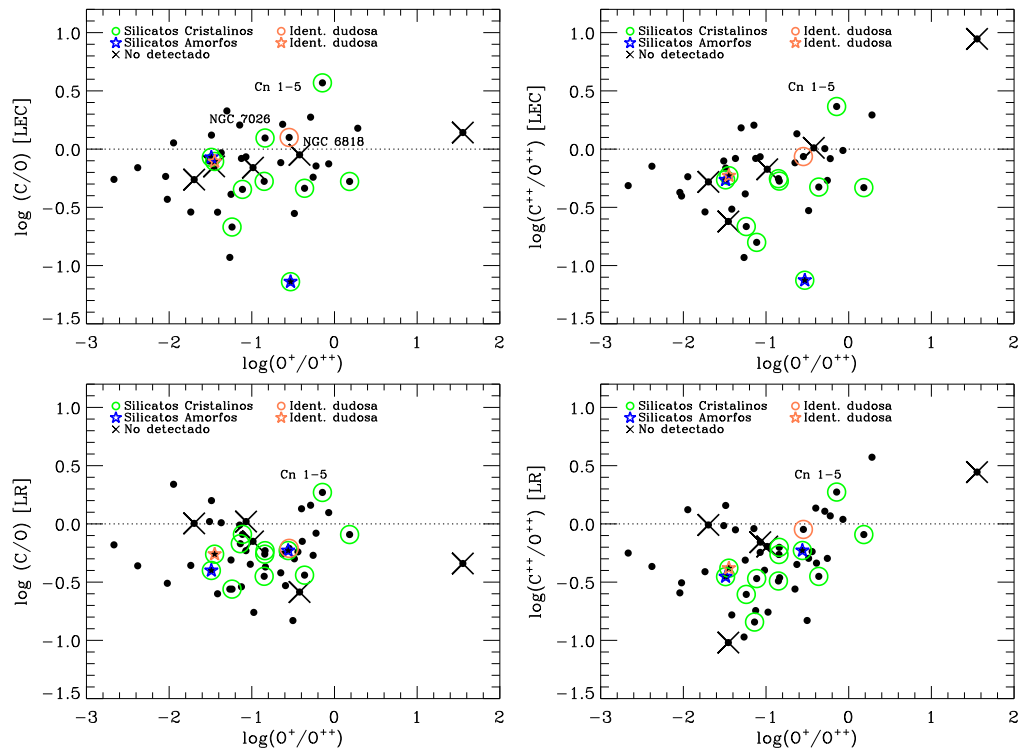


FIGURA 6.13: Valores de C/O respecto al grado de ionización. Representamos con distintos colores y símbolos los rasgos de polvo asociados a ambientes ricos en oxígeno. La línea discontinua separa los objetos con  $C/O > 1$  de aquellos con  $C/O < 1$ .

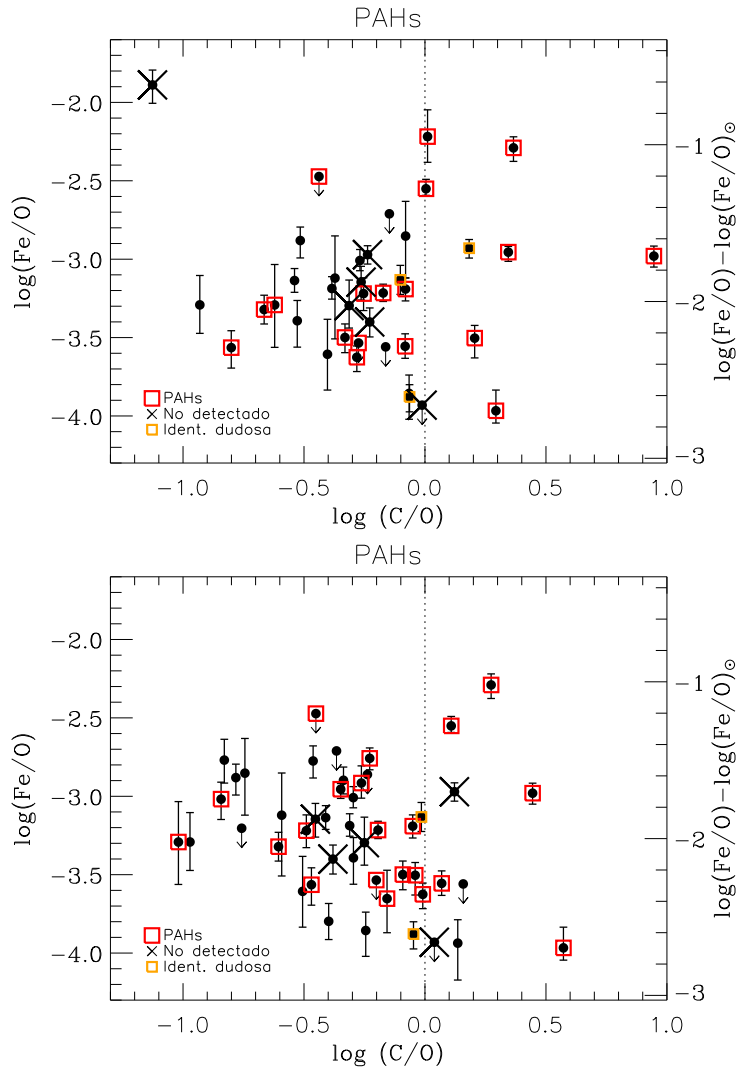


FIGURA 6.14: Valores de Fe/O y del factor de depleción de Fe/O respecto a los valores de  $C/O \simeq C^{++}/O^{++}$  calculado con líneas de excitación colisional (arriba) y líneas de recombinación (abajo). Se muestran las NPs con identificaciones (seguras o dudosas) de PAHs y aquellas en las que no se han detectado estas moléculas.



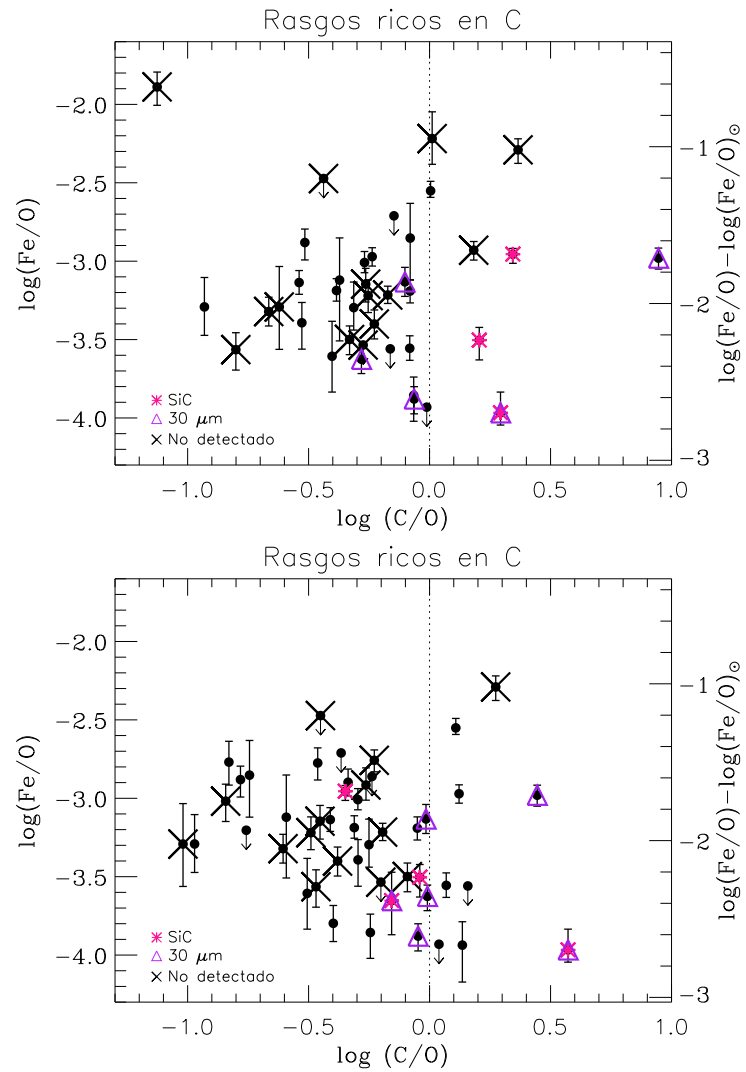


FIGURA 6.15: Valores de Fe/O y del factor de depleción de Fe/O respecto a los valores de  $C/O \simeq C^{++}/O^{++}$  calculado con líneas de excitación colisional (arriba) y líneas de recombinación (abajo). Se muestran las NPs con detecciones o no detecciones de rasgos de polvo asociados a ambientes ricos en carbono.

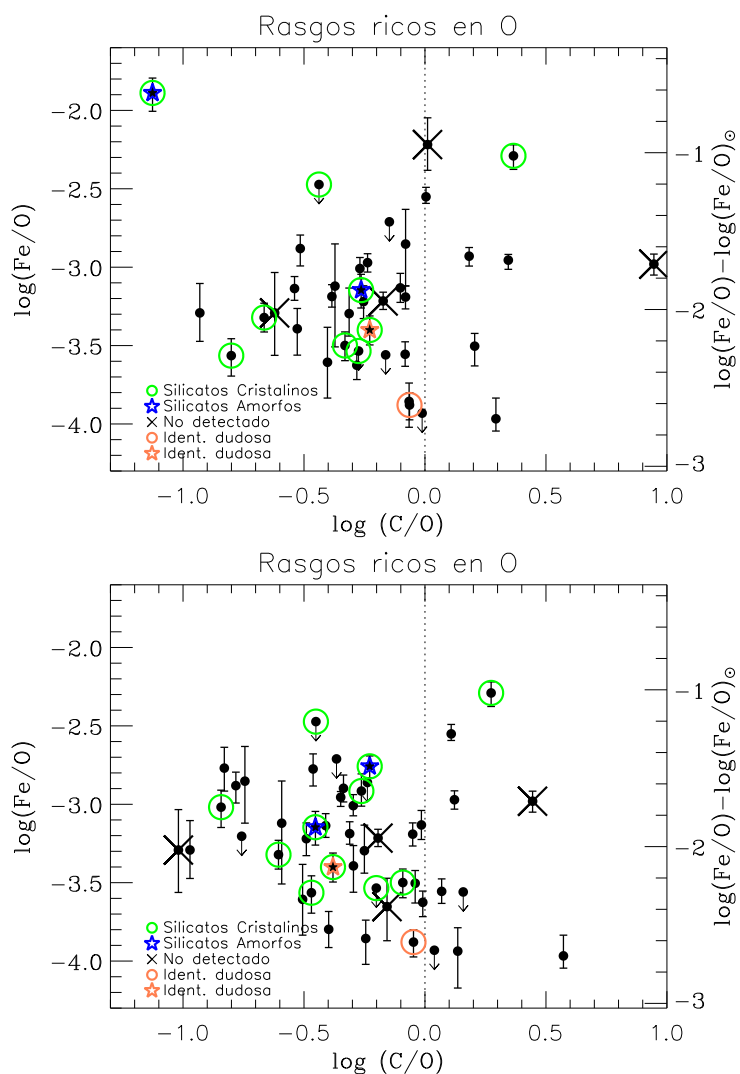


FIGURA 6.16: Valores de Fe/O y del factor de depleción de Fe/O respecto a los valores de  $C/O \simeq C^{++}/O^{++}$  calculado con líneas de excitación colisional (arriba) y líneas de recombinación (abajo). Se muestran las NPs con detecciones o no detecciones de rasgos de polvo asociados a ambientes ricos en oxígeno.

**PARTE III**  
**CONCLUSIONES**



# 7

## CONCLUSIONES

En esta tesis se ha analizado una muestra de 57 NPs de nuestra galaxia con un grado de ionización relativamente bajo, cinco de ellas observadas por nosotros en San Pedro Mártir (México) y el resto tomadas de la literatura. Las NPs han sido seleccionadas porque tienen espectros profundos y de alta resolución en el intervalo visible que permiten obtener buenas determinaciones de las condiciones físicas y las abundancias iónicas. Además hemos seleccionado de la literatura un grupo de ocho regiones H II Galácticas que cuentan con los mejores espectros disponibles hasta la fecha. El análisis seguido es similar en todos los objetos de forma que permita realizar una comparación más fiable de los resultados obtenidos en los distintos objetos.

- Para cada objeto hemos calculado una densidad electrónica promedio y dos temperaturas electrónicas que caracterizan la región de bajo y alto grado de ionización. Utilizando estas condiciones físicas y distintas líneas de excitación colisional hemos determinado las abundancias de  $O^+$ ,  $O^{++}$ ,  $N^+$ ,  $S^+$ ,  $S^{++}$ ,  $Ne^{++}$ ,  $Ne^{+3}$ ,  $Ar^{++}$ ,  $Ar^{+3}$ ,  $Ar^{+4}$ ,  $Cl^+$ ,  $Cl^{++}$ ,  $Cl^{+3}$ ,  $C^+$ ,  $C^{++}$ ,  $C^{+3}$ ,  $Fe^+$  y  $Fe^{++}$ . Las abundancias de  $He^+$  y  $He^{++}$  se obtienen con líneas de recombinación.
- Hemos explorado los distintos factores de corrección por ionización (FCI) propuestos en la literatura para estos elementos, eligiendo aquellos que mejor funcionan en nuestra muestra de objetos. Encontramos mucha dispersión en los resultados. Aunque parte de esta dispersión es real (y puede deberse a las diferentes masas de las estrellas progenitoras de las NPs o a su posición en la Galaxia), los FCI utilizados y la estructura en  $T_e$  considerada pueden estar introduciendo sesgos en los resultados. Estos

sesgos pueden estar relacionados con el grado de ionización de los objetos, como se ha obtenido para el azufre utilizando modelos de fotoionización.

- Sería muy útil realizar un estudio similar para elementos como argón y neón, cuyos FCI no funcionan bien a grados de ionización bajos: las abundancias totales que obtenemos muestran una tendencia con  $\log(O^+/O^{++})$ . Dado que la muestra estudiada aquí dispone de espectros visibles de alta calidad y ha sido analizada de la forma más homogénea posible, es muy adecuada para estudiar los sesgos introducidos por los FCI utilizados. Además sería conveniente explorar si se pueden determinar nuevos FCI que funcionen mejor que los que se usan en la actualidad.
- En general, existe una correlación entre las abundancias totales de oxígeno, azufre, neón, argón y cloro en las NPs de la muestra, que apoya la teoría de que las abundancias de todos ellos evolucionan de forma conjunta y que no se modifican de forma significativa a causa de procesos de nucleosíntesis estelar en las estrellas de masa baja a intermedia. Las distribuciones de abundancias en las NPs del disco y del bulbo son similares, mientras que la NP del halo es pobre en metales y en helio, y presenta un valor de N/O relativamente alto (de acuerdo con lo que se observa en otras NPs del halo).
- Hemos determinado la abundancia de hierro de todos los objetos de la muestra siguiendo un análisis idéntico en todos ellos y teniendo en cuenta todas las incertidumbres asociadas a los cálculos. En 45 de las NPs de la muestra esta es la primera determinación que hay de la abundancia total de hierro.
- Obtenemos valores de Fe/O bajos en todos los objetos, que apuntan a que en la mayoría de las nebulosas más del 90% de los átomos de hierro están depositados en granos de polvo. Esto implica que la eficiencia en la depleción de hierro es alta y que la eficiencia en la destrucción de los granos es baja. El intervalo de depleciones cubierto por las NPs es de aproximadamente dos órdenes de magnitud, indicando que existen diferencias significativas de una nebulosa a otra que podrían deberse a diferencias en la eficiencia en la formación y destrucción de los granos de polvo de un objeto a otro.
- Se han calculado las abundancias iónicas de  $C^+$ ,  $C^{++}$ ,  $C^{+3}$  a partir de líneas de excitación colisional del ultravioleta para las 40 NPs con datos disponibles. Usando diferentes FCI hemos determinado los valores de C/O tanto con líneas de excitación colisional como con líneas de recombinación y hemos explorado las incertidumbres asociadas a este cociente.
- Hemos analizado todos los espectros de *Spitzer* disponibles para las NPs de la muestra identificando en ellos los siguientes rasgos de polvo: PAHs, SiC, el rasgo en  $30 \mu\text{m}$ , silicatos cristalinos y silicatos amorfos. Además hemos recopilado de la literatura otras identificaciones realizadas a partir de otros telescopios, de forma que en total disponemos de información para 32 NPs.

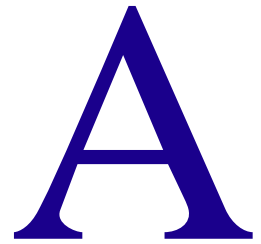
- Posiblemente todas las NPs que tienen espectros infrarrojos de buena calidad presentan PAHs, y estos objetos cubren todo el intervalo de depleciones. Encontramos estas moléculas tanto en NPs con  $C/O > 1$  como en aquellas con  $C/O < 1$ . Este resultado indica que la formación de estas moléculas no es exclusiva de los ambientes ricos en C ( $C/O > 1$ ). No podemos descartar que la emisión de los PAHs que detectamos en algunas NPs provenga del medio interestelar cercano.
- Todas las NPs con  $C/O < 1$  y con espectros de buena calidad que cubren el rango espectral necesario muestran silicatos.
- Teniendo en cuenta que en la mayoría de las NPs de la muestra encontramos silicatos y PAHs, y que no muestran el enriquecimiento de N y He característico de las NPs de tipo I de Peimbert, las progenitoras de estas NPs serían estrellas con una masa en la secuencia principal menor a  $1.5 - 2 M_{\odot}$ .
- Tanto las NPs con PAHs como aquellas con rasgos de polvo asociadas a ambientes ricos en O y ricos en C se encuentran distribuidas en todo el intervalo de depleciones, lo que apunta hacia eficiencias similares en las depleciones de hierro en los distintos ambientes.
- Si consideramos que los valores de  $C/O = C^{++}/O^{++}$  determinados con líneas de excitación colisional son los más fiables, no encontramos una relación evidente entre las depleciones de las NPs y los valores de  $C/O$ . Sin embargo, considerando los valores de  $C/O = C^{++}/O^{++}$  calculados con líneas de recombinación (que evitan las incertidumbres asociadas a la combinación de espectros ultravioletas y visibles) encontramos que las NPs con  $C/O > 1$  abarcan todo el intervalo de depleciones mientras que en el caso de las NPs con  $C/O < 1$  las depleciones de hierro son mayores para los objetos con un valor de  $C/O$  mayor. Este resultado apuntaría a diferencias en los procesos de formación del polvo en distintos ambientes. Podría ser consecuencia de variaciones graduales en la composición de los granos de polvo a medida que el valor de  $C/O$  va aumentando, hasta llegar a  $C/O = 1$ , donde existiría una transición brusca en la composición del polvo.





# APÉNDICES





## IMÁGENES DE LA MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS

A continuación se presentan las imágenes que hay disponibles para las NPs de la muestra. La mayoría de ellas se encuentran en el catálogo Planetary Nebula Image Catalog de Bruce Balick (PNIC<sup>1</sup>). La orientación de las imágenes es arbitraria.

---

<sup>1</sup><http://www.astro.washington.edu/users/balick/PNIC/>

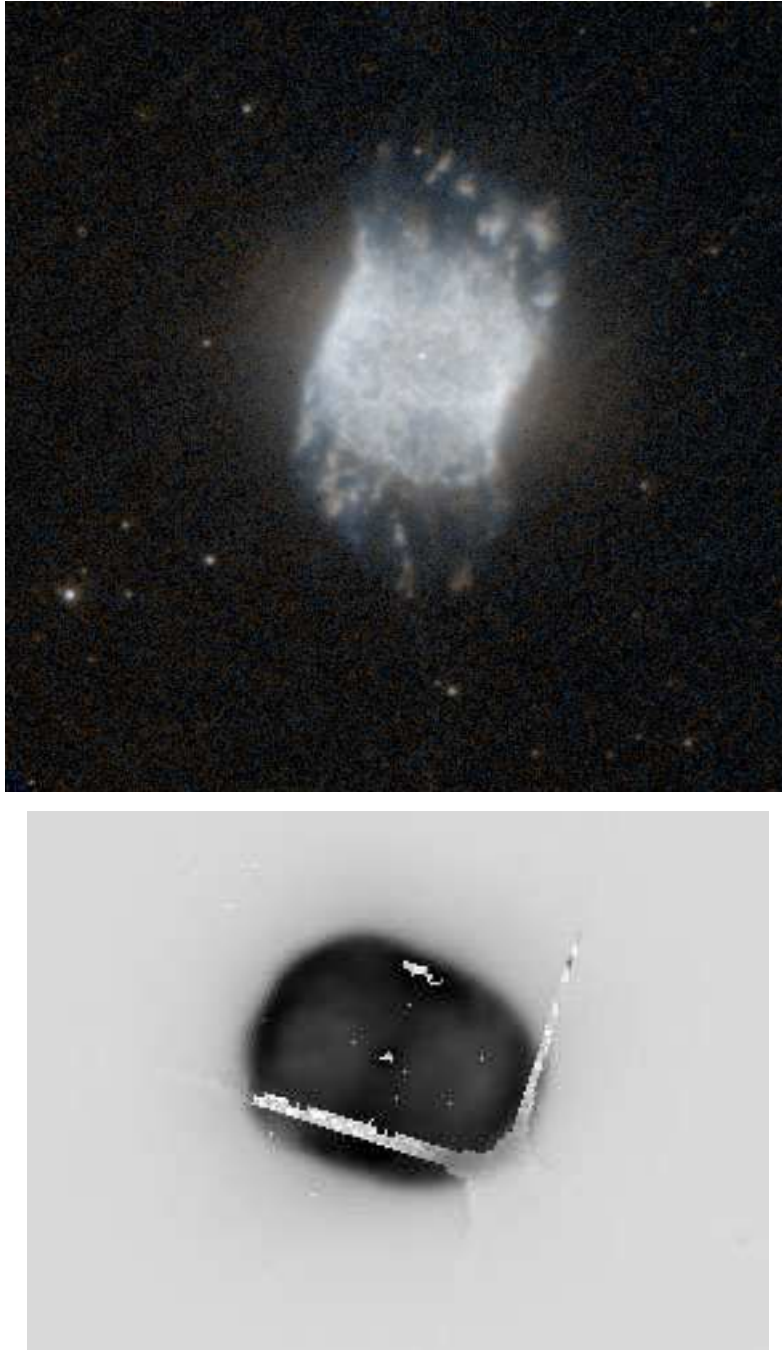


FIGURA A.1: Imágenes de Cn 1-5 (panel superior) y Cn 3-1 (panel inferior) tomadas del catálogo PNIC. El tamaño angular en el visible de la región más brillante de los objetos es  $7''$  y  $4.5''$  respectivamente (Acker et al. 1992). La orientación es arbitraria.

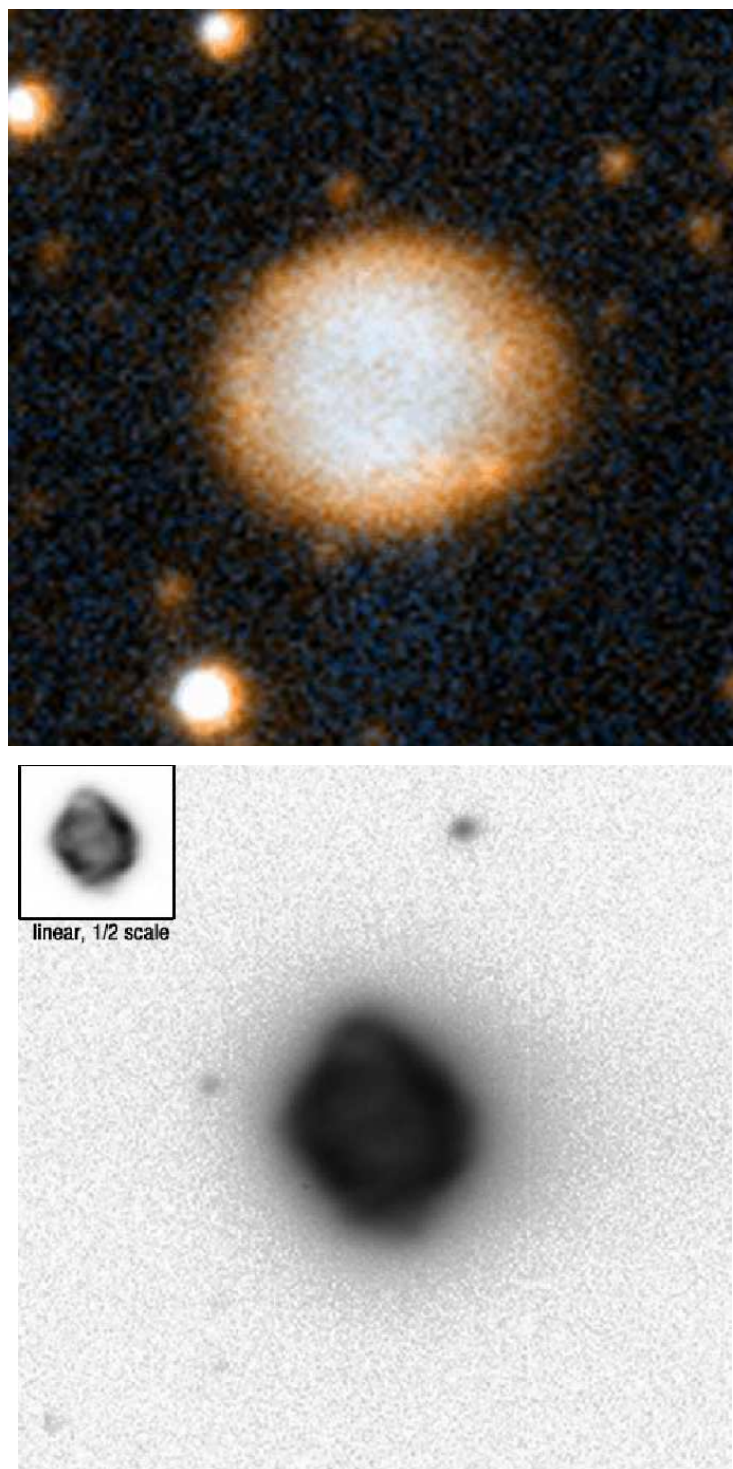


FIGURA A.2: Imágenes de DdDm 1 (panel superior) y Hu 1-1 (panel inferior) tomadas del catálogo PNIC. El tamaño angular en el visible de la región más brillante de los objetos es  $4.5''$  y  $5.0''$  respectivamente (Acker et al. 1992). La orientación es arbitraria.



FIGURA A.3: Imágenes de Hu 2-1 (panel superior) y IC 418 (panel inferior) tomadas del catálogo PNIC. El tamaño angular en el visible de la región más brillante de los objetos es 2.6'' y 12'' respectivamente (Acker et al. 1992). La orientación es arbitraria.

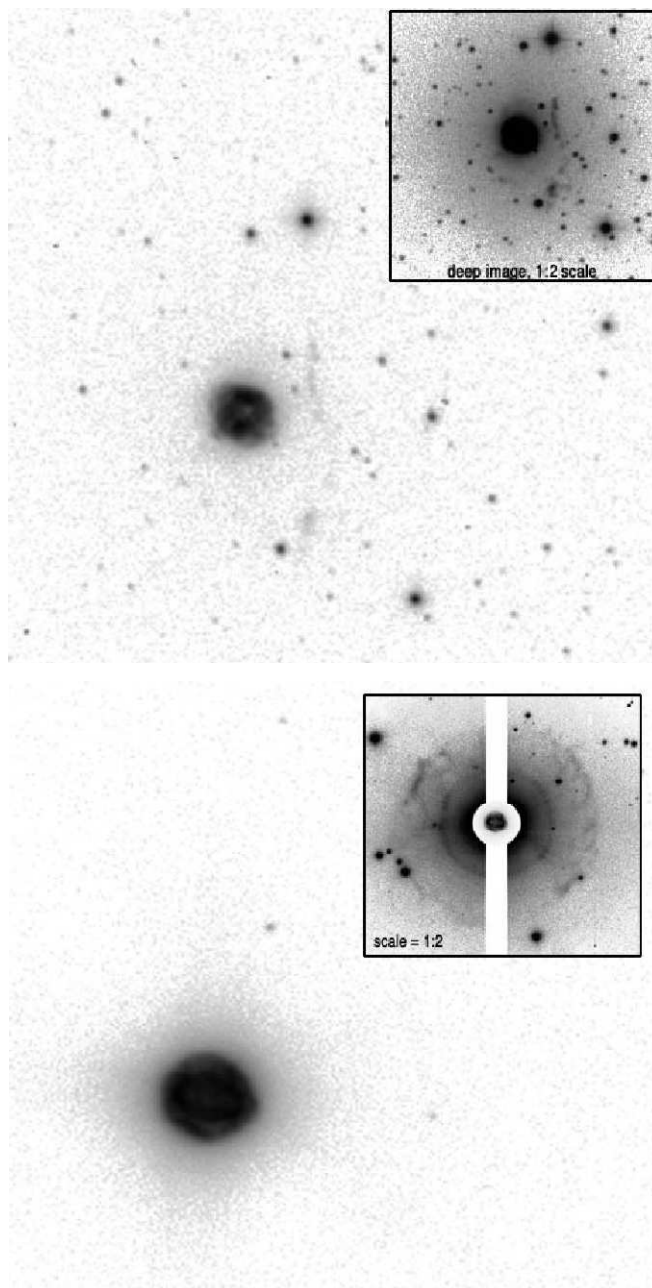


FIGURA A.4: Imágenes de IC 1747 (panel superior) y IC 2165 (panel inferior) tomadas del catálogo PNIC. El tamaño angular en el visible de la región más brillante de los objetos es  $13''$  y  $9''$  respectivamente (Acker et al. 1992). La orientación es arbitraria.



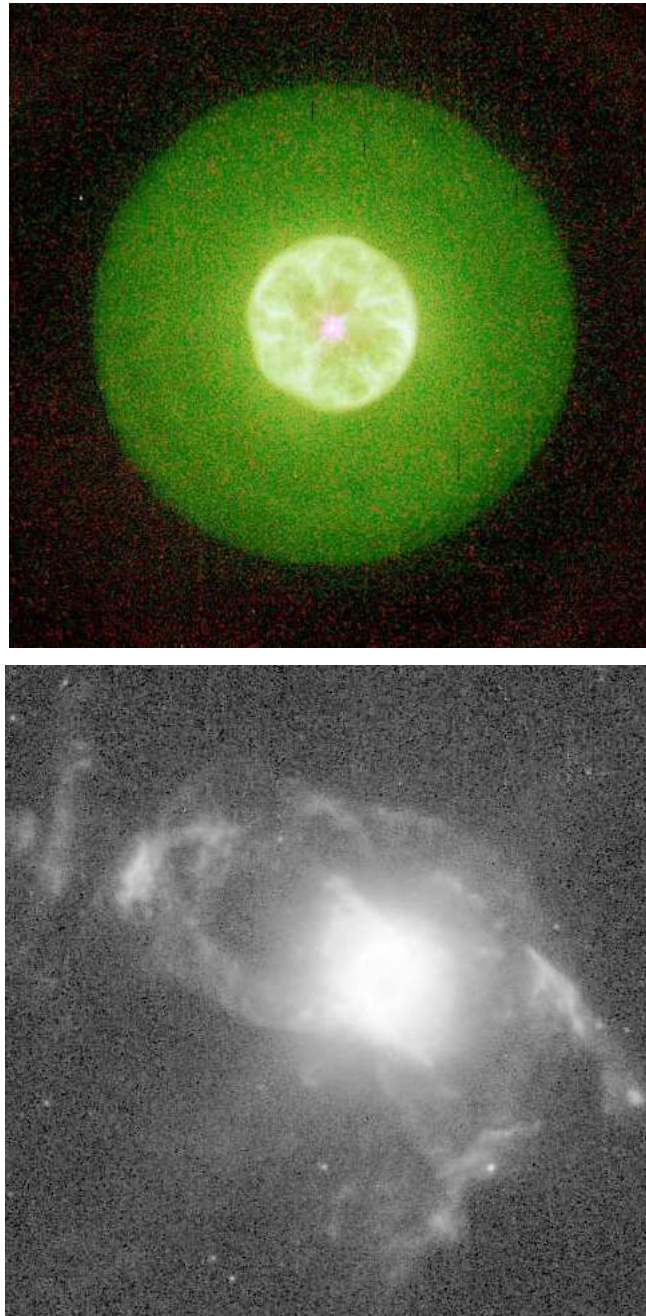


FIGURA A.5: Imágenes de IC 3568 (panel superior) y IC 4191 (panel inferior) tomadas del catálogo PNIC. El tamaño angular en el visible de la región más brillante de los objetos es  $10''$  y  $5''$  respectivamente (Acker et al. 1992). La orientación es arbitraria.





FIGURA A.6: Imágenes de IC 4406 (panel superior) y IC 4593 (panel inferior) tomadas del catálogo PNIC. El tamaño angular en el visible de la región más brillante de los objetos es  $35''$  y  $13''$  respectivamente (Acker et al. 1992). La orientación es arbitraria.



FIGURA A.7: Imágenes de IC 4699 (panel superior) y IC 4846 (panel inferior) tomadas del catálogo PNIC. El tamaño angular en el visible de la región más brillante de los objetos es  $5''$  y  $2''$  respectivamente (Acker et al. 1992). La orientación es arbitraria.

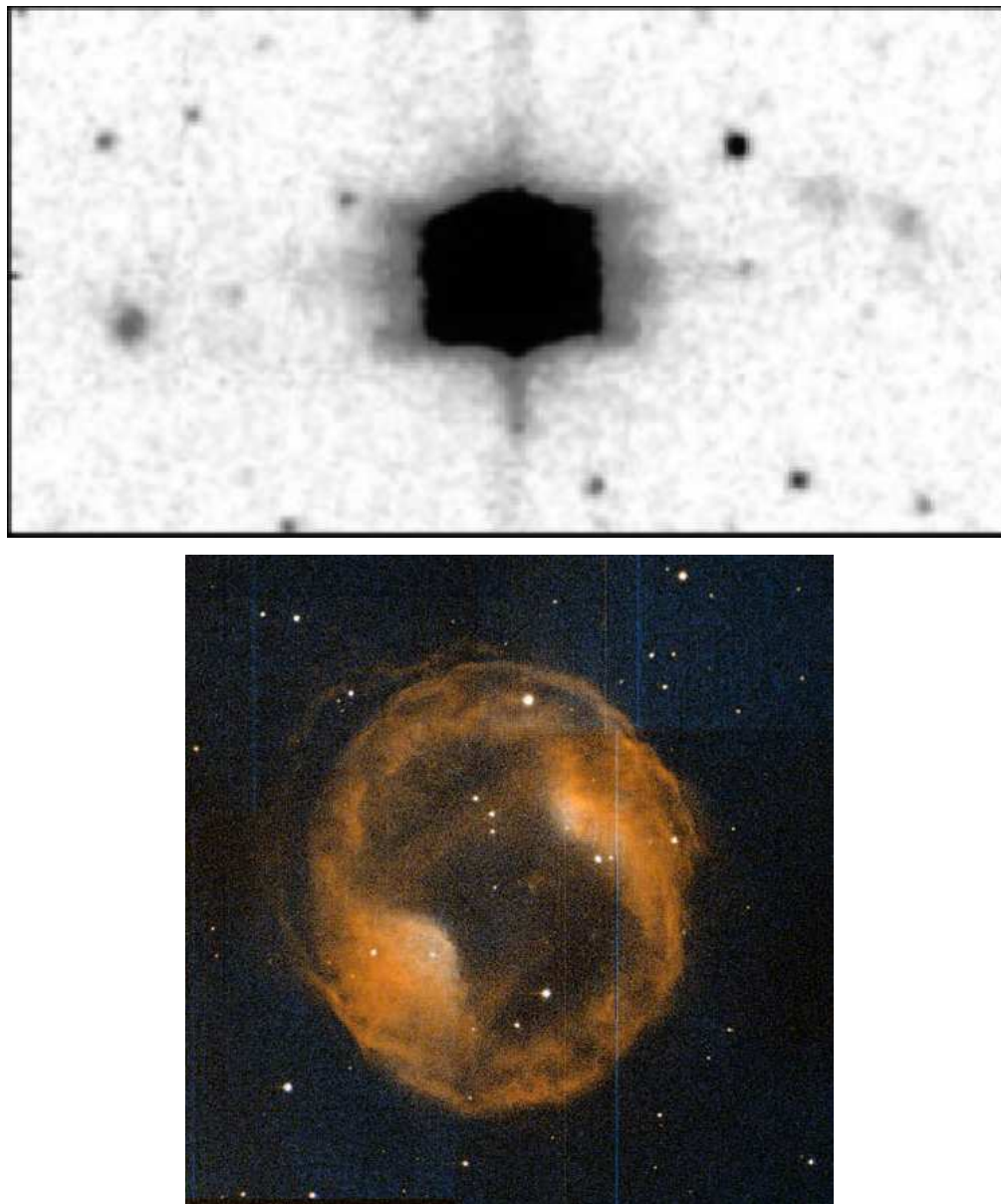


FIGURA A.8: Imágenes de IC 5217 (panel superior) y JnEr 1 (panel inferior) tomadas del catálogo PNIC. El tamaño angular en el visible de la región más brillante de los objetos es  $6.6''$  y  $380''$  respectivamente (Acker et al. 1992). La orientación es arbitraria.



FIGURA A.9: Imágenes de M 1-20 (panel superior) y M 1-42 (panel inferior) tomadas del catálogo PNIC. El tamaño angular en el visible de la región más brillante de los objetos es  $1.9''$  y  $9''$  respectivamente (Acker et al. 1992). La orientación es arbitraria.

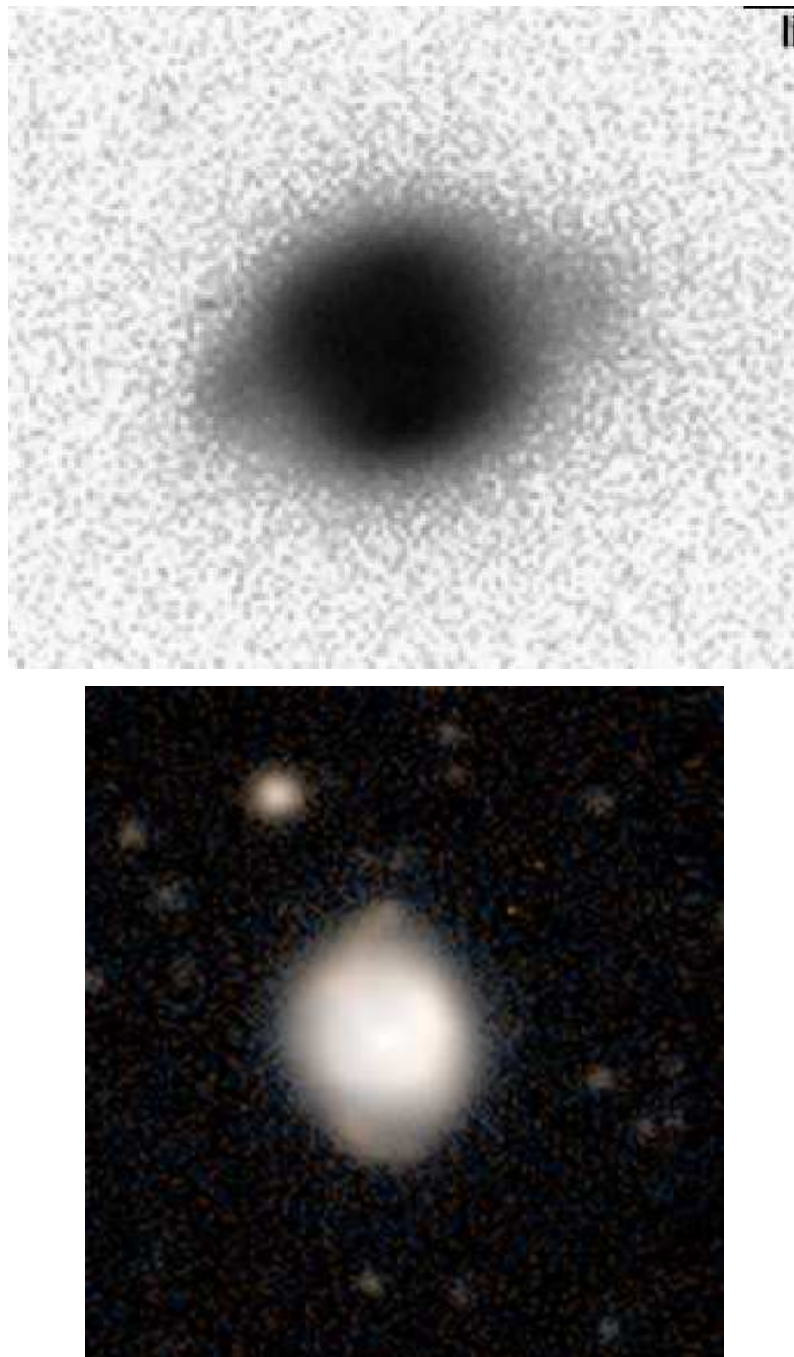


FIGURA A.10: Imágenes de M 1-73 (panel superior) y M 3-29 (panel inferior) tomadas del catálogo PNIC. El tamaño angular en el visible de la región más brillante de los objetos es  $5''$  y  $8.2''$  respectivamente (Acker et al. 1992). La orientación es arbitraria.

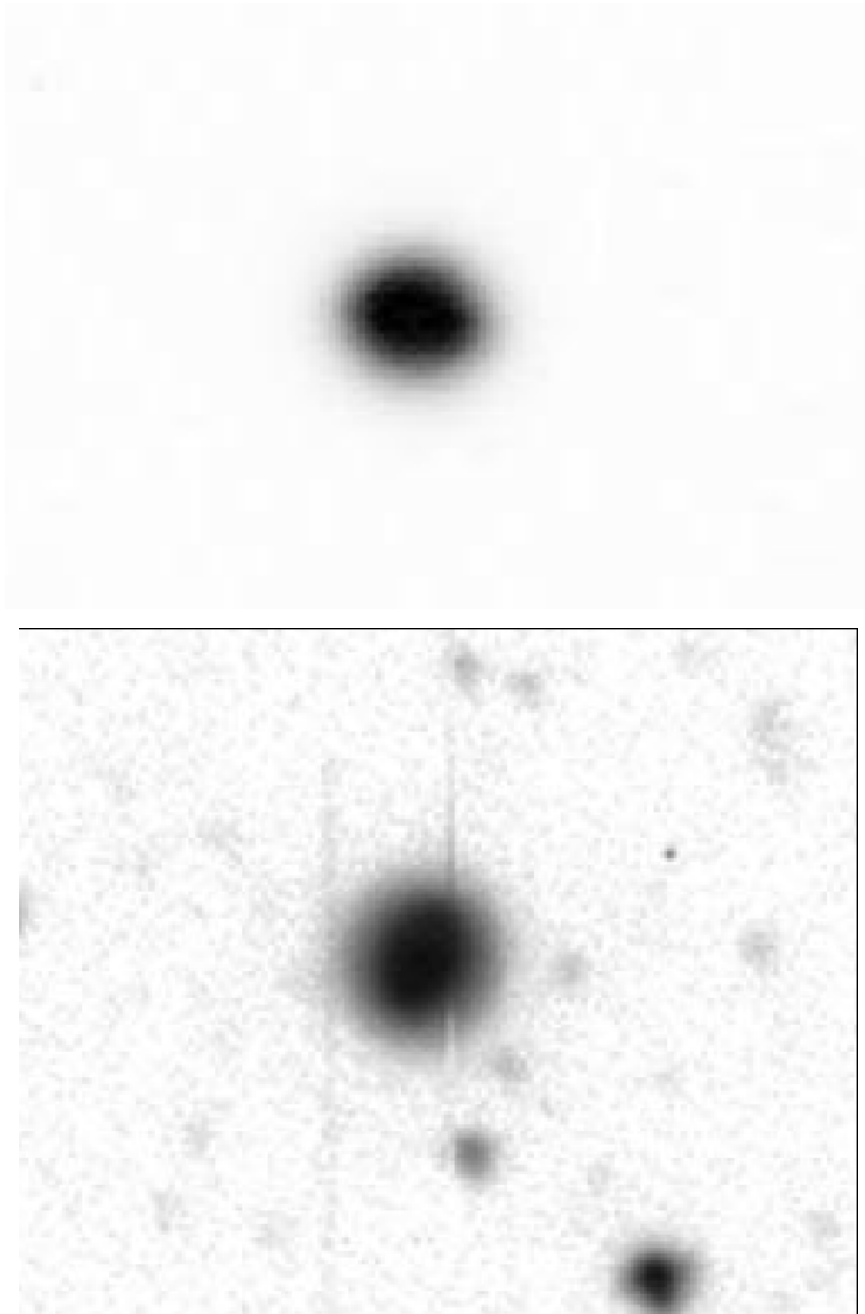


FIGURA A.11: Imágenes de M 3-32 (panel superior) y M 3-33 (panel inferior) tomadas del catálogo PNIC. El tamaño angular en el visible de la región más brillante de los objetos es  $6''$  y  $5''$  respectivamente (Acker et al. 1992). La orientación es arbitraria.



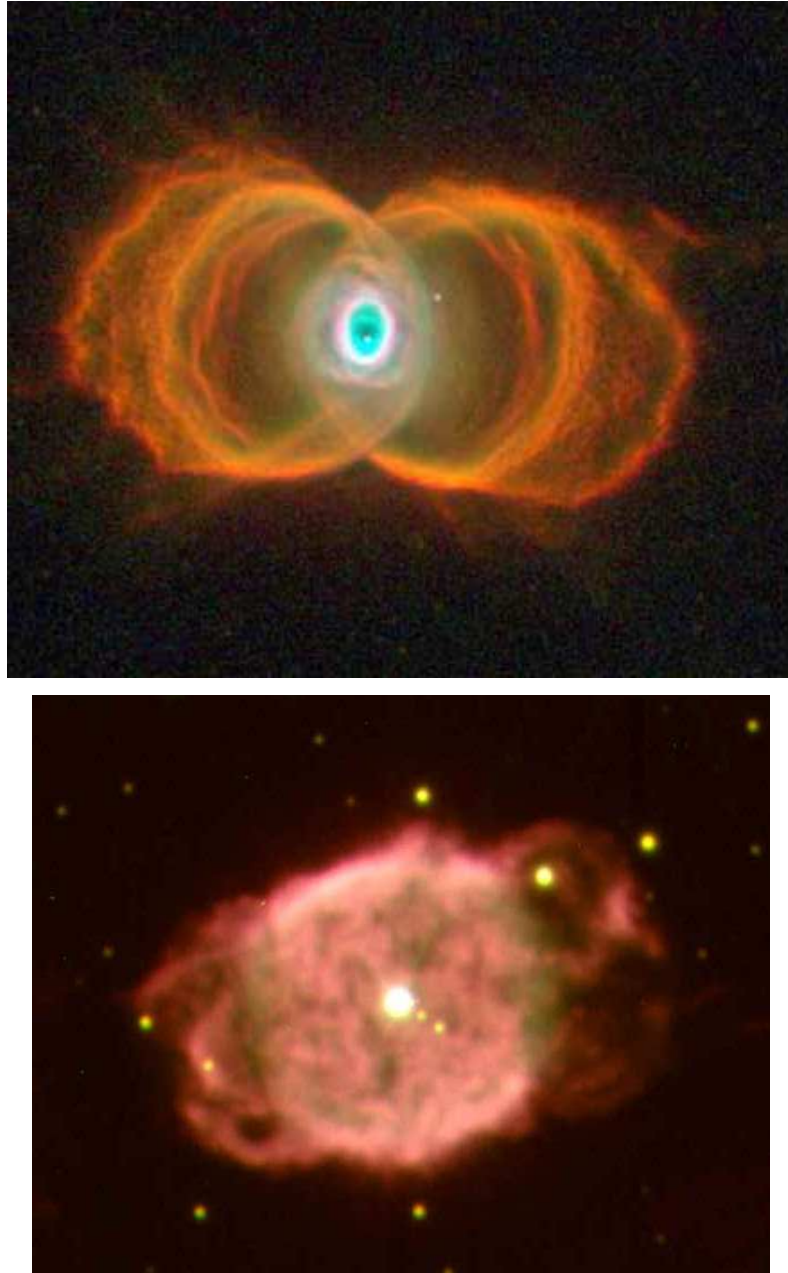


FIGURA A.12: Imágenes de MyCn 18 (panel superior) y NGC 40 (panel inferior) tomadas del catálogo PNIC. El tamaño angular en el visible de la región más brillante de los objetos es  $4''$  y  $48''$  respectivamente (Acker et al. 1992). La orientación es arbitraria.

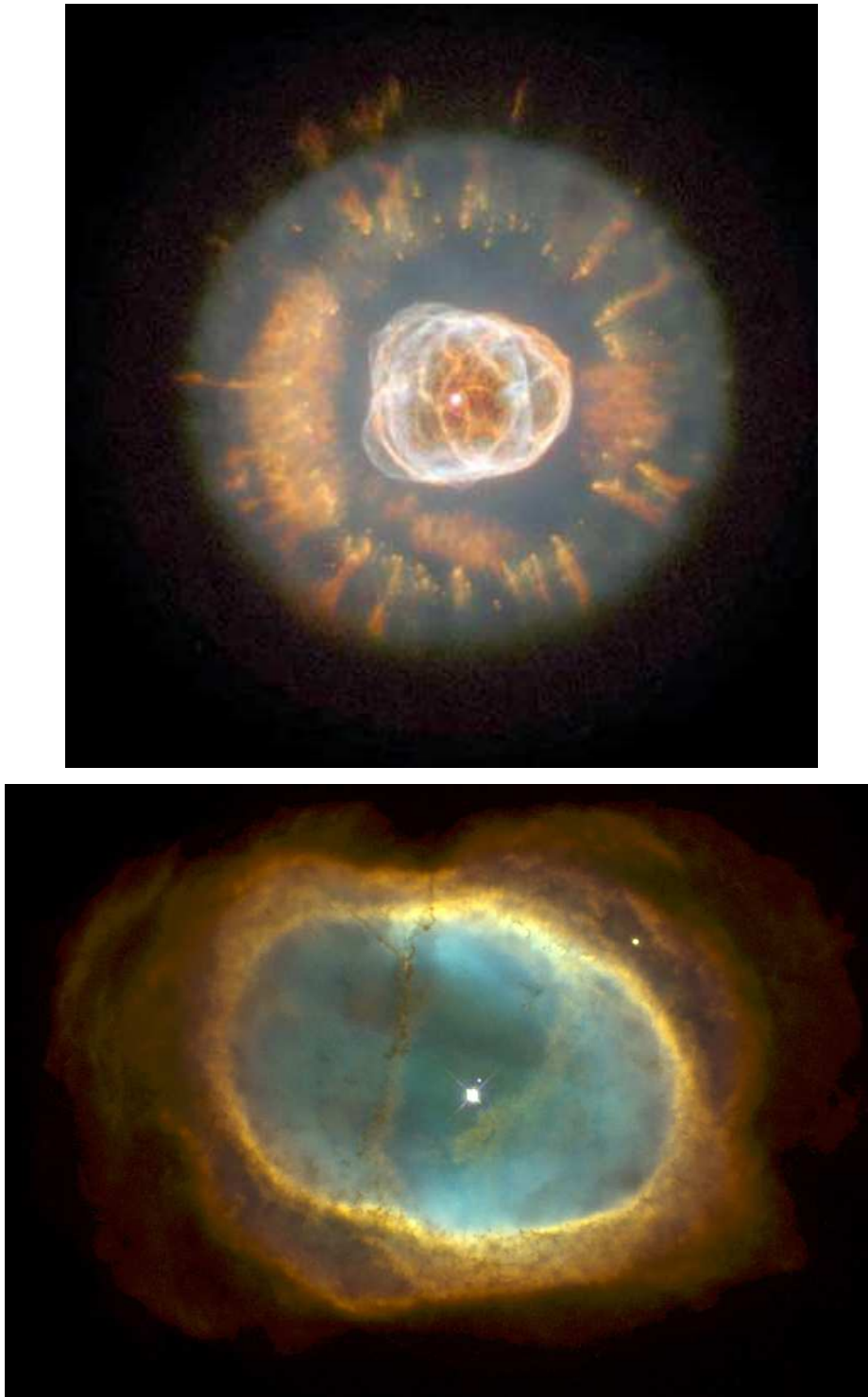


FIGURA A.13: Imágenes de NGC 2392 (panel superior) y NGC 3132 (panel inferior) tomadas del catálogo PNIC. El tamaño angular en el visible de la región más brillante de los objetos es  $19.5''$  y  $30''$  respectivamente (Acker et al. 1992). La orientación es arbitraria.





FIGURA A.14: Imágenes de NGC 3242 (panel superior) y NGC 3587 (panel inferior) tomadas del catálogo PNIC. El tamaño angular en el visible de la región más brillante de los objetos es  $25''$  y  $170''$  respectivamente (Acker et al. 1992). La orientación es arbitraria.



FIGURA A.15: Imágenes de NGC 3918 (panel superior) y NGC 5882 (panel inferior) tomadas del catálogo PNIC. El tamaño angular en el visible de la región más brillante de los objetos es  $19''$  y  $14''$  respectivamente (Acker et al. 1992). La orientación es arbitraria.

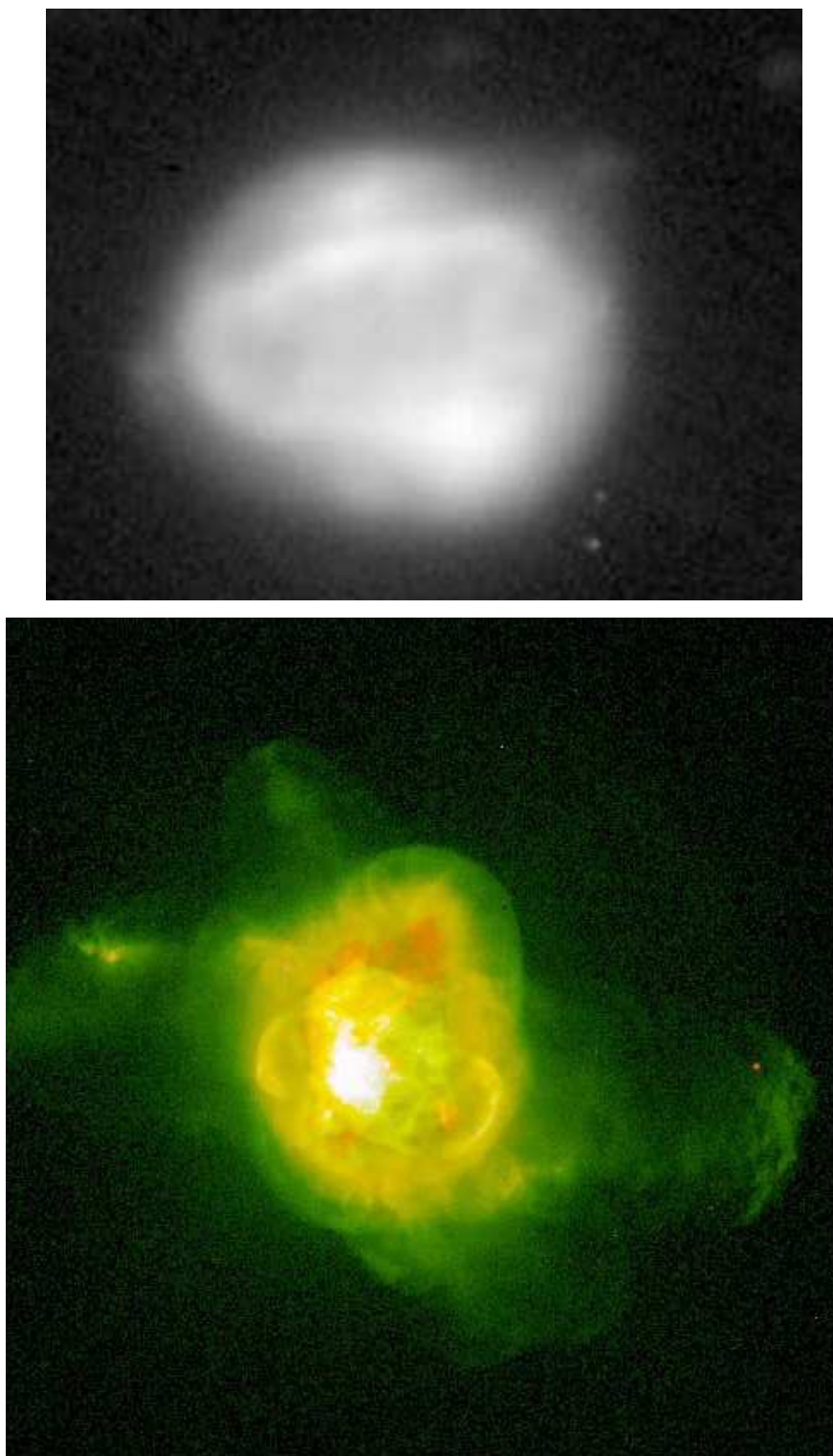


FIGURA A.16: Imágenes de NGC 6153 (panel superior) y NGC 6210 (panel inferior) tomadas del catálogo PNIC. El tamaño angular en el visible de la región más brillante de los objetos es  $24''$  y  $16.2''$  respectivamente (Acker et al. 1992). La orientación es arbitraria.

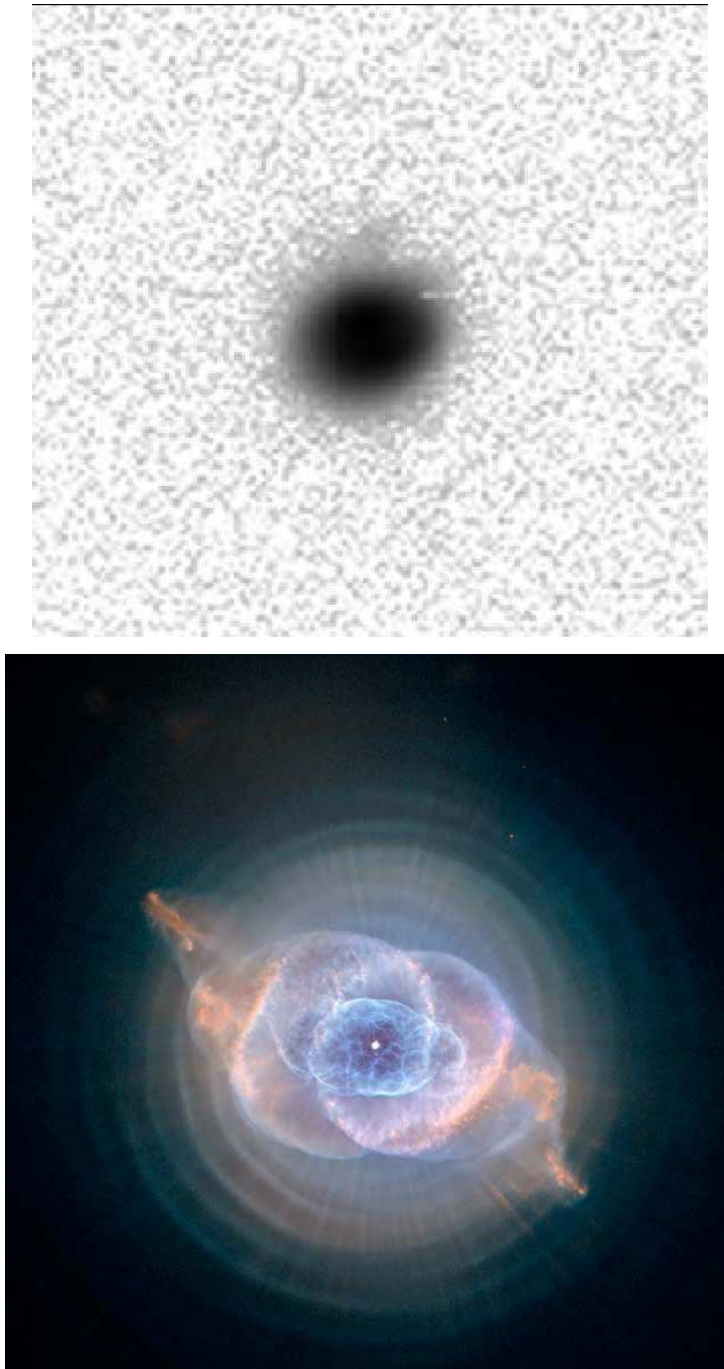


FIGURA A.17: Imágenes de NGC 6439 (panel superior) y NGC 6543 (panel inferior) tomadas del catálogo PNIC. El tamaño angular en el visible de la región más brillante de los objetos es  $5''$  y  $19.5''$  respectivamente (Acker et al. 1992).



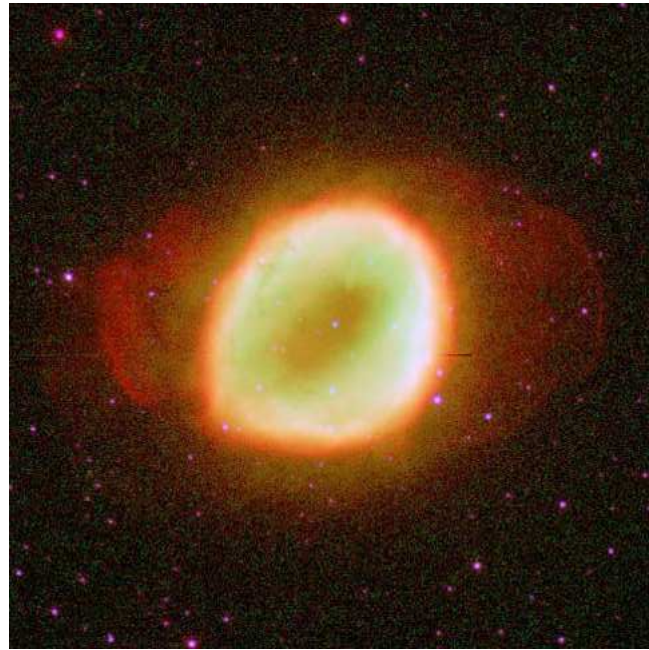


FIGURA A.18: Imágenes de NGC 6565 (panel superior) y NGC 6572 (panel inferior) tomadas del catálogo PNIC. El tamaño angular en el visible de la región más brillante de los objetos es  $13.6''$  y  $10.8''$  respectivamente (Acker et al. 1992). La orientación es arbitraria.



FIGURA A.19: Imágenes de NGC 6720 (panel superior) y NGC 6741 (panel inferior) tomadas del catálogo PNIC. El tamaño angular en el visible de la región más brillante de los objetos es  $76''$  y  $8''$  respectivamente (Acker et al. 1992). La orientación es arbitraria.

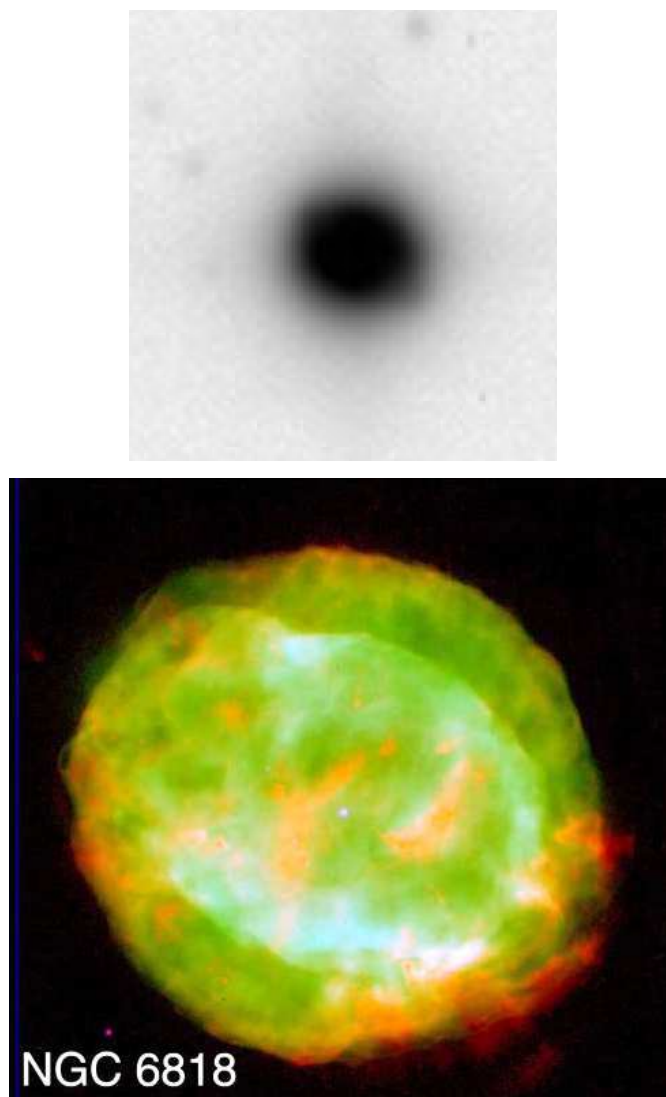


FIGURA A.20: Imágenes de NGC 6803 (panel superior) y NGC 6818 (panel inferior) tomadas del catálogo PNIC. El tamaño angular en el visible de la región más brillante de los objetos es  $5.5''$  y  $20''$  respectivamente (Acker et al. 1992). La orientación es arbitraria.

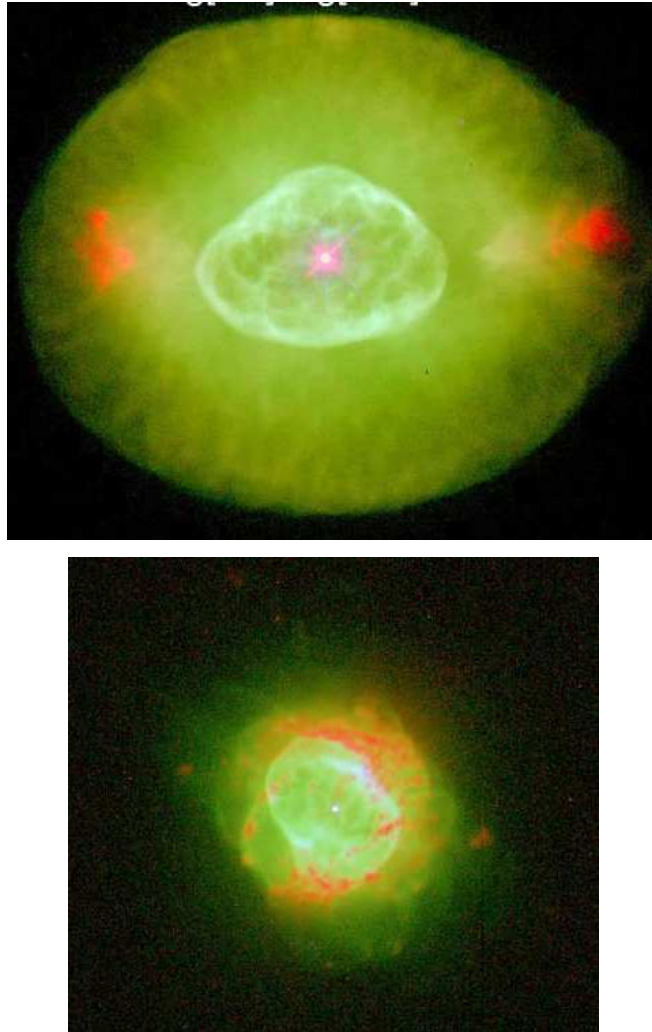


FIGURA A.21: Imágenes de NGC 6826 (panel superior) y NGC 6884 (panel inferior) tomadas del catálogo PNIC. El tamaño angular en el visible de la región más brillante de los objetos es  $5.5''$  y  $20''$  respectivamente (Acker et al. 1992). La orientación es arbitraria.



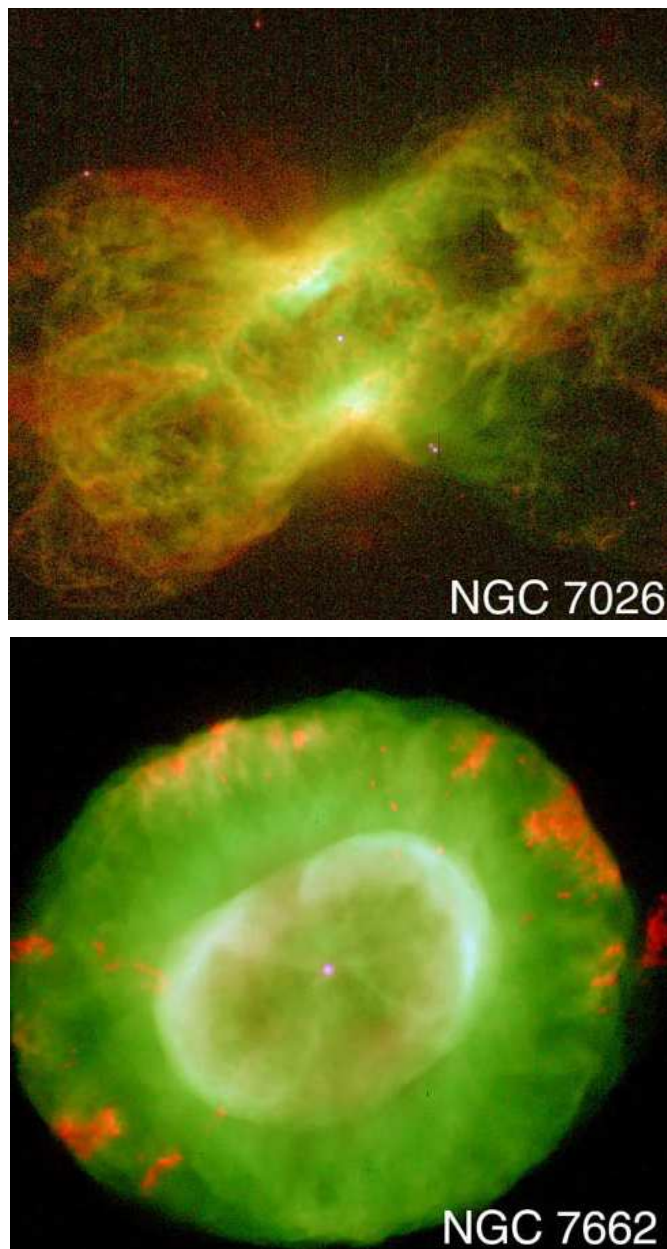


FIGURA A.22: Imágenes de NGC 7026 (panel superior) y NGC 7662 (panel inferior) tomadas del catálogo PNIC. El tamaño angular en el visible de la región más brillante de los objetos es  $20''$  y  $17''$  respectivamente (Acker et al. 1992). La orientación es arbitraria.



B

INTENSIDADES DE LAS LÍNEAS

TABLA B.1: IC 4593. Cocientes de líneas observados y corregidos de extinción respecto a  $I(\text{H}\beta) = 100$ .

$\lambda(\text{\AA})$	$\lambda_{\text{ob}}(\text{\AA})$	Ión	$I_{\text{ob}}(\lambda)$	$I(\lambda)$
3703.85	3705.02	H 16	$1.50 \pm 0.45$	$1.79 \pm 0.58$
3705.02	*	He I	*	*
3711.97	3712.73	H 15	$1.21 \pm 0.11$	$1.45 \pm 0.22$
3726.03	3727.28	[O II]	$42.07 \pm 2.4$	$50.3 \pm 6.6$
3728.82	*	[O II]	*	*
3770.63	3770.79	H 11	$3.64 \pm 0.23$	$4.33 \pm 0.57$
3797.90	3797.87	H 10	$2.85 \pm 0.18$	$3.38 \pm 0.44$
3819.61	3819.72	He I	$1.01 \pm 0.10$	$1.20 \pm 0.18$
3835.39	3835.63	H 9	$4.50 \pm 0.27$	$5.31 \pm 0.66$
3868.75	3869.01	[Ne III]	$27.7 \pm 1.6$	$32.6 \pm 4.0$
3888.65	3889.07	He I	$16.90 \pm 0.96$	$19.8 \pm 2.4$
3889.05	*	H 8	*	*
3967.46	3969.15	[Ne III]	$21.8 \pm 1.2$	$25.2 \pm 2.9$
3970.07	*	H 7	*	*
4009.22	4009.32	He I	$0.333 \pm 0.089$	$0.38 \pm 0.11$
4026.08	4026.58	N II	$1.47 \pm 0.11$	$1.69 \pm 0.20$
4026.21	*	He I	*	*
4101.74	4101.95	H 6	$22.4 \pm 1.3$	$25.4 \pm 2.6$
4132.80	4133.61	O II	$0.140 \pm 0.082$	$0.158 \pm 0.094$
4143.76	4144.24	He I	$0.339 \pm 0.094$	$0.38 \pm 0.11$
4153.30	4154.46	O II	$0.295 \pm 0.093$	$0.33 \pm 0.11$
4156.53	*	O II	*	*
4267.15	4267.65	C II	$0.416 \pm 0.095$	$0.46 \pm 0.11$
4340.47	4340.71	H 5	$43.0 \pm 2.4$	$46.9 \pm 3.8$
4363.21	4363.76	[O III]	$1.83 \pm 0.14$	$1.99 \pm 0.19$
4387.93	4388.48	He I	$0.542 \pm 0.088$	$0.59 \pm 0.10$
4471.49	4471.69	He I	$4.74 \pm 0.27$	$5.06 \pm 0.36$
4634.14	4634.90	N III	$0.713 \pm 0.057$	$0.740 \pm 0.061$
4640.64	4641.40	O II	$0.776 \pm 0.059$	$0.804 \pm 0.064$
4641.81	*	O II	*	*
4641.84	*	N III	*	*
4643.31	*	N II	*	*
4647.42	4648.18	C III	$0.739 \pm 0.058$	$0.764 \pm 0.062$
4649.13	*	O II	*	*
4650.25	4651.26	C III	$0.477 \pm 0.048$	$0.493 \pm 0.051$
4650.84	*	O II	*	*
4658.10	4659.02	[Fe III]	$0.692 \pm 0.056$	$0.714 \pm 0.060$
4661.63	4662.44	O II	$0.054 \pm 0.039$	$0.056 \pm 0.040$
4685.68	4685.03	He II	$0.418 \pm 0.052$	$0.430 \pm 0.054$
4701.62	4702.22	[Fe III]	$0.124 \pm 0.042$	$0.127 \pm 0.043$

Continúa en la siguiente hoja...

TABLA B.1 – continuación

$\lambda()$	$\lambda_{\text{ob}}()$	Ión	$I_{\text{ob}}(\lambda)$	$I(\lambda)$
4711.37	4711.37	[Ar IV]	$0.511 \pm 0.049$	$0.523 \pm 0.051$
4713.17	*	He I	*	*
4861.33	4861.27	H 4	$100.0 \pm 5.7$	$100.0 \pm 5.7$
4881.11	4880.92	[Fe III]	$0.118 \pm 0.039$	$0.118 \pm 0.039$
4890.86	4889.70	[Fe II]	$0.058 \pm 0.036$	$0.057 \pm 0.036$
	4891.72	O II	*	*
4906.83	4905.34	[Fe II]	$0.104 \pm 0.047$	$0.103 \pm 0.046$
*	4907.03	O II	*	*
4921.93	4922.00	He I	$1.444 \pm 0.097$	$1.431 \pm 0.096$
4958.91	4958.77	[O III]	$197 \pm 11$	$194 \pm 11$
5006.84	5006.67	[O III]	$555 \pm 31$	$544 \pm 32$
5015.68	5015.99	He I	$1.043 \pm 0.066$	$1.020 \pm 0.066$
5047.74	5047.65	He I	$0.184 \pm 0.031$	$0.179 \pm 0.031$
5191.82	5191.88	[Ar III]	$0.086 \pm 0.032$	$0.072 \pm 0.030$
5270.40	5268.77	[Fe III]	$0.338 \pm 0.047$	$0.320 \pm 0.046$
5517.66	5516.59	[Cl III]	$0.416 \pm 0.049$	$0.384 \pm 0.048$
5537.60	5536.91	[Cl III]	$0.340 \pm 0.044$	$0.313 \pm 0.044$
5666.63	5666.31	N II	$0.122 \pm 0.037$	$0.108 \pm 0.032$
5754.60	5754.84	[N II]	$0.162 \pm 0.038$	$0.143 \pm 0.034$
5875.66	5876.27	He I	$17.6 \pm 1.2$	$15.30 \pm 0.84$
6300.34	6299.44	[O I]	$0.162 \pm 0.052$	$0.137 \pm 0.044$
6312.10	6312.66	[S III]	$0.905 \pm 0.072$	$0.761 \pm 0.060$
6548.10	6548.62	[N II]	$4.33 \pm 0.19$	$3.58 \pm 0.15$
6562.77	6563.02	H 3	$346 \pm 15$	$286 \pm 12$
6583.50	6583.67	[N II]	$12.63 \pm 0.54$	$10.41 \pm 0.44$
6678.16	6678.26	He I	$5.09 \pm 0.22$	$4.17 \pm 0.18$
6716.44	6716.58	[S II]	$0.740 \pm 0.042$	$0.604 \pm 0.034$
6730.82	6730.96	[S II]	$1.030 \pm 0.053$	$0.841 \pm 0.042$
7065.25	7064.63	He I	$4.97 \pm 0.28$	$3.95 \pm 0.20$
7135.80	7135.10	[Ar III]	$11.96 \pm 0.72$	$9.47 \pm 0.48$
7280.76	7280.76	He I	$0.941 \pm 0.059$	$0.737 \pm 0.046$
7318.92	7319.09	[O II]	$1.71 \pm 0.12$	$1.32 \pm 0.08$
7329.67	7329.85	[O II]	$1.33 \pm 0.10$	$1.03 \pm 0.07$
$c(\text{H}\beta) = 0.24 \pm 0.16$				
$I_{\text{ob}}(\text{H}\beta) = 4.462 \times 10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$				
$I(\text{H}\beta) = 7.754 \times 10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$				
Ventana de extracción = $2'' \times 15''$				

TABLA B.2: JnEr 1. Cocientes de líneas observados y corregidos de extinción respecto a  $I(\text{H}\beta) = 100$ .

$\lambda()$	$\lambda_{\text{ob}}()$	Ión	$I_{\text{ob}}(\lambda)$	$I(\lambda)$
3711.97	3710.54	H 15	117±25	151±48
3726.03	3727.29	[O II]	608±54	783±193
3728.82	*	[O II]	*	*
3734.37	3734.05	H 13	41±13	53±21
3756.10	3758.73	He I	28.7±7.7	37±13
3797.90	3798.16	H 10	29.8±8.8	38±14
3868.75	3868.09	[Ne III]	98±13	122±30
3967.46	3967.98	[Ne III]	39±11	48±16
3970.07	*	H 7	*	*
4083.90	4083.61	O II	16.6±3.8	20.0±5.6
4085.11	*	O II	*	*
4101.74	4102.56	H 6	34.0±5.4	40.7±9.3
4340.63	4340.60	H 5	41.4±3.4	46.8±6.5
4363.21	4361.65	[O III]	5.1±1.3	5.7±1.6
4471.50	4471.77	He I	9.7±1.8	10.6±2.2
4487.72	4487.61	O II	2.1±1.2	2.3±1.3
4488.20	*	O II	*	*
4489.49	*	O II	*	*
4609.44	4610.27	O II	2.81±0.67	2.98±0.73
4610.20	*	O II	*	*
4658.10	4659.44	[Fe III]	2.34±0.75	2.45±0.79
4661.63	*	O II	*	*
4685.68	4685.80	He II	20.1±1.6	20.9±1.8
4711.37	4713.69	He I	2.23±0.84	2.31±0.87
4713.17	*	[Ar IV]	*	*
4740.17	4740.05	[Ar IV]	5.4±1.1	5.6±1.1
4861.33	4861.00	H 4	100.0±6.3	100.0±6.3
4958.91	4958.51	[O III]	159.9±9.7	157±10
5006.84	5006.36	[O III]	456±27	443±29
5197.90	5198.36	[N I]	11.60±0.89	10.9±1.0
5200.26	*	[N I]	*	*
5411.52	5411.90	He II	3.69±0.95	3.22±0.72
5537.60	5537.27	[Cl III]	0.75±0.37	0.66±0.33
5754.60	5754.17	[N II]	11.5±1.7	9.6±1.2
5875.66	5875.66	He I	34.5±3.9	28.3±2.5
6300.34	6302.66	[O I]	33±3	26.0±2.0
6312.10	6309.84	[S III]	7.65±1.3	6.0±1.0
6310.80	*	He II	*	*
6363.78	6366.14	[O II]	11.9±1.4	9.2±1.1
6548.10	6547.97	[N II]	285±13	217±9.7

Continúa en la siguiente hoja...

TABLA B.2 – continuación

$\lambda()$	$\lambda_{\text{ob}}()$	Ión	$I_{\text{ob}}(\lambda)$	$I(\lambda)$
6562.77	6562.80	H 3	376±17	286±13
6583.50	6583.36	[N II]	873±38	664±29
6678.16	6678.16	He I	10.0±1.1	7.54±0.82
6716.44	6716.49	[S II]	36.4±2.2	27.3±1.6
6730.82	6731.01	[S II]	28.8±1.9	21.6±1.4
7065.25	7063.95	He I	5.6±1.4	4.1±1.0
7135.64	7135.02	[Ar III]	29.7±3.6	21.3±2.3
7319.99	7318.65	[O III]	30±14	21.1±9.6
7330.73	7331.29	[O III]	16±12	11.6±8.0
$c(\text{H}\beta) = 0.34 \pm 0.31$				
$I_{\text{ob}}(\text{H}\beta) = 3.663 \times 10^{-14} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$				
$I(\text{H}\beta) = 8.014 \times 10^{-14} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$				
Ventana de extracción = 2'' × 42''				

TABLA B.3: NGC 2392. Cocientes de líneas observados y corregidos de extinción respecto a  $I(\text{H}\beta) = 100$ .

$\lambda()$	$\lambda_{\text{ob}}()$	Ión	$I_{\text{ob}}(\lambda)$	$I(\lambda)$
3967.46	3969.71	[Ne III]	34.3±2.0	42.06±7.4
3970.07	*	H 7	*	*
4068.60	4070.93	[S II]	1.89±0.18	2.27±0.40
4101.74	4103.09	H 6	21.3±1.2	25.3±3.9
4120.84	4119.10	He I	1.29±0.19	1.53±0.31
4121.46	*	O II	*	*
4143.76	4145.07	He I	0.72±0.17	0.84±0.23
4227.74	4229.36	N II	0.38±0.14	0.44±0.17
4340.47	4341.71	H 5	41.6±2.4	46.9±5.3
4363.21	4364.54	[O III]	16.74±0.95	18.8±2.0
4465.41	4467.08	O II	0.77±0.08	0.84±0.10
4466.42	*	O II	*	*
4471.49	4472.94	He I	2.70±0.17	2.95±0.28
4518.15	4516.85	N III	1.51±0.11	1.63±0.16
4638.86	4637.25	N III	3.55±0.21	3.72±0.26
4641.81	4643.39	O II	2.02±0.13	2.12±0.16
4641.84	*	N III	*	*
4643.08	*	N II	*	*
4658.10	4659.23	[Fe III]	2.33±0.15	2.44±0.18
4676.24	4678.39	O II	0.650±0.070	0.676±0.076

Continúa en la siguiente hoja...

TABLA B.3 – continuación

$\lambda()$	$\lambda_{\text{ob}}()$	Ión	$I_{\text{ob}}(\lambda)$	$I(\lambda)$
4685.68	4686.99	He II	30.8±1.8	32.0±2.1
4701.62	4703.67	[Fe III]	0.515±0.069	0.533±0.073
4711.37	4713.07	[Ar IV]	1.96±0.13	2.03±0.15
4713.17	*	He I	*	*
4740.17	4740.81	[Ar III]	1.30±0.097	1.33±0.10
4754.72	4756.13	[Fe III]	0.337±0.062	0.335±0.064
4861.33	4862.53	H 4	100.0±5.7	100.0±5.7
4881.11	4882.58	[Fe III]	0.703±0.072	0.700±0.071
4906.83	4907.85	O II	0.195±0.052	0.194±0.052
4921.93	4923.67	He I	0.240±0.057	0.862±0.080
4958.91	4960.14	[O III]	358±20	351±21
5006.84	5008.17	[O III]	1065±60	1035±63
5159.44	5159.12	[Fe II]	0.219±0.030	0.207±0.030
5270.40	5270.83	[Fe III]	1.209±0.076	1.123±0.098
5411.52	5412.22	He I	1.95±0.12	1.77±0.17
5517.66	5518.18	[Cl III]	0.79±0.06	0.71±0.08
5537.60	5538.29	[Cl III]	0.66±0.05	0.59±0.070
5679.56	5680.88	N II	0.36±0.28	0.11±0.24
5754.60	5757.09	[N II]	2.67±0.30	2.24±0.19
5875.66	5878.32	He I	14.3±1.4	11.80±0.86
6300.34	6303.56	[O I]	1.61±0.29	1.27±0.23
6312.10	6314.86	[S III]	4.21±0.23	3.32±0.16
6363.78	6367.24	[O I]	0.68±0.06	0.53±0.46
6548.10	6551.06	[N II]	41.1±1.8	31.6±1.3
6562.77	6565.53	H 3	372±16	286±12
6583.50	6586.40	[N II]	118±5	90.8±3.8
6678.16	6680.96	He I	3.85±0.18	3.05±0.14
6716.44	6719.44	[S II]	9.09±0.43	6.88±0.31
6730.82	6733.80	[S II]	13.19±0.63	9.96±0.45
7065.25	7067.87	He I	3.26±0.25	2.38±0.15
7135.80	7138.20	[Ar III]	17.2±1.4	12.50±0.80
7281.35	7284.05	He I	0.810±0.098	0.582±0.060
7319.99	7322.22	[O II]	5.38±0.55	3.83±0.29
7330.73	7333.22	[O II]	4.28±0.44	3.04±0.24
$c(\text{H}\beta) = 0.33 \pm 0.27$				
$I_{\text{ob}}(\text{H}\beta) = 6.458 \times 10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$				
$I(\text{H}\beta) = 1.381 \times 10^{-12}$				
Ventana de extracción = 2'' × 14''				



TABLA B.4: NGC 3587. Cocientes de líneas observados y corregidos de extinción respecto a  $I(\text{H}\beta) = 100$ .

$\lambda(\text{\AA})$	$\lambda_{\text{ob}}(\text{\AA})$	Ión	$I_{\text{ob}}(\lambda)$	$I(\lambda)$
3726.03	3726.58	[O II]	$266 \pm 27$	$306 \pm 75$
3728.82	*	[O II]		
3868.75	3871.08	[Ne III]	$81 \pm 5$	$92 \pm 20$
3888.65	3890.82	H 8	$23 \pm 2$	$26 \pm 6$
3889.05	*	He I	*	*
3967.46	3970.63	[Ne III]	$43 \pm 3$	$48 \pm 9$
4101.74	4103.85	H 6	$24.8 \pm 1.6$	$27 \pm 5$
4340.47	4342.68	H 5	$44 \pm 3$	$47 \pm 6$
4363.21	4365.27	[O III]	$7.99 \pm 0.55$	$8.45 \pm 0.96$
4471.50	4473.72	He I	$4.91 \pm 0.41$	$5.12 \pm 0.55$
4514.90	4515.34	[Fe II]	$0.69 \pm 0.17$	$0.71 \pm 0.18$
4514.86	*	N III	*	*
4641.81	4644.15	O II	$0.65 \pm 0.18$	$0.67 \pm 0.19$
4641.84	*	N III	*	*
4643.08	*	N II	*	*
4685.68	4687.92	He II	$16.4 \pm 1.0$	$16.7 \pm 1.2$
4701.62	4702.56	[Fe III]	$0.14 \pm 0.16$	$0.14 \pm 0.16$
4711.37	4713.86	[Ar IV]	$1.13 \pm 0.22$	$1.15 \pm 0.23$
4713.17	*	He I	*	*
4740.17	4743.35	[Ar IV]	$0.34 \pm 0.18$	$0.35 \pm 0.18$
4861.33	4863.37	H 4	$100.0 \pm 5.8$	$100.0 \pm 5.8$
4921.93	4923.76	He I	$1.07 \pm 0.15$	$1.06 \pm 0.15$
4958.91	4960.98	[O III]	$299 \pm 17$	$296 \pm 18$
5006.84	5008.87	[O III]	$850 \pm 49$	$838 \pm 52$
5411.52	5413.44	He II	$1.14 \pm 0.16$	$1.09 \pm 0.17$
5517.66	5515.71	[Cl III]	$0.77 \pm 0.18$	$0.72 \pm 0.15$
5537.60	5536.92	[Cl III]	$0.89 \pm 0.21$	$0.82 \pm 0.17$
5754.60	5753.06	[N II]	$2.37 \pm 0.32$	$2.17 \pm 0.24$
5875.66	5874.38	He I	$13.3 \pm 1.3$	$12.09 \pm 0.90$
6300.34	6298.11	[O I]	$8.48 \pm 0.52$	$7.56 \pm 0.43$
6310.80	6311.24	He II	$1.70 \pm 0.19$	$1.52 \pm 0.17$
6312.10	*	[S III]	*	*
6363.78	6361.78	[O I]	$2.76 \pm 0.23$	$2.45 \pm 0.20$
6548.10	6546.50	[N II]	$46 \pm 2$	$40.9 \pm 1.8$
6562.77	6561.26	H 3	$325 \pm 14$	$286.3 \pm 12.3$
6583.50	6581.87	[N II]	$136 \pm 6$	$119.2 \pm 5.1$
6678.16	6676.58	He I	$3.75 \pm 0.21$	$3.27 \pm 0.18$
6716.44	6714.74	[S II]	$25.9 \pm 1.2$	$22.60 \pm 1.02$
6730.82	6729.11	[S II]	$18.74 \pm 0.91$	$16.36 \pm 0.75$
7065.25	7063.38	He I	$2.19 \pm 0.24$	$1.88 \pm 0.18$

Continúa en la siguiente hoja...

TABLA B.4 – continuación

$\lambda()$	$\lambda_{\text{ob}}()$	Ión	$I_{\text{ob}}(\lambda)$	$I(\lambda)$
7135.80	7133.55	[Ar III]	$15.6 \pm 1.4$	$13.3 \pm 0.89$
$c(\text{H}\beta) = 0.16 \pm 0.26$				
$I_{\text{ob}}(\text{H}\beta) = 3.629 \times 10^{-13} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$				
$I(\text{H}\beta) = 5.246 \times 10^{-13} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$				
Extraction window = $2'' \times 42''$				

TABLA B.5: NGC 6210. Cocientes de líneas observados y corregidos de extinción respecto a  $I(\text{H}\beta) = 100$ .

$\lambda()$	$\lambda_{\text{ob}}()$	Ión	$I_{\text{ob}}(\lambda)$	$I(\lambda)$
3679.36	3678.99	H 21	$0.82 \pm 0.55$	$0.94 \pm 0.65$
3682.81	*	H 20	*	*
3703.86	3703.35	H 16	$3.19 \pm 0.20$	$3.68 \pm 0.50$
3705.02	*	He I	*	*
3711.97	3710.81	H 15	$1.26 \pm 0.11$	$1.45 \pm 0.22$
3726.03	3726.58	[O II]	$34.7 \pm 2.0$	$39.9 \pm 5.3$
3728.82	*	[O II]	*	*
3734.37	3734.36	H 13	$1.65 \pm 0.12$	$1.90 \pm 0.26$
3750.15	3749.37	H 12	$2.73 \pm 0.19$	$3.13 \pm 0.42$
3756.10	3756.41	He I	$1.17 \pm 0.11$	$1.35 \pm 0.20$
3757.21	*	O III	*	*
3770.63	3770.16	H 11	$3.84 \pm 0.25$	$4.41 \pm 0.58$
3797.90	3797.04	H 10	$4.26 \pm 0.26$	$4.88 \pm 0.63$
3819.62	3818.55	He I	$1.10 \pm 0.11$	$1.26 \pm 0.19$
3835.39	3834.65	H 9	$6.78 \pm 0.40$	$7.73 \pm 0.97$
3856.02	3857.28	Si II	$0.40 \pm 0.08$	$0.46 \pm 0.10$
3856.13	*	O II	*	*
3868.75	3868.05	[Ne III]	$75.9 \pm 4.3$	$86 \pm 10$
3888.65	3888.18	H 8	$17.8 \pm 1.0$	$20.2 \pm 2.4$
3889.05	*	He I	*	*
3907.46	3908.76	O II	$0.145 \pm 0.058$	$0.164 \pm 0.068$
3918.98	3917.87	C II	$0.252 \pm 0.072$	$0.285 \pm 0.087$
3920.68	*	C II	*	*
3967.46	3967.66	[Ne III]	$39.8 \pm 2.3$	$44.7 \pm 5.1$
3970.07	*	H 7	*	*
4009.26	4008.78	He I	$0.701 \pm 0.081$	$0.78 \pm 0.12$
4026.21	4025.47	He I	$2.47 \pm 0.16$	$2.75 \pm 0.31$
4068.60	4068.56	[S II]	$1.54 \pm 0.11$	$1.71 \pm 0.19$

Continúa en la siguiente hoja...

TABLA B.5 – continuación

$\lambda()$	$\lambda_{\text{ob}}()$	Ión	$I_{\text{ob}}(\lambda)$	$I(\lambda)$
4069.89	*	O II	*	*
4072.16	4075.60	O II	0.681±0.076	0.76±0.11
4075.86	*	O II	*	*
4076.35	*	[S II]	*	*
4083.90	4083.58	O II	0.066±0.038	0.073±0.043
4085.11	*	O II	*	*
4087.15	4088.47	O II	0.194±0.048	0.215±0.056
4089.29	*	O II	*	*
4092.93	*	O II	*	*
4101.74	4101.01	H 6	25.1±1.4	27.8±2.8
4120.84	4119.33	He I	0.275±0.061	0.304±0.072
4143.76	4144.06	He I	0.529±0.063	0.582±0.084
4257.80	4259.57	Ne II	0.154±0.058	0.167±0.063
4267.15	4265.90	C II	0.610±0.071	0.659±0.089
4275.55	4275.35	O II	0.193±0.048	0.208±0.054
4276.75	*	O II	*	*
4283.73	4285.33	O II	0.110±0.026	0.118±0.030
4285.69	*	O II	*	*
4315.40	4316.52	O II	0.283±0.038	0.304±0.045
4315.83	*	O II	*	*
4317.14	*	O II	*	*
4340.47	4339.84	H 5	43.7±2.5	46.8±3.8
4363.21	4362.56	[O III]	5.95±0.34	6.35±0.50
4379.11	4377.94	N III	0.094±0.028	0.10±0.030
4379.55	*	Ne II	*	*
4387.93	4387.65	He I	0.646±0.050	0.688±0.064
4391.94	*	Ne II	*	*
4409.30	4407.75	Ne II	0.100±0.029	0.106±0.031
4413.11	4412.70	Ne II	0.077±0.029	0.081±0.031
4413.22	*	Ne II	*	*
4413.78	*	[Fe II]	*	*
4414.90	*	O II	*	*
4428.54	4427.57	Ne II	0.158±0.033	0.168±0.035
4430.94	*	Ne II	*	*
4457.05	4455.12	Ne II	0.076±0.033	0.080±0.035
4457.24	*	Ne II	*	*
4465.41	4464.00	O II	0.065±0.030	0.068±0.031
4471.50	4470.81	He I	5.22±0.30	5.49±0.39
4571.10	4571.64	Mg I]	0.188±0.038	0.195±0.040
4630.54	4634.30	N II	0.466±0.039	0.480±0.042
4634.14	*	N III	*	*
4638.86	4640.29	O II	1.104±0.072	1.135±0.078

Continúa en la siguiente hoja...

TABLA B.5 – continuación

$\lambda()$	$\lambda_{\text{ob}}()$	Ión	$I_{\text{ob}}(\lambda)$	$I(\lambda)$
4640.64	*	N III	*	*
4641.81	*	O II	*	*
4649.13	4648.54	O II	0.751±0.058	0.771±0.062
4650.84	*	O II	*	*
4658.10	4658.80	[Fe III]	0.397±0.045	0.407±0.047
4661.63	*	O II	*	*
4673.73	4673.26	O II	0.174±0.036	0.178±0.038
4676.21	*	O II	*	*
4685.68	4684.94	He II	2.27±0.14	2.32±0.14
4696.35	4695.34	O II	0.042±0.022	0.043±0.022
4699.22	*	O II	*	*
4701.59	*	[Fe III]	*	*
4711.37	4711.00	[Ar IV]	2.09±0.13	2.13±0.13
4713.17	*	He I	*	*
4740.17	4739.25	[Ar IV]	1.563±0.098	1.59±0.10
4777.88	4779.30	[Fe III]	0.065±0.027	0.066±0.028
4783.34	4786.29	O IV	0.073±0.029	0.074±0.030
4785.90	*	C IV	*	*
4788.13	*	N II	*	*
4861.33	4860.16	H 4	100.0±5.7	100.0±5.7
4881.11	4883.96	[Fe III]	0.0316±0.024	0.032±0.024
4921.93	4920.77	He I	1.492±0.093	1.482±0.093
4924.53	*	O II	*	*
4931.80	4931.37	[O III]	0.558±0.049	0.554±0.049
4958.91	4957.53	[O III]	346±20	342±20
5006.84	5005.38	[O III]	985±56	968±57
5047.74	5046.44	He I	0.154±0.015	0.151±0.015
5191.82	5189.29	[Ar III]	0.054±0.012	0.053±0.012
5197.90	5197.10	[N I]	0.127±0.014	0.123±0.014
5200.26	*	[N I]	*	*
5342.38	5341.23	C II	0.016±0.010	0.0157±0.0099
5411.52	5410.37	He II	0.135±0.015	0.127±0.016
5517.66	5515.53	[Cl III]	0.346±0.024	0.325±0.029
5537.60	5535.62	[Cl III]	0.415±0.028	0.389±0.034
5754.60	5753.91	[N II]	0.527±0.035	0.457±0.034
5801.51	5800.08	C IV	0.111±0.019	0.096±0.017
5812.14	5810.49	C IV	0.110±0.019	0.095±0.017
5875.66	5874.48	He I	18.20±0.91	15.67±0.86
5931.78	5931.30	N II	0.0581±0.0097	0.0498±0.0084
5941.65	5942.91	N II	0.036±0.011	0.0308±0.0091
6036.70	6036.99	He II	0.0010±0.0085	0.0087±0.0072
6101.83	6100.16	[K IV]	0.101±0.013	0.086±0.011

Continúa en la siguiente hoja...

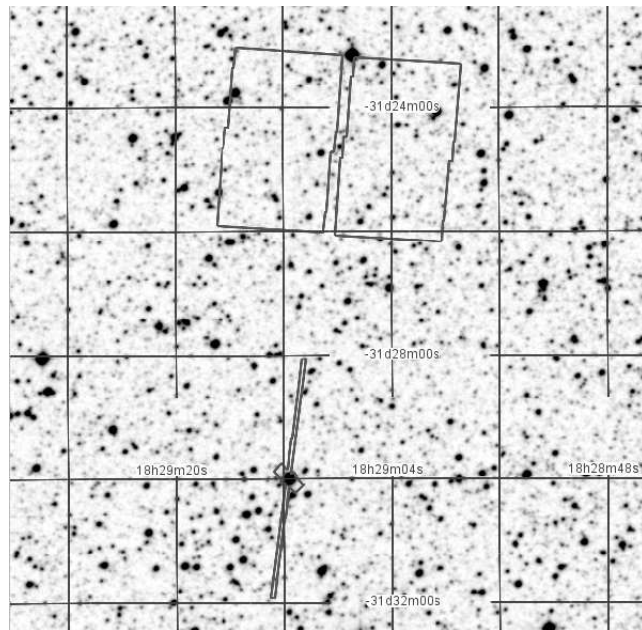
TABLA B.5 – continuación

$\lambda()$	$\lambda_{\text{ob}}()$	Ión	$I_{\text{ob}}(\lambda)$	$I(\lambda)$
6157.42	6158.36	Ni II	$0.0214 \pm 0.0093$	$0.0181 \pm 0.0078$
6157.60	*	[Mn V]	*	*
6300.30	6299.32	[O I]	$2.66 \pm 0.14$	$2.23 \pm 0.10$
6312.10	6310.85	[S III]	$1.322 \pm 0.069$	$1.108 \pm 0.052$
6310.80	*	He II	*	*
6363.78	6362.80	[O I]	$0.888 \pm 0.048$	$0.742 \pm 0.036$
6461.95	6460.37	C II	$0.081 \pm 0.014$	$0.067 \pm 0.012$
6548.10	6546.89	[N II]	$8.75 \pm 0.44$	$7.24 \pm 0.31$
6562.77	6561.29	H 3	$345 \pm 17$	$284.9 \pm 12.1$
6583.50	6582.05	[N II]	$23.7 \pm 1.2$	$19.57 \pm 0.83$
6678.16	6676.48	He I	$5.18 \pm 0.26$	$4.25 \pm 0.19$
6716.44	6714.88	[S II]	$2.80 \pm 0.15$	$2.30 \pm 0.11$
6730.82	6729.20	[S II]	$4.64 \pm 0.24$	$3.80 \pm 0.17$
7065.25	7062.96	He I	$6.19 \pm 0.31$	$4.97 \pm 0.25$
7135.80	7133.30	[Ar III]	$13.01 \pm 0.65$	$10.40 \pm 0.53$
7281.35	7279.45	He I	$0.63 \pm 0.04$	$0.498 \pm 0.032$
7319.99	7316.92	[O II]	$2.82 \pm 0.15$	$2.23 \pm 0.13$
7329.67	7327.67	[O II]	$2.38 \pm 0.12$	$1.88 \pm 0.11$
$c(\text{H}\beta) = 0.19 \pm 0.16$				
$I_{\text{o}}(\text{H}\beta) = 1.396 \times 10^{-11} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$				
$I(\text{H}\beta) = 2.162 \times 10^{-11} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$				
Extraction window = $2'' \times 16''$				

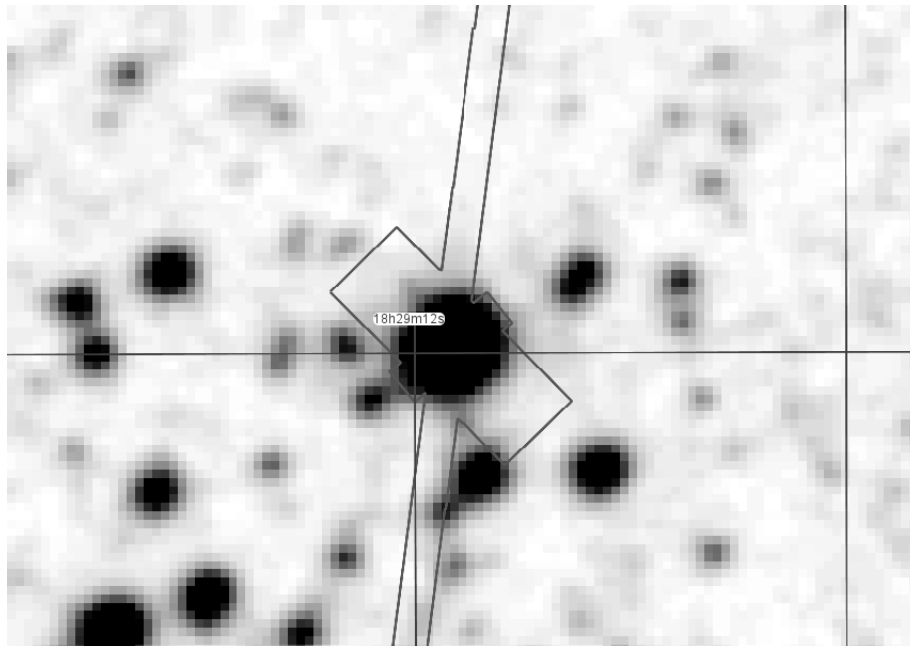


C

POSICIONES OBSERVADAS CON SPITZER



(a) Tamaño  $\sim 10' \times 10'$



(b) Tamaño  $\sim 1.8' \times 1.32'$

FIGURA C.1: Cn 1-5. Localización de las diferentes posiciones de rendija de los módulos de Spitzer: SL, SH y LH. El norte está hacia arriba y el este hacia la derecha.



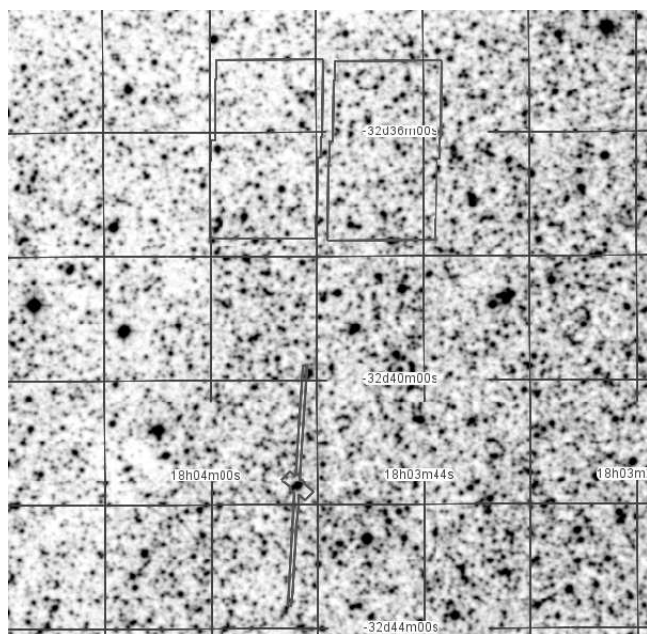
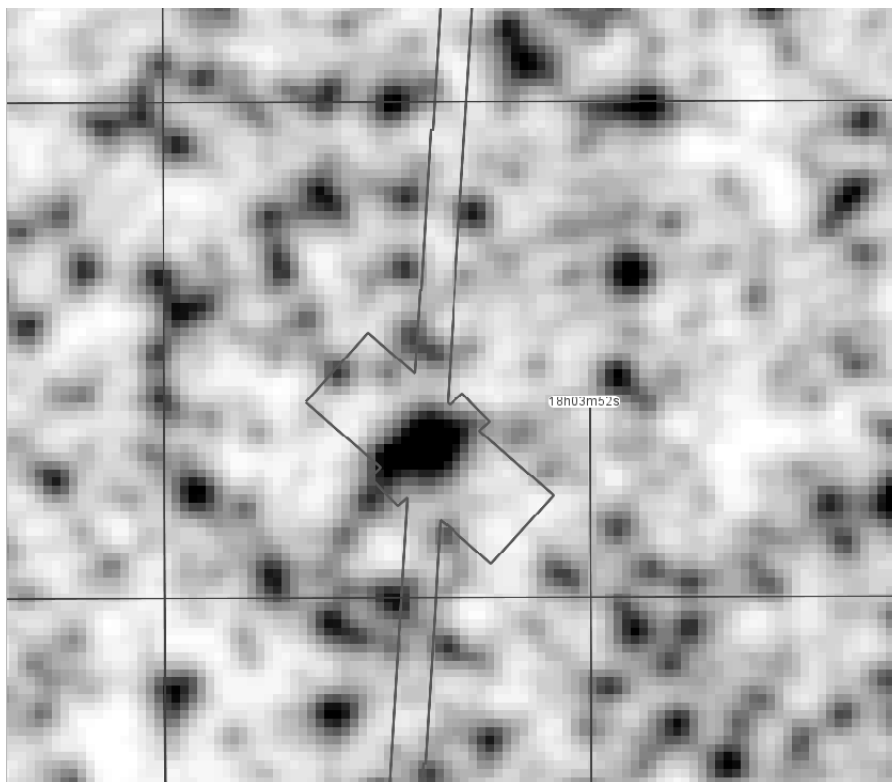
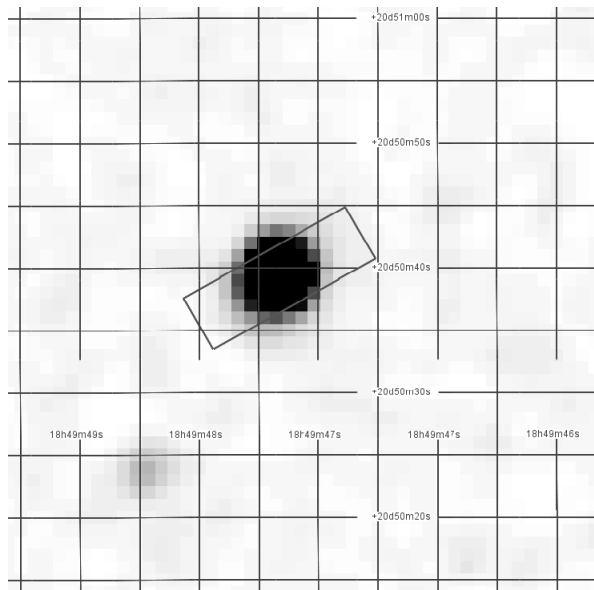
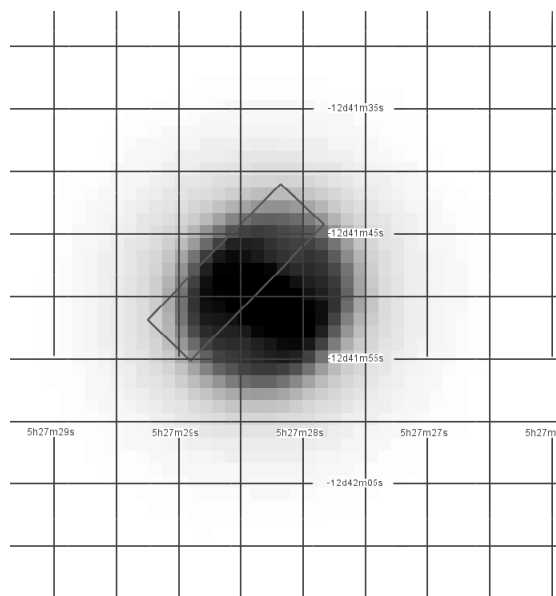
(a) Tamaño  $\sim 10' \times 10'$ (b) Tamaño  $\sim 1.8' \times 1.32'$ 

FIGURA C.2: H 1-50. Localización de las diferentes posiciones de rendija de los módulos de Spitzer: SL, SH y LH. El norte está hacia arriba y el este hacia la derecha.



(a) Tamaño  $\sim 51'' \times 51s'$

FIGURA C.3: Hu 2-1. Localización de las diferentes posiciones de rendija con el módulo de *Spitzer*: SH. El norte está hacia arriba y el este hacia la derecha.



(a) Tamaño  $\sim 43'' \times 43s'$

FIGURA C.4: IC 418. Localización de las diferentes posiciones de rendija con el módulo de *Spitzer*: SH. El norte está hacia arriba y el este hacia la derecha.

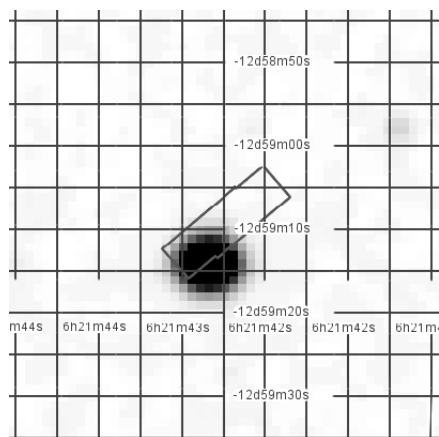
(a) Tamaño  $\sim 43'' \times 43s'$ 

FIGURA C.5: IC 2165. Localización de las diferentes posiciones de rendija con el módulo de *Spitzer*: SH. El norte está hacia arriba y el este hacia la derecha.

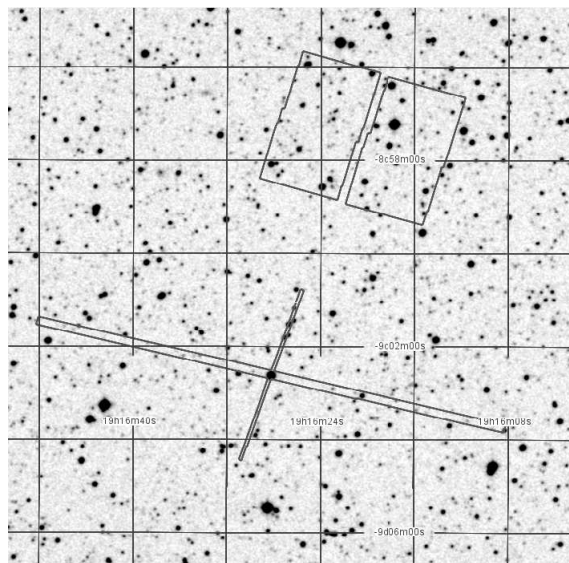
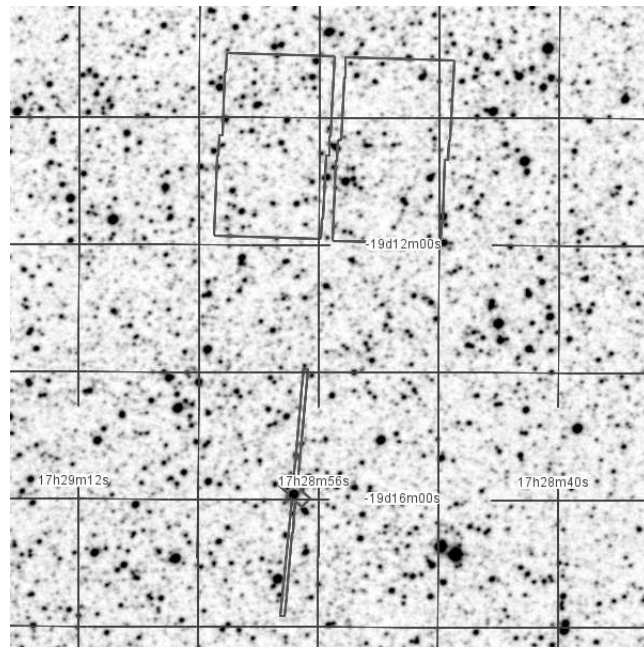
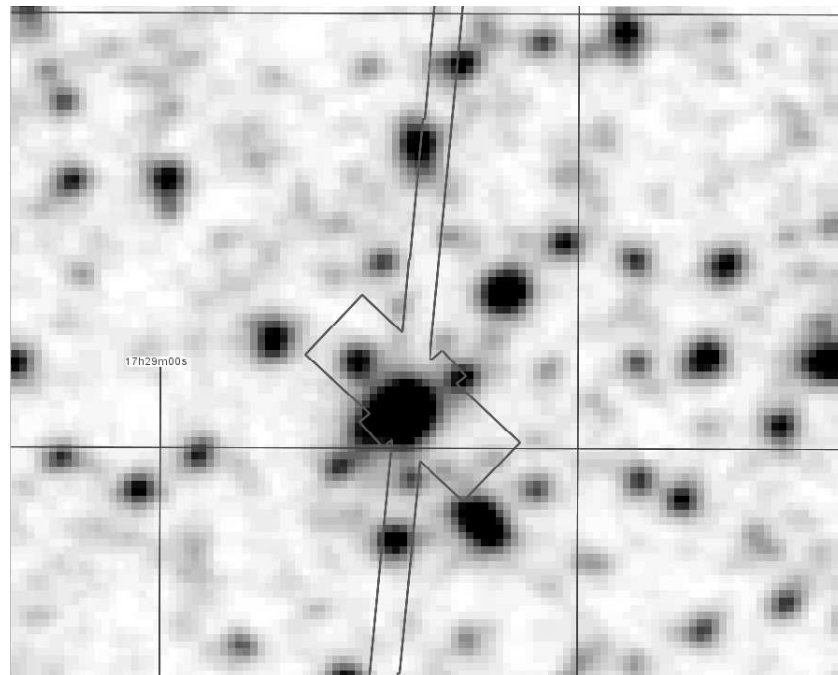
(a) Tamaño  $\sim 12' \times 12'$ 

FIGURA C.6: IC 4846. Localización de las diferentes posiciones de rendija con los módulos de *Spitzer*: SL y LL. El norte está hacia arriba y el este hacia la derecha.



(a) Tamaño  $\sim 10' \times 10'$



(b) Tamaño  $\sim 1.6' \times 3.7'$

FIGURA C.7: M 1-20. Localización de las diferentes posiciones de rendija de los módulos de Spitzer: SL, SH y LH. El norte está hacia arriba y el este hacia la derecha.

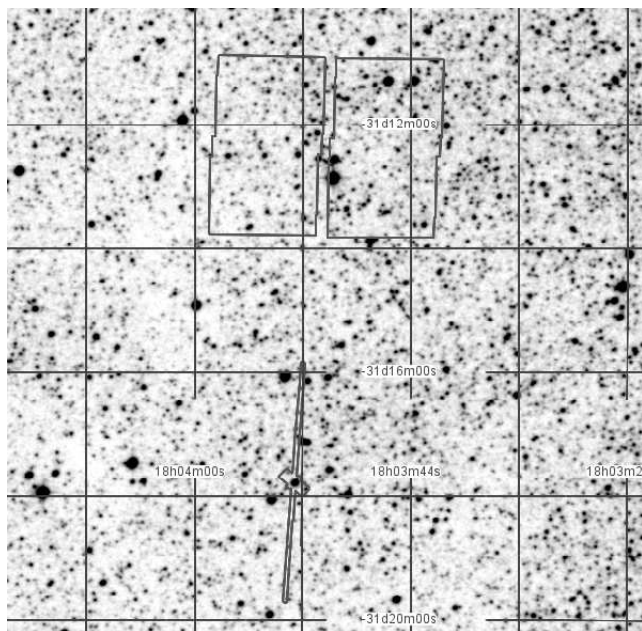
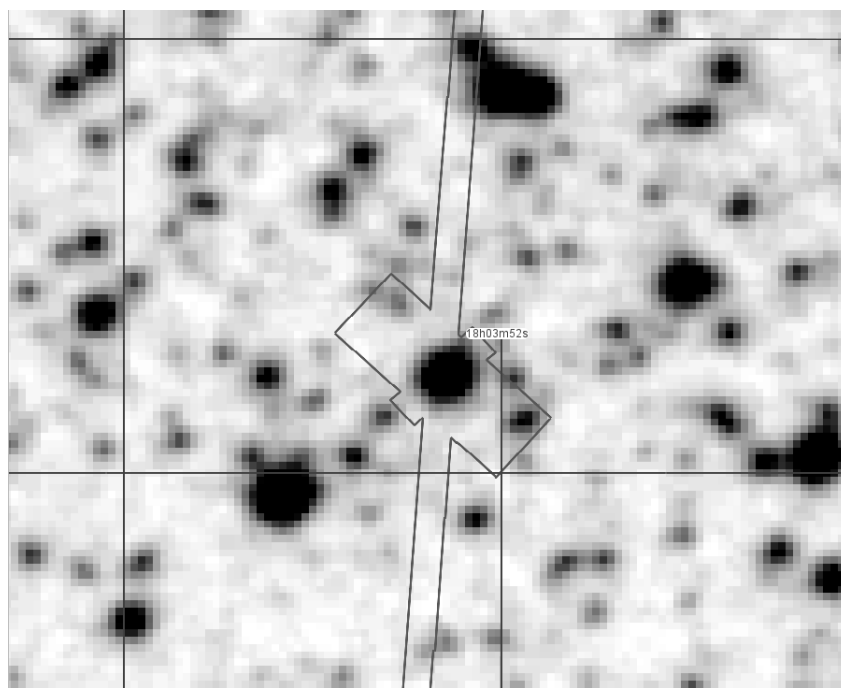
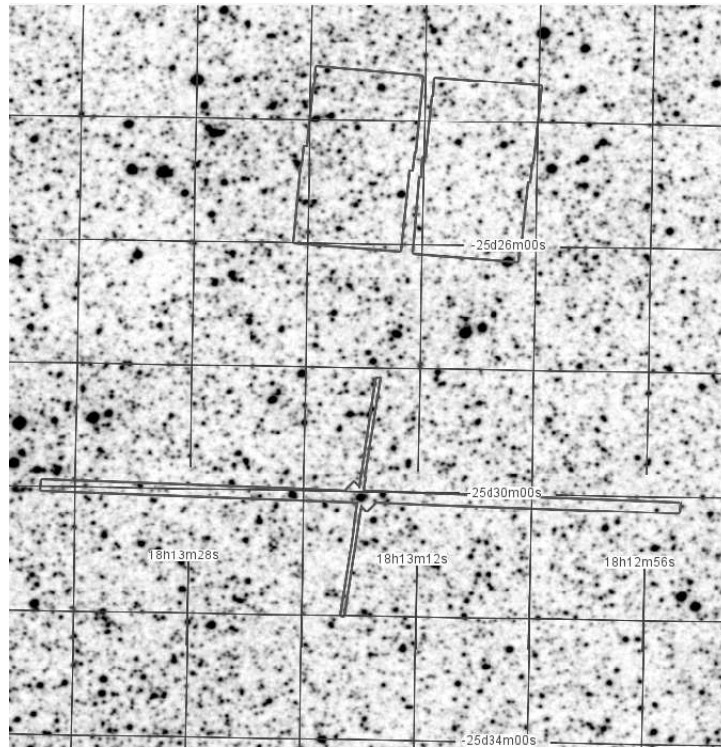
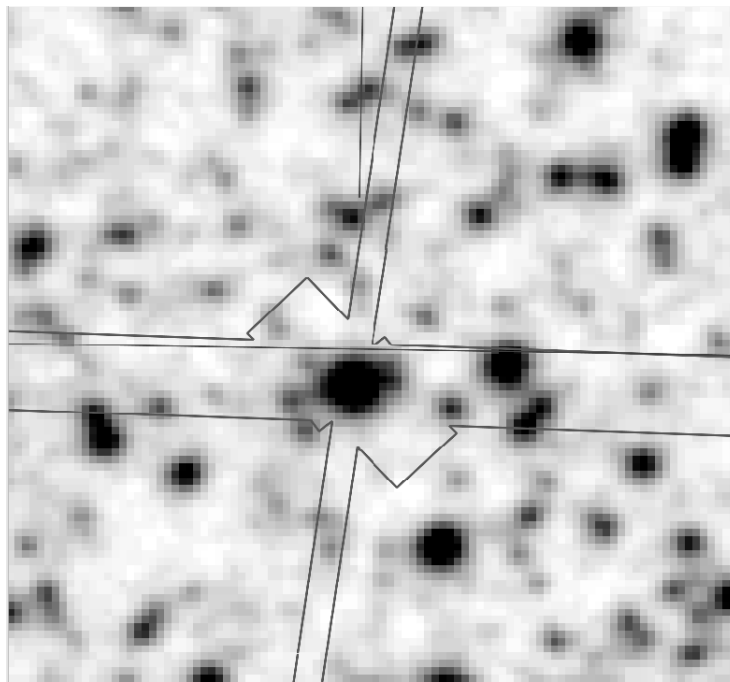
(a) Tamaño  $\sim 10' \times 10'$ (b) Tamaño  $\sim 1.9' \times 1.6'$ 

FIGURA C.8: M 2-27. Localización de las diferentes posiciones de rendija de los módulos de Spitzer: SL, SH y LH. El norte está hacia arriba y el este hacia la derecha.



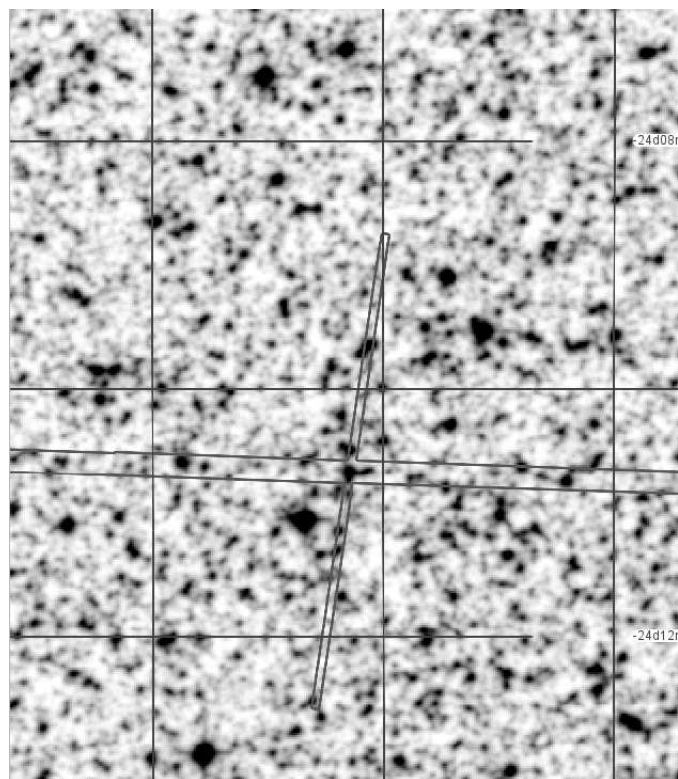
(a) Tamaño  $\sim 10' \times 10'$



(b) Tamaño  $\sim 1.7' \times 1.7'$

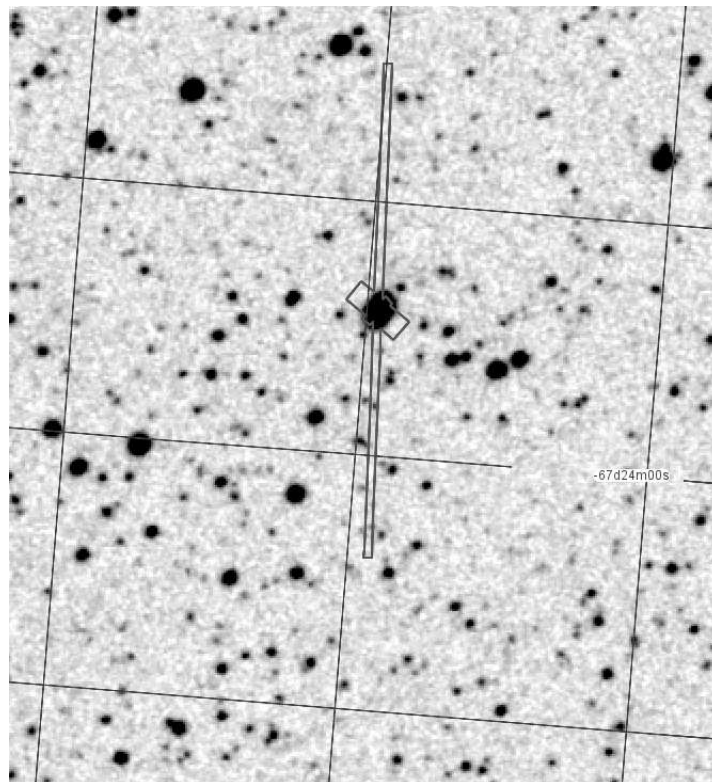
FIGURA C.9: M 2-31. Localización de las diferentes posiciones de rendija de los módulos de Spitzer: SL, SH y LH. El norte está hacia arriba y el este hacia la derecha.



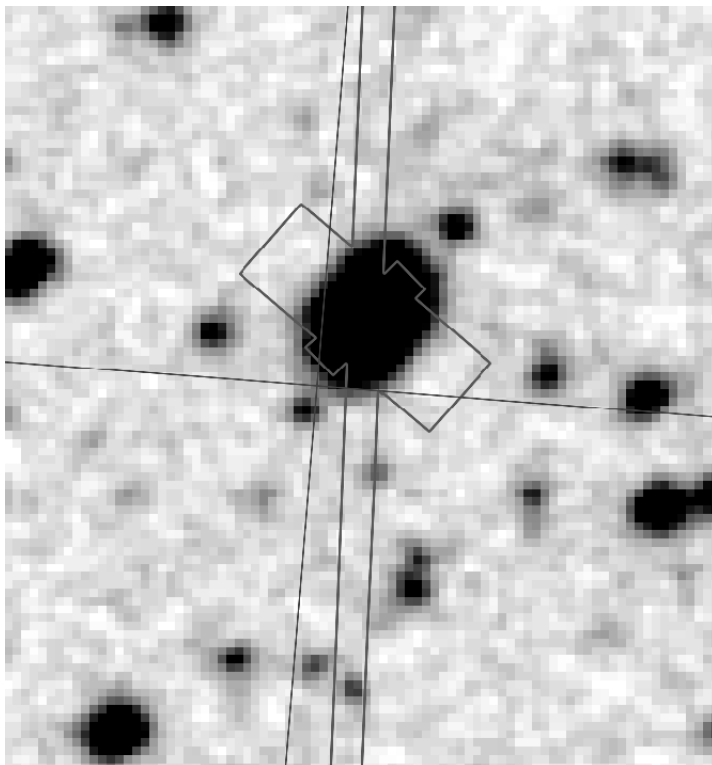


(a) Tamaño  $\sim 10' \times 10'$

FIGURA C.10: M 2-42. Localización de las diferentes posiciones de rendija de los módulos de Spitzer: SL, SH y LH. El norte está hacia arriba y el este hacia la derecha.



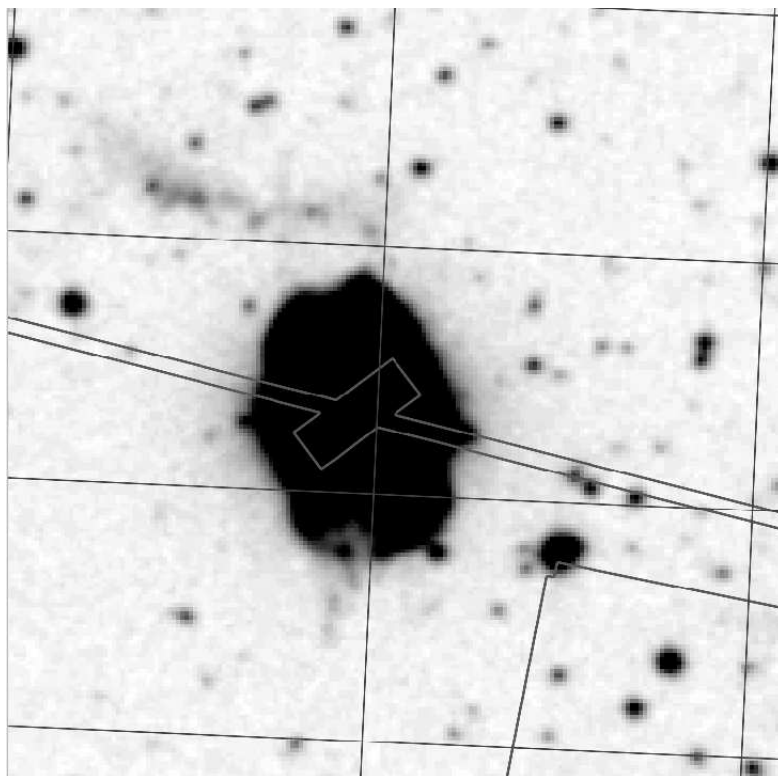
(a) Tamaño  $\sim 6.3' \times 5.9'$



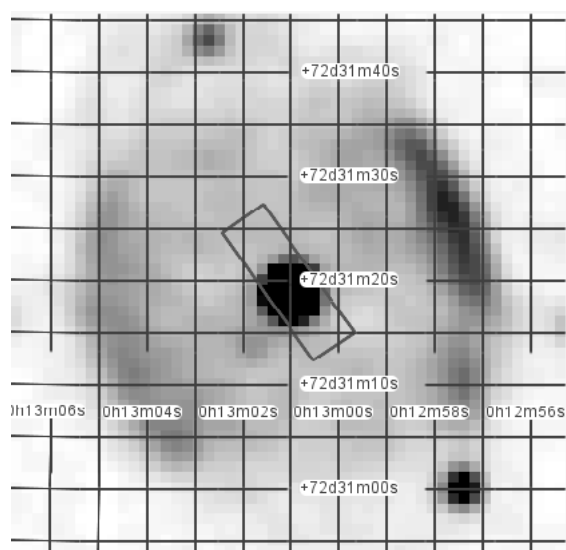
(b) Tamaño  $\sim 1.6' \times 1.4'$

FIGURA C.11: MyCn 18. Localización de las diferentes posiciones de rendija de los módulos de Spitzer: SL, SH y LH. El norte está hacia arriba y el este hacia la derecha.



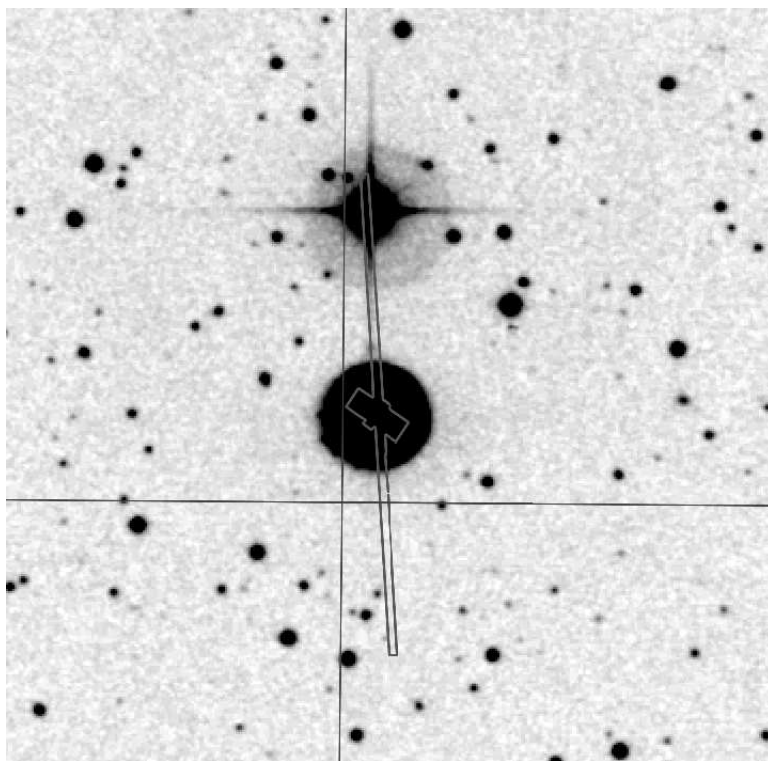


(a) Tamaño  $\sim 184'' \times 184''$

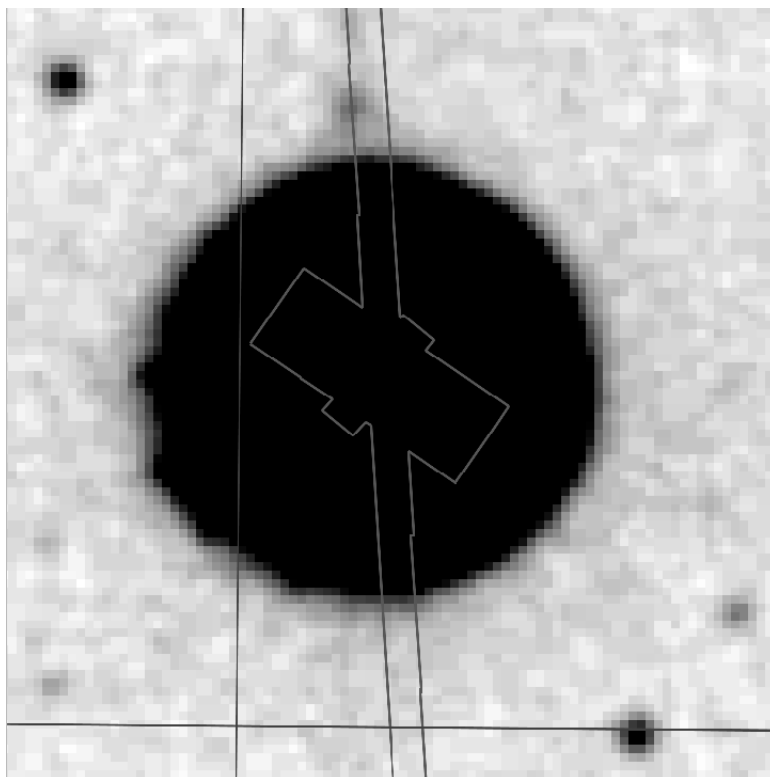


(b) Tamaño  $\sim 50'' \times 50''$

FIGURA C.12: NGC 40. Localización de las diferentes posiciones de rendija de los módulos de Spitzer: SL, SH y LH. El norte está hacia arriba y el este hacia la derecha.

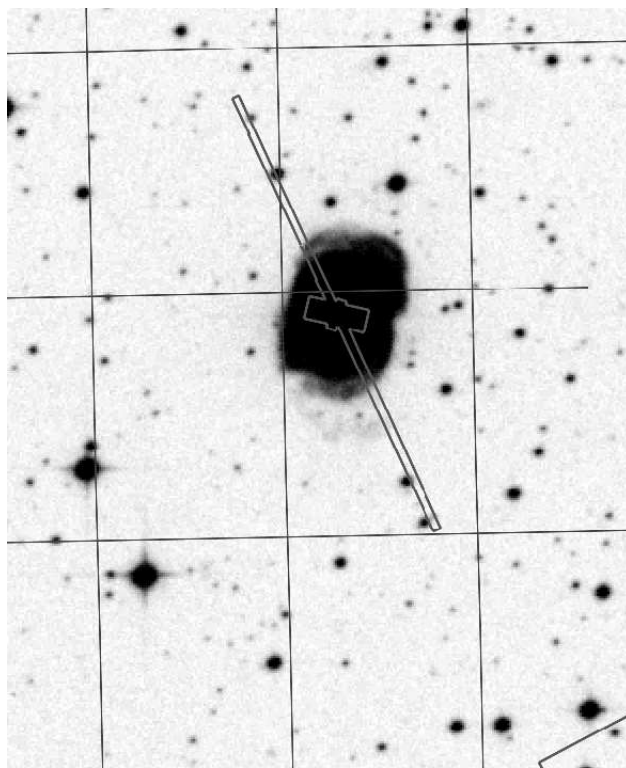


(a) Tamaño  $\sim 1.5' \times 1.5'$

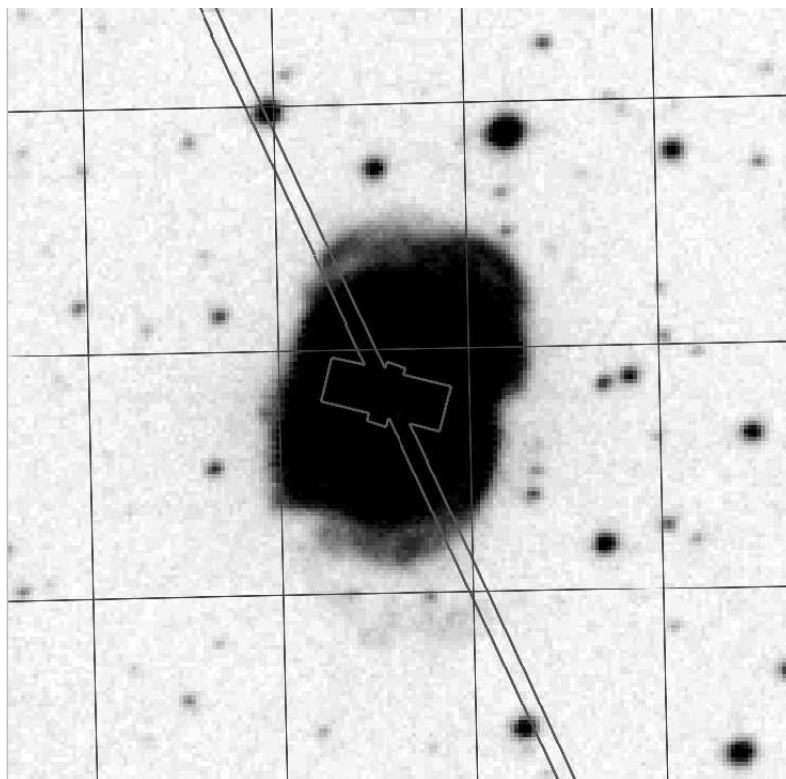


(b) Tamaño  $\sim 60'' \times 60''$

FIGURA C.13: NGC 2392. Localización de las diferentes posiciones de rendija de los módulos de Spitzer: SL, SH y LH. El norte está hacia arriba y el este hacia la derecha.

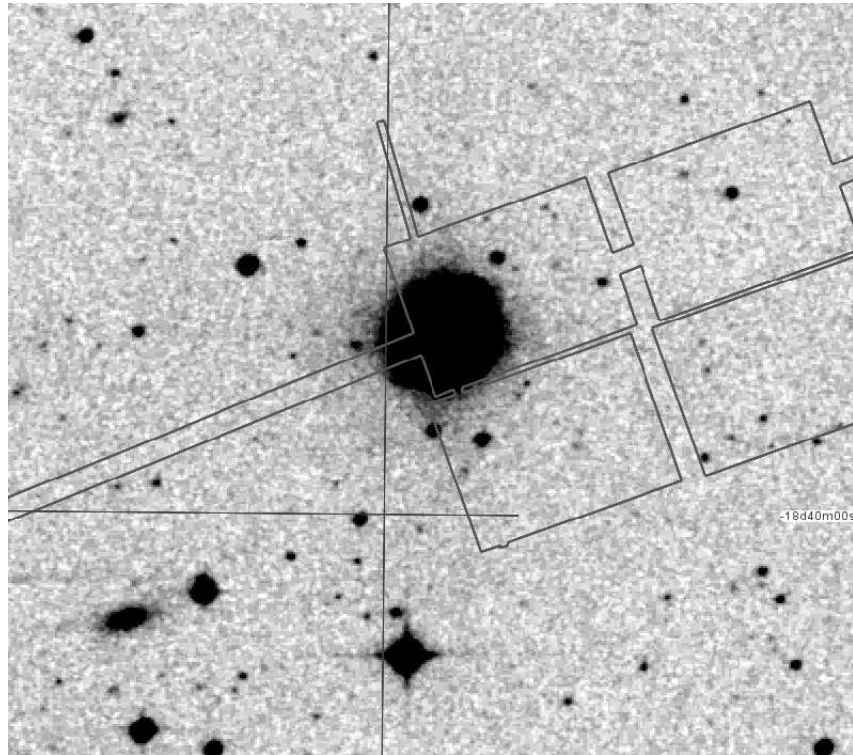


(a) Tamaño  $\sim 6.4' \times 5'$



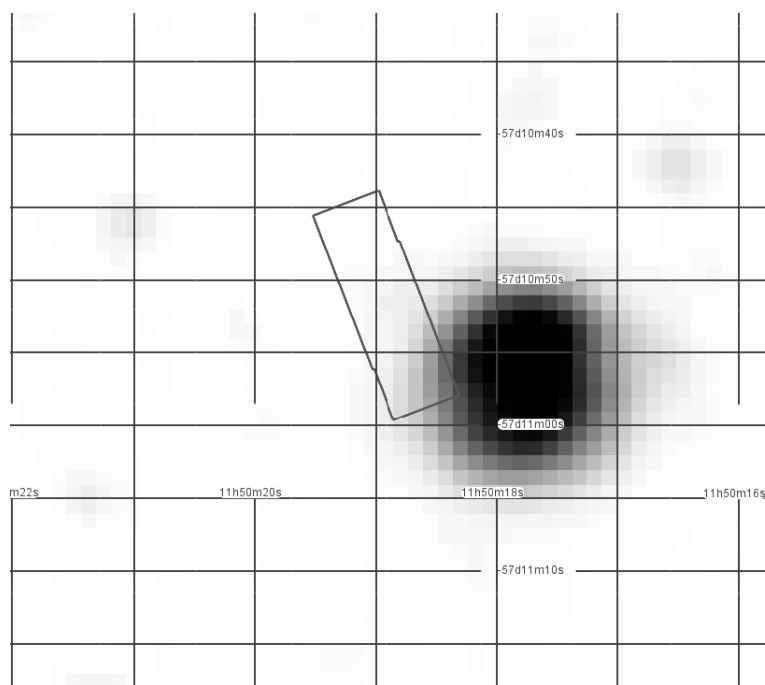
(b) Tamaño  $\sim 3.1' \times 3.1'$

FIGURA C.14: NGC 3132. Localización de las diferentes posiciones de rendija de los módulos de Spitzer: SL, SH y LH. El norte está hacia arriba y el este hacia la derecha.



(a) Tamaño  $\sim 5.5' \times 4.5'$

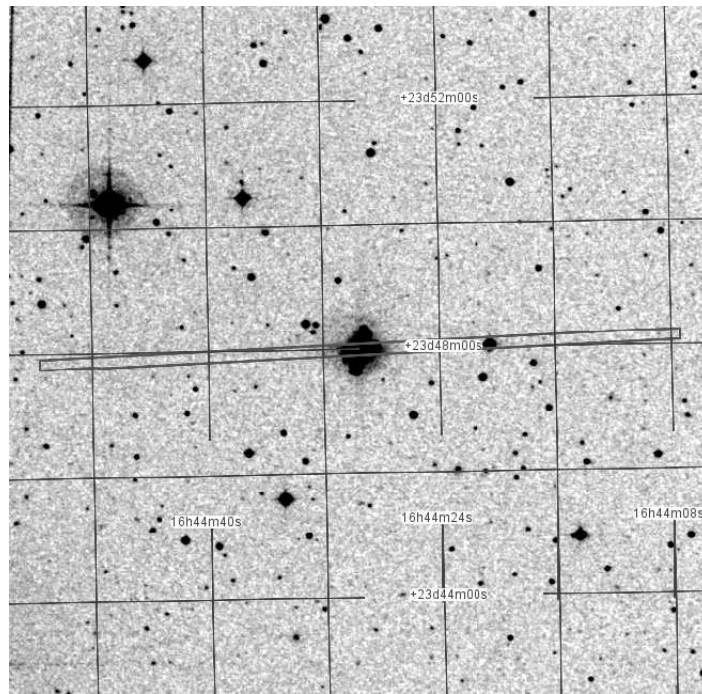
FIGURA C.15: NGC 3242. Localización de las diferentes posiciones de rendija de los módulos de Spitzer: SL, LL, SH y LH. El norte está hacia arriba y el este hacia la derecha.



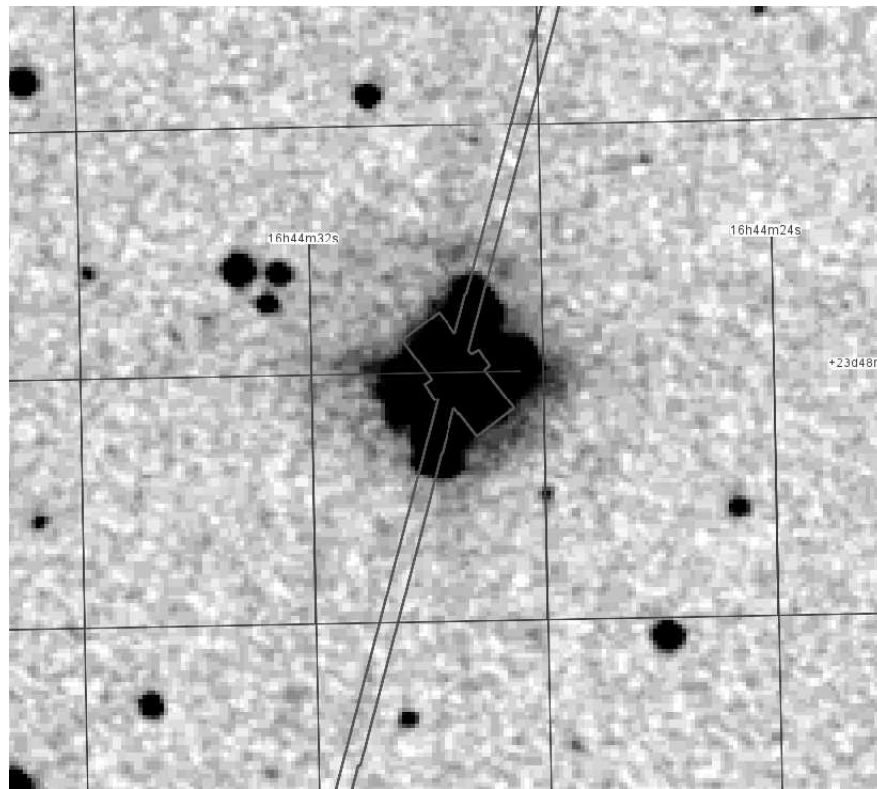
(a) Tamaño  $\sim 51'' \times 51''$

FIGURA C.16: NGC 3918. Localización de las diferentes posiciones de rendija con el módulo de *Spitzer*: SH. El norte está hacia arriba y el este hacia la derecha.





(a) Tamaño  $\sim 11.1' \times 11.1'$



(b) Tamaño  $\sim 3.4' \times 3.2'$

FIGURA C.17: NGC 6210. Localización de las diferentes posiciones de rendija de los módulos de Spitzer: SL, SH y LH. El norte está hacia arriba y el este hacia la derecha.

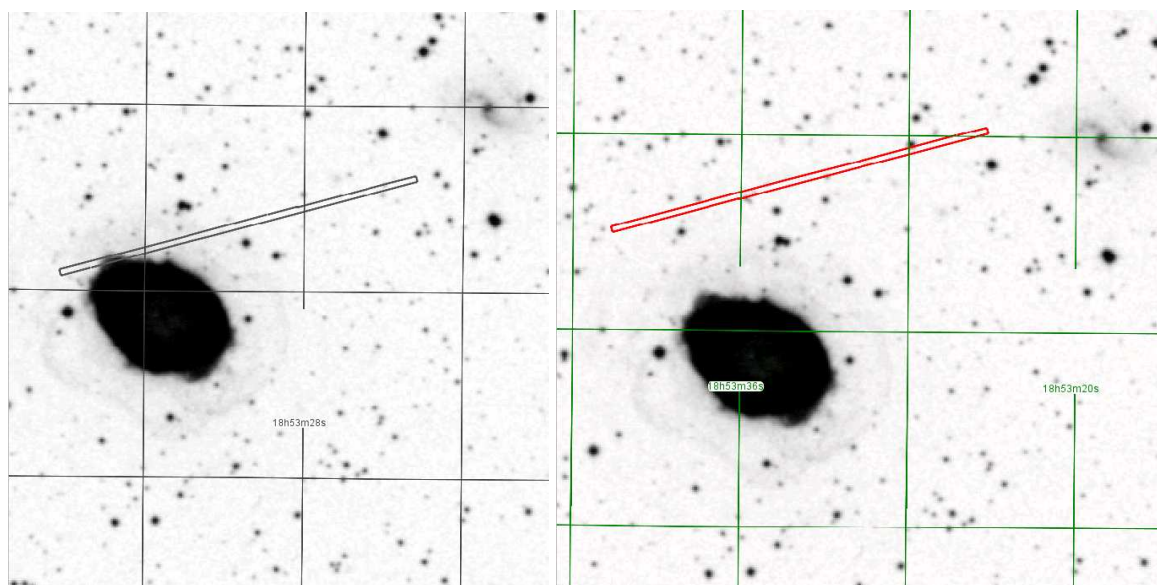
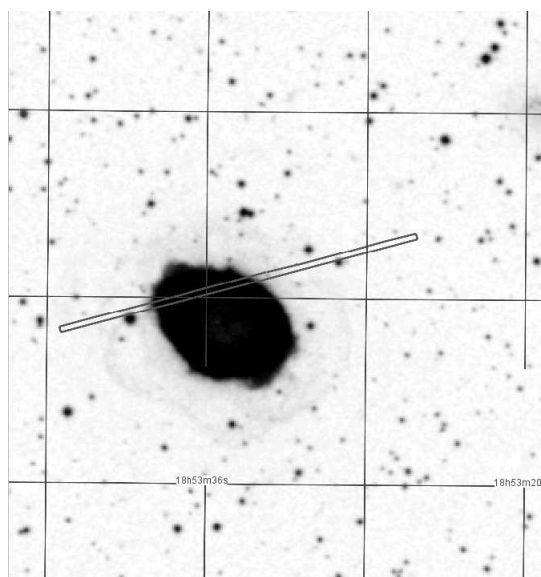
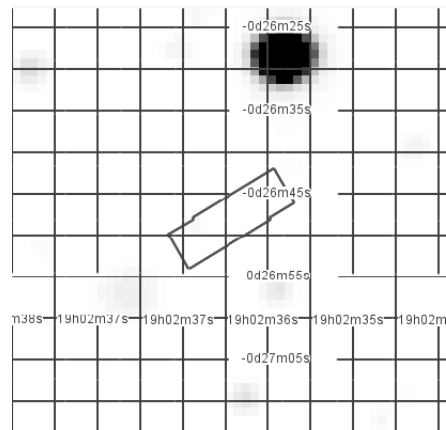
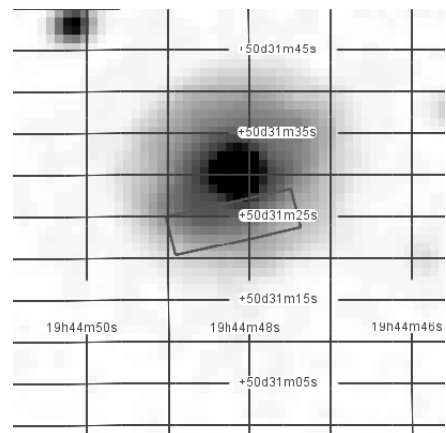
(a) Tamaño  $\sim 5.7' \times 6.2'$ (b) Tamaño  $\sim 5.7' \times 6.2'$ (c) Tamaño  $\sim 5.7' \times 6.2'$ 

FIGURA C.18: NGC 6720. Localización de las diferentes posiciones de rendija de los módulos de Spitzer: SL, SH y LH. El norte está hacia arriba y el este hacia la derecha.



(a) Tamaño  $\sim 50'' \times 50''$

FIGURA C.19: NGC 6741. Localización de las diferentes posiciones de rendija con el módulo de *Spitzer*: SH. El norte está hacia arriba y el este hacia la derecha.



(a) Tamaño  $\sim 50'' \times 50''$

FIGURA C.20: NGC 6826. Localización de las diferentes posiciones de rendija con el módulo de *Spitzer*: SH. El norte está hacia arriba y el este hacia la derecha.



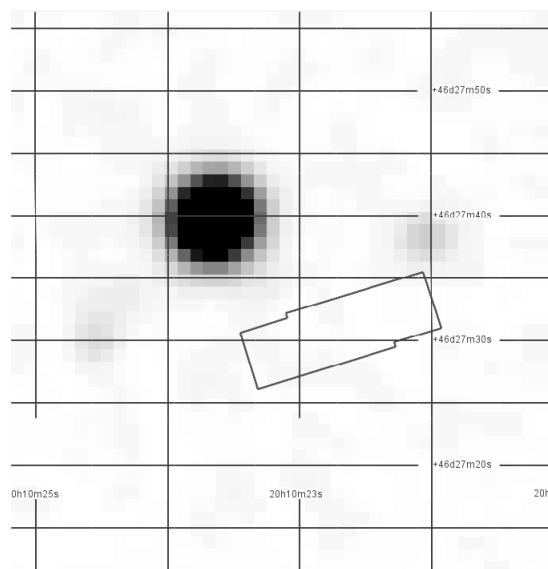
(a) Tamaño  $\sim 50'' \times 50''$ 

FIGURA C.21: NGC 6884. Localización de las diferentes posiciones de rendija con el módulo de *Spitzer*: SH. El norte está hacia arriba y el este hacia la derecha.

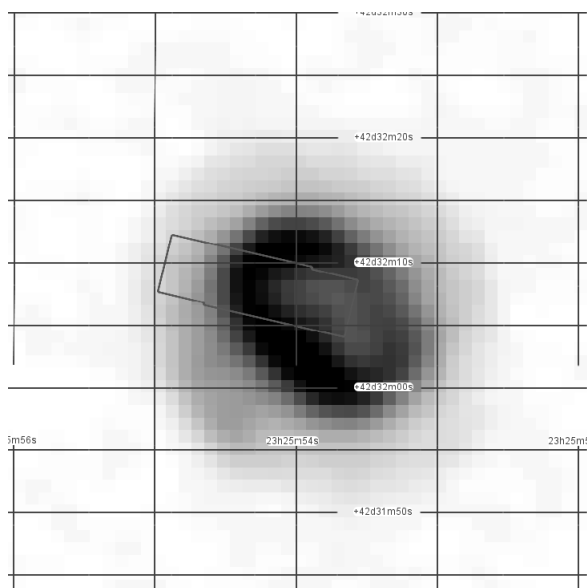
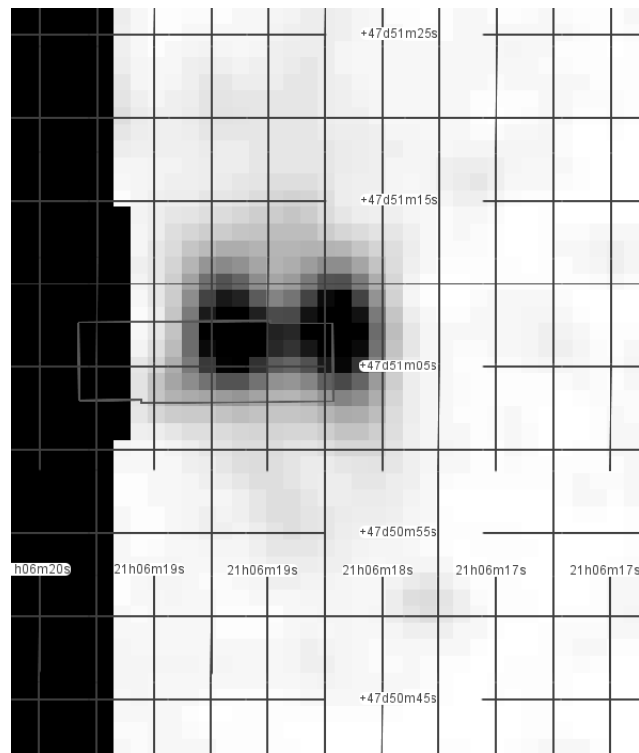
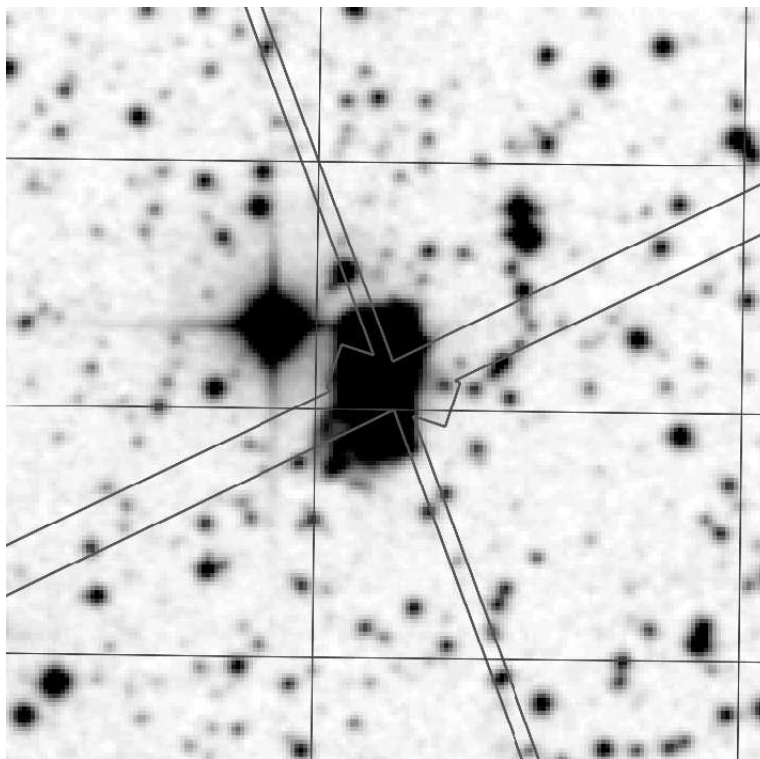
(a) Tamaño  $\sim 46.8'' \times 46.8''$ 

FIGURA C.22: NGC 7662. Localización de las diferentes posiciones de rendija con el módulo de *Spitzer*: SH. El norte está hacia arriba y el este hacia la derecha.



(a) Tamaño  $\sim 3' \times 3'$



(b) Tamaño  $\sim 36'' \times 36''$

FIGURA C.23: NGC 7026. Localización de las diferentes posiciones de rendija con los módulos de *Spitzer*: SL, SH y LH. El norte está hacia arriba y el este hacia la derecha.

## REFERENCIAS

- Acker, A., Marcout, J., Ochsenbein, F., Stenholm, B., & Tylenda, R. 1992, Strasbourg - ESO catalogue of galactic planetary nebulae. Part 1; Part 2 (Garching: European Southern Observatory, 1992)
- Bautista, M. A. & Pradhan, A. K. 1996, A&AS, 115, 551
- Beintema, D. A. 1998, AP&SS, 255, 507
- Benjamin, R. A., Skillman, E. D., & Smits, D. P. 1999, ApJ, 514, 307
- Bernard-Salas, J. 2003, Tesis (Universidad de Groningen, Holanda)
- Bernard-Salas, J., Peeters, E., Sloan, G. C., Gutenkunst, S., Matsuura, M., Tielens, A. G. G. M., Zijlstra, A. A., & Houck, J. R. 2009, ApJ, 699, 1541
- Bernard-Salas, J. & Tielens, A. G. G. M. 2005, A&A, 431, 523
- Berrington, K. A., Burke, P. G., Dufton, P. L., & Kingston, A. E. 1985, Atomic Data and Nuclear Data Tables, 33, 195
- Blum, R. D. & Pradhan, A. K. 1992, ApJS, 80, 425
- Bohigas, J. 2001, RevMexAA, 37, 237
- Bujarrabal, V., Fuente, A., & Omont, A. 1994, A&A, 285, 247
- Busso, M., Gallino, R., & Wasserburg, G. J. 1999, ARA&A, 37, 239
- Cahn, J. H., Kaler, J. B., & Stanghellini, L. 1992, A&AS, 94, 399
- Cardelli, J. A., Meyer, D. M., Jura, M., & Savage, B. D. 1996, ApJ, 467, 334
- Casassus, S., Roche, P. F., Aitken, D. K., & Smith, C. H. 2001a, MNRAS, 327, 744

- . 2001b, *MNRAS*, 320, 424
- Cavichia, O., Costa, R. D. D., & Maciel, W. J. 2010, *RevMexAA*, 46, 159
- Cerrigone, L., Hora, J. L., Umana, G., Trigilio, C., Hart, A., & Fazio, G. 2011, *ApJ*, 738, 121
- Chen, G. X. & Pradhan, A. K. 1999, *A&AS*, 136, 395
- . 2000, *A&AS*, 147, 111
- Chiappini, C., Górny, S. K., Stasińska, G., & Barbuy, B. 2009, *A&A*, 494, 591
- Cohen, M. & Barlow, M. J. 2005, *MNRAS*, 362, 1199
- Cohen, M., Barlow, M. J., Sylvester, R. J., Liu, X.-W., Cox, P., Lim, T., Schmitt, B., & Speck, A. K. 1999, *ApJL*, 513, L135
- Corradi, R. L. M. & Schwarz, H. E. 1995, *A&A*, 293, 871
- Cox, A. N. 2000, *Allen's astrophysical quantities* (New York: AIP Press; Springer, 2000)
- de Freitas-Pacheco, J. A., Barbuy, B., Costa, R. D. D., & Idiart, T. E. P. 1993, *A&A*, 271, 429
- Decin, L., Morris, P. W., Appleton, P. N., Charmandaris, V., Armus, L., & Houck, J. R. 2004, *ApJS*, 154, 408
- Delgado-Inglada, G. & Rodríguez, M. 2011, en *Asymmetric Planetary Nebulae V Conference*
- Delgado Inglada, G., Rodríguez, M., Mampaso, A., & Viironen, K. 2009, *ApJ*, 694, 1335
- Esteban, C., Peimbert, M., García-Rojas, J., Ruiz, M. T., Peimbert, A., & Rodríguez, M. 2004, *MNRAS*, 355, 229
- Forrest, W. J., Houck, J. R., & McCarthy, J. F. 1981, *ApJ*, 248, 195
- Froese Fischer, C. 1994, *PhyS*, 49, 323
- García-Hernández, D. A., Manchado, A., García-Lario, P., Stanghellini, L., Villaver, E., Shaw, R. A., Szczerba, R., & Perea-Calderón, J. V. 2010, *ApJL*, 724, L39
- García-Rojas, J. & Esteban, C. 2007, *ApJ*, 670, 457
- García-Rojas, J., Esteban, C., Peimbert, A., Peimbert, M., Rodríguez, M., & Ruiz, M. T. 2005, *MNRAS*, 362, 301
- García-Rojas, J., Esteban, C., Peimbert, A., Rodríguez, M., Peimbert, M., & Ruiz, M. T. 2007, *RevMexAA*, 43, 3

- García-Rojas, J., Esteban, C., Peimbert, M., Costado, M. T., Rodríguez, M., Peimbert, A., & Ruiz, M. T. 2006, *MNRAS*, 368, 253
- García-Rojas, J., Esteban, C., Peimbert, M., Rodríguez, M., Ruiz, M. T., & Peimbert, A. 2004, *ApJS*, 153, 501
- García-Segura, G., Langer, N., Różyczka, M., & Franco, J. 1999, *ApJ*, 517, 767
- Gilman, R. C. 1969, *ApJL*, 155, 185
- Glass, R. 1983, *AP&SS*, 92, 307
- Guseva, N. G., Izotov, Y. I., Stasińska, G., Fricke, K. J., Henkel, C., & Papaderos, P. 2011, *A&A*, 529, 149
- Gutenkunst, S., Bernard-Salas, J., Pottasch, S. R., Sloan, G. C., & Houck, J. R. 2008, *ApJ*, 680, 1206
- Guzmán-Ramírez, L., Zijlstra, A. A., Níchuimín, R., Gesicki, K., Lagadec, E., Millar, T. J., & Woods, P. M. 2011, *MNRAS*, 414, 1667
- Hägele, G. F., Díaz, Á. I., Terlevich, E., Terlevich, R., Pérez-Montero, E., & Cardaci, M. V. 2008, *MNRAS*, 383, 209
- Henning, T. 2010, *ARA&A*, 48, 21
- Henry, R. B. C., Kwitter, K. B., & Balick, B. 2004, *AJ*, 127, 2284
- Henry, R. B. C., Kwitter, K. B., Dufour, R. J., & Skinner, J. N. 2008, *ApJ*, 680, 1162
- Herwig, F. 2005, *ARA&A*, 43, 435
- Higdon, S. J. U., Devost, D., Higdon, J. L., Brandl, B. R., Houck, J. R., Hall, P., Barry, D., Charmandaris, V., Smith, J. D. T., Sloan, G. C., & Green, J. 2004, *PASP*, 116, 975
- Holmberg, J., Nordström, B., & Andersen, J. 2009, *A&A*, 501, 941
- Hony, S. & Bouwman, J. 2004, *A&A*, 413, 981
- Hony, S., Waters, L. B. F. M., & Tielens, A. G. G. M. 2001, *A&A*, 378, L41
- . 2002, *A&A*, 390, 533
- Hora, J. L., Hoffmann, W. F., Deutsch, L. K., & Fazio, G. G. 1990, *ApJ*, 353, 549

- Houck, J. R., Roellig, T. L., van Cleve, J., Forrest, W. J., Herter, T., Lawrence, C. R., Matthews, K., Reitsema, H. J., Soifer, B. T., Watson, D. M., Weedman, D., Huisjen, M., Troeltzsch, J., Barry, D. J., Bernard-Salas, J., Blacken, C. E., Brandl, B. R., Charmandaris, V., Devost, D., Gull, G. E., Hall, P., Henderson, C. P., Higdon, S. J. U., Pirger, B. E., Schoenwald, J., Sloan, G. C., Uchida, K. I., Appleton, P. N., Armus, L., Burgdorf, M. J., Fajardo-Acosta, S. B., Grillmair, C. J., Ingalls, J. G., Morris, P. W., & Teplitz, H. I. 2004, *ApJS*, 154, 18
- Hyung, S. 1994, *ApJS*, 90, 119
- Hyung, S., Aller, L. H., Feibelman, W. A., & Lee, W.-B. 2001a, *AJ*, 122, 954
- Hyung, S., Aller, L. H., & Lee, W.-b. 2001b, *PASP*, 113, 1559
- Izotov, Y. I., Stasińska, G., Meynet, G., Guseva, N. G., & Thuan, T. X. 2006, *A&A*, 448, 955
- Jenkins, E. B. 2009, *ApJ*, 700, 1299
- Karakas, A. I. 2003, Tesis (Monash Univ. Melbourne)
- . 2010, *MNRAS*, 403, 1413
- Karakas, A. I., van Raai, M. A., Lugaro, M., Sterling, N. C., & Dinerstein, H. L. 2009, *ApJ*, 690, 1130
- Kemper, F., Vriend, W. J., & Tielens, A. G. G. M. 2004, *ApJ*, 609, 826
- Kessler, M. F., Steinz, J. A., Anderegg, M. E., Clavel, J., Drechsel, G., Estaria, P., Faelker, J., Riedinger, J. R., Robson, A., Taylor, B. G., & Ximénez de Ferrán, S. 1996, *A&A*, 315, L27
- Kingsburgh, R. L. & Barlow, M. J. 1994, *MNRAS*, 271, 257
- Krueger, T. K. & Czyzak, S. J. 1970, *Royal Society of London Proceedings Series A*, 318, 531
- Kwitter, K. B. & Henry, R. B. C. 2001, *ApJ*, 562, 804
- . 2011, *ArXiv e-prints*: 9708012
- Kwok, S., Volk, K., & Hrivnak, B. J. 1999, *A&A*, 350, 35
- Leisy, P. & Dennefeld, M. 1996, *A&AS*, 116, 95
- Lenzuni, P., Natta, A., & Panagia, N. 1989, *ApJ*, 345, 306
- Li, A. & Draine, B. T. 2001, *ApJL*, 550, 213

- Liebert, J., Fleming, T. A., Green, R. F., & Grauer, A. D. 1988, *PASP*, 100, 187
- Liu, X.-W., Barlow, M. J., Zhang, Y., Bastin, R. J., & Storey, P. J. 2006, *MNRAS*, 368, 1959
- Liu, X.-W., Luo, S.-G., Barlow, M. J., Danziger, I. J., & Storey, P. J. 2001, *MNRAS*, 327, 141
- Liu, X.-W., Storey, P. J., Barlow, M. J., Danziger, I. J., Cohen, M., & Bryce, M. 2000, *MNRAS*, 312, 585
- Liu, Y., Liu, X.-W., Barlow, M. J., & Luo, S.-G. 2004a, *MNRAS*, 353, 1251
- Liu, Y., Liu, X.-W., Luo, S.-G., & Barlow, M. J. 2004b, *MNRAS*, 353, 1231
- Lodders, K. 2003, *ApJ*, 591, 1220
- Lodders, K. 2010, en *Principles and Perspectives in Cosmochemistry*, ed. A. Goswami & B. E. Reddy, 379
- Lucy, L. B. 1995, *A&A*, 294, 555
- Marigo, P. 2001, *A&A*, 370, 194
- Martín-Hernández, N. L., Peeters, E., Morisset, C., Tielens, A. G. G. M., Cox, P., Roelfsema, P. R., Baluteau, J.-P., Schaerer, D., Mathis, J. S., Damour, F., Churchwell, E., & Kessler, M. F. 2002, *A&A*, 381, 606
- Mendoza, C. 1983, en *IAU Symp. 103: Planetary Nebulae*, ed. D. R. Flower, Vol. 103, 143–172
- Mendoza, C. & Zeippen, C. J. 1982a, *MNRAS*, 199, 1025
- . 1982b, *MNRAS*, 198, 127
- Molster, F. J., Bradley, J. P., Sitko, M. L., & Nuth, J. A. 2004, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 324, *Debris Disks and the Formation of Planets*, ed. L. Caroff, L. J. Moon, D. Backman, & E. Praton, 268
- Molster, F. J., Waters, L. B. F. M., & Tielens, A. G. G. M. 2002, *A&A*, 382, 222
- Neufeld, D. A., González-Alfonso, E., Melnick, G., Szczerba, R., Schmidt, M., Decin, L., Alcolea, J., de Koter, A., Schöier, F. L., Bujarrabal, V., Cernicharo, J., Dominik, C., Justtanont, K., Marston, A. P., Menten, K., Olofsson, H., Planesas, P., Teyssier, D., & Waters, L. B. F. M. 2011, *ApJL*, 727, 29
- Nussbaumer, H. & Storey, P. J. 1978, *A&A*, 64, 139
- . 1981, *A&A*, 96, 91

- . 1984, *A&AS*, 56, 293
- Otsuka, M., Hyung, S., Lee, S.-J., Izumiura, H., & Tajitsu, A. 2009, *ApJ*, 705, 509
- Peeters, E., Hony, S., Van Kerckhoven, C., Tielens, A. G. G. M., Allamandola, L. J., Hudgins, D. M., & Bauschlicher, C. W. 2002, *A&A*, 390, 1089
- Peimbert, M. 1978, en *IAU Symposium*, Vol. 76, *Planetary Nebulae*, ed. Y. Terzian, 215–223
- Peimbert, M. & Costero, R. 1969, *Boletín de los Observatorios Tonantzintla y Tacubaya*, 5, 3
- Peimbert, M. & Torres-Peimbert, S. 1971, *ApJ*, 168, 413
- Peimbert, M. & Torres-Peimbert, S. 1983, en *IAU Symposium*, Vol. 103, *Planetary Nebulae*, ed. D. R. Flower, 233–241
- Peimbert, M., Torres-Peimbert, S., & Ruiz, M. T. 1992, *RevMexAA*, 24, 155
- Péquignot, D., Petitjean, P., & Boisson, C. 1991, *A&A*, 251, 680
- Perea-Calderón, J. V., García-Hernández, D. A., García-Lario, P., Szczerba, R., & Bobrowsky, M. 2009, *A&A*, 495, L5
- Pottasch, S. R. & Acker, A. 1989, *A&A*, 221, 123
- Pottasch, S. R., Baud, B., Beintema, D., Emerson, J., Harris, S., Habing, H. J., Houck, J., Jennings, R., & Marsden, P. 1984, *A&A*, 138, 10
- Pottasch, S. R., Bernard-Salas, J., Beintema, D. A., & Feibelman, W. A. 2003, *A&A*, 409, 599
- Pottasch, S. R., Bernard-Salas, J., & Roellig, T. L. 2008, *A&A*, 481, 393
- . 2009, *A&A*, 499, 249
- Quinet, P. 1996, *A&AS*, 116, 573
- Quireza, C., Rocha-Pinto, H. J., & Maciel, W. J. 2007, *A&A*, 475, 217
- Quireza, C., Rood, R. T., Bania, T. M., Balser, D. S., & Maciel, W. J. 2006, *ApJ*, 653, 1226
- Roche, P. F., Lucas, P. W., Hoare, M. G., Aitken, D. K., & Smith, C. H. 1996, *MNRAS*, 280, 924
- Rodríguez, M. 1996, *A&A*, 313, L5
- . 2002, *A&A*, 389, 556



- . 2003, *ApJ*, 590, 296
- Rodríguez, M. & Delgado-Inglada, G. 2011a, ArXiv e-prints: 1109.1861
- . 2011b, *ApJL*, 733, 50
- Rodríguez, M. & Rubin, R. H. 2005, *ApJ*, 626, 900
- Rola, C. & Stasińska, G. 1994, *A&A*, 282, 199
- Rubin, R. H. 1986, *ApJ*, 309, 334
- Sharpee, B., Williams, R., Baldwin, J. A., & van Hoof, P. A. M. 2003, *ApJS*, 149, 157
- Shetrone, M. D., Côté, P., & Sargent, W. L. W. 2001, *ApJ*, 548, 592
- Smith, E. C. D. & McLean, I. S. 2008, *ApJ*, 676, 408
- Smith, J. D. T., Draine, B. T., Dale, D. A., Moustakas, J., Kennicutt, Jr., R. C., Helou, G., Armus, L., Roussel, H., Sheth, K., Bendo, G. J., Buckalew, B. A., Calzetti, D., Engelbracht, C. W., Gordon, K. D., Hollenbach, D. J., Li, A., Malhotra, S., Murphy, E. J., & Walter, F. 2007, *ApJ*, 656, 770
- Sofia, U. J., Cardelli, J. A., & Savage, B. D. 1994, *ApJ*, 430, 650
- Soker, N. 1998, *ApJ*, 496, 833
- Speck, A. 2011, en *Asymmetric Planetary Nebulae V Conference*
- Stanghellini, L. 2006, ArXiv e-prints: 0610206
- Stanghellini, L., Villaver, E., Manchado, A., & Guerrero, M. A. 2002, *ApJ*, 576, 285
- Stasińska, G. 1978, *A&A*, 66, 257
- Stasińska, G. & Szczerba, R. 1999, *A&A*, 352, 297
- Storey, P. J. & Hummer, D. G. 1995, *MNRAS*, 272, 41
- Sugar, J. & Corliss, C. 1985, *J. Phys. Chem. Ref. Data*, 14, 1
- Tayal, S. S. 2007, *ApJS*, 171, 331
- Taylor, P. O., Gregory, D., Dunn, G. H., Phaneuf, R. A., & Crandall, D. H. 1977, *Physical Review Letters*, 39, 1256
- Tielens, A. G. G. M. 2008, *ARA&A*, 46, 289
- Treffers, R. & Cohen, M. 1974, *ApJ*, 188, 545

- Tsamis, Y. G., Barlow, M. J., Liu, X.-W., Danziger, I. J., & Storey, P. J. 2003a, MNRAS, 345, 186
- . 2003b, MNRAS, 338, 687
- Tsamis, Y. G., Barlow, M. J., Liu, X.-W., Storey, P. J., & Danziger, I. J. 2004, MNRAS, 353, 953
- Van Winckel, H. & Reyniers, M. 2000, A&A, 354, 135
- Volk, K. 2003, en IAU Symp. 209: Planetary Nebulae. Their Evolution and Role in the Universe, ed. S. Kwok, M. Dopita, & R. Sutherland, 281
- von Helden, G., Tielens, A. G. G. M., van Heijnsbergen, D., Duncan, M. A., Hony, S., Waters, L. B. F. M., & Meijer, G. 2000, Science, 288, 313
- Wang, W. & Liu, X.-W. 2007, MNRAS, 381, 669
- Waters, L. B. F. M., Beintema, D. A., Zijlstra, A. A., de Koter, A., Molster, F. J., Bouwman, J., de Jong, T., Pottasch, S. R., & de Graauw, T. 1998, A&A, 331, L61
- Werner, M. W., Roellig, T. L., Low, F. J., Rieke, G. H., Rieke, M., Hoffmann, W. F., Young, E., Houck, J. R., Brandl, B., Fazio, G. G., Hora, J. L., Gehrz, R. D., Helou, G., Soifer, B. T., Stauffer, J., Keene, J., Eisenhardt, P., Gallagher, D., Gautier, T. N., Irace, W., Lawrence, C. R., Simmons, L., Van Cleve, J. E., Jura, M., Wright, E. L., & Cruikshank, D. P. 2004, ApJS, 154, 1
- Wesson, R. & Liu, X.-W. 2004, MNRAS, 351, 1026
- Wesson, R., Liu, X.-W., & Barlow, M. J. 2005, MNRAS, 362, 424
- Whittet, D. C. B. 2003, Dust in the Galactic environment (The Graduate Series in Astronomy, Bristol: Institute of Physics (IOP) Publishing, 2003)
- . 2010, ApJ, 710, 1009
- Wiese, W. L., Fuhr, J. R., & Deters, T. M. 1996, Atomic transition probabilities of carbon, nitrogen, and oxygen : a critical data compilation (W.L. Wiese, J.R. Fuhr, and T.M. Deters. Washington, DC)
- Willner, S. P., Jones, B., Russell, R. W., Puetter, R. C., & Soifer, B. T. 1979, ApJ, 234, 496
- Witthoef, M. C. & Badnell, N. R. 2008, A&A, 481, 543
- Zeppen, C. J. 1982, MNRAS, 198, 111
- Zhang, H. 1996, A&AS, 119, 523
- Zhang, K., Jiang, B. W., & Li, A. 2009a, ApJ, 702, 680

—. 2009b, MNRAS, 396, 1247

Zhang, Y. & Liu, X.-W. 2003, A&A, 404, 545