



**I
N
A
O
E**

HIERRO Y POLVO EN NEBULOSAS PLANETARIAS

por

Gloria Delgado Inglada

Tesis sometida como requisito parcial para
obtener el grado de

**MAESTRA EN CIENCIAS EN LA
ESPECIALIDAD DE ASTROFÍSICA**

en el

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

Junio 2007

Tonantzintla, Puebla

Supervisada por:

**Dra. Mónica Rodríguez Guillén (INAOE) y
Dr. Antonio Mampaso Recio (IAC)**

©INAOE 2007

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





INAD



RESUMEN

El polvo interestelar juega un papel muy importante tanto en la formación y evolución de las estrellas, como en la evolución del propio medio interestelar. El estudio de las abundancias en la fase gaseosa de los elementos refractarios y su comparación con una abundancia de referencia es un método poderoso para estudiar el polvo, ya que nos informa sobre la incorporación de estos elementos a los granos de polvo.

El objetivo principal de esta tesis es acotar la abundancia de Fe en una muestra de 18 nebulosas planetarias (NPs) de baja excitación: 13 seleccionadas de la literatura por tener las líneas adecuadas para llevar a cabo todo el análisis, y 5 que hemos observado en el telescopio de 2.1 m del observatorio de San Pedro Mártir. En estas NPs los iones que contribuyen principalmente a la abundancia total de Fe son Fe^{++} y Fe^{+3} . Calculamos la abundancia de Fe mediante la abundancia iónica de Fe^{++} y dos factores de corrección que tienen en cuenta la presencia de Fe^{+3} , uno de ellos derivado de modelos de fotoionización y el otro calculado a partir de datos observacionales de objetos que tienen medidas de [Fe III] y [Fe IV]. En las 18 NPs de la muestra se encuentra una abundancia de Fe en la fase gaseosa muy baja —en comparación con el valor solar—, de menos del $\sim 10\%$, el resto probablemente está en forma de granos de polvo.

El grado de depleción del Fe en la muestra de NPs es similar al de un grupo de regiones H II de la literatura. Este resultado es relevante, ya que el origen del polvo en ambos tipos de objetos es diferente, mientras que los granos de polvo que se encuentran en las NPs han sido formados en las atmósferas frías de sus estrellas progenitoras, el polvo de las regiones H II es polvo del medio interestelar procesado.

ABSTRACT

Interstellar dust plays a very important role both in the formation and evolution of stars and in the evolution of the interstellar medium. An important tool in the study of dust grains is based on the comparison between the gaseous abundances of refractory elements in the interstellar medium with a reference abundance, since this comparison informs us of the degree of incorporation of such elements onto dust grains.

The main objective of this thesis is to constrain the Fe abundance in a sample of 18 low-ionization planetary nebulae (PNe): 13 were selected from the literature because they had all the lines we needed for the analysis, the other 5 were observed in the 2.1-m telescope at San Pedro Martir. In this sample of PNe, Fe^{++} and Fe^{+3} are the main contributors to the total abundance of iron. We determine Fe abundances from [Fe III] lines and two ionization correction factors that account for the contribution of Fe^{+3} , one of them derived from photoionization models, and the other one calculated from observational data of objects with available measurements of [Fe III] and [Fe IV] lines. We find a very low Fe abundance in our sample of PNe, with less than 10% of their total Fe abundance present in the gas; the remaining atoms are probably condensed onto dust grains.

The depletion factors we find for our PNe sample are similar to those found in H II regions. This is a relevant result since the dust present in H II regions is interstellar dust, whereas in PNe the dust was formed in the atmosphere of the progenitor star during the early stages of the formation of the PNe.

Una señal inequívoca del amor a la verdad es no mantener ninguna proposición con mayor seguridad de la que garantizan las pruebas en las que se basa.

John Locke

GRACIAS...

Doy las gracias a CONACYT por la ayuda que me ha otorgado a través de los proyectos del *Dr. Ivanio Puerari*, del *Dr. Alberto Carramiñana* y de la *Dra. Mónica Rodríguez*; al *Dr. Alberto Carramiñana* quiero agradecerle especialmente la ayuda que me ha brindado en distintas ocasiones. Gracias también al *Dr. Francisco Soto* y a *Carmen Meza* por resolver tan rápido todos los asuntos relacionados con mi beca o mi FM3 y al *Dr. Roberto Murphy* por el apoyo que me ha proporcionado durante estos últimos meses.

Mónica, muchas gracias por haberme propuesto este trabajo tan interesante y por haber estado siempre disponible para mis innumerables dudas, gracias por haberme enseñado como trabajar de manera rigurosa, objetiva y cuidando cada detalle —todavía estoy en ello—, y por haberme ayudado a ir aprendiendo a mi ritmo y por mí misma, motivándome y orientándome siempre que he estado perdida. *Antonio*, te agradezco mucho el haberme introducido en el medio interestelar y toda la ayuda que he recibido cada vez que he ido a Canarias, además te doy las gracias por haberme animado a estudiar aquí, en el INAOE y por las interesantes discusiones y consejos. Agradezco a mis tres sinodales: *Dra. Miriam Peña*, *Dr. Emanuele Bertone* y *Dr. Divakara Mayya* que hayan leído cuidadosamente la tesis y todos los comentarios y sugerencias que me han hecho sobre el trabajo.

Quiero dar las gracias a mis padres, *Gloria* y *José María*, por apoyarme siempre, ahora desde la distancia y cada uno a su manera. Gracias por tratar de entenderme, gran parte de lo que soy os lo debo a vosotros. También gracias a mis hermanos: *Jose*, *Maoques* y *Pablo* por los grandes momentos de peleas y risas, y por tantas cosas que hemos pasado juntos. Gracias al resto de mi familia: mis abuelos, y mis muchísimos tíos y primos, gracias a *Chita* por ayudarme con algunas du-

das lingüísticas y especialmente a *Loli* por llamarme casi cada semana, aunque sea para tratar de convencerme de me dedique a algo “más normal y más cerca de casa”. Quiero dar las gracias a mis amigos de siempre, por estar ahí en todo momento y por hacer que todo siga igual cada vez que irrumpo de nuevo en vuestras vidas: *Patri, Alice, Carmen*; a mis amigos de la complu: *Almu, Javi, Alfonso* y especialmente a *Darto*. Gracias *Kerttu* por ser amiga además de compañera de observaciones y de trabajo, y por alojarme en tu casa cuando voy a Canarias. También quiero agradecer a toda la gente de Canarias que me recibe muy bien cada vez que voy: *Ismael, M^a Jesús, Lucía, Jorge, Fernando,...* y a aquellos que ya no están. Gracias muy especiales a *Racso*, que aunque cada vez te de más motivos, sigues sin meterme en el mismo saco que al resto de la humanidad. Por último, quiero dar las gracias a mis nuevos amigos mexicanos, a todos los que me han facilitado estar tan lejos de mi gente y de mis costumbres, a aquella gente que *me da mucho gusto tener cerca*. Especialmente a *Naina* por las charlas tan divertidas que hemos tenido y todo lo que me ha enseñado sobre India, a *Bosco* por tantas conversaciones y ratos interesantes que hemos compartido y por las acaloradas discusiones, y a *Xoch*, entre otras muchas cosas, por soportarme y ayudarme tanto en estos últimos momentos tan estresantes.

CONTENIDO

1	INTRODUCCIÓN	3
1.1	¿POR QUÉ ESTUDIAR EL POLVO INTERESTELAR?	3
1.2	¿CÓMO ESTUDIAR EL POLVO INTERESTELAR?	5
1.3	POLVO EN NEBULOSAS PLANETARIAS	7
1.3.1	CALCIO, ALUMINIO, SILICIO Y MAGNESIO	10
1.3.2	HIERRO	13
1.4	EL PROBLEMA DE LA DISCREPANCIA DE ABUNDANCIAS DEL HIERRO	15
1.5	OBJETIVOS	17
1.6	ESTRUCTURA DE LA TESIS	18
2	DATOS ATÓMICOS Y MODELOS DE FOTOIONIZACIÓN	19
2.1	DATOS ATÓMICOS	19
2.1.1	PROBABILIDADES DE TRANSICIÓN Y FUERZAS DE COLISIÓN	21
2.1.2	SECCIÓN EFICAZ DE FOTOIONIZACIÓN	22
2.1.3	COEFICIENTE DE RECOMBINACIÓN	24
2.1.4	COEFICIENTE DE TRANSFERENCIA DE CARGA	30
2.2	MODELOS DE FOTOIONIZACIÓN	32
2.2.1	SELECCIÓN DE LOS PARÁMETROS DE ENTRADA	33
2.2.2	RESULTADOS Y CONCLUSIONES	36
3	MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS	41
3.1	SELECCIÓN DE LA MUESTRA	41
3.2	MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS OBSERVADAS	44
3.2.1	OBSERVACIONES Y REDUCCIÓN DE LOS DATOS	44
3.2.2	PRIMEROS ANÁLISIS DE LOS DATOS	50
3.3	MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS DE LA LITERATURA	54
4	CÁLCULO DE LAS CONDICIONES FÍSICAS Y ABUNDANCIAS.	87
4.1	CONDICIONES FÍSICAS	87
4.1.1	DENSIDAD ELECTRÓNICA	89

4.1.2	TEMPERATURA ELECTRÓNICA	94
4.1.3	COMPARACIÓN CON OTROS RESULTADOS	97
4.2	CÁLCULO DE ABUNDANCIAS	98
4.2.1	ABUNDANCIA DE OXÍGENO	98
4.2.2	ABUNDANCIA DE HIERRO	100
5	ANÁLISIS DE LOS RESULTADOS	115
5.1	COMPARACIÓN DE LA MUESTRA DE NPS CON UN GRUPO DE REGIONES HII.	115
5.1.1	ABUNDANCIA DE OXÍGENO	117
5.1.2	ABUNDANCIA DE HIERRO	126
6	CONCLUSIONES Y TRABAJO FUTURO	133
6.1	CONCLUSIONES	133
6.2	TRABAJO FUTURO	135
A	INTENSIDADES DE LAS LÍNEAS	137
B	ANÁLISIS COMPLEMENTARIOS DE LOS DATOS	159
B.1	EL PROBLEMA DE LA DISCREPANCIA DE ABUNDANCIAS	159
B.2	¿QUÉ PODEMOS SABER DE LA MUESTRA DE NPS A PARTIR DE LOS DATOS EN EL INTERVALO INFRARROJO?	162
B.2.1	COCIENTE POLVO A GAS Y TEMPERATURA DEL POLVO DE LAS NPS	163
B.2.2	NPS RICAS EN C Y NPS RICAS EN O	170

— 1 —

INTRODUCCIÓN

EN ESTE CAPÍTULO DESTACAMOS LA IMPORTANCIA DEL POLVO INTERESTELAR EN EL CICLO DE VIDA DE LAS ESTRELLAS, EN EL MEDIO INTERESTELAR Y EN LAS PROPIAS GALAXIAS. ADEMÁS, EXPLICAMOS POR QUÉ ESTUDIAMOS EL POLVO EN LAS NEBULOSAS PLANETARIAS A TRAVÉS DEL FACTOR DE DEPLECIÓN DEL Fe.

1.1 ¿POR QUÉ ESTUDIAR EL POLVO INTERESTELAR?

LA EXISTENCIA DEL POLVO se conoce desde hace casi 80 años a partir del descubrimiento del exceso de color por Trumpler (1930). Los granos de polvo, que representan sólo el 1% de la masa total del medio interestelar (MI), contienen a casi todos los elementos metálicos y parte del interés que provocan en los astrónomos se debe a sus tres características principales: bloquean la luz de las estrellas lejanas, son trazadores de las condiciones físicas e interaccionan físicamente con otros componentes del MI. El polvo interestelar moldea el espectro de las galaxias ya que la radiación a bajas longitudes de onda es atenuada y rerradiada en el infrarrojo. Se estima que pro-

porciona aproximadamente el 30% de la luminosidad total galáctica por medio de su emisión infrarroja y participa de manera activa en el ciclo que sigue la materia desde el MI hacia las estrellas y viceversa:

- * los granos de polvo se condensan en las atmósferas frías de estrellas evolucionadas (como en las estrellas progenitoras de nebulosas planetarias, NPs), en estrellas Wolf-Rayet, en el material eyectado de novae y supernovas, y después es eyectado al MI;
- * en el MI difuso interactúa con gas caliente, radiación ultravioleta, rayos cósmicos y ondas de choque que destruyen a los granos de polvo (Tielens 1999);
- * en las nubes moleculares los granos crecen debido a la acreción de mantos de hielo y coagulación;
- * debe existir un intercambio de materia entre el gas difuso y el gas denso;
- * el colapso de las nubes moleculares densas lleva a la formación de nuevas estrellas;
- * en las etapas finales de la evolución estelar el gas y el polvo recién formado volverán en algún momento al MI mediante vientos estelares o explosiones de supernova.

Por todo esto podemos decir que el ciclo de vida de los granos de polvo está muy relacionado con las estrellas, que son fuente y sumidero del polvo galáctico. El polvo también juega un papel importante en la formación de las estrellas dentro de las nubes moleculares (Li & Greenberg 2003): **1)** la emisión infrarroja del polvo reduce la energía gravitacional de las nubes que están colapsando y esto permite que se formen estrellas, **2)** los granos de polvo protegen a las regiones moleculares de la luz estelar y de este modo disminuyen el nivel de ionización y aceleran la formación de núcleos protoestelares, **3)** la emisión infrarroja del polvo proporciona una prueba

1.2. ¿CÓMO ESTUDIAR EL POLVO INTERESTELAR?

de los procesos de formación estelar. Hay que destacar las reacciones químicas que tienen lugar entre los granos de polvo y las moléculas en el espacio, la superficie de los granos de polvo es el lugar donde se forma la molécula más abundante del MI: H₂ (Spitzer 1978) y quizás otras moléculas simples; además, el polvo reduce la radiación ultravioleta y protege a las moléculas de la fotodisociación; proporciona la principal fuente de calentamiento para el gas interestelar neutro; y por último, está involucrado en la química entre iones y moléculas, ya que afecta la densidad electrón/ion dentro de la nube (Li & Greenberg 2003).

En definitiva, el polvo juega un papel muy importante en la formación y evolución estelar así como en la evolución del propio MI, afectando a la termodinámica y química del mismo. En los últimos 40 años ha tenido lugar un gran avance en el estudio del polvo interestelar debido sobre todo al acceso a observaciones en el ultravioleta e infrarrojo, en éste último rango se ha podido identificar algunos de los componentes del polvo (silicatos cerca de 10 μm , PAHS¹ en la región 3 - 15 μm , compuestos carbonáceos en 3.4 μm , ...). Por otro lado, los avances en el desarrollo de técnicas numéricas y en la capacidad de trabajo de las computadoras ha permitido un gran desarrollo de modelos teóricos. Sin embargo existen aún muchas cuestiones sin resolver y por tanto es un tema que sigue en constante desarrollo.

1.2 ¿CÓMO ESTUDIAR EL POLVO INTERESTELAR?

El estudio de la *depleción* de los elementos interestelares a partir del análisis de sus abundancias en fase gaseosa es un método muy poderoso de estudiar el polvo del MI. El término depleción se refiere al factor en que la abundancia en la fase gaseosa

¹Hidrocarburos policíclicos aromáticos. Se cree que son la transición entre las grandes moléculas y las partículas pequeñas. Su tamaño es de $\sim 10 \text{ \AA}$, son planos y están formados por hidrógeno y carbono. Son extremadamente estables y pueden resistir los ambientes de radiación hostil del espacio interestelar. Parece ser que estas moléculas se destruyen en el interior de las regiones H II.

de un elemento está por debajo de lo que se espera teniendo en cuenta las abundancias cósmicas del elemento, el gas que “falta” se supone que está en fase sólida —a lo largo de este trabajo siempre que utilicemos este término nos estaremos refiriendo a la incorporación de un elemento de la fase gaseosa a la fase sólida, y lo calculamos para un elemento X, como $[X/H] = \log(X/H) - \log(X/H)_{\odot}$, siendo $\log(X/H)$ la abundancia en la fase gaseosa que medimos y $\log(X/H)_{\odot}$ la abundancia solar de dicho elemento. Generalmente se utilizan las abundancias solares como abundancias de referencia ya que son las únicas conocidas con suficiente fiabilidad para un amplio grupo de elementos, aunque cualquier enriquecimiento que haya tenido lugar en el MI desde la formación del sol estará introduciendo errores en estos valores de referencia². Los constituyentes principales del polvo son C y O, pero también existen otros elementos en menor cantidad como Mg, Si, Fe, Na, Al, Ca y Ni, y pequeñas trazas de otros como K, Ti, Cr, Mn y Co. Existen numerosos trabajos sobre la depleción de los elementos refractarios en granos de polvo en el MI difuso, tanto en las nubes templadas de baja densidad y en las nubes frías de mayor densidad del disco, como en las nubes templadas del halo. En la tabla 1.1 aparecen algunos de los valores típicos encontrados por diferentes autores a partir de las líneas de absorción medidas en distintas líneas de visión. En esta tabla observamos que el grado de depleción de los elementos, sobre todo de los más refractarios, es mayor en las regiones más densas del MI (Harris et al. 1984). Se cree que en estas regiones los granos de polvo crecen por agregación de nuevos átomos (Jenkins 1989) y además la destrucción del polvo provocada por las ondas de choque asociadas a las explosiones de SN es menos eficiente que en el medio más difuso —éste es el principal mecanismo destructor de los granos de polvo en el MI (McKee 1989).

²Se han propuesto algunos otros objetos con el fin de utilizar sus abundancias como abundancias interestelares de referencia, por ejemplo Sofia et al. (1994) sugieren el uso de las estrellas B y Snow & Witt (1996) proponen emplear estas estrellas jóvenes junto con las estrellas F y G del disco.

1.3 POLVO EN NEBULOSAS PLANETARIAS

Hace 40 años que se descubrió que las NPs muestran con frecuencia un gran exceso infrarrojo teniendo en cuenta lo que se espera a partir de su emisión en el visible y en radio, Gillett et al. (1967) fueron los primeros en encontrarlo para NGC 7027 (figura 1.1). Las NPs ofrecen una gran oportunidad para el estudio del polvo cósmico ya que muchas de ellas son objetos brillantes con una historia y composición relativamente bien entendidas. Las estrellas progenitoras de las NPs son estrellas de la rama asintótica de las gigantes (AGB³), con temperaturas efectivas (T_{eff}) entre 2000 K y 2500 K e inmersas en una atmósfera circunestelar gruesa que ha sido producida por la pérdida de masa en la estrella. Todo esto hace a estas estrellas idóneas para que tenga lugar, en sus atmósferas frías, la condensación de grandes cantidades de polvo (Larimer 1979). La composición de los granos de polvo dependerá de las abundancias químicas del material circunestelar.

³A estas estrellas se les conoce como AGB por sus siglas en inglés, Asymptotic Giant Branch.

TABLA 1.1: ABUNDANCIAS SOLARES* Y FACTORES DE DEPLECIÓN

ELEMENTOS	ABUNDANCIAS SOLARES: $\{X\} = 12 + \log (X/H)$	FACTORES DE DEPLECIÓN: $[X/H] = \log (X/H) - \log (X/H)_{\odot}$		
		DISCO FRÍO	DISCO TEMPLADO	HALO
Mg	7.62 ± 0.02	-1.4	-0.6	-0.3
Si	7.61 ± 0.02	-1.4	-0.5	-0.4
Fe	7.54 ± 0.03	-2.2	-1.4	-0.6
Ca	6.41 ± 0.03	-3.7	-2.1	-0.9
Al	6.54 ± 0.02	-2.5	-1.2	-0.7

NOTAS.-

Esta tabla se ha adaptado de Welty et al. (1999), Savage & Sembach (1996), Sembach & Savage (1996) y las referencias que se encuentran en estos artículos.

* Abundancias solares de Lodders (2003)

Dos cuestiones importantes en el estudio de las nebulosas son qué cantidad de polvo existe en ellas y dónde está localizado. Estos granos podrían estar mezclados con el gas ionizado, encontrarse en inclusiones neutras o quizás en un disco alrededor de la estrella central. Al contrario de lo que ocurre con el medio interestelar difuso, no existen muchos trabajos sobre la depleción en NPs, y esta es una de las motivaciones para llevar a cabo este trabajo. Durante muchos años, las únicas NPs estudiadas en la literatura han sido NGC 7027, NGC 6302, NGC 2440, NGC 6543 y BD+30°3639 que son NPs muy brillantes, y aunque posteriormente se ha ampliado el estudio a otros objetos la muestra continúa siendo muy pequeña.

Shields (1983) hace una revisión sobre los resultados encontrados en NPs para los factores de depleción de C, Mg, Si, Ca y Fe. A continuación nosotros mostramos una nueva revisión para los elementos refractarios: Ca, Al, Si y Mg. Los trabajos sobre el

1.3. POLVO EN NEBULOSAS PLANETARIAS

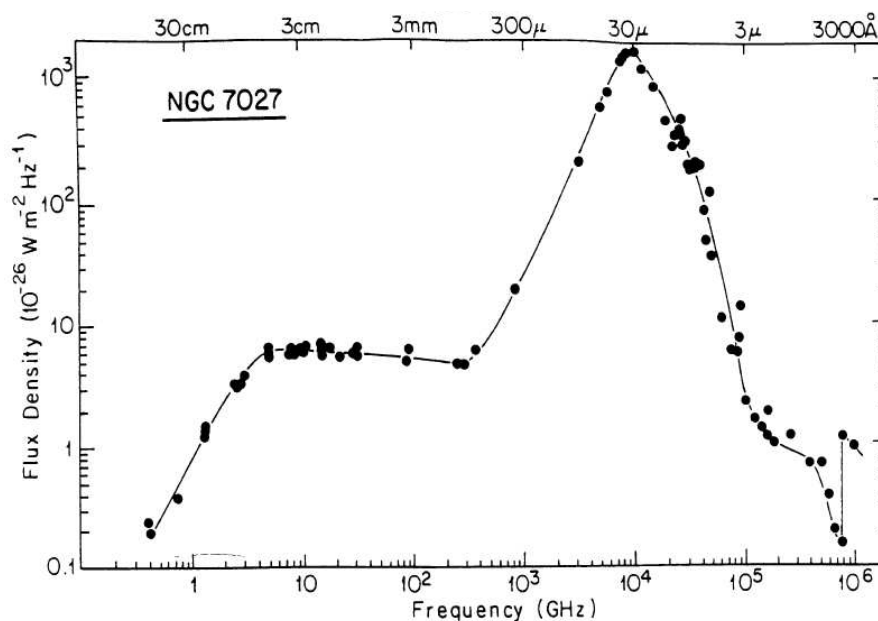


FIGURA 1.1: Distribución espectral de energía de NGC 7027. El pico de emisión en el intervalo 25 – 60 μm se atribuye a la emisión de partículas de polvo con temperaturas del orden de los 200 K. Figura tomada de Terzian (1989).

En los comentarios en la siguiente sección en más detalle, junto con los motivos que nos llevan a escoger este elemento para llevar a cabo este estudio sobre el polvo en NPs. Muchos de los trabajos que existen en NPs están basados en modelos de fotoionización sencillos, de los que dependen fuertemente los resultados o utilizan sólo una línea para determinar la abundancia de un elemento, lo que puede llevar asociado grandes incertidumbres en el caso de que dicha línea no corresponda a un ion predominante. Generalmente calculamos las abundancias de un elemento a partir de algunas líneas observadas de determinados iones. Si observáramos líneas de todos los iones presentes en una NP, la abundancia total sería directamente la suma de todas las abundancias iónicas. En el caso real tenemos que multiplicar la suma de las abundancias iónicas que podemos calcular, por un factor que tiene en cuenta la presencia de los otros iones que no observamos, este factor es el factor de corrección por ionización (FCI).

1.3.1 CALCIO, ALUMINIO, SILICIO Y MAGNESIO

El **Ca** sólo tiene las líneas [Ca II] $\lambda\lambda 7292, 7324$ y [Ca V] $\lambda 5309$ en la región visible del espectro. La mayoría de los cálculos que existen, a partir de datos en el intervalo visible, utilizan sólo la línea de [Ca V] junto con un FCI alto (aproximadamente 6) porque sólo se observa este estado de ionización que no tiene por qué ser el predominante. En NPs de alta excitación la abundancia iónica Ca^+ no será muy importante (su potencial de ionización es 11.9 eV, tabla 1.2), pero sí la de iones de mayor grado de ionización, y en las NPs de baja excitación se espera que dominen los iones de menor grado de ionización que Ca^{+4} —ya que el potencial de ionización de este ion es alto, 84.41 eV. Algunos cálculos del factor de depleción del calcio aparecen en Aller et al. (1981); Shields et al. (1981); Aller & Czyzak (1983); Keyes et al. (1990). En el intervalo infrarrojo del espectro hay líneas de más iones, que por ejemplo, Pottasch & Beintema (1999) utilizan para calcular la abundancia de Ca en NGC 6302 con un FCI = 1.35. Sin embargo no hay muchos resultados sobre la abundancia del Ca calculada a partir de líneas del intervalo infrarrojo. En general, la abundancia de Ca que se encuentra en NPs es aproximadamente entre 10 y 30 veces menor a la abundancia solar. El **Al** no tiene líneas importantes en el intervalo visible y todos los valores de su abundancia en NPs se obtienen a partir de datos en los intervalos ultravioleta (en el que hay líneas de los iones Al^+ y Al^{++}) e infrarrojo (en el que hay líneas de iones por encima de Al^{+4} , cuyo potencial de ionización es 120 eV), donde tampoco se tiene la contribución de todos los iones importantes y por tanto los FCI son elevados (por ejemplo, FCI = 2.4 en Pottasch & Beintema (1999) a partir de datos en el infrarrojo), de modo que los resultados obtenidos son bastante inciertos. En la literatura se encuentran valores de la abundancia de Al entre 10 y 300 veces menor a la abundancia solar en distintas NPs (Pwa et al. 1986; Kingdon et al. 1995; Pottasch & Beintema 1999; Casassus et al. 2000).

El **Si** presenta grandes incertidumbres. Existen discrepancias entre los resul-

1.3. POLVO EN NEBULOSAS PLANETARIAS

TABLA 1.2: POTENCIALES DE IONIZACIÓN (eV)

ELEMENTO	I	II	III	IV	V	VI	VII
Mg	7.7	15.0	80.1	109.2	141.3	186.5	224.9
Si	8.2	16.3	33.5	45.1	166.8	205.0	246.5
Fe	7.9	16.2	30.6	54.8	75.0	99.0	125.0
Ca	6.1	11.9	50.9	67.1	84.4	108.8	127.7
Al	6.0	18.8	28.5	120.0	153.7	190.5	241.4

tados que se obtienen con líneas diferentes de un mismo ion (Shields et al. 1981; Casassus et al. 2000). Además el FCI es grande (del orden de 3) debido a que se observan pocos iones importantes en el visible —Si II— y en el ultravioleta —Si III] y Si IV. En el intervalo infrarrojo es mayor el número de iones que contribuyen de manera importante a la abundancia total del Si, sin embargo existen incertidumbres en los modelos utilizados y en las abundancias obtenidas (Casassus et al. 2000; Pottasch & Beintema 1999). Por ejemplo, los errores en las abundancias medidas por Pottasch & Beintema (1999) son lo suficientemente grandes como para que la abundancia real del Si pudiera ser similar a la solar o hasta un factor 2 menor a la solar. Teniendo en cuenta todos los trabajos revisados, se encuentran abundancias para este elemento desde aproximadamente el valor solar hasta un factor 10 menor (Aller et al. 1981; Shields et al. 1981; Pwa et al. 1986; Keyes et al. 1990; Pottasch & Beintema 1999; Casassus et al. 2000). Por último, el **Mg** tampoco tiene líneas importantes en el intervalo visible y se suelen utilizar las líneas del ultravioleta y las del infrarrojo, aparte de la línea Mg II $\lambda 2798$ el resto vienen de especies más ionizadas: Mg^{+n} , con $n \geq 3$ que sólo predominarán en las NPs de alta excitación (el potencial de ionización del Mg^{++} es 80.14 eV). Durante mucho tiempo se ha sugerido la existencia de un fuerte gradiente en la abundancia de este elemento, con una abundancia mayor en la región más externa de la NP (Péquignot & Stasińska 1980; Shields et al. 1981; Middlemass

1990), pero con la llegada de nuevos datos atómicos se ha comprobado que si existe este gradiente, no es tan pronunciado como se proponía en los primeros trabajos (Kingdon et al. 1995). La abundancia de Mg que se obtiene en distintas NPs es entre 2 y 10 veces menor a la abundancia solar (Péquignot & Stasińska 1980; Shields et al. 1981; Beckwith et al. 1984; Pwa et al. 1986; Middlemass 1990; Keyes et al. 1990; Kingdon et al. 1995; Pottasch & Beintema 1999; Casassus et al. 2000).

En conclusión, podemos decir que Ca, Al, Si y Mg tienen diferentes grados de depleción en las NPs. Las abundancias de estos elementos varían entre valores casi solares (Si), valores intermedios de ~ 1 orden de magnitud por debajo de la abundancia solar (Mg) y llegan hasta 1.5 o 2.5 órdenes de magnitud por debajo de la abundancia solar (Ca, Al). Sin embargo, estos resultados tienen grandes incertidumbres:

- * los FCI son muy altos debido a que no se tienen medidas de las líneas de los iones más importantes,
- * existe una fuerte dependencia de los modelos de fotoionización utilizados,
- * hay que tener cuidado al utilizar datos de diferentes intervalos espectrales (visible, ultravioleta e infrarrojo) ya que la información puede provenir de regiones diferentes, al utilizar aperturas diferentes y no corregir este problema adecuadamente.

Además, como mencionamos antes, el número de NPs analizadas es muy bajo, y por ello es importante llevar a cabo el estudio de la depleción en NPs con una muestra significativa y un procedimiento adecuado y homogéneo en todas ellas. Esto nos va a permitir estudiar posibles variaciones en el grado de depleción en objetos con características diferentes.

1.3. POLVO EN NEBULOSAS PLANETARIAS

1.3.2 HIERRO

Elegimos el Fe para el estudio de la depleción en el MI por diferentes motivos. En primer lugar, es el único de todos los elementos refractarios que posee líneas lo suficientemente intensas en el intervalo visible del espectro. Además, como la mayor parte de Fe se encuentra en forma de polvo, la destrucción de una pequeña cantidad del mismo se traduce en un aumento considerable en la abundancia de gas de este elemento. Por último, debido a la alta abundancia cósmica de Fe, éste contribuye de manera importante a la masa de granos de polvo refractarios, y su abundancia en la fase gaseosa será un fiel indicador del grado de concentración de los elementos refractarios en el polvo. Teniendo en cuenta las temperaturas que pueden tener las estrellas centrales de la NPs, entre 35 000 K y 200 000 K aproximadamente, los iones de Fe que pueden estar presentes van desde el Fe^+ al Fe^{+6} (sus potenciales de ionización se muestran en la tabla 1.2), por lo que podemos encontrar líneas de estos iones en diferentes NPs según las condiciones de excitación.

En 1918 Wright observa por primera vez una línea en $\lambda 4658$ en una NP que fue identificada como debida a Fe^{++} por Edlen & Swings (1939). Varios años después, Shields (1975) calcula la abundancia de Fe en NGC 7027 haciendo uso de una medida de la línea $[\text{Fe VII}] \lambda 5721$ junto con modelos de fotoionización para calcular el FCI. Deriva un factor de depleción de $[\text{Fe}/\text{H}] = -1.4 \pm 0.4$, este resultado depende fuertemente de los modelos utilizados y además está basado en la medida de una sola línea, sin embargo, hay que destacar que es el primer resultado sobre la depleción de Fe en una NP. Otros trabajos posteriores en los que se estima el factor de depleción en NPs son los de Garstang et al. (1978); Shields (1978); Clegg et al. (1987a,b) y Middlemass (1990) con valores que van desde una abundancia solar hasta los dos órdenes de magnitud por debajo de ésta. En la década de los 90 aparecen algunos grupos dedicados específicamente a la obtención de datos atómicos más precisos y completos y esto permite obtener factores de depleción más realistas (en el capítulo siguiente

hacemos una revisión al problema de los datos atómicos del Fe). Perinotto et al. (1999) calculan el factor de depleción para cuatro NPs con algunos de estos nuevos datos atómicos; estos autores utilizan una serie de modelos de fotoionización para derivar la temperatura electrónica de las NPs y la estructura de ionización del Fe (y con ella, el FCI). Calculan la abundancia total de Fe a partir de la abundancia iónica de Fe^{++} y el FCI derivado de los modelos, encontrando abundancias de Fe entre 11 y 80 veces menor a la solar con incertidumbres entre un 40% y un factor 1.5 según la NP. Sin embargo, los resultados que obtienen estos autores dependen mucho de los modelos de fotoionización que están utilizando tanto para calcular el FCI como la temperatura electrónica de las NPs. Recientemente, Sterling et al. (2005) calculan la abundancia de Fe de SwSt 1 a partir de datos del intervalo UV del espectro tomados con FUSE (Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer) y también con datos del intervalo óptico. Con los datos de las líneas de absorción ultravioleta obtienen que sólo la mitad del Fe se encuentra en forma de granos de polvo, mientras que con las líneas de emisión del intervalo visible de Fe^+ y Fe^{++} —y junto con el FCI de Rodríguez (2002)— llegan a que más del 90% del Fe está en fase sólida. Los datos del UV corresponden sólo a una pequeña región de la NP en la línea de visión de la estrella central, que no tiene que ser representativa de toda la NP. Sterling et al. (2005) explican la diferencia en los resultados postulando la presencia de inhomogeneidades en la NP. Por último, Georgiev et al. (2006) estudian 4 NPs buscando la emisión de las líneas coronales [Fe X] $\lambda 6374$ y [Fe XIV] $\lambda 5303$ del plasma caliente en rayos X. No detectan ninguna de las dos líneas, mientras que sus modelos predicen intensidades por encima de sus límites de detección, lo que toman como una indicación de que el Fe se encuentra incorporado a la fase sólida. Estos autores enfatizan la importancia de calcular la abundancia de Fe tanto en el gas nebuloso como en las atmósferas de las estrellas centrales de las NPs en un mayor número de objetos para poder saber si el gas que está emitiendo en rayos X procede del gas nebuloso o del viento estelar.

Los datos más recientes (Perinotto et al. 1999; Pottasch & Beintema 1999;

1.4. EL PROBLEMA DE LA DISCREPANCIA DE ABUNDANCIAS DEL HIERRO

Liu et al. 2004a; Sterling et al. 2005) indican factores de depleción del Fe entre 1 y 2 órdenes de magnitud, sin embargo es necesario hacer un estudio de la abundancia de Fe en un número mayor de NPs ahora que se cuenta con mejores datos atómicos. Esto nos va a permitir avanzar en el estudio de los granos de polvo, su formación, supervivencia y destrucción en las NPs así como en otros temas relacionados —como el estudiado por Georgiev et al. (2006). En este trabajo vamos a usar los mejores datos atómicos disponibles para los iones relevantes del Fe y utilizaremos el mismo procedimiento para toda la muestra de NPs de manera que podamos comparar entre sí los resultados obtenidos y estudiar así posibles diferencias entre objetos con características similares.

1.4 EL PROBLEMA DE LA DISCREPANCIA DE ABUNDANCIAS DEL HIERRO

El estudio de la abundancia de Fe en regiones H II es más sencillo que en NPs ya que el grado de excitación es menor y por ello, la contribución de iones de mayor grado de ionización que Fe^{+3} se espera que sea despreciable. La abundancia de Fe vendrá dada por la suma de las abundancias iónicas de Fe^+ , Fe^{++} y Fe^{+3} . El método seguido para calcular la abundancia de Fe —y en general de cualquier elemento— consiste en calcular la abundancia iónica de los iones observados y estimar la contribución de los otros iones importantes mediante un FCI. Algunos estudios de la abundancia de Fe en regiones H II son los llevados a cabo por Olthof & Pottasch (1975); Osterbrock et al. (1992); Peimbert et al. (1993); Rodríguez (2002) y Rodríguez & Rubin (2005), que obtienen abundancias inferiores a la solar en un factor entre 3 y 40. La abundancia de Fe^+ es muy baja en casi todas las regiones H II (Rodríguez 2002), como se espera debido al bajo potencial de ionización de este ion (16.2 eV) comparado con el del H, 13.6 eV). Además, como las líneas prohibidas de [Fe IV] son muy débiles, generalmente se calcula la abundancia de Fe a partir de las líneas prohibidas de [Fe III]

y un FCI para corregir por la presencia de Fe^{+3} . Sin embargo, existen algunas medidas de las líneas de [Fe IV] (Rubin et al. 1997; Rodríguez 2003) que permiten comparar el resultado anterior (líneas de [Fe III] + FCI) con el obtenido de la suma directa de las abundancias iónicas: $\text{Fe}/\text{H} = \text{Fe}^{++}/\text{H}^+ + \text{Fe}^{+3}/\text{H}^+$. Se ha encontrado una discrepancia entre ambos valores que se traduce en una incertidumbre en la abundancia total de Fe de hasta un factor 5.

Este problema ha sido analizado por Rodríguez & Rubin (2005) para una muestra de varias regiones H II y 4 NPs galácticas. Estos autores utilizan los datos atómicos más precisos y completos hasta el momento junto con un nuevo conjunto de modelos de fotoionización y datos observacionales con medidas de líneas de [Fe III] y [Fe IV] para derivar dos nuevos FCI. El primero de ellos viene de un ajuste realizado sobre un conjunto de modelos de fotoionización:

$$\frac{\text{Fe}}{\text{O}} = 0.9 \left(\frac{\text{O}^+}{\text{O}^{++}} \right)^{0.08} \frac{\text{Fe}^{++}}{\text{O}^+} \quad (1.1)$$

mientras que el segundo se obtiene de ajustar los datos observacionales de la muestra, que siguen una tendencia:

$$\frac{\text{Fe}}{\text{O}} = 1.1 \left(\frac{\text{O}^+}{\text{O}^{++}} \right)^{0.58} \frac{\text{Fe}^{++}}{\text{O}^+} \quad (1.2)$$

La discrepancia entre los resultados, aunque persiste, ha disminuido respecto a trabajos anteriores y Rodríguez & Rubin (2005) proponen una serie de cambios en los datos atómicos de Fe que permitirían resolver la discrepancia que se encuentra:

1. un aumento en el coeficiente de recombinación total o en el coeficiente de transferencia de carga del Fe^{+3} con H^0 en un factor ~ 10 ,
2. una disminución en las fuerzas de colisión del Fe^{+3} en un factor $\sim 2 - 3$ y
3. un aumento en las fuerzas de colisión del Fe^{++} en un factor $\sim 2 - 3$.

Si la discrepancia se debe a errores en las fuerzas de colisión de Fe^{+3} —propuesta (2)— el valor correcto de la abundancia de Fe vendría dado por la abundancia iónica

1.5. OBJETIVOS

de Fe^{++} y el FCI que se obtiene de los modelos de fotoionización (ecuación 1.1). Si se debe a errores en las fuerzas de colisión de Fe^{++} —propuesta (3)— la abundancia será ~ 0.3 dex menor a la anterior (ver McLaughlin et al. (2002) y Rodríguez & Rubin (2005) para más detalles). Por último, si las predicciones de los modelos no son correctas —propuesta (1)— la abundancia de Fe se debe calcular como la suma de las abundancias iónicas de Fe^{++} y Fe^{+3} , ecuación 1.2. Si lo que está ocurriendo es una combinación de errores en los diferentes datos atómicos involucrados, esto llevaría a variaciones menores en los resultados y a una abundancia total de Fe intermedia entre los extremos que se obtienen suponiendo estas variaciones. Es decir, estos cambios en los datos atómicos son tan drásticos que permiten acotar el valor real de la abundancia de Fe en el gas y con esta finalidad se usan en este trabajo los dos FCI propuestos por Rodríguez & Rubin (2005).

Con el objetivo de seguir el procedimiento comentado, debemos seleccionar una muestra de NPs de baja excitación, de forma que las condiciones de excitación sean lo más parecidas posible a las de las regiones H II y podamos usar el mismo método para acotar la abundancia de Fe en las NPs.

1.5 OBJETIVOS

- * El objetivo principal de este trabajo es *acotar la abundancia de Fe de una muestra de NPs de bajo grado de excitación* para estudiar el grado de depleción que existe en este tipo de objetos. Seguiremos el procedimiento propuesto por Rodríguez & Rubin (2005) y para ello seleccionamos una muestra de NPs que tenga condiciones de excitación lo más parecidas posible a las de las regiones H II.
- * Es de vital importancia conocer los iones relevantes en el cálculo de abundancias y por ello *utilizaremos modelos de fotoionización para determinar cuáles*

son estos iones y poner una cota al grado de excitación de la muestra para que los dos FCI calculados en Rodríguez & Rubin (2005) sean válidos también para nuestros objetos. En estos modelos de fotoionización usaremos los mejores datos atómicos que existen hasta el momento, ya que estos son cruciales para los cálculos posteriores de las abundancias iónicas.

- * *Por último haremos una comparación de los resultados obtenidos para la muestra de NPs con los que se han obtenido en regiones H II, estudiando si hay variaciones en los grados de depleción obtenidos para los dos grupos de objetos y en caso de que existan se tratará de explicar las causas de las mismas. Esta comparación es interesante ya que el origen del polvo en ambos tipos de objetos es diferente: mientras que el polvo de las regiones H II es polvo interestelar procesado, el polvo de las NPs es polvo directamente formado en las atmósferas frías de las estrellas progenitoras.*

1.6 ESTRUCTURA DE LA TESIS

En el capítulo 2 realizamos una revisión de los datos atómicos involucrados en el problema del cálculo de la abundancia de Fe y haciendo uso de un código de fotoionización generamos una serie de modelos que nos permitan acotar el grado de excitación de las NPs de la muestra. En el capítulo 3 se describe la muestra de NPs seleccionada así como los detalles de las observaciones llevadas a cabo y la reducción y análisis previos de los datos obtenidos. Los cálculos de las condiciones físicas y las abundancias iónicas y totales se abordan en el capítulo 4. En el capítulo 5 analizamos los resultados obtenidos para la muestra de NPs y comparamos estos resultados con otros encontrados en la literatura para un grupo de regiones H II. Las conclusiones y el trabajo futuro se discuten en el capítulo 6.

—2—

DATOS ATÓMICOS Y MODELOS DE FOTOIONIZACIÓN

CON EL OBJETIVO DE SELECCIONAR UNA MUESTRA DE NPS DE BAJA EXCITACIÓN, HEMOS UTILIZADO UNA SERIE DE MODELOS DE FOTOIONIZACIÓN PARA ACOTAR EL GRADO DE EXCITACIÓN DE LAS MISMAS. EN ESTE CAPÍTULO REALIZAMOS UNA REVISIÓN DE LOS DATOS ATÓMICOS INVOLUCRADOS, QUE UTILIZAREMOS TANTO EN EL CÁLCULO DE LAS ABUNDANCIAS IÓNICAS COMO EN EL MODELADO DE LAS NPS. POSTERIORMENTE, MOSTRAMOS LOS RESULTADOS OBTENIDOS CON LOS MODELOS DE FOTOIONIZACIÓN.

2.1 DATOS ATÓMICOS

ES IMPRESCINDIBLE contar con valores precisos y consistentes de los datos atómicos para el estudio de los objetos astrofísicos y para poder modelar adecuadamente los plasmas. Antes de la aparición del *Opacity Project* (Seaton 1995, OP) y el *Iron Project* (Hummer et al. 1993, IP) no había datos atómicos disponibles para los iones importantes de Fe, pero tanto el OP como el IP han llevado a cabo

CAPÍTULO 2. DATOS ATÓMICOS Y MODELOS DE FOTOIONIZACIÓN

numerosos trabajos en este campo con el fin de proporcionar los mejores datos. A continuación revisaremos los datos atómicos de los dos elementos de interés en este trabajo¹, O y Fe, así como las diferencias en los resultados de distintos autores. Los datos atómicos que analizaremos incluyen las fuerzas de colisión, las probabilidades de transición y los coeficientes de fotoionización y recombinación. Estudiaremos sólo los iones de O y Fe importantes en la muestra de NPs seleccionada: Fe^{++} , Fe^{+3} , O^+ y O^{++} ; por las condiciones de excitación de las NPs que vamos a estudiar, lo que nos interesa es el equilibrio entre Fe^{++} y Fe^{+3} , y entre O^+ y O^{++} , que son los iones más abundantes (en la sección 2.2 justificamos esta afirmación a partir de los modelos de fotoionización).

Necesitamos conocer con precisión las fuerzas de colisión y las probabilidades de transición de aquellos iones de los que vamos a calcular su abundancia iónica. En el capítulo anterior hemos explicado que calculamos las abundancias totales de hierro y oxígeno como: $\text{Fe}/\text{H} = \text{Fe}^{++}/\text{H}^+ + \text{Fe}^{+3}/\text{H}^+$ y $\text{O}/\text{H} = \text{O}^+/\text{H}^+ + \text{O}^{++}/\text{H}^+$ respectivamente. Las abundancias iónicas O^+ y O^{++} las calculamos con *IRAF*, sin cambiar los datos atómicos (probabilidades de transición y fuerzas de colisión) que están incluidos en el programa. En el caso del Fe, nos interesa tener valores precisos de las fuerzas de colisión y las probabilidades de transición de Fe^{++} , que es la abundancia iónica que vamos a calcular, sin embargo, en la siguiente sección hacemos un repaso de los datos atómicos disponibles (probabilidades de transición y fuerzas de colisión) para Fe^{++} y Fe^{+3} . Por otro lado, las secciones eficaces de fotoionización y los coeficientes de recombinación son cruciales en el uso de modelos de fotoionización, que nosotros utilizaremos en la sección 2.2 para poner una cota al grado de excitación de las NPs de la muestra. Como dijimos anteriormente, lo que nos interesa es el equilibrio entre la fotoionización y la recombinación de los iones más abundantes: $h\nu + \text{Fe III} \rightleftharpoons \text{Fe}$

¹Aunque lo que nos interesa es la abundancia de Fe, como calculamos el cociente de abundancias Fe/H a partir de las abundancias iónicas Fe^{++} , O^+ y O^{++} y el cociente de abundancias O/H , también estudiamos los datos atómicos del O.

2.1. DATOS ATÓMICOS

$IV + 1 e^-, h\nu + O II \rightleftharpoons O III + 1 e^-$ para el Fe y O respectivamente.

2.1.1 PROBABILIDADES DE TRANSICIÓN Y FUERZAS DE COLISIÓN

Debido a la dificultad de calcular las probabilidades de transición para las transiciones prohibidas de Fe, hasta hace unos años existían muy pocas referencias: Garstang (1957) para las transiciones del [Fe III] y Garstang (1958) para las del [Fe IV]. Mientras que en el caso de las fuerzas de colisión, sólo Garstang et al. (1978) presentaban valores para el Fe III. En la década de los 90 han aparecido nuevos valores tanto de las probabilidades de transición como de las fuerzas de colisión del Fe^{++} y Fe^{+3} , que mostramos en las tablas 2.1 y 2.2.

TABLA 2.1: DATOS ATÓMICOS DEL Fe^{++}

PROBABILIDADES DE TRANSICIÓN	FUERZAS DE COLISIÓN
Garstang (1957)	Garstang et al. (1978)
Nahar (1996a)	Berrington et al. (1991)
Quinet (1996)	Zhang (1996)
Johansson et al. (2000)	

Respecto al ion que nos interesa, el Fe^{++} , existen diferencias considerables entre los resultados de distintos autores. Las probabilidades de transición de Nahar (1996a) difieren hasta un factor 2 de las de Garstang (1957), y las fuerzas de colisión de Zhang (1996) son hasta un 40% mayores que las de Berrington et al. (1991) para las transiciones más intensas, mientras que en el caso de transiciones más débiles las diferencias son mayores. Rodríguez (2002) estudia en detalle la dispersión en las abundancias calculadas con los diferentes conjuntos de datos atómicos disponibles en

CAPÍTULO 2. DATOS ATÓMICOS Y MODELOS DE FOTOIONIZACIÓN

TABLA 2.2: DATOS ATÓMICOS DEL Fe^{+3}

PROBABILIDADES DE TRANSICIÓN	FUERZAS DE COLISIÓN
Garstang (1958)	Berrington & Pelan (1995, 1996)
Raassen & Uylings (1996)	Zhang & Pradhan (1997)
Froese Fischer & Rubin (1998)	
Fischer & Rubin (2004a,b)	
Nahar (2006)	

ese momento para el Fe^{++} y con líneas bien medidas de M 42 (Esteban et al. 1998) y concluye que la mayor precisión se obtiene utilizando las fuerzas de colisión de Zhang (1996) y las probabilidades de transición de Quinet (1996), aunque los valores de las probabilidades de transición no son críticos en el cálculo de las abundancias (Rodríguez 2002). Teniendo en cuenta esto, utilizamos las fuerzas de colisión de Zhang (1996) y las probabilidades de transición de Quinet (1996) para los cálculos de la abundancia iónica de Fe^{++} .

2.1.2 SECCIÓN EFICAZ DE FOTOIONIZACIÓN

Es importante conocer las secciones eficaces de fotoionización con gran precisión, ya que, cantidades básicas en nuestro análisis como la abundancia de los elementos —cuando utilizamos un FCI derivado de los modelos de fotoionización para calcularla— o las fracciones de ionización dependen críticamente de ellos, aunque también de los coeficientes de recombinación. Existen numerosos cálculos de secciones eficaces, ver por ejemplo Reilman & Manson (1979), Verner et al. (1993), Verner & Yakovlev (1995) y Verner et al. (1996a). En este último trabajo, los autores realizan un ajuste de las secciones eficaces obtenidas por Nahar & Pradhan (1994) para

2.1. DATOS ATÓMICOS

el Fe II, Sawey & Berrington (1992) para el Fe III, Butler & Zeippen (1994) para el O I, y Burke et al. (1989) para el O II. Verner et al. (1996a) ajustan una función suave del tipo:

$$\sigma(E) = \sigma_0 F(y), \quad (2.1)$$

(en unidades² de Mb), E es la energía del fotón y σ_0 , $F(y)$ son el parámetro y la función de ajuste respectivamente. Aunque la contribución de las estructuras de resonancia a la sección eficaz total puede ser importante, estos autores consideran que tanto por la incertidumbre en la posición de las resonancias como por la eficiencia en los cálculos computacionales está justificado el uso de este ajuste suavizado sobre las resonancias. Sin embargo, la sección eficaz que se calcule depende de la representación que se tenga de las resonancias, en ocasiones, una sola resonancia puede dominar la sección eficaz en una zona energética determinada (son muy prominentes cerca de la energía umbral).

Los cálculos más recientes son los de Nahar & Pradhan (1994); Nahar (1996a) y Nahar (1998) que llevan a cabo cálculos de las secciones eficaces de fotoionización de Fe II, Fe III, O I y O II. Son cálculos más completos que los que ya existían y obtienen una mayor cantidad de datos y de mayor precisión. Kjeldsen et al. (2002) llevan a cabo por primera vez el cálculo experimental de las secciones eficaces de fotoionización del Fe II, de manera que es posible comparar los resultados teóricos y experimentales. El rango de energías en el que obtienen las secciones eficaces es 15.8 - 180 eV que cubre la región cercana al umbral, rica en resonancias. Según estos autores lo más adecuado es utilizar los datos de Nahar & Pradhan (1994) en la región de bajas energías ($h\nu \leq 25$ eV) y los suyos en la de altas energías (25 - 180 eV). No se tienen cálculos experimentales para el resto de los iones. En la figura 2.1 se puede observar la sección eficaz de fotoionización del Fe^+ obtenida por Nahar & Pradhan (1994), Verner et al. (1996a) y Kjeldsen et al. (2002). La figura 2.2 muestra los resultados de

²Las secciones eficaces se suelen expresar en *barns* (b) o megabarns (Mb), $1 \text{ Mb} = 10^{-18} \text{ cm}^2$.

CAPÍTULO 2. DATOS ATÓMICOS Y MODELOS DE FOTOIONIZACIÓN

Nahar (1996a) y Verner et al. (1996a) para el Fe^{++} y en las figuras 2.3 y 2.4 se pueden comparar los resultados de Nahar (1998) con los de Verner et al. (1996a) para los iones O^+ y O^{++} respectivamente.

Posteriormente, Bautista et al. (1998) proponen el uso de las secciones eficaces de fotoionización promediadas en las resonancias empleando una técnica numérica para representar la sección eficaz de fotoionización mediante un número pequeño de puntos desde la energía umbral hasta energías muy altas. Según Bautista et al. (1998) estas secciones eficaces promediadas están de acuerdo con las detalladas (Nahar & Pradhan 1994; Nahar 1996a, 1998) dentro de un 5%, mientras que, al compararlas con los resultados de los ajustes de Verner et al. (1996a), se encuentran diferencias muy importantes (70%) para el Fe II y Fe III y diferencias menores (10%) para el O I y O II, ver Bautista et al. (1998).

Hemos promediado los datos de las secciones eficaces de fotoionización del Fe^{++} de Nahar & Pradhan (1994) con un procedimiento similar al de Bautista et al. (1998), y hemos ajustado estos datos a una función del tipo de la usada por Verner et al. (1996a) (ecuación 2.1), ya que los datos de Verner et al. (1996a) son los que están implementados en *Cloudy*, el código de fotoionización que usamos (ver figura 2.5). El resto de valores de las secciones eficaces no los modificamos (O I, O II y Fe II).

2.1.3 COEFICIENTE DE RECOMBINACIÓN

A bajas densidades la recombinación procede de los procesos de transferencia de carga, recombinación radiativa y recombinación dielectrónica.

2.1.3.1 RECOMBINACIÓN RADIATIVA Y DIELECTRÓNICA.

Woods et al. (1981) calculan el coeficiente de recombinación radiativo para los iones de Fe basándose en las secciones eficaces de fotoionización de Reilman & Manson

2.1. DATOS ATÓMICOS

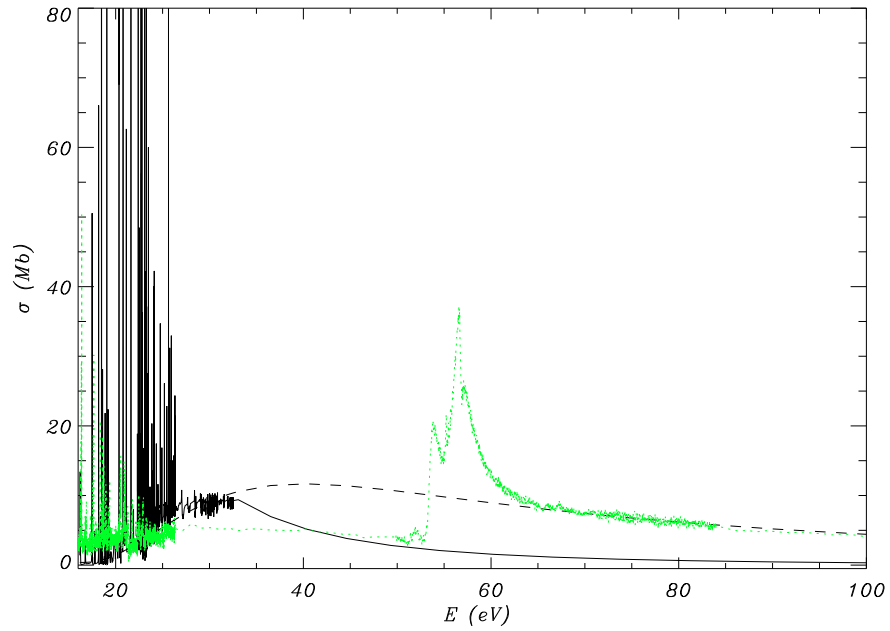


FIGURA 2.1: Sección eficaz de fotoionización del Fe^+ obtenida por Nahar & Pradhan (1994) (línea continua negra), Verner et al. (1996a) (línea discontinua negra) y Kjeldsen et al. (2002) (línea punteada verde).

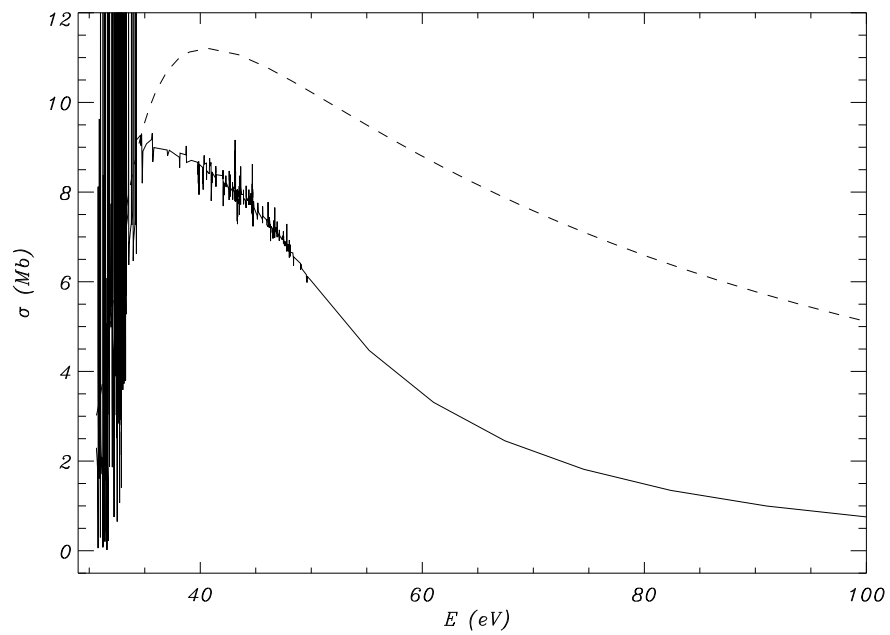


FIGURA 2.2: Sección eficaz de fotoionización de Fe^{++} obtenida por Nahar (1996a) (línea continua) y por Verner et al. (1996a) (línea discontinua).

CAPÍTULO 2. DATOS ATÓMICOS Y MODELOS DE FOTOIONIZACIÓN

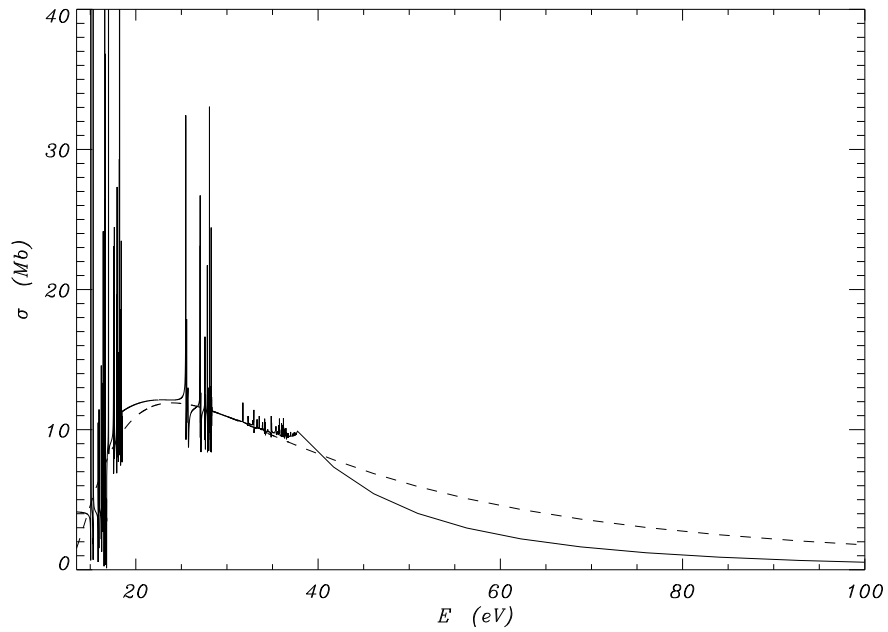


FIGURA 2.3: Sección eficaz de fotoionización de O^0 obtenida por Nahar (1998) (línea continua) y Verner et al. (1996a) (línea discontinua).

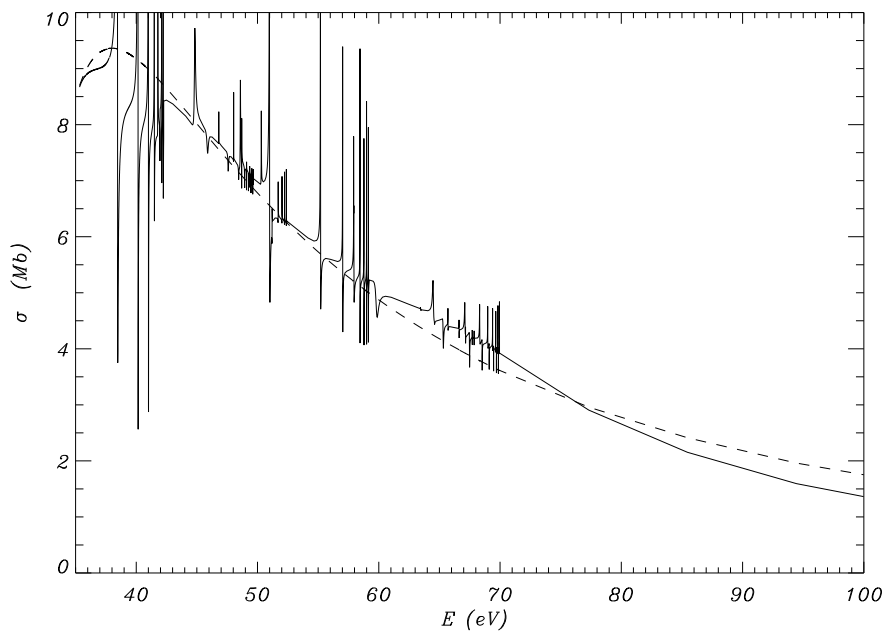


FIGURA 2.4: Sección eficaz de fotoionización del O^+ obtenida por Nahar (1998) (línea continua) y Verner et al. (1996a) (línea discontinua).

2.1. DATOS ATÓMICOS

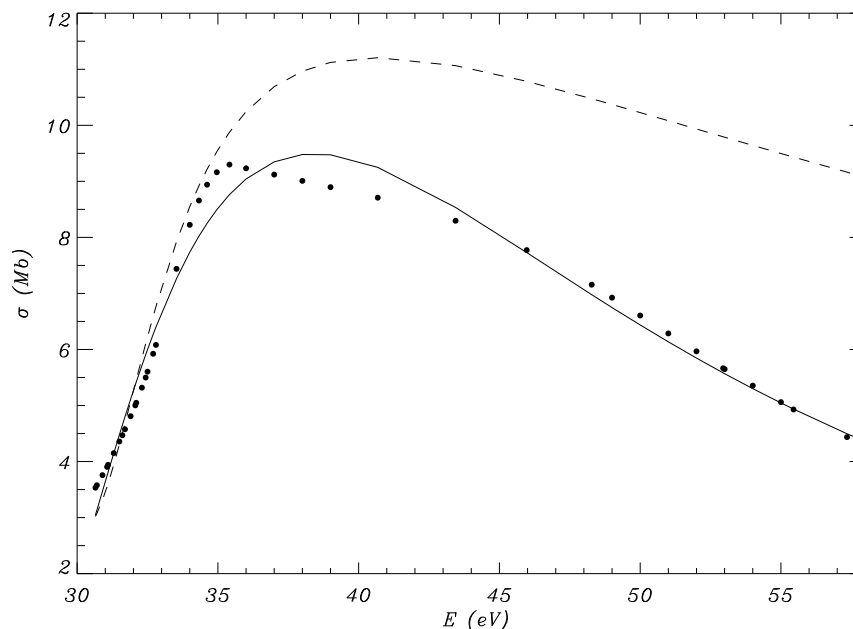


FIGURA 2.5: Sección eficaz de fotoionización del Fe III obtenida por Verner et al. (1996a) (línea discontinua), las secciones eficaces promediadas (línea punteada) y ajuste realizado (línea continua). Ver texto para más detalles.

(1978) y utilizan la fórmula general de Burgess para determinar el coeficiente de recombinación dielectrónico para los iones del Fe I al Fe VII. El coeficiente de recombinación total lo expresan como la suma de ambas contribuciones (radiativa y dielectrónica). Posteriormente, otros autores llevan a cabo estos cálculos como Shull & van Steenberg (1982) que partiendo de los mismos datos de Woods et al. (1981) realizan ajustes diferentes, Hahn (1989) que obtiene los coeficientes de recombinación dielectrónica sólo para dos temperaturas o Arnaud & Raymond (1992) que escala los resultados de Shull & van Steenberg (1982) a los de Hahn (1989). La precisión de los resultados que se obtienen para los coeficientes de recombinación dependen drásticamente de los datos que se utilicen de las secciones eficaces de fotoionización. Verner & Ferland (1996) hacen un nuevo ajuste de los datos teniendo en cuenta las secciones eficaces obtenidas en Verner et al. (1996a) y tratando por separado la recombinación radiativa y dielectrónica. La ecuación que utilizan para ajustar el coeficiente de recombinación

CAPÍTULO 2. DATOS ATÓMICOS Y MODELOS DE FOTOIONIZACIÓN

radiativo es:

$$\alpha_r(T) = a[\sqrt{T/T_0}(1 + \sqrt{T/T_0})^{1-b}(1 + \sqrt{T/T_1})^{1+b}]^{-1}, \quad (2.2)$$

donde a , b , T_0 y T_1 son los parámetros del ajuste.

Nahar (1996b) utiliza un tratamiento unificado para el cálculo de los coeficientes de recombinación del Fe^{+3} al Fe^{++} que incorpora tanto la recombinación radiativa como la dielectrónica de manera consistente. Según Nahar (1996b) la precisión de estos resultados está dentro de un 10% en casi todo el rango de temperaturas. Estos valores los compara con los anteriores de Woods et al. (1981) que calcularon por separado los de recombinación radiativa y dielectrónica y encuentra diferencias considerables entre ambos resultados, los coeficientes de recombinación radiativa a bajas temperaturas de Woods et al. (1981) subestiman el coeficiente de recombinación, mientras que a altas temperaturas los coeficientes de recombinación dielectrónica son por encima de un orden de magnitud superiores a los que obtiene Nahar (1996b). En la figura 2.6 se muestran los diferentes resultados del coeficiente de recombinación mencionados anteriormente, tanto la componente radiativa y dielectrónica por separado (Woods et al. 1981; Hahn 1989; Verner & Ferland 1996) como el tratamiento unificado (Nahar 1996b). Se puede observar a partir de los valores del coeficiente de recombinación dielectrónica de Hahn (1989) y Woods et al. (1981), y del coeficiente de recombinación radiativa de Verner & Ferland (1996), que el primer proceso domina sobre el segundo a temperaturas electrónicas altas, aproximadamente a partir de 31 000 K. En la figura 2.7 aparecen los coeficientes de recombinación de Fe^{+4} a Fe^{+3} , de O^{++} a O^+ y de O^{+3} a O^{++} obtenidos por Nahar (1997, 1999) y Verner et al. (1996a). Las diferencias en el caso de estos iones son mucho menores que para el coeficiente de recombinación de Fe^{+3} a Fe^{++} .

El tratamiento de la recombinación de Fe^{+3} a Fe^{++} en *Cloudy* (Ferland et al. 1998) se hace de cada proceso —recombinación radiativa y dielectrónica— por separado,

2.1. DATOS ATÓMICOS

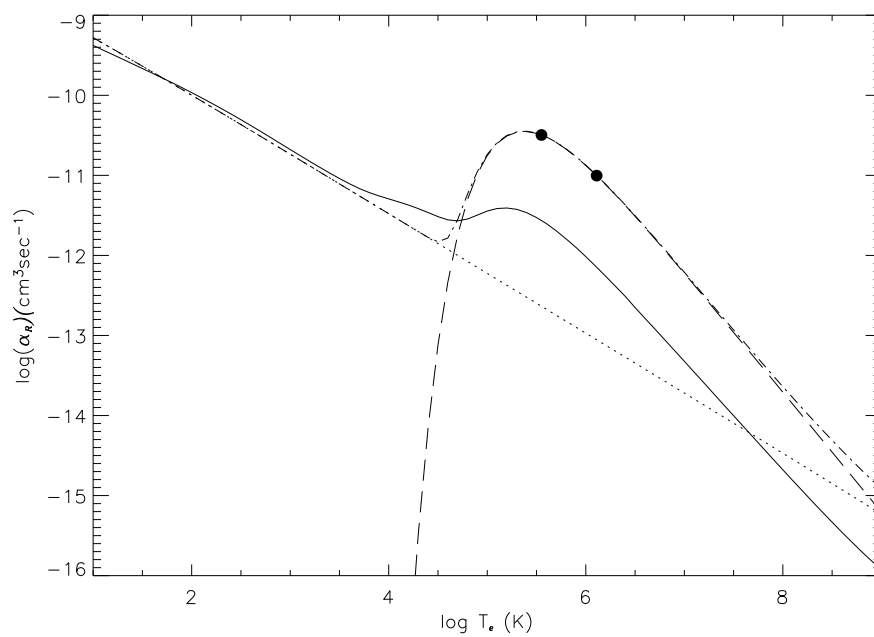


FIGURA 2.6: Coeficiente de recombinación de Fe^{+3} a Fe^{++} . La línea continua negra representa los valores obtenidos por Nahar (1996b) que tiene en cuenta la recombinación radiativa y dielectrónica. La línea punteada representa el coeficiente de recombinación radiativa de Verner & Ferland (1996). Además, se representa el coeficiente de recombinación dielectrónico obtenido por Hahn (1989) para dos temperaturas determinadas (círculos) y por Woods et al. (1981) (línea discontinua). La línea de puntos y rayas es la suma de las contribuciones radiativa de Verner & Ferland (1996) y dielectrónica Woods et al. (1981) —que es lo que utiliza *Cloudy*. Se observa que para temperaturas electrónicas por debajo de $\log T_e$ 4.1 ($\sim 14\,000$ K) domina la recombinación radiativa.

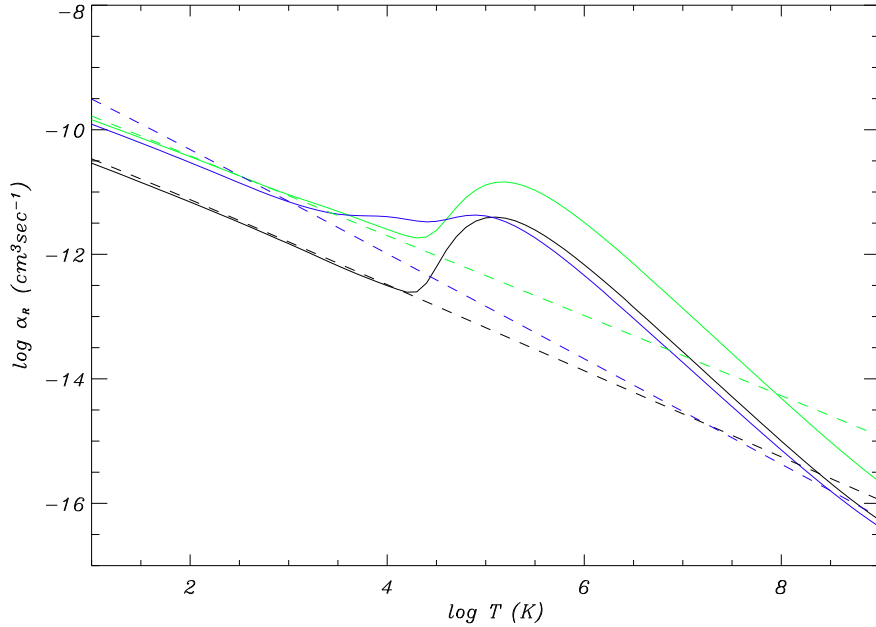


FIGURA 2.7: Coeficientes de recombinación de Fe^{+4} a Fe^{+3} (amarillo), de O^{++} a O^+ (negro) y de O^{+3} a O^{++} (azul) obtenidos por Nahar (1997, 1999) (líneas continuas) y por Verner & Ferland (1996) (líneas punteadas).

siguiendo el procedimiento de Verner & Ferland (1996). Como la recombinación dielectrónica no es relevante para las temperaturas electrónicas por debajo de 31 000 K, hemos tomado la contribución de este efecto como nula y realizamos un ajuste a los datos de Nahar (1996b) con funciones del tipo de las que usan Verner & Ferland (1996) (ver figura 2.8). En la figura 2.8 comprobamos que nuestro ajuste es muy bueno en el intervalo $\log T_e$ 3.6 – 4.6, que cubre ampliamente el intervalo encontrado en NPs. Hemos introducido los parámetros del ajuste en el código de fotoionización.

2.1.4 COEFICIENTE DE TRANSFERENCIA DE CARGA

La transferencia de carga ocurre en ambientes muy diferentes de la astrofísica y es decisiva en la estructura de ionización de las nebulosas planetarias. *Cloudy* tiene en cuenta todas las reacciones de neutralización e ionización entre el hidrógeno y los primeros cuatro iones de cada especie (obtenidos en Kingdon & Ferland (1996) y

2.1. DATOS ATÓMICOS

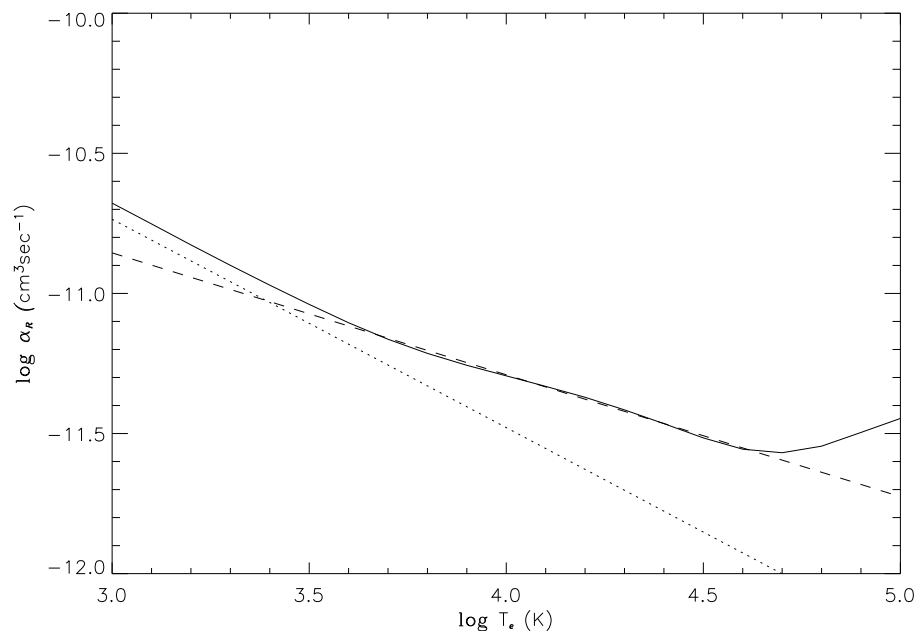


FIGURA 2.8: Coeficiente de recombinación de Fe^{+3} a Fe^{+2} obtenido por Nahar (1996b) (línea continua negra), Verner & Ferland (1996) (línea punteada) y ajuste de los datos de Nahar a una función del tipo que proponen Verner & Ferland (1996) (línea discontinua).

Ferland et al. (1998)), estos valores no los modificamos.

Uno de nuestros objetivos es utilizar el código de fotoionización *Cloudy* para acotar el grado de excitación de la muestra de NPs y para ello hemos introducido los datos atómicos necesarios en el mismo —secciones eficaces de fotoionización y coeficientes de recombinación de Fe^{+2} . Este código utiliza los valores de Verner et al. (1996a) y Verner & Ferland (1996) y nosotros hemos ajustado los datos atómicos del Fe^{+2} obtenidos por Nahar (1996b) y Nahar (1996a) a funciones del tipo de las usadas por Verner et al. (1996a) y Verner & Ferland (1996), mostradas más arriba (ecuaciones 2.1 y 2.2). Las discrepancias encontradas al utilizar diferentes datos atómicos en O^0 y O^{+2} no son tan importantes como para los iones de Fe. Las fracciones de ionización del Fe con los nuevos datos atómicos son aproximadamente un 12% menores a las

CAPÍTULO 2. DATOS ATÓMICOS Y MODELOS DE FOTOIONIZACIÓN

que se tenían para los datos anteriores para $T_e \sim 6300$ K y las diferencias aumentan significativamente para modelos con temperaturas electrónicas mayores (la diferencia llega a un 46% a $T_e \sim 39800$ K), todo esto afectará a las abundancias de Fe que calculemos.

2.2 MODELOS DE FOTOIONIZACIÓN

Hacemos uso de un código de fotoionización para determinar las condiciones de excitación que deben tener las NPs de la muestra de manera que sea válido el procedimiento utilizado en Rodríguez & Rubin (2005). En el cálculo de la abundancia de Fe tendremos en cuenta sólo las abundancias iónicas de Fe^{++} y Fe^{+3} —la abundancia de Fe^+ es prácticamente despreciable por su bajo potencial de ionización—, por lo tanto hemos buscado un indicador del grado de excitación y lo hemos relacionado con la importancia de los iones de mayor grado de ionización que Fe^{++} y Fe^{+3} . Antes de discutir los modelos que hemos utilizado, así como los parámetros de entrada y los resultados, comentamos brevemente qué son los códigos de fotoionización y cuáles son los más utilizados.

Los plasmas están gobernados por procesos microscópicos que son los que dan lugar a la distribución de ionización, la población de los niveles y la temperatura electrónica. El espectro que se observa es el resultado del transporte de la radiación a través de un medio que está caracterizado por unas determinadas condiciones físicas que van variando con la profundidad. En general, no es posible obtener la solución analítica de las ecuaciones de balance estadístico, de fotoionización y térmico debido a las complicaciones que conlleva y por ello se crean simulaciones numéricas a gran escala. Existen varios códigos de fotoionización, algunos de ellos son: *Cloudy* (Ferland et al. 1998), *Harrington* (Harrington et al. 1988), *Ion* (Netzer 1996; Kaspi et al. 2001), *Mappings* (Dopita 1976; Kewley et al. 2001), *Mocassin* (Ercolano et al. 2003, 2005), *Nebu* (Péquignot et al. 2001), *Nebula* (Rubin et al. 1991)

2.2. MODELOS DE FOTOIONIZACIÓN

y *XStar* (Kallman & Bautista 2001). La mayoría de estos códigos realizan un acercamiento similar al problema: se divide el gas en un gran número de capas de manera que en ellas las propiedades físicas sean prácticamente constantes, en estas capas se utiliza el balance entre los procesos de ionización y recombinación que dan lugar al grado de ionización. El resultado de los códigos de fotoionización es la obtención de la estructura de la temperatura electrónica del gas, la estructura de ionización y el espectro.

En este trabajo hemos optado por el uso del código *Cloudy* (versiones 05.07.06, c06.02b y 07.02.00) que tuvo su origen en 1978 en el Instituto de Astronomía de Cambridge y está totalmente disponible en la red³, se puede encontrar una descripción más detallada en Ferland et al. (1998) y Ferland (2006). A diferencia de la mayoría de códigos, *Cloudy* incluye el tratamiento del polvo (junto con *Harrington* y *Mocassin*) lo que es de vital importancia en el balance térmico.

2.2.1 SELECCIÓN DE LOS PARÁMETROS DE ENTRADA

Se deben tener en cuenta muchos aspectos al modelar una NP, por ejemplo, la combinación de los diversos parámetros de entrada puede llevar a un modelo no consistente. Además, como la emisión de una NP es la combinación de numerosos procesos físicos, varias combinaciones diferentes de los parámetros de entrada pueden llevar a un mismo espectro resultante. En ocasiones, se desprecian efectos como el del polvo, que es especialmente importante en nebulosas jóvenes y compactas. Todo esto pone de manifiesto la importancia de estudiar en detalle qué parámetros son los adecuados para introducirlos en el código como entrada; un inconveniente añadido es que, con frecuencia, no se conoce alguno de los parámetros ya que no es fácil medirlos directamente.

³<http://www.nublado.org/>

CAPÍTULO 2. DATOS ATÓMICOS Y MODELOS DE FOTOIONIZACIÓN

Existen varios parámetros de entrada en el código de fotoionización pero con el fin de simplificar los modelos nosotros sólo hemos variado los siguientes: la luminosidad (L_*) y temperatura efectiva (T_{eff}) de la estrella central de la NP, la densidad de átomos de hidrógeno del medio nebuloso (n_{H}) y los radios interior y exterior de la NP (R_{int} y R_{ext}). Se utiliza geometría esférica y se toman las abundancias típicas de NP definidas en *Cloudy* que incluyen granos de polvo en base a un trabajo no publicado de Kevin Volk sobre estrellas post-AGB. En la tabla 2.3 aparecen las abundancias utilizadas en *Cloudy* para un modelo de NP y de región H II, y las abundancias que han utilizado Rodríguez & Rubin (2005) con el código *Nebula* para llevar a cabo sus cálculos. Por defecto, *Cloudy* toma el factor de llenado igual a la unidad, los granos de polvo mezclados con el gas con un cociente de polvo a gas constante ($M_{\text{polvo}}/M_{\text{gas}} = 6.288 \times 10^{-03}$) y la densidad de hidrógeno constante dentro del radio de Strömgen; nosotros no modificamos nada de esto en nuestros modelos. En realidad las NPs son más complicadas que los modelos que nosotros vamos a utilizar, sin embargo como nuestro único objetivo es el de estudiar cómo varían las concentraciones de unos iones respecto a otros, estos modelos sencillos son suficiente para ello.

Teniendo en cuenta los valores típicos de L_* y T_{eff} de las estrellas centrales de nebulosas planetarias (ver figura 2.9) elegimos valores adecuados que comprendan tanto las NPs jóvenes como las viejas. A continuación mostramos el intervalo de parámetros que hemos utilizado en los modelos:

- * La luminosidad de la estrella central toma los valores: $\log L_* = 35.6, 36.6$ y 37.6 [erg s^{-1}]; aproximadamente entre 100 y 10 000 L_{\odot} .
- * La temperatura de la estrella central (que se considera un cuerpo negro) toma los valores: $\log T_{\text{eff}} = 4.5, 4.7, 4.9, 5.1$ y 5.3 [K]; aproximadamente entre 30 000 y casi 200 000 K.
- * La densidad de átomos de hidrógeno toma los valores 100, 1 000 y 10 000 cm^{-3} .

2.2. MODELOS DE FOTOIONIZACIÓN

- * El radio interior lo variamos dentro del intervalo 10^{16} cm – 10^{19} cm.
- * El radio exterior lo utilizamos para generar modelos limitados por radiación y por materia. Se dice que una nebulosa está limitada en materia cuando se termina el gas pero aún sobran fotones, y está limitada en radiación cuando se terminan los fotones ionizantes antes de que se termine el gas (Osterbrock & Ferland 2006). Para obtener modelos limitados en radiación no fijamos ningún valor del radio exterior, mientras que para obtener modelos limitados en materia variamos este radio entre 10^{17} cm – 10^{19} cm, también hemos fijado algunos radios externos mediante la relación $(R_{\text{ext}} - R_{\text{int}})/R_{\text{ext}} = 0.3$ propuesta por Stasińska & Szczerba (1999). El radio nebular de la muestra de NPs se encuentra entre $\sim 8 \times 10^{16}$ y 6×10^{18} , que está de acuerdo con los valores que hemos elegido para nuestros modelos.

TABLA 2.3: ABUNDANCIAS DE REGIONES H II Y NEBULOSAS PLANETARIAS.

ELEMENTO	RODRÍGUEZ Y RUBIN (2005)	REGIONES HII (CLOUDY)	NPs (CLOUDY)
He/H	0.1	0.1	0.095
C/H	3.3×10^{-4}	7.8×10^{-4}	3.0×10^{-4}
N/H	4.5×10^{-5}	1.8×10^{-4}	7.0×10^{-5}
O/H	4.0×10^{-4}	4.4×10^{-4}	4.0×10^{-4}
Ne/H	8.1×10^{-5}	1.1×10^{-4}	6.0×10^{-5}
S/H	2.2×10^{-5}	1.0×10^{-5}	1.0×10^{-5}
Ar/H	4.5×10^{-6}	2.7×10^{-6}	3.0×10^{-6}
Si/H	3.0×10^{-6}	1.0×10^{-5}	4.0×10^{-6}
Fe/H	3.0×10^{-6}	5.0×10^{-7}	3.0×10^{-6}

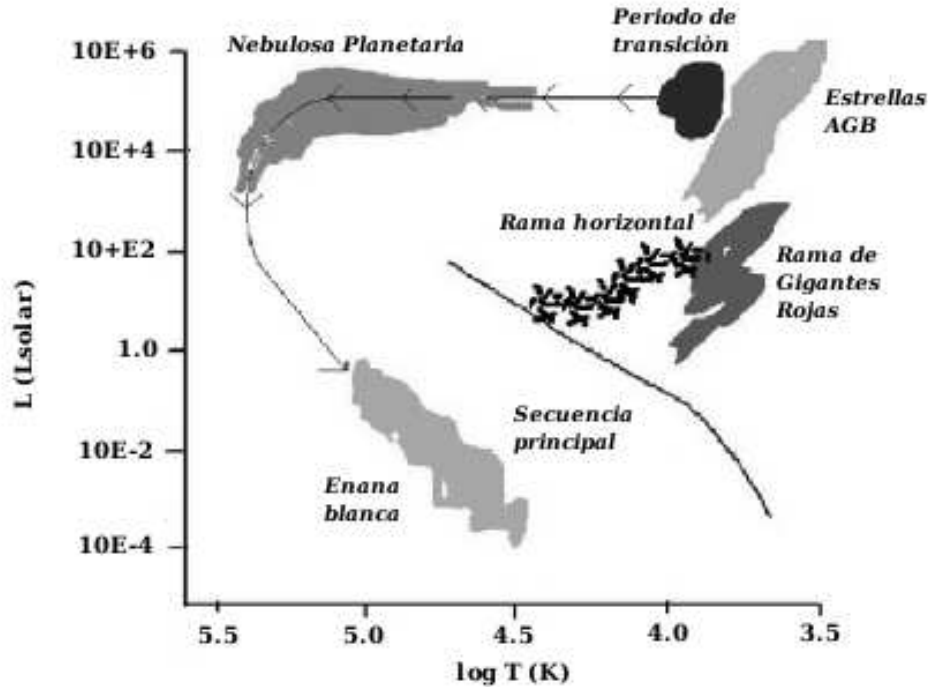


FIGURA 2.9: Diagrama de Hertzsprung-Russell adaptado de la tesis doctoral de D. A. García-Hernández que muestra la evolución de una estrella tipo solar desde la secuencia principal hasta la fase final de enana blanca.

2.2.2 RESULTADOS Y CONCLUSIONES

Como hemos mencionado anteriormente, el objetivo de este trabajo es calcular la abundancia de Fe de una muestra de NPs de baja excitación siguiendo el procedimiento de Rodríguez & Rubin (2005), y para seleccionar las NPs necesitamos un indicador del grado de excitación. Se puede clasificar a las NPs en diferentes clases de excitación a partir de cocientes de líneas —ver por ejemplo Cannon & Pickering (1916); Page (1942); Aller (1956) y Gurzadian & Egikian (1991)—, nosotros utilizamos el cociente $E = I(\text{He II } \lambda 4686)/I(\text{H}\beta)$. En las figuras 2.10 y 2.11 se puede observar la relación que existe entre el parámetro E y la fracción de ionización de iones de alto grado de excitación de O y Fe (por encima de O^{++} y Fe^{+3} respectivamente) que hemos obtenido con los modelos generados. Las NPs de baja excitación tienen $E \lesssim 0.40$ y

2.2. MODELOS DE FOTOIONIZACIÓN

en ellas la contribución de los iones de mayor grado de excitación es inferior al 20%. Si $0.40 \lesssim E < 1.0$, las NPs serán de excitación intermedia, con contribuciones de los iones de alto grado de excitación de hasta el 60%, por último las NPs de alta excitación son aquellas en las que $E > 1.0$ y pueden llegar a tener hasta un 80% del O y Fe en forma de iones por encima de O^{++} y Fe^{+3} respectivamente (para $E \sim 1$). Los modelos limitados en radiación tienen grados de excitación algo menores, $I(\text{He II } \lambda 4686)/I(\text{H}\beta) \lesssim 0.8$, mientras que los modelos limitados en materia cubren un intervalo más amplio. Algunos modelos obtenidos con $E \gtrsim 1.0$, tienen una proporción de iones de alto grado de ionización (por encima de O^{++} y Fe^{+3}) demasiado alta, que no se ha observado en NPs; sin embargo esta región no la hemos estudiado en detalle —se puede observar que está menos muestreada—, debido a que no es la región que nos interesa.

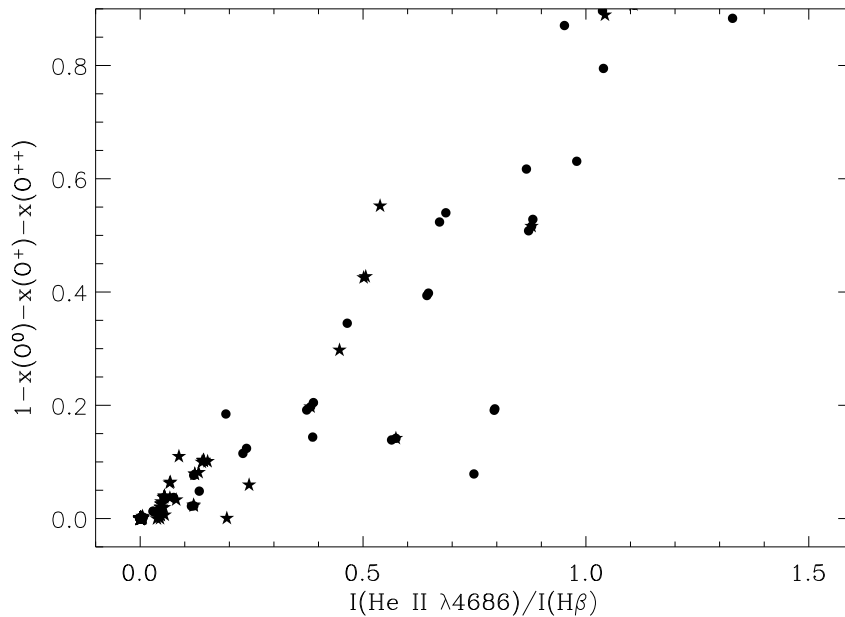


FIGURA 2.10: Importancia de los iones de alto grado de ionización del O respecto al parámetro $E = I(\lambda 4686 \text{ He II}) / I(\text{H}\beta)$ para diferentes modelos obtenidos con *Cloudy*. Las estrellas representan los modelos limitados en radiación y los puntos representan los modelos limitados en materia.

En la figura 2.12 aparece el $\text{FCI} = \log(x(\text{O}^+)/x(\text{Fe}^{++}))$, definido en el capítulo 1, frente al grado de ionización, en la figura aparecen para los modelos obtenidos con

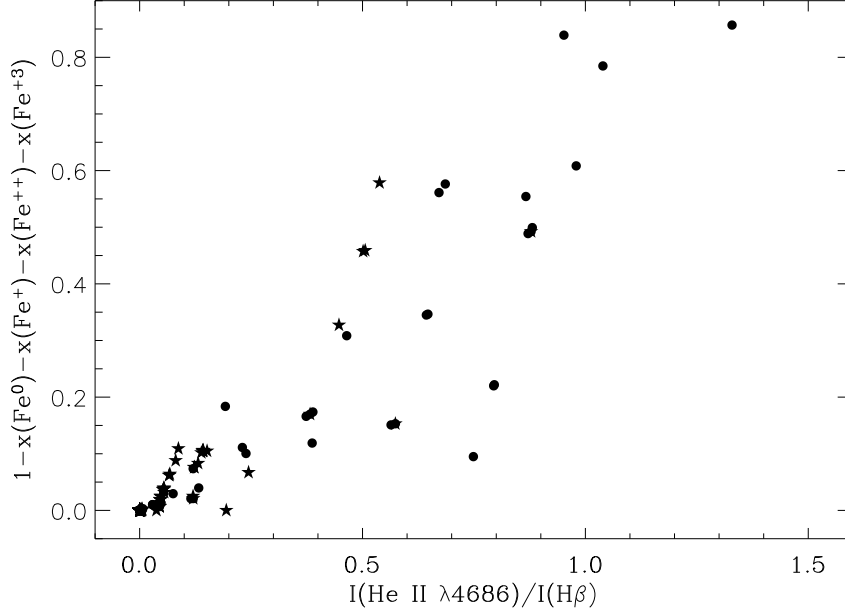


FIGURA 2.11: Importancia de los iones de alto grado de excitación del Fe respecto al parámetro $E=I(\lambda 4686 \text{ He II})/I(\text{H}\beta)$ para diferentes modelos obtenidos con *Cloudy*. Los asteriscos representan los modelos limitados en radiación y los puntos representan los modelos limitados en materia.

Cloudy con $E=I(\lambda 4686 \text{ He II})/I(\text{H}\beta) \lesssim 0.4$, (círculos llenos), que son los modelos representativos de los objetos que vamos a estudiar posteriormente, y también para los modelos con $I(\lambda 4686 \text{ He II})/I(\text{H}\beta) \gtrsim 0.4$ (círculos vacíos). Además aparecen los dos FCI obtenidos por Rodríguez & Rubin (2005) que mostramos en la introducción anterior, página 16. Nuestros modelos están de acuerdo, en general, con los modelos calculados por Rodríguez & Rubin (2005), que sólo cubren el intervalo de grado de ionización: $-1.4 \lesssim \log (\text{O}^+/\text{O}^{++}) \lesssim 1.4$. Aunque existe cierta dispersión en nuestros modelos (± 0.4 dex en la región $\log (\text{O}^+/\text{O}^{++}) > -2.0$), la incertidumbre provocada por la discrepancia entre el FCI derivado de los modelos y el derivado de los datos observacionales —con medidas de las líneas de [Fe III] y [Fe IV]— es mucho mayor, sobre todo en los objetos de mayor grado de ionización. Comprobamos que para un grado de ionización $\log (\text{O}^+/\text{O}^{++}) < -2$ aproximadamente, la dispersión aumenta considerablemente y ya no es adecuado utilizar los FCI de Rodríguez & Rubin (2005) para derivar la abundancia de Fe. Esto restringe el grado de excitación de la muestra de

2.2. MODELOS DE FOTOIONIZACIÓN

NPs que podemos utilizar en este trabajo. El FCI es ~ 1.0 , que es lo esperado teniendo en cuenta la similitud entre los potenciales de ionización de los iones involucrados (30.6/54.8 eV para $\text{Fe}^{++}/\text{Fe}^{+3}$ y 35.3/54.9 eV para O^+ and O^{++}) y la dependencia del FCI con el grado de ionización es pequeña.

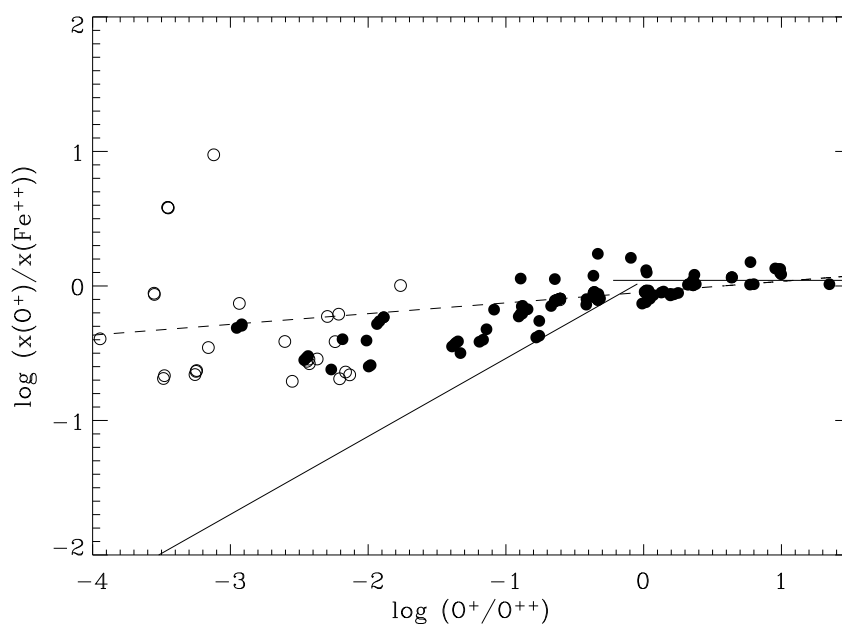


FIGURA 2.12: FCI ($\log(\text{O}^+/\text{Fe}^{++})$) frente al grado de ionización ($\log(\text{O}^+/\text{O}^{++})$) para diferentes modelos obtenidos con *Cloudy*. Los círculos llenos representan los modelos con $I(\lambda 4686 \text{ He II})/I(\text{H}\beta) \lesssim 0.4$ y los círculos vacíos aquellos con $I(\lambda 4686 \text{ He II})/I(\text{H}\beta) > 0.4$. Las líneas representan el FCI de Rodríguez & Rubin (2005) derivado a partir de modelos de fotoionización —que cubren el intervalo $-1.4 \lesssim \log(\text{O}^+/\text{O}^{++}) \lesssim 1.4$ — (línea discontinua) y derivado a partir de los datos observacionales (línea continua).

IONIZACIÓN

— 3 —

MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS

EN ESTE CAPÍTULO MOSTRAMOS EL GRUPO DE NPs DE BAJA EXCITACIÓN, SELECCIONADAS DE ACUERDO A LOS RESULTADOS OBTENIDOS A PARTIR DE LOS MODELOS DE FOTOIONIZACIÓN. LA MUESTRA TOTAL CONTIENE 18 OBJETOS: 13 NPs DE LA LITERATURA Y 5 NPs OBSERVADAS EN EL TELESCOPIO SPM (OAN) EN 2006 Y 2007, DE ESTAS ÚLTIMAS EXPLICAMOS LA REDUCCIÓN DE DATOS Y LOS ANÁLISIS PRELIMINARES.

3.1 SELECCIÓN DE LA MUESTRA

EN LA SELECCIÓN DE LAS NPs DE LA MUESTRA, hemos tenido en cuenta algunos criterios que hacen que las NPs tengan unas características determinadas, que habrá que valorar posteriormente en relación a los resultados obtenidos.

* *Grado de excitación.* Las NPs de la muestra tienen $E = I(\text{He II } \lambda 4686)/I(\text{H}\beta)$

CAPÍTULO 3. MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS

$\lesssim 0.40$. Este parámetro —E— es un indicador de la temperatura efectiva de la estrella central (T_{eff}), pero también depende de otros parámetros como la luminosidad de la estrella central (L_*), la densidad de la NP o la geometría (Cannon & Pickering 1916; Page 1942; Aller 1956; Gurzadian & Egikian 1991), y en NPs puede tener valores entre 0 y aproximadamente 1.5 (Acker et al. 1992).

Los valores que encontramos de T_{eff} en la literatura para las NPs de la muestra se encuentran dentro del intervalo 30 000 K – 130 000 K, y sus L_* se encuentran entre ~ 700 y $8 \times 10^4 L_{\odot}$. Observando el diagrama de Hertzsprung-Russell de la página 36 podemos comprobar cómo varía la T_{eff} en las NPs a lo largo de su evolución. En las NPs más jóvenes T_{eff} es aproximadamente 30 000 K y la L_* $10^4 L_{\odot}$. A medida que evolucionan los objetos, su temperatura aumenta mientras que la L_* permanece constante —la T_{eff} puede llegar a los 200 000 K aproximadamente— y en las fases más avanzadas de NP la L_* y la T_{eff} empiezan a disminuir. Esta evolución es algo diferente según las trazas evolutivas teóricas que se tengan en cuenta —ver por ejemplo Schonberner (1993) y Vassiliadis & Wood (1994)— y además, tanto la T_{eff} como la L_* tienen incertidumbres asociadas al método en que se calculan. Por ejemplo, el método de Zanstra¹ supone la NP limitada en radiación, lo que no tiene por qué ser cierto; y para obtener el valor de la L_* es necesario conocer la distancia, que es un parámetro con grandes incertidumbres. Por lo tanto, la posición de una NP en el diagrama Hertzsprung-Russell, hay que tomarla con precaución, pero

¹El método de Zanstra supone que el espectro estelar se comporta como un cuerpo negro y considera que la nebulosa alrededor de la estrella es ópticamente gruesa en el continuo de Lyman, de modo que todos los fotones emitidos por la estrella serán absorbidos por la nebulosa. Es decir, se relaciona el flujo de fotones ionizantes de la estrella central para algún elemento como el hidrógeno o el helio con el flujo de emisión de la NP en una línea de recombinación para dichos elementos (Pottasch et al. 1984). Estableciendo esta relación entre el número de fotones ionizantes y el flujo nebuloso observado podemos calcular la temperatura efectiva de la estrella central.

3.1. SELECCIÓN DE LA MUESTRA

podemos concluir que los valores que hemos obtenido de la literatura para T_{eff} y L_* son consistentes con objetos relativamente jóvenes y de bajo grado de excitación debido a que, en ellos, $I(\text{He II } \lambda 4686)/I(\text{H}\beta) < 0.40$.

* *Densidad electrónica.* También este parámetro es un indicador de la edad de las NPs, ya que los objetos más jóvenes tienen un valor alto de n_e —por ejemplo, $n_e \sim 20\,000 \text{ cm}^{-3}$ en IC 418, NGC 5135 y NGC 6302 (Sharpee et al. 2003; Tsamis et al. 2003) y $\sim 30\,000$ en NGC 6790 y SwSt 1 (Liu et al. 2004b; Sterling et al. 2005)— y éste va disminuyendo a medida que la NP evoluciona y se expande. El criterio que hemos tenido en cuenta, en este caso, ha sido la selección de NPs con $n_e < 20\,000 \text{ cm}^{-3}$, para evitar los problemas en la determinación de las condiciones físicas que tal vez están asociados a gradientes de densidad y que llevan a incertidumbres en las abundancias calculadas. En nuestra muestra de NPs, n_e tiene valores entre 100 cm^{-3} (en JnEr 1 o NGC 3587) y $10\,000 - 15\,000 \text{ cm}^{-3}$ (IC 4191, IC 4846 y NGC 6884), como se verá en el capítulo siguiente, en el que mostramos el cálculo de las condiciones físicas de la muestra de NPs.

* *Brillo superficial.* Aunque este parámetro no lo hemos tenido en cuenta a priori en la selección de NPs, en el análisis posterior comprobamos que la muestra de NPs es relativamente joven, ya que casi todos los objetos tienen un brillo superficial alto, característico de las NPs menos evolucionadas (ver página 166 en la sección B.2).

Podemos concluir que los criterios de selección que hemos seguido —un grado de excitación bajo y una $n_e < 20\,000 \text{ cm}^{-3}$ — nos han llevado a una muestra de NPs relativamente joven.

3.2 MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS OBSERVADAS

Observamos las NPs: IC 4593, Jn Er 1, NGC 2392, NGC 3587 y NGC 6210, que son objetos brillantes y de baja excitación. Seleccionamos a JnEr 1 porque los espectros publicados no son lo suficientemente profundos como para medir líneas débiles —por ejemplo, las líneas prohibidas de Fe III. En el caso de NGC 3587, la resolución de las observaciones anteriores (aproximadamente 8 y 10 Å en el intervalo azul y en el rojo respectivamente) no permite observar las líneas de [Fe III]. Los artículos publicados de NGC 2392 o bien no son muy profundos (Zipoy 1976) o bien no tienen una resolución adecuada (Barker 1991; Henry et al. 2000). IC 4593 sí tiene medidas de [Fe III] (Robertson-Tessi & Garnett 2005) pero el rango espectral observado es demasiado pequeño y no incluye las líneas importantes para calcular las condiciones físicas de la NP y la abundancia iónica de O^+ . Mediante las observaciones queremos obtener las líneas necesarias para calcular las condiciones físicas de cada objeto y la abundancia de O y Fe, para ello, se requiere tener espectros en la región óptica con una resolución de al menos 4 Å y cubrir como mínimo el intervalo espectral 3700–6800 Å. La tabla 3.1 presenta el flujo integrado en $H\beta$ para cada una de las NPs observadas y sus coordenadas ecuatoriales.

3.2.1 OBSERVACIONES Y REDUCCIÓN DE LOS DATOS

Las observaciones se llevaron a cabo en dos diferentes campañas, la primera de ellas durante las noches del 25 al 29 de enero de 2006, y la segunda en el periodo del 20 al 24 de enero de 2007 en el telescopio de 2.1 m del Observatorio de San Pedro Mártir (Ensenada, Baja California, México). En ambos casos usamos el espectrógrafo Bollers & Chivens y el detector CCD SITE3 de 1024×1024 píxeles con un tamaño de píxel de 24 μm . Se colocó la rejilla de 600 líneas mm^{-1} con ángulo de blaze $8^\circ 38'$ en dos ángulos distintos — 9° para el intervalo azul del espectro y $12^\circ 20'$ para el rojo— y

3.2. MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS OBSERVADAS

TABLA 3.1: CARACTERÍSTICAS GENERALES DE LOS OBJETOS OBSERVADOS

OBJETO	COORDENADAS ECUATORIALES(2000)	$-\log(H\beta)^*$
	(hh mm ss / ° ' ")	(erg cm ⁻² s ⁻¹)
IC 4593	16 11 44.54 +12 04 17.06	10.59
Jn Er 1	07 57 51.63 +53 25 17.00	11.27
NGC 2392	07 29 10.77 +20 54 42.49	10.41
NGC 3587	11 14 47.73 +55 01 08.50	10.42
NGC 6210	16 44 29.49 +23 47 59.68	10.09

NOTAS.– * Flujo integrado en H β de las NPs (Cahn et al. 1992)

la anchura de la rendija se fijó a 2'', consiguiendo una resolución de $\sim 4 \text{ \AA}$ en todo el intervalo observado. El rango espectral que se cubre es aproximadamente 3600–5700 \AA en la región azul y 5350–7500 \AA en la región roja.

En la tabla 3.2 enumeramos las NPs observadas junto con el ángulo de posición de la rendija (AP) utilizado en cada caso y los tiempos de exposición. En la elección del ángulo de posición de la rendija para cada NP se tuvo en cuenta el ángulo paraláctico de cada objeto a lo largo de la noche de observación con el fin de minimizar el efecto de la refracción atmosférica diferencial (Filippenko 1982), que aumenta con la masa de aire y para longitudes de onda más azules. Este efecto se reduce situando la dimensión más larga de la rendija a lo largo de la dirección de la refracción atmosférica, que es perpendicular al horizonte. Las NPs que no han sido observadas en ángulo paraláctico, IC 4593 y NGC 3587, se han observado con masas de aire máximas de 1.34 y 1.19 respectivamente, las otras tres NPs, JnEr 1, NGC 2392 y NGC 6210 se observan con masas de aire máximas de 1.43, 1.28 y 1.54 respectivamente. Hemos comprobado en todas las NPs que las variaciones en la intensidad que medimos, a diferentes masas de aire en varias líneas intensas de ambos intervalos ([Ne III] $\lambda 3868$, H β , [O III] $\lambda 4959$,

CAPÍTULO 3. MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS

[N II] $\lambda 6583$ y [S II] $\lambda 6717$) son menores a un 10%.

TABLA 3.2: CARACTERÍSTICAS DE LAS OBSERVACIONES

OBJETO	FECHA DE OBSERVACIÓN	AP (°)	TIEMPOS DE EXPOSICIÓN (s)
Enero de 2006			
IC 4593	27(R)	0	1×30, 4×40, 2×100, 5×300(R)
	28,29(A)	0	1×10, 1×60, 3×30, 29×120(A)
JnEr 1	27(R)/28,29(A)	90	4×1200(R), 12×1200(A)
NGC 3587_1	25(R)/26(A)	55	5×1200(R), 5×1200(A)
NGC 3587_2	25(R)/26,29(A)	125	5×1200(R), 8×1200(A)
NGC 6210	27(R)	90	1×3, 18×15(R)
	28,29(A)	90	2×10, 1×300, 28×60 (A)
Enero de 2007			
NGC 2392	23(R)	65	1×60, 12×120(R)
	22,24(A)	65	6×60, 17×120(A)

NOTAS.– (A) Intervalo azul del espectro observado. (R) Intervalo rojo del espectro observado.

NGC 3587_1 y NGC 3587_2 corresponden a las dos posiciones de rendija diferentes con las que se observa esta NP.

Junto con las exposiciones de los objetos, se tomaron también otras 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 y G191B2B). En el caso de las NPs extensas NGC 3587 y Jn Er 1 se dispone además, de espectros

3.2. MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS OBSERVADAS

del cielo tomados en zonas cercanas a las NPs. La reducción se llevó a cabo con el paquete IRAF² de manera estándar. En primer lugar, se resta a cada columna de la imagen un ajuste de primer orden realizado sobre una columna promedio de la zona de overscan. Para eliminar cualquier estructura residual se combinan las imágenes de bias obtenidas cada noche y se restan a los datos. Posteriormente, es necesario eliminar las variaciones píxel a píxel en la sensibilidad del CCD y los gradientes de iluminación a gran escala. Para ello, disponemos de dos tipos de exposiciones de campos planos: las exposiciones de la lámpara, que permiten eliminar las variaciones píxel a píxel y las exposiciones de cielo, que permiten corregir por la función de iluminación de la rendija.

Los “flats” de lámpara presentan estructuras muy diferentes a lo largo de la dirección espacial y de la espectral, por lo que se realiza un ajuste en ambas direcciones sobre la imagen combinada para eliminar estas estructuras de los espectros de los objetos. Tanto en las observaciones de 2006 como en las de 2007, la función de ajuste es la misma en el intervalo rojo —orden 26 en el eje espectral y orden 9 en el eje espacial. Sin embargo, en el intervalo azul se obtiene un ajuste diferente en cada campaña: los órdenes del ajuste para las observaciones de 2006 son 26/11 para el eje espectral y espacial respectivamente, mientras que para las observaciones de 2007 los órdenes son 16/15. En todos los casos los órdenes son altos debido a la presencia de mucha estructura en los campos planos, pero se comprobó que no se estaba introduciendo ninguna estructura en el espectro de los objetos estudiando el efecto en la intensidad de algunas líneas importantes del espectro. La función obtenida se utiliza para normalizar el flat de lámpara combinado. Para eliminar los gradientes de iluminación se utiliza una imagen combinada y normalizada de los campos planos de cielo, se divide en cinco secciones en la dirección espectral, se colapsa en cada una de ellas y finalmente se realiza un ajuste a lo largo del eje espacial (se ajusta una

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

CAPÍTULO 3. MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS

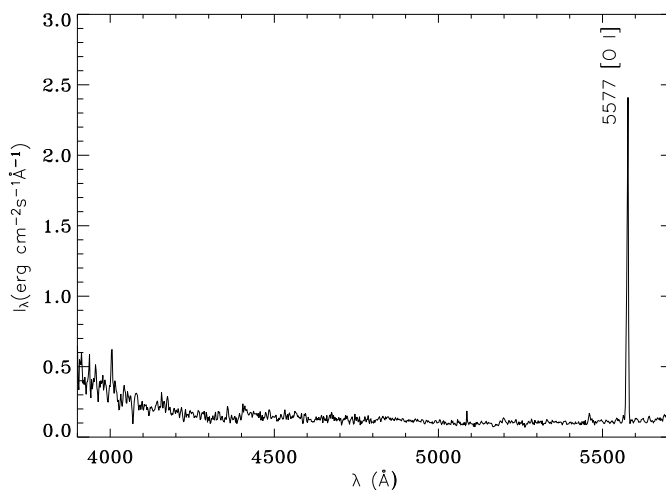
función de tipo legendre de orden 3 o 4 según el caso). Al multiplicar la función de iluminación por el flat de lámpara combinado y normalizado se obtiene el flat final por el que se dividen los espectros de los objetos y de los arcos de comparación.

Los arcos de comparación de CuHeNeAr se utilizan para la calibración en longitud de onda de los objetos. En primer lugar se identifican las líneas en un espectro unidimensional mediante la tarea IDENTIFY, después REIDENTIFY permite la identificación a lo largo de la dirección espacial, FITCOORDS ajusta una superficie que define la longitud de onda como función de la posición en la imagen y finalmente TRANSFORM realiza la calibración de los objetos. Para la calibración en flujo se extrajeron los espectros de las estrellas estándares (Feige 56, Feige 34 y G191B2B). La tarea APALL de IRAF permite realizar la sustracción de cielo, determinación de la traza y la extracción del espectro. Con los espectros calibrados de las estrellas estándar, se determinó una función de sensibilidad para cada noche (se observa que por debajo de 4000 Å debido a la óptica del instrumento, la sensibilidad cae bruscamente y ésto introduce ruido en el espectro en esa región del espectro). Mediante la tarea CALIBRATE se lleva a cabo, al mismo tiempo, la calibración en flujo y la corrección de extinción atmosférica.

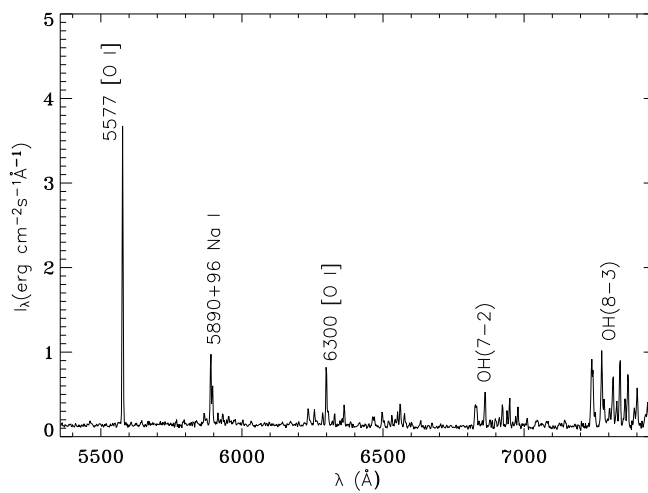
El siguiente paso fue sustraer el cielo de las imágenes. El cielo tiene varias componentes como la luz zodiacal —luz solar dispersada por el polvo interplanetario concentrado en el plano de la eclíptica—, la luz solar dispersada por la luna, la luz emitida por los átomos y moléculas de la atmósfera al chocar con el viento solar (conocido como *airglow*) y la radiación estelar y artificial dispersada por la atmósfera. Como el comportamiento del cielo no es uniforme, se ajusta y se sustrae una función chebyshev de orden 2 a lo largo del eje espacial. Los objetos menos extensos contienen en sus imágenes regiones donde sólo hay cielo, facilitando la resta, que se lleva a cabo de forma interactiva con la tarea BACKGROUND. Para los dos objetos extensos se tomaron espectros de regiones de cielo cercanas y se extrajo un espectro unidimensional que

3.2. MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS OBSERVADAS

fue restado de los espectros de los objetos, escalándolo previamente por factores entre 0.5 y 1.5 para eliminar lo mejor posible los rasgos del cielo.



(a) Intervalo azul



(b) Intervalo rojo

FIGURA 3.1: Un ejemplo de espectro de cielo tomado en una región próxima a NGC 3587. Se muestran las líneas más importantes del intervalo azul y rojo.

En la región azul del espectro (figura 3.1) la línea de cielo más importante es [O I] $\lambda 5577$, la línea de emisión artificial Hg I $\lambda 4358$ es menos intensa pero hay que tenerla

CAPÍTULO 3. MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS

en cuenta por la cercanía a la línea [O III] $\lambda 4363$. En algunos de los espectros de JnEr 1 no se ha conseguido eliminar completamente la línea de cielo Hg I $\lambda 4358$ a causa de la variación espacial y temporal no uniforme de la línea, en la sección 4.1.2 veremos de qué manera ésto afecta a los resultados. Hacia la región roja del espectro aumentan mucho los rasgos de cielo, destacan las líneas de [O I] $\lambda\lambda 5577, 6300$, el doblete Na I $\lambda\lambda 5890, 5896$ y varias líneas de OH de la serie de Meinel (ver figura 3.1). En la figura 3.2 se muestran algunos ejemplos de las sustracciones de cielo llevadas a cabo, la región roja del espectro es más crítica porque las líneas de cielo son más numerosas y en ocasiones coinciden con líneas que se desea medir de la NP. Este es el caso de la región alrededor de $7320\text{--}7330 \text{ \AA}$ donde se encuentran las líneas de [O II] solapadas con líneas intensas de cielo, aunque se intenta eliminar estas líneas, siguen quedando rasgos que contaminan la medida de dichas líneas, es uno de los motivos por los que en el cálculo de la abundancia iónica de O^+ se utilizan sólo las líneas [O II] $\lambda\lambda 3726, 3729$.

Por último, para eliminar los rayos cósmicos y aumentar la relación señal a ruido se combinaron todos los espectros del mismo objeto (utilizando como peso el tiempo de exposición) y se colapsaron espacialmente. La combinación de todos los espectros permite medir las líneas más débiles y, además, se realiza una segunda combinación, excluyendo aquellas exposiciones con líneas saturadas para medir las líneas de mayor intensidad. Los espectros finales aparecen en las figuras que van desde la 3.21 hasta la 3.45, al final de este capítulo.

3.2.2 PRIMEROS ANÁLISIS DE LOS DATOS

Una vez que se ha llevado a cabo la reducción de los espectros y antes de comenzar el análisis de los datos, hay que realizar algunas correcciones previas. En primer lugar, se deben escalar los dos intervalos del espectro. Como sólo se tiene en común, y no en todos los casos, las líneas [Cl III] $\lambda 5517$, [Cl III] $\lambda 5537$ y He II $\lambda 5412$ (todas ellas relativamente débiles), se divide la intensidad de cada línea observada entre la línea de

3.2. MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS OBSERVADAS

Balmer más intensa en cada uno de los intervalos — $H\alpha$ y $H\beta$ en el intervalo rojo y azul respectivamente— en lugar de usar las líneas mencionadas anteriormente. Además, es crucial tener en cuenta el efecto del polvo en los datos y corregirlo, como se explica en la sección 3.2.2.2. Previamente, en la sección 3.2.2.1, se detalla el proceso de medida de la intensidad de las líneas y los errores asociados.

3.2.2.1 MEDIDA DE LA INTENSIDAD DE LAS LÍNEAS

El cálculo de las intensidades de las líneas se lleva a cabo con la rutina SPLOT de IRAF. Si las líneas no están solapadas por otras cercanas, simplemente se integra entre dos posiciones del continuo que se fijan a ojo. Cuando existe contaminación de varias líneas, se realiza un ajuste múltiple de gaussianas fijando la distancia entre las líneas. El error en la medida de la intensidad de una línea tiene diferentes contribuciones, las más importantes son el error asociado a la calibración en flujo y el error estadístico asociado a la determinación del continuo. Parte del error en la calibración en flujo lo estimamos como la desviación cuadrática media de la curva de sensibilidad obtenida con las diferentes estrellas estándar, es un 4% en el intervalo azul y un 3% en el intervalo rojo. A este error le sumamos cuadráticamente el error que viene dado por la relación de Pérez-Montero & Díaz (2003) y que combina el ruido en el continuo y el ruido fotónico en la línea:

$$\sigma_1 = \sigma_c \sqrt{N + \frac{AE}{\Delta}}$$

donde σ_c es la desviación estándar en el continuo cercano a la línea considerada, N es el ancho en píxeles de la línea, AE es la anchura equivalente de la misma y Δ la dispersión en \AA píxel^{-1} .

CAPÍTULO 3. MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS

3.2.2.2 CORRECCIÓN DE LA EXTINCIÓN INTERESTELAR

El polvo que se encuentra entre las NPs y nosotros (polvo interestelar) junto con el que se encuentra dentro de la propia NP mezclado con el gas, provoca la extinción de la luz que llega de estos objetos. En el intervalo óptico del espectro esta extinción se debe sobre todo a la dispersión de la luz, aunque también la absorción afecta. El método más utilizado en el cálculo del coeficiente de extinción es conocido como el “método del decremento de Balmer” y está basado en la comparación de los cocientes observados y teóricos de diferentes líneas H I de Balmer ($H\alpha/H\beta$, $H\gamma/H\beta$,...) que son prácticamente insensibles a la temperatura y densidad electrónicas. En la ecuación 3.1 aparece la manera de calcular la intensidad intrínseca de una línea respecto a $H\beta$, donde I representa la intensidad intrínseca del objeto, I^{obs} la intensidad observada, c_β es el coeficiente de extinción para $H\beta$ y $f(\lambda)$ es la ley de extinción.

$$\frac{I_\lambda}{I_{H\beta}} = \frac{I_\lambda^{\text{obs}}}{I_{H\beta}^{\text{obs}}} 10^{c_\beta[f(\lambda) - f(H\beta)]} \quad (3.1)$$

Existen numerosas leyes de extinción, las más utilizadas son las de Savage & Mathis (1979), Seaton (1979) y Cardelli et al. (1989). Nosotros utilizamos la ley de extinción de Cardelli et al. (1989), adoptando el parámetro³ $R_V = 3.1$ —un valor típico para el medio interestelar— y los cocientes teóricos de Storey & Hummer (1995). Este cálculo de la extinción es, en realidad, una aproximación que supone que todo el polvo se encuentra entre la NP y nosotros y no dentro de la misma.

Algunas de las líneas de Balmer están fuertemente contaminadas por líneas

³ $R_V = A(V)/E(B - V)$. Es una medida del cociente entre la extinción total, $A(V)$, y la extinción selectiva, $E(B - V) = A(B) - A(V)$. Este parámetro está correlacionado con el tamaño de los granos de polvo y el valor típico en nuestra Galaxia es 3.1.

3.2. MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS OBSERVADAS

cercanas y otras son muy débiles por lo que el error en la medida será grande, además la línea $H\alpha$ se encuentra en una exposición diferente y por ello decidimos utilizar sólo el valor obtenido con el cociente $I(H\gamma)/I(H\beta)$. En la tabla 3.3 se comparan nuestros resultados con otros valores de c_β encontrados en la literatura, en la mayoría de los objetos los resultados que obtenemos son consistentes con los de otros autores. En NGC 6210, los cuatro trabajos (incluido éste) que miden la extinción han utilizado la misma posición de la rendija y sin embargo el resultado es diferente en todos ellos. La diferencia entre los distintos autores en este cociente puede ser debida a diferencias en la calibración o errores en la medida de las líneas, además de a las características de las observaciones, como un seeing diferente. El valor que hemos obtenido para el coeficiente de extinción es consistente con el obtenido por Liu et al. (2004b) aunque no con los otros dos valores presentados, pero hay que destacar que el cálculo que hacen Liu et al. (2004b) es más completo, utilizando varios cocientes de líneas de recombinación de H I, He I y He II, así como el salto de Balmer y el flujo del continuo en radio. NGC 2392 presenta un amplio intervalo de valores para el coeficiente de extinción que varían según la posición de rendija utilizada en la NP, nuestra posición de rendija no coincide con ninguna de las utilizadas por otros autores, sin embargo consideramos adecuado nuestro resultado ($c_\beta = 0.28 \pm 0.32$) ya que dentro de los errores es consistente con este intervalo de valores que va desde 0 hasta 0.28.

Las líneas del intervalo azul se corrigen de extinción respecto a $H\beta$ y las del intervalo rojo respecto a $H\alpha$, después de la corrección se escalan ambos intervalos tomando el valor teórico del cociente $I(H\alpha)/I(H\beta)$ en las condiciones típicas de NPs, $T_e=10\,000$ K y $n_e=100/5000/10\,000$ cm^{-3} según el caso. Estas condiciones físicas en cada NP las hemos obtenido de la literatura en algunos casos que existen buenos datos, o las hemos calculado nosotros y después hemos realizado una segunda iteración con el nuevo coeficiente de extinción derivado. El error en el cálculo del coeficiente de extinción se obtiene mediante propagación de errores en la ecuación 3.1, y éste se añade cuadráticamente al error de cada línea (sección 3.2.2.1) corregida de extinción.

CAPÍTULO 3. MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS

En el apéndice se encuentran todos los flujos medidos así como las intensidades corregidas y el parámetro $f(\lambda)$ de la curva de extinción para cada línea. El error en el coeficiente de extinción calculado es grande en todos los casos, desde $\sim 60\%$ hasta casi un factor 2 en el caso de NGC 3587, ya que las líneas que utilizamos son muy cercanas en longitud de onda y no son muy sensibles a variaciones en la extinción. Teniendo en cuenta que las observaciones del intervalo azul y rojo se hicieron en días diferentes, es más adecuado utilizar $H\beta$ y $H\gamma$ para calcular el coeficiente de extinción que $H\alpha$ y $H\beta$. El error relativo en las líneas que se utilizan para calcular la temperatura y densidad electrónicas está por debajo del $\sim 25\%$ en todos los casos, y las líneas de [Fe III], al estar situadas cerca de la línea $H\beta$ no varían apenas al llevar a cabo la corrección por extinción, todo esto nos indica que no es tan grave el efecto introducido por un error grande en el coeficiente de extinción.

3.3 MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS DE LA LITERATURA

La selección de la muestra de NPs de la literatura consistió en encontrar objetos con todas las líneas necesarias para determinar sus condiciones físicas (T_e y n_e), así como las necesarias para determinar las abundancias iónicas de Fe^{++} , O^+ y O^{++} . El criterio utilizado para seleccionar objetos de baja excitación es el mencionado antes, $E = I(He\ II\ \lambda 4686)/I(H\beta)$, cuyo valor máximo se sitúa en ~ 0.40 , de acuerdo a los resultados de la sección 2.2. En estos objetos no calculamos de nuevo el coeficiente de extinción ya que comprobamos que el resultado es prácticamente el mismo que el que obtendríamos si recalculáramos dicho coeficiente según el procedimiento descrito en la sección 3.3. En la tabla 3.4 aparece la muestra completa con la referencia correspondiente, el parámetro E que indica el grado de excitación de cada NP (a excepción de NGC 6543, que no muestra la línea He II $\lambda 4686$ (Wesson & Liu 2004)) y el diámetro angular de cada NP en segundos de arco. Las figuras 3.3 – 3.20 son imágenes de todas las NPs de

3.3. MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS DE LA LITERATURA

TABLA 3.3: COEFICIENTE DE EXTINCIÓN.

OBJETO	$I^{\text{obs}}(\text{H}\gamma)/I^{\text{obs}}(\text{H}\beta)$	$T_e(\text{K})/n_e(\text{cm}^{-3})^*$	c_β	c_β	REFS.
			(ESTE TRABAJO)	(OTROS)	
IC 4593	0.43±0.02	10 000/5000	0.21±0.14	0.17	(1)
				0.06	(2)
				0.12	(3)
JnEr 1	0.41±0.05	10 000/100	0.30±0.27	0.26	(4)
NGC 3587.1	0.44±0.04	10 000/100	0.14±0.23	0.0	(5)
NGC 3587.2	0.44±0.04	10 000/100	0.15±0.22	0.0	(5)
NGC 6210	0.44±0.02	10 000/5000	0.17±0.14	0.53	(1)
				0.48	(3)
				0.13	(6)
NGC 2392	0.42±0.04	10 000/1000	0.28±0.32	0.18	(7)
				0.02 - 0.28	(8)
				0.0	(9)

NOTAS.– * Condiciones físicas supuestas en cada NP para determinar el coeficiente de extinción.

REF.– (1) Robertson-Tessi & Garnett (2005); (2) Bohigas & Olgúin (1996); (3) Kwitter & Henry (1998); (4) Bohigas (2001); (5) Kwitter & Henry (2001); (6) Liu et al. (2004b); (7) Zipoy (1976); (8) Barker (1991) y (9) Henry et al. (2000)

la muestra obtenidas de distintas fuentes (ver el pie de cada imagen) que mostramos con el objetivo de destacar las diferencias en morfología de los objetos, en la mayoría de las NPs no especificamos la orientación porque no disponemos de ese dato.

CAPÍTULO 3. MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS

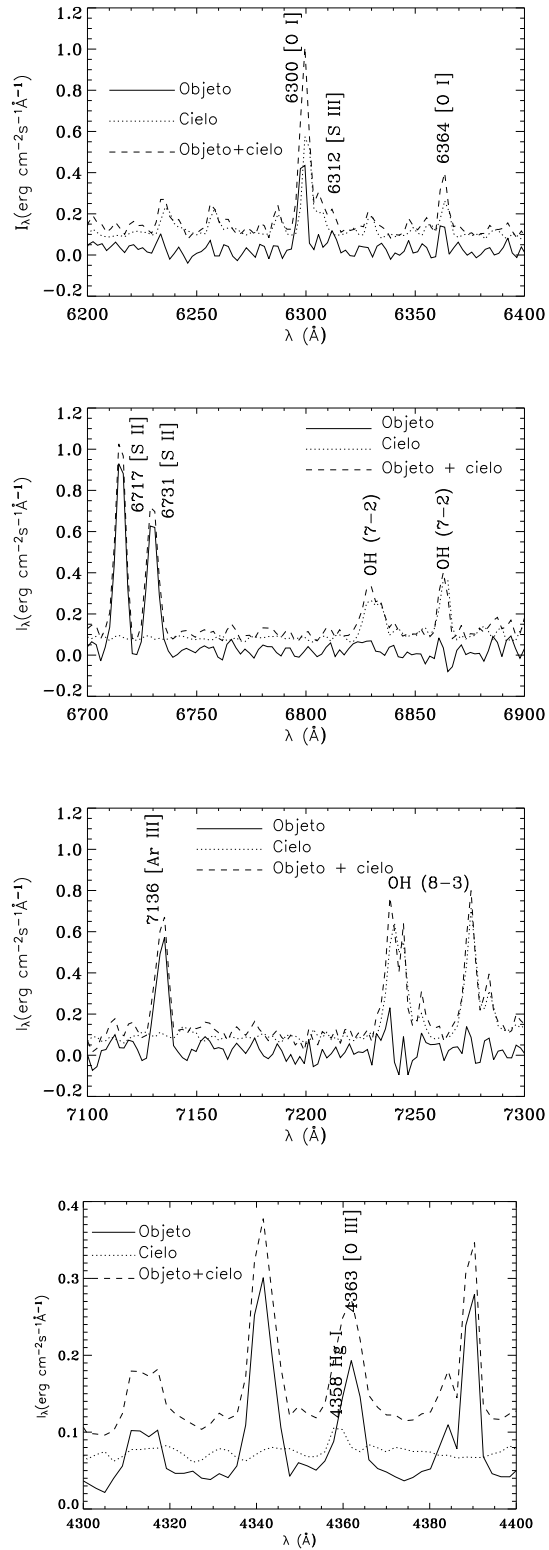


FIGURA 3.2: Un ejemplo de resta de cielo en varias regiones del espectro para NGC 3587 (las tres primeras figuras) y JnEr 1 (la última figura).

3.3. MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS DE LA LITERATURA

TABLA 3.4: MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS.

OBJETO	$E = I(\text{He II } \lambda 4686)/I(\text{H}\beta)$	θ (")	REF.
IC 3568	0.013	10.0	(1b)
IC 4191	0.12	4.9	(2a)
IC 4593	0.004	13.0	(3b)
IC 4846	0.06	2.0	(4b)
IC 5217	0.11	6.6	(5b)
JnEr 1	0.21	380.0	(3b)
NGC 40	0.004	48.0	(1b)
NGC 2392	0.33	19.5	(3b)
NGC 3132	0.04	30.0	(2c)
NGC 3242	0.26	31.1	(2a)
NGC 3587_1	0.17	170.0	(3b)
NGC 3587_2	0.15	170.0	(3b)
NGC 5882	0.03	14.2	(2a)
NGC 6153	0.14	26.0	(6a)
NGC 6210	0.02	16.2	(3b)
NGC 6210	0.014	16.2	(1b)
NGC 6543	—	20.0	(7b)
NGC 6720	0.21	76.0	(1b)
NGC 6826	0.0027	25.0	(1b)
NGC 6884	0.17	6.0	(1b)

REF.—

Intensidad de las líneas: (1) Liu et al. (2004b), (2) Tsamis et al. (2003), (3) Este trabajo, (4) Hyung et al. (2001b), (5) Hyung et al. (2001a), (6) Liu et al. (2000), (7)Wesson & Liu (2004).

Tamaños angulares: (a) Tylenda et al. (2003), (b)Acker et al. (1992), (c) Imágenes del HST (Robertson-Tessi & Garnett

PLANETARIAS

3.3. MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS DE LA LITERATURA

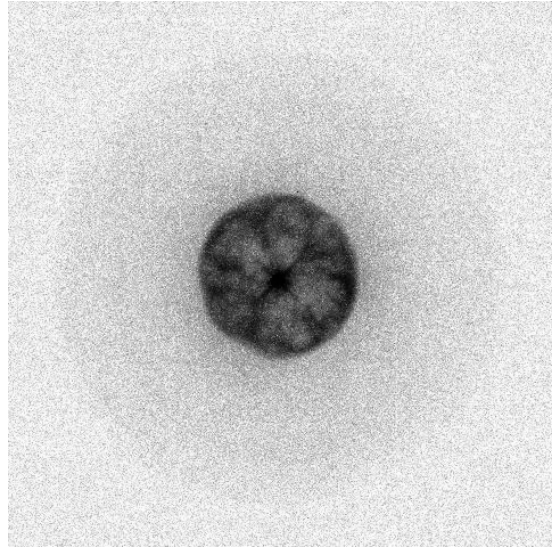


FIGURA 3.3: Imagen de IC 3568 tomada con el telescopio espacial Hubble (HST). La orientación es arbitraria. El tamaño angular en el visible de la región más brillante es $10''$ (Acker et al. 1992).

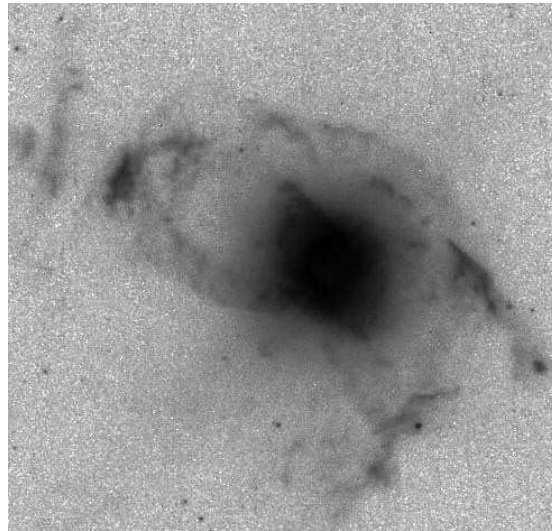


FIGURA 3.4: Imagen de IC 4191 tomada con el telescopio espacial Hubble (HST). La orientación es arbitraria. El tamaño angular en el visible de la región más brillante es $4.9''$ (Acker et al. 1992).

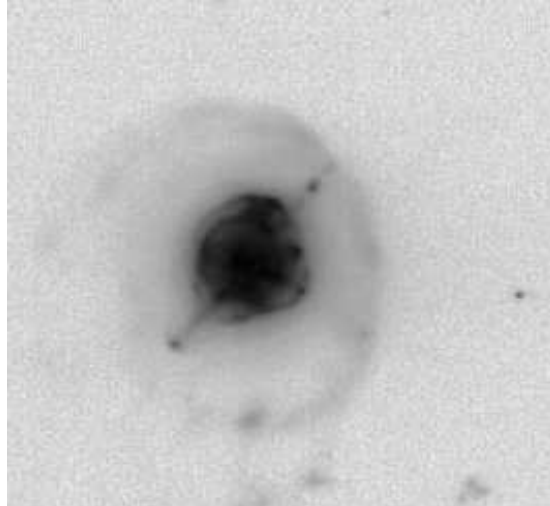


FIGURA 3.5: Imagen de IC 4593 tomada del catálogo de B. Balick (PNIC: Planetary Nebula Image Catalogue). La orientación es arbitraria. El tamaño angular en el visible de la región más brillante es $13''$ (Acker et al. 1992).

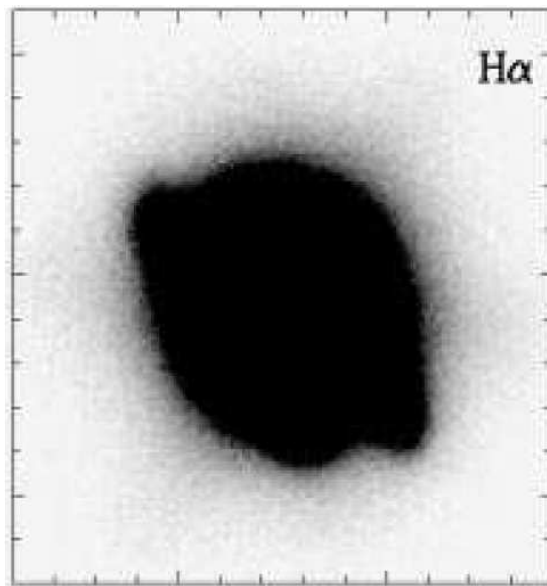


FIGURA 3.6: Imagen de IC 4846 en $H\alpha$ tomada de Miranda et al. (2001), el campo de visión es de $14'' \times 14''$, el norte está hacia arriba y el este hacia la izquierda.

3.3. MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS DE LA LITERATURA

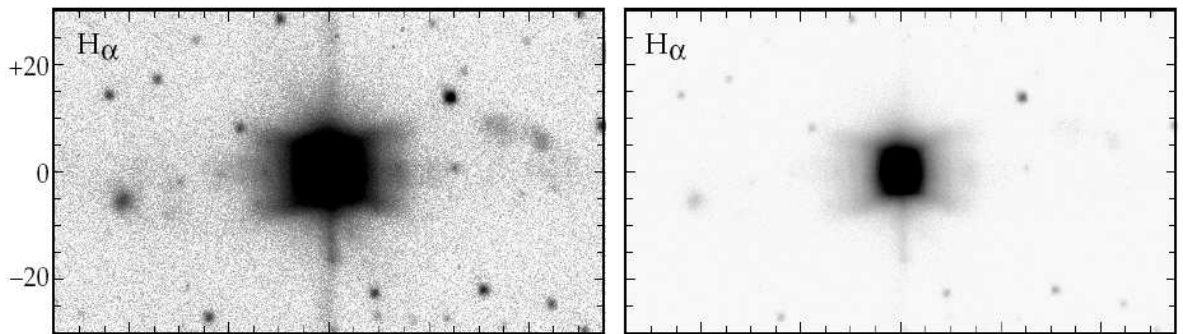


FIGURA 3.7: Imagen de IC 5217 en $H\alpha$ tomada de Miranda et al. (2006), los autores utilizan dos niveles de gris diferentes para resaltar las estructuras, la resolución espacial es de $1''.3$ y el campo de visión es de $60'' \times 100''$.

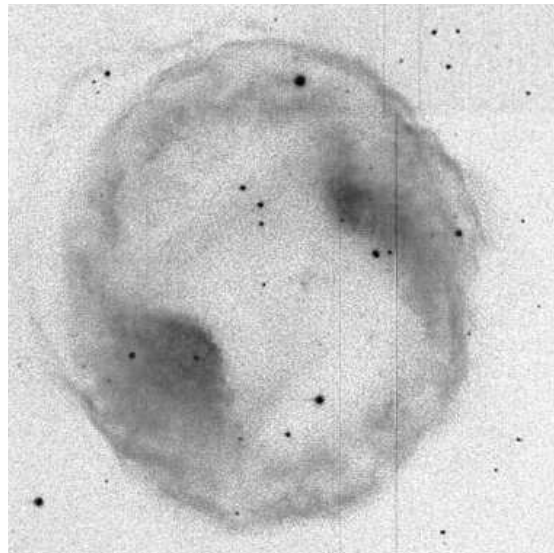


FIGURA 3.8: Imagen de JnEr 1 del catálogo de B. Balick, PNIC: Planetary Nebula Image Catalogue. La orientación es arbitraria. El tamaño angular en el visible es $380''$ (Acker et al. 1992).

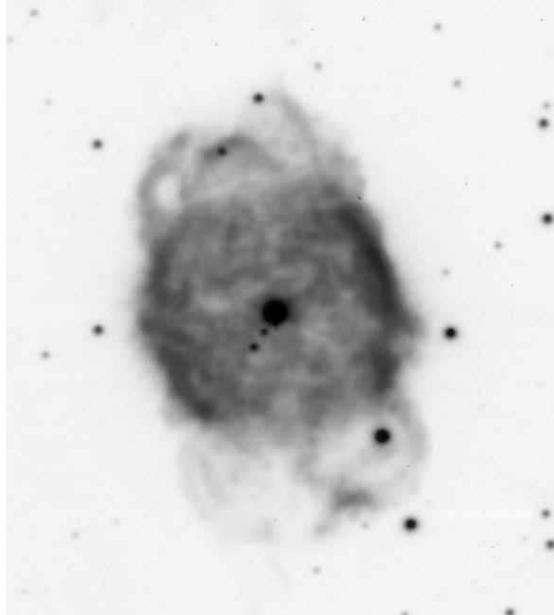


FIGURA 3.9: Imagen de NGC 40 tomada con el telescopio espacial Hubble (HST). La orientación es arbitraria. El tamaño angular en el visible es $13''$ (Acker et al. 1992).

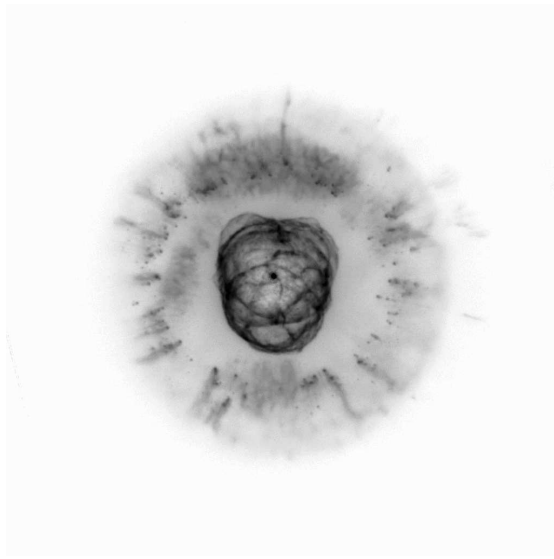


FIGURA 3.10: Imagen de NGC 2392 tomada con el telescopio espacial Hubble (HST). La orientación es arbitraria. El tamaño angular en el visible es $19.5''$ (Acker et al. 1992).

3.3. MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS DE LA LITERATURA

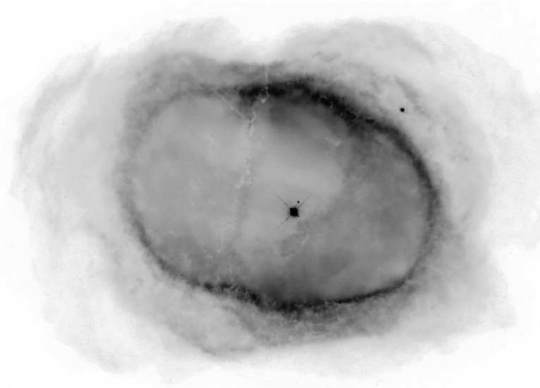


FIGURA 3.11: Imagen de NGC 3132 tomada con el telescopio espacial Hubble (HST). La orientación es arbitraria. El tamaño angular en el visible es $30''$ (Robertson-Tessi & Garnett 2005).

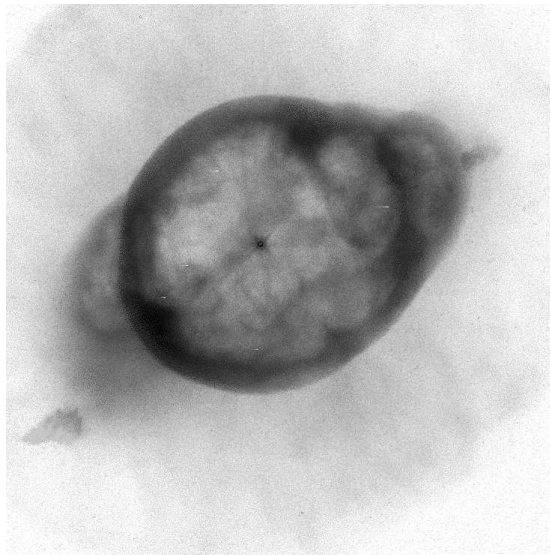


FIGURA 3.12: Imagen de NGC 3242 tomada con el telescopio espacial Hubble (HST). La orientación es arbitraria. El tamaño angular en el visible es $31.1''$ (Acker et al. 1992).

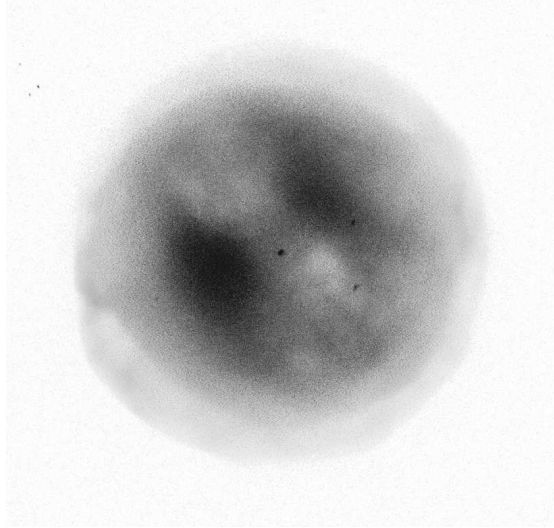


FIGURA 3.13: Imagen de NGC 3587 tomada por K. Viironen en el telescopio Isaac Newton de 2.5m en La Palma (España). La imagen es una composición de tres filtros: $H\alpha$, $H\beta$ y $[O III]$. El tamaño angular en el visible es $170''$ (Acker et al. 1992).

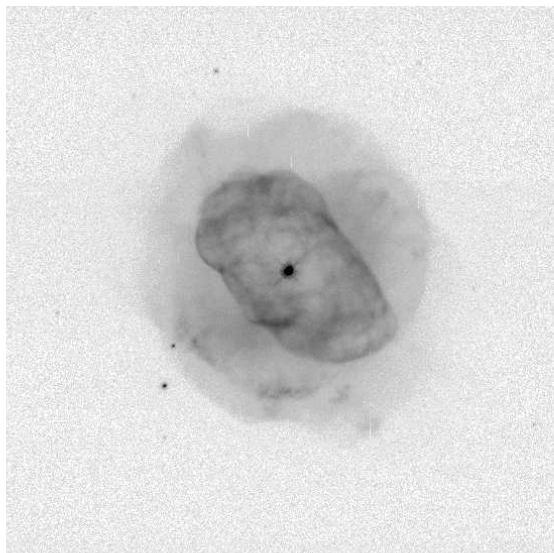


FIGURA 3.14: Imagen de NGC 5882 tomada con el telescopio espacial Hubble (HST). La orientación es arbitraria. El tamaño angular en el visible es $14.2''$ (Tyenda et al. 2003).

3.3. MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS DE LA LITERATURA

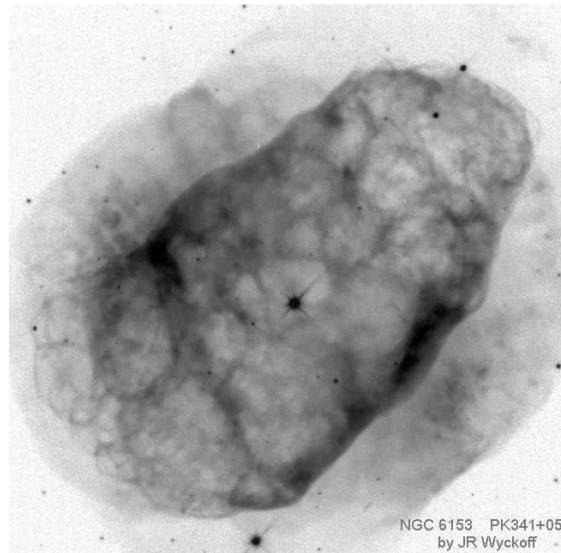


FIGURA 3.15: Imagen de NGC 6153 tomada con el telescopio espacial Hubble (HST). La orientación es arbitraria. El tamaño angular en el visible es $26''$ (Tylenda et al. 2003).

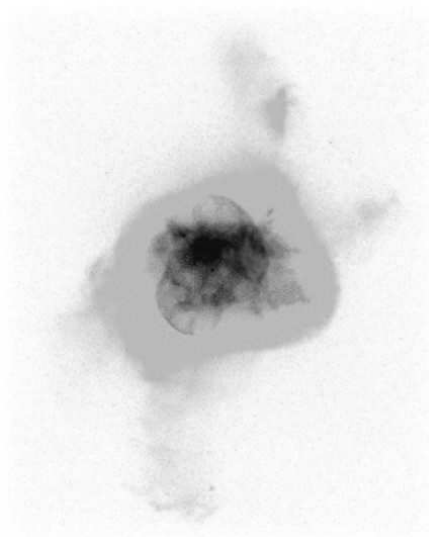


FIGURA 3.16: Imagen de NGC 6210 tomada con el telescopio espacial Hubble (HST). La orientación es arbitraria. El tamaño angular en el visible es $16.2''$ (Acker et al. 1992).

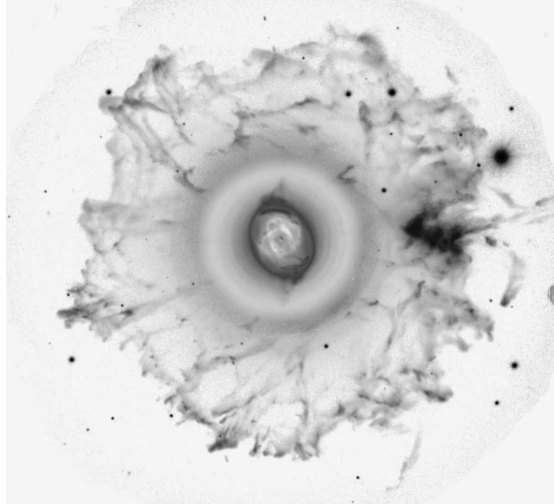


FIGURA 3.17: Imagen de NGC 6543 tomada con el telescopio nórdico de 2.6m de La Palma (España) por R. Corradi y D. Gonçaves, fuente: <http://www.ing.iac.es:8080/rcorradi/>. El tamaño angular en el visible de la región más brillante es 20'' (Acker et al. 1992).

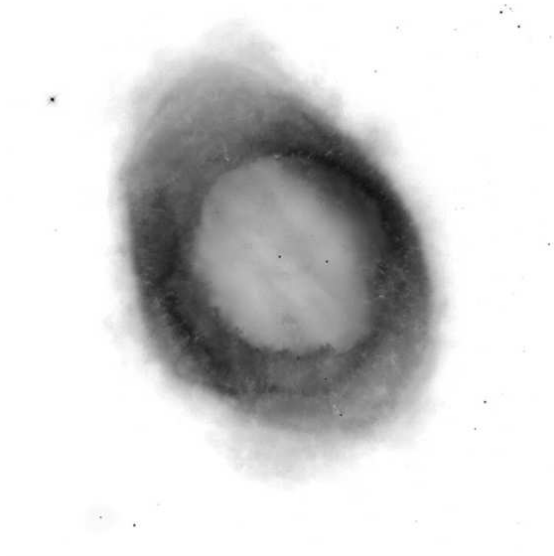


FIGURA 3.18: Imagen de NGC 6720 del telescopio espacial Hubble (HST). La orientación es arbitraria. El tamaño angular en el visible es 76'' (Acker et al. 1992).

3.3. MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS DE LA LITERATURA

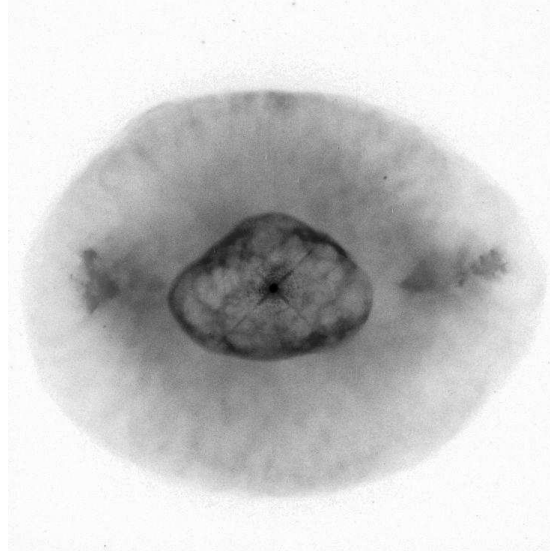


FIGURA 3.19: Imagen de NGC 6826 del telescopio espacial Hubble (HST). La orientación es arbitraria. El tamaño angular en el visible es $25''$ (Acker et al. 1992).

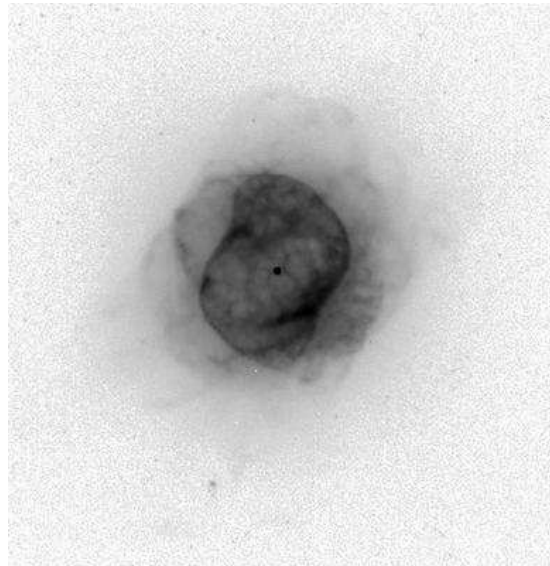


FIGURA 3.20: Imagen de NGC 6884 del telescopio espacial Hubble (HST). La orientación es arbitraria. El tamaño angular en el visible es $6''$ (Acker et al. 1992).

CAPÍTULO 3. MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS

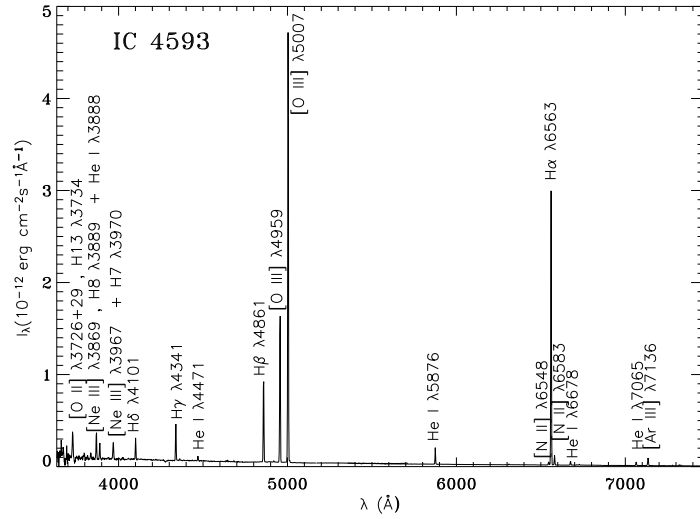


FIGURA 3.21: Espectro de IC 4593. Las líneas más intensas aparecen identificadas.

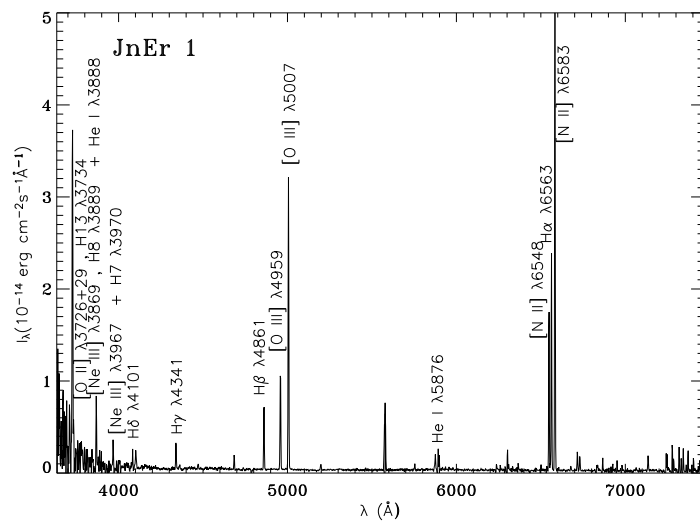


FIGURA 3.22: Se muestra lo mismo que en la figura 3.21 para JnEr 1. En el intervalo rojo todavía quedan rasgos del cielo, que no hemos podido eliminar completamente.

3.3. MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS DE LA LITERATURA

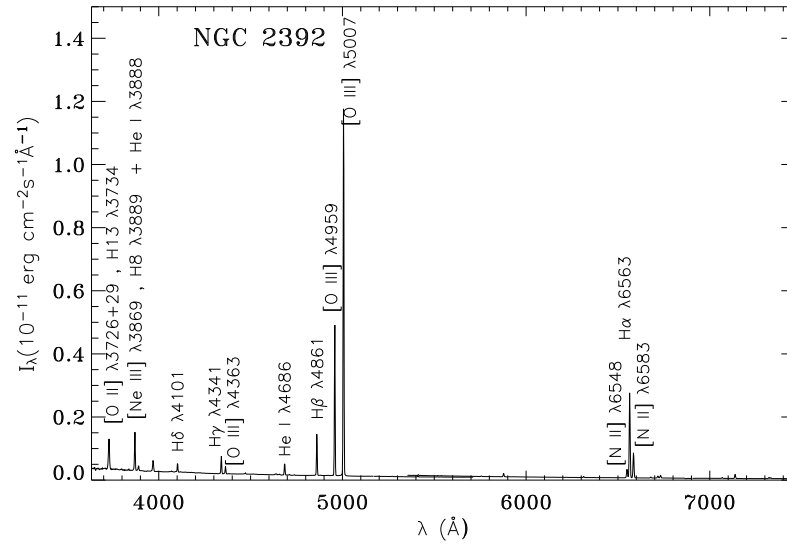


FIGURA 3.23: Se muestra lo mismo que en la figura 3.21 para NGC 2392.

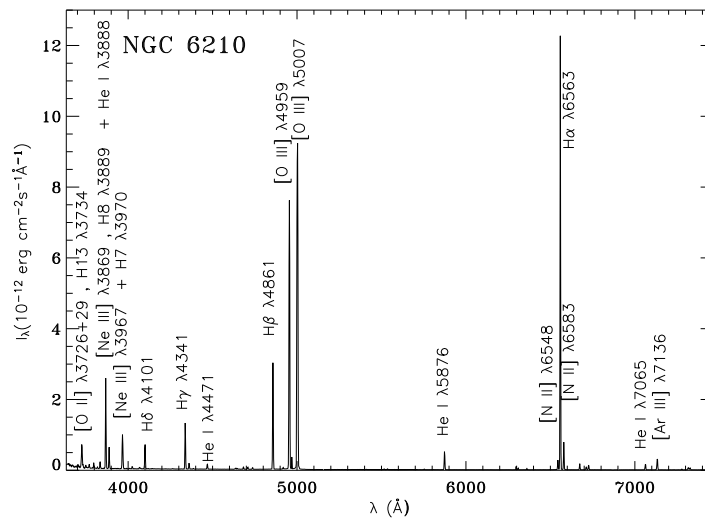


FIGURA 3.24: Se muestra lo mismo que en la figura 3.21 para NGC 6210.

CAPÍTULO 3. MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS

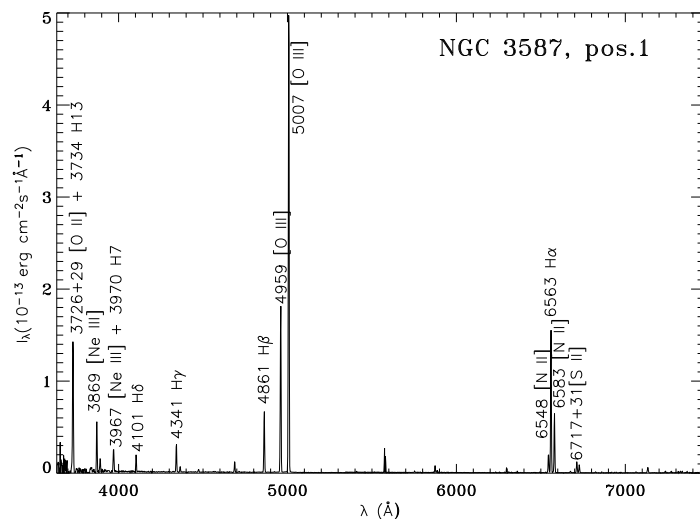


FIGURA 3.25: Se muestra lo mismo que en la figura 3.21 para la primera posición de rendija observada en NGC 3587.

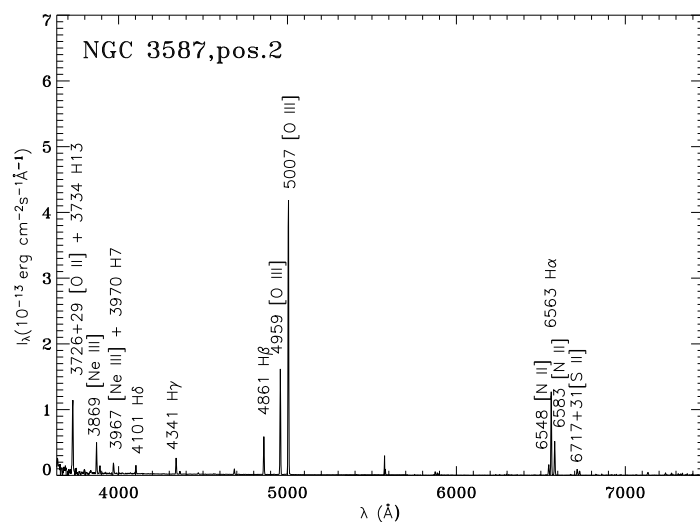


FIGURA 3.26: Se muestra lo mismo que en la figura 3.21 para la segunda posición de rendija observada en NGC 3587.

3.3. MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS DE LA LITERATURA

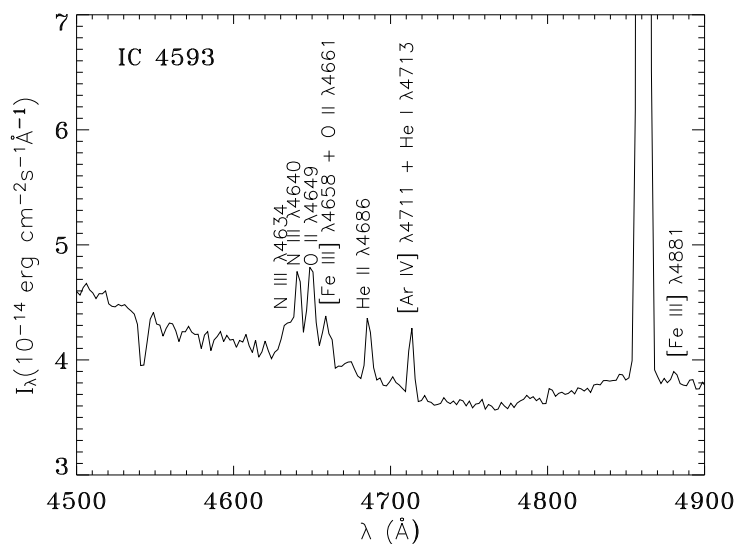


FIGURA 3.27: Región del espectro de IC 4593 que contiene algunas de las líneas de [Fe III] con las que se calcula la abundancia iónica de Fe^{++} .

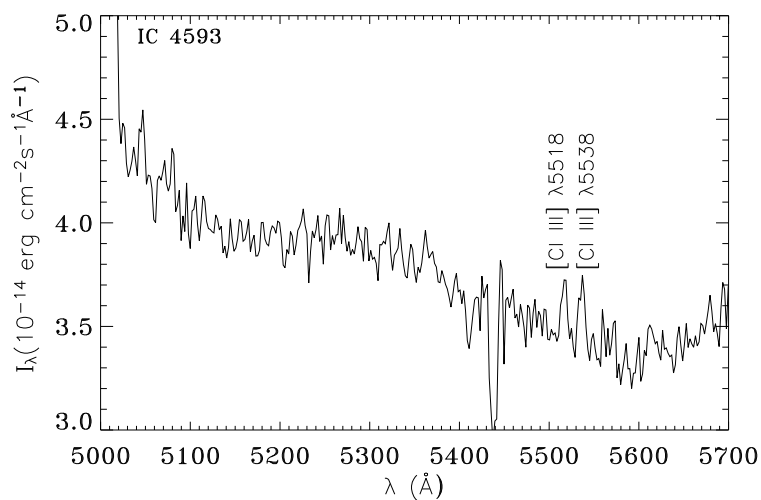


FIGURA 3.28: Región del espectro de IC 4593 que contiene las líneas de [Cl III] $\lambda\lambda 5517,37$, cuyo cociente de líneas se utiliza (junto con otros) para calcular la densidad electrónica de la NP.

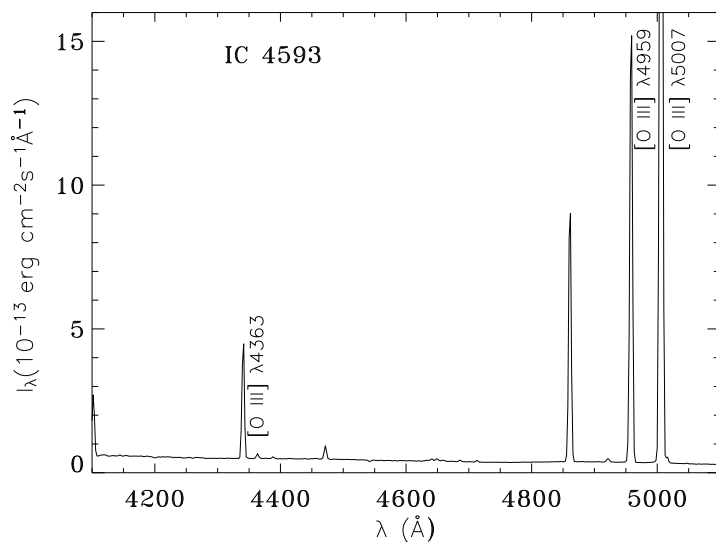


FIGURA 3.29: Región del espectro de IC 4593 que contiene las líneas de [O III] $\lambda 4363$, $\lambda 4959$ y $\lambda 5007$ con las que se mide la temperatura electrónica de la NP en la región de mayor grado de ionización.

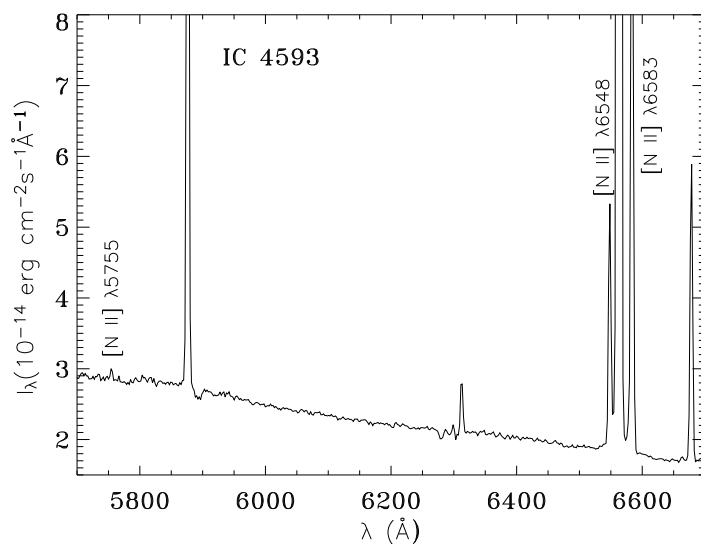


FIGURA 3.30: Región del espectro de IC 4593 que contiene las líneas de [N II] $\lambda 5755$, $\lambda 6548$ y $\lambda 6583$ con las que se mide la temperatura electrónica de la NP en la región de menor grado de ionización.

3.3. MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS DE LA LITERATURA

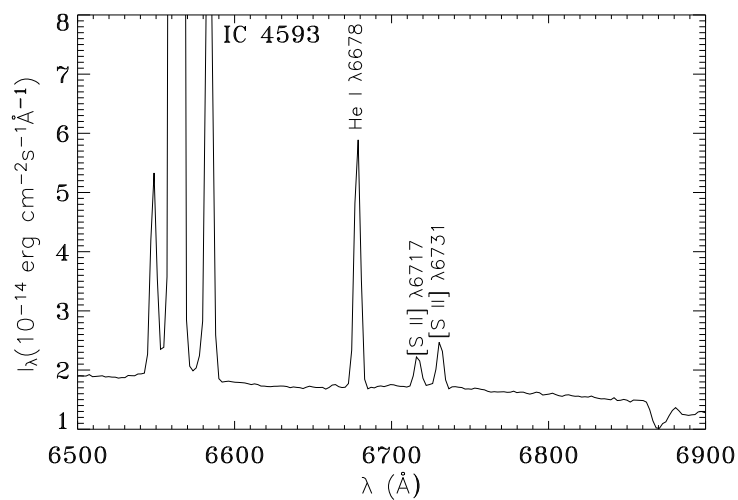


FIGURA 3.31: Región del espectro de IC 4593 que contiene las líneas de [S II] $\lambda\lambda 6717,31$, cuyo cociente de líneas se utiliza (junto con otros) para calcular la densidad electrónica de la NP.

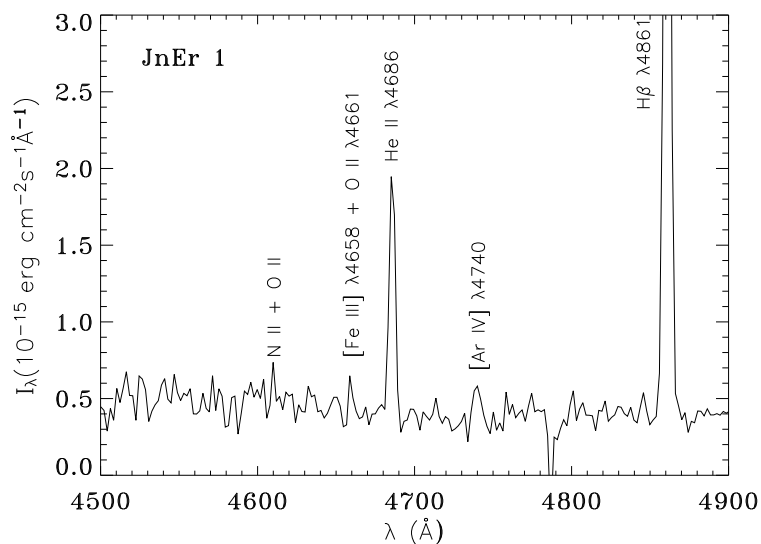


FIGURA 3.32: Se muestra lo mismo que en la figura 3.27 para JnEr 1.

CAPÍTULO 3. MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS

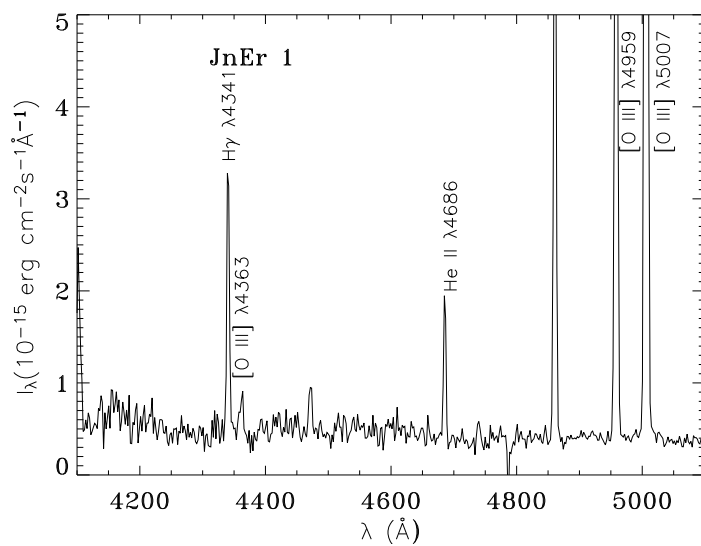


FIGURA 3.33: Se muestra lo mismo que en la figura 3.29 para JnEr 1.

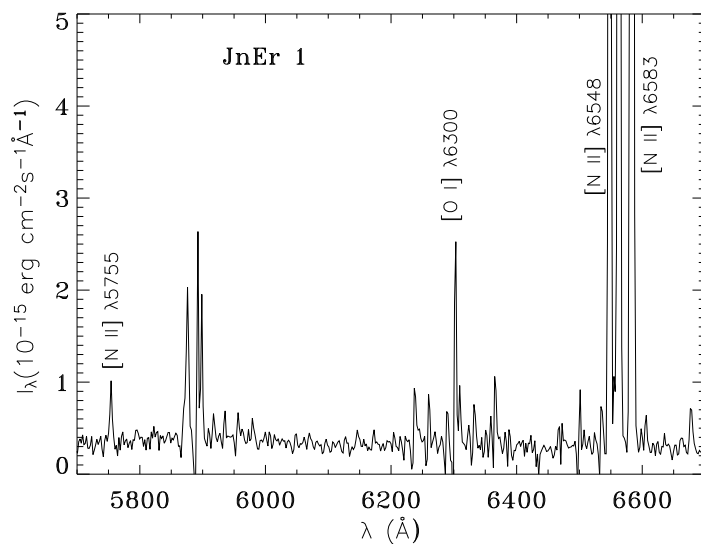


FIGURA 3.34: Se muestra lo mismo que en la figura 3.30 para JnEr 1.

3.3. MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS DE LA LITERATURA

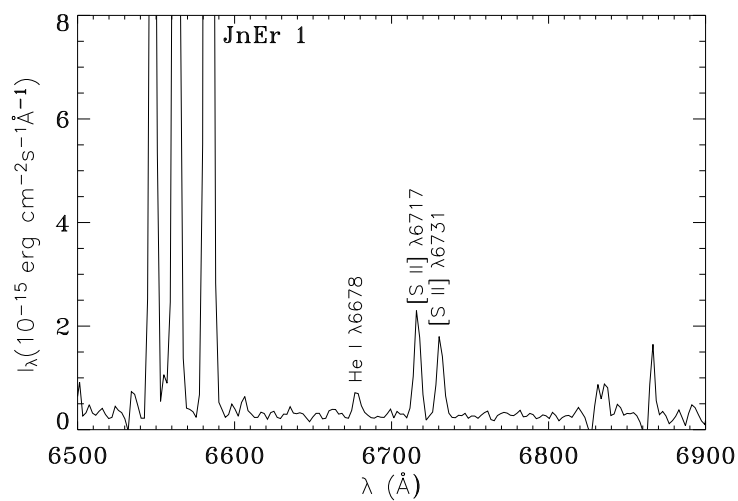


FIGURA 3.35: Se muestra lo mismo que en la figura 3.31 para JnEr 1.

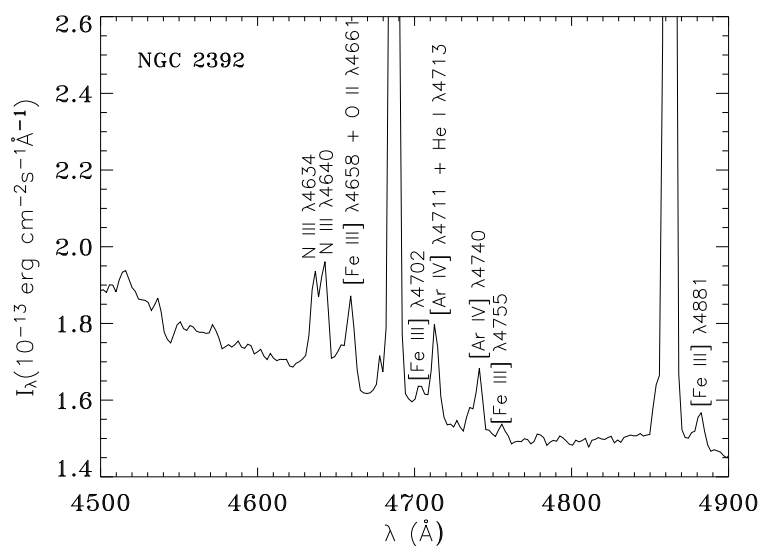


FIGURA 3.36: Se muestra lo mismo que en la figura 3.27 para NGC 2392

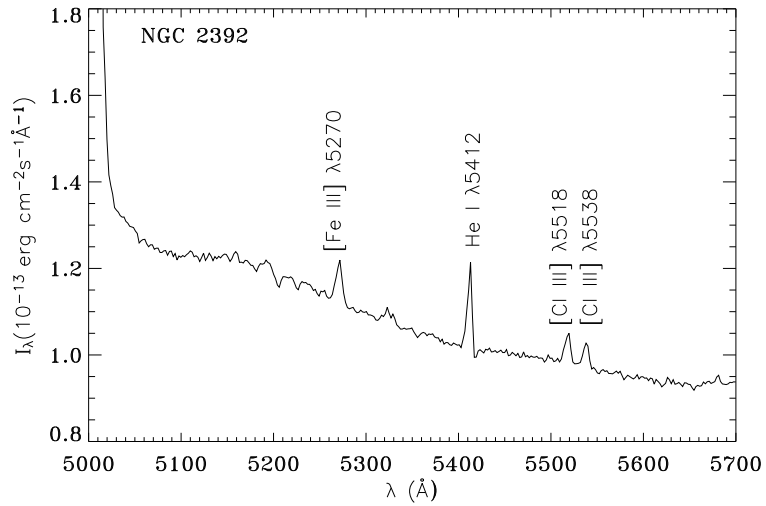


FIGURA 3.37: Se muestra lo mismo que en la figura 3.28 para NGC 2392. Además, aparece la línea $[\text{Fe III}] \lambda 5270$, que usamos para calcular la abundancia iónica de Fe^{++} junto con las de la figura anterior.

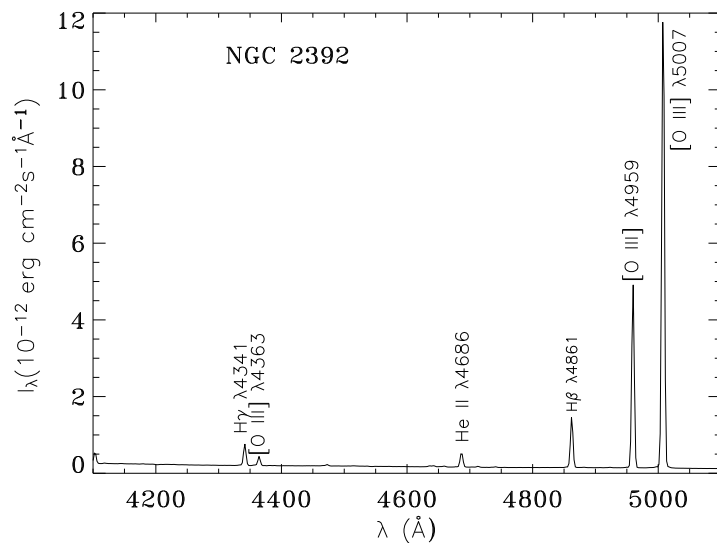


FIGURA 3.38: Se muestra lo mismo que en la figura 3.29 para NGC 2392.

3.3. MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS DE LA LITERATURA

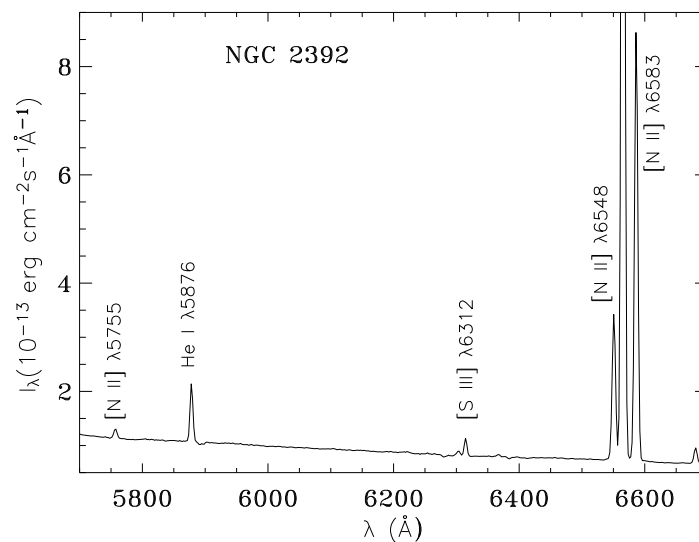


FIGURA 3.39: Se muestra lo mismo que en la figura 3.30 para NGC 2392.

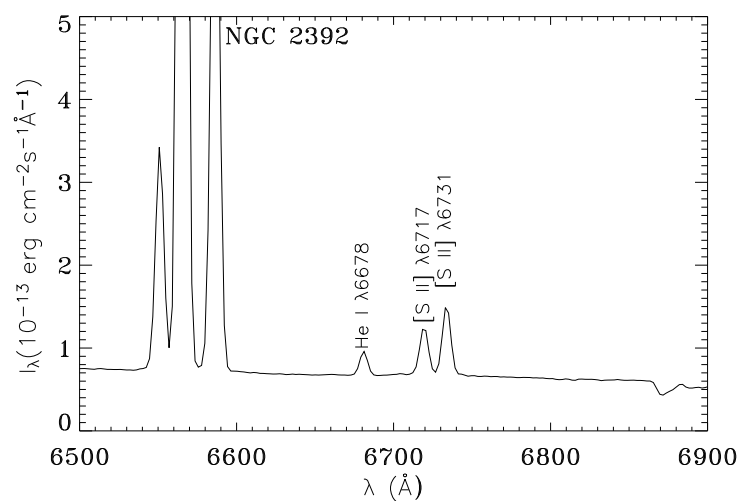


FIGURA 3.40: Se muestra lo mismo que en la figura 3.31 para NGC 2392.

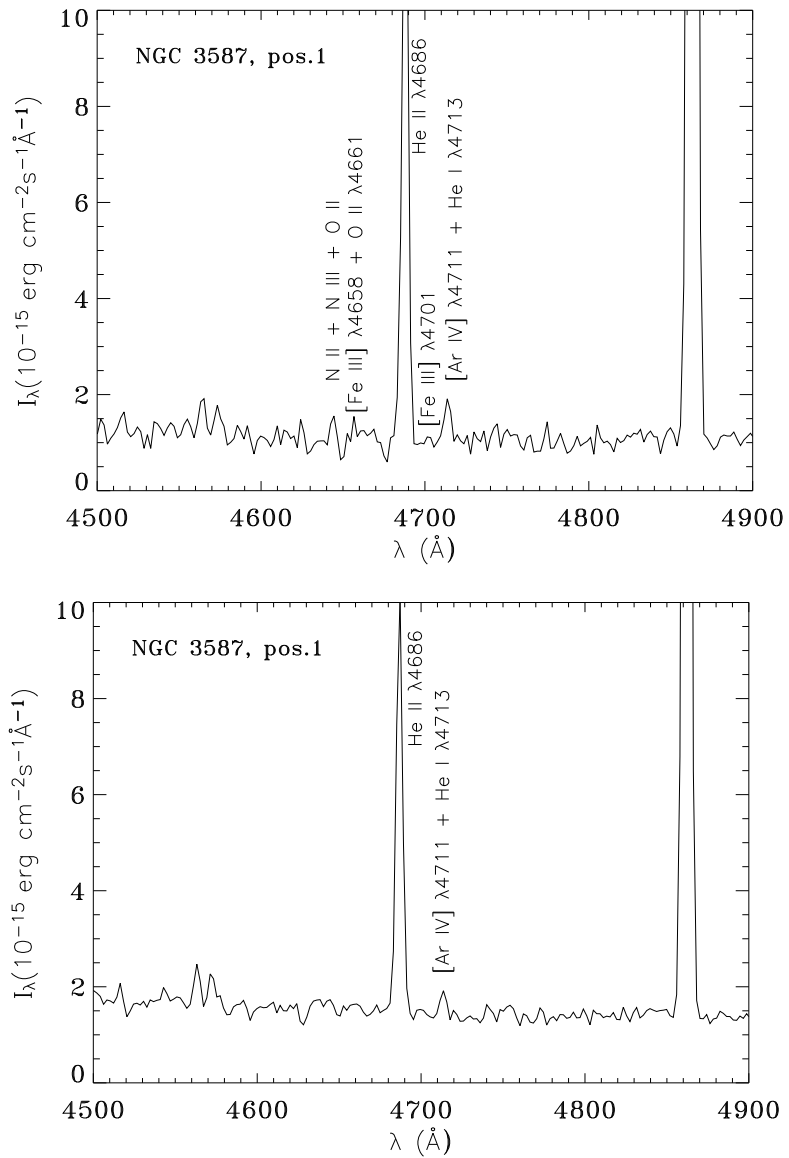


FIGURA 3.41: Se muestra lo mismo que en la figura 3.27 para NGC 3587. En la segunda posición de la rendija no se miden líneas de $[\text{Fe III}]$.

3.3. MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS DE LA LITERATURA

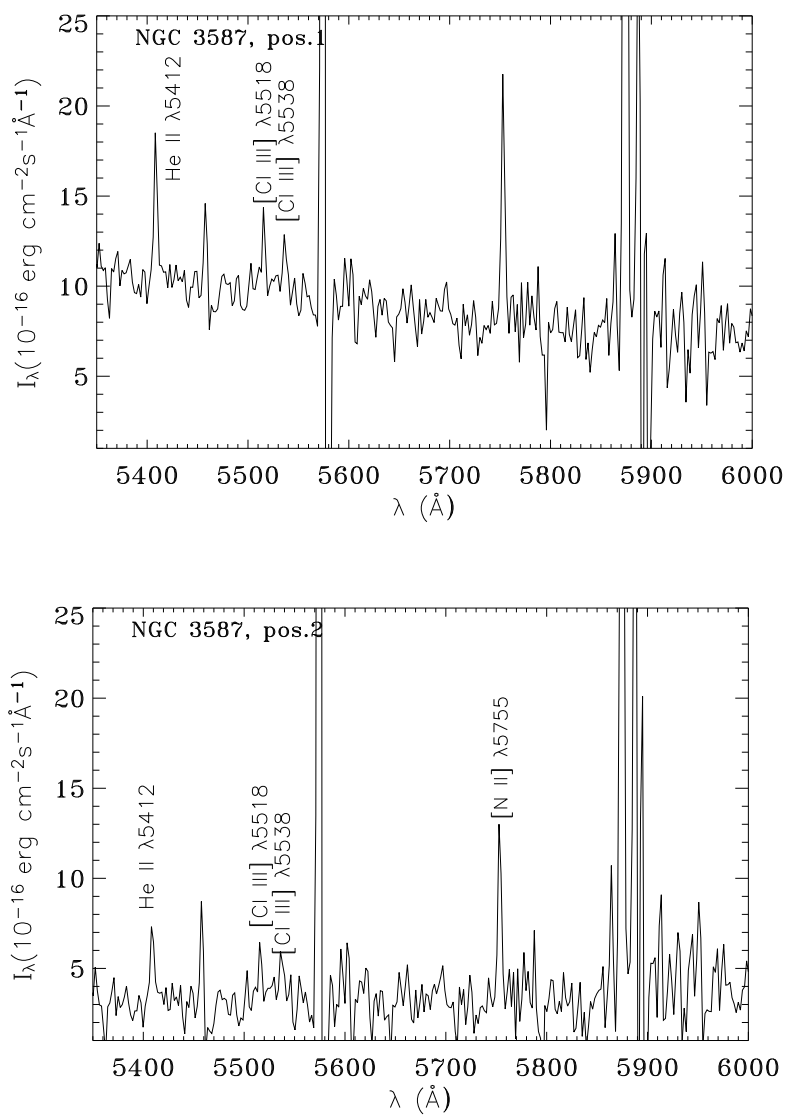


FIGURA 3.42: Se muestra lo mismo que en la figura 3.28 para NGC 3587.

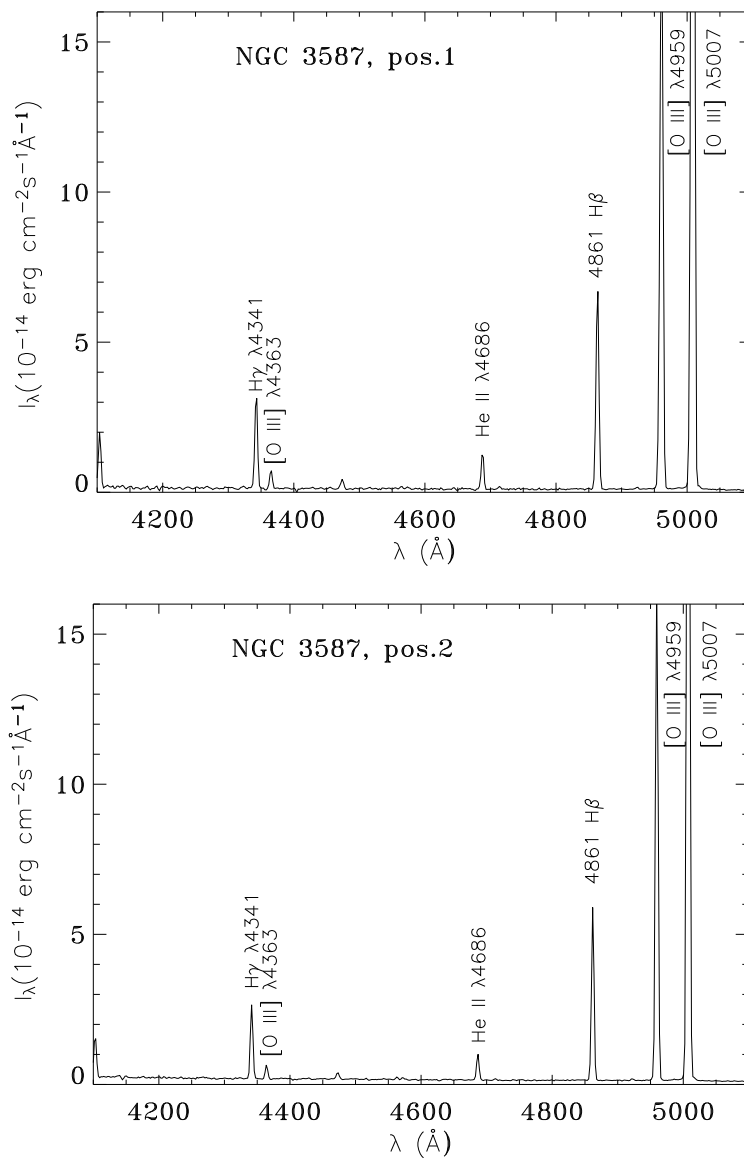


FIGURA 3.43: Se muestra lo mismo que en la figura 3.29 para NGC 3587.

3.3. MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS DE LA LITERATURA

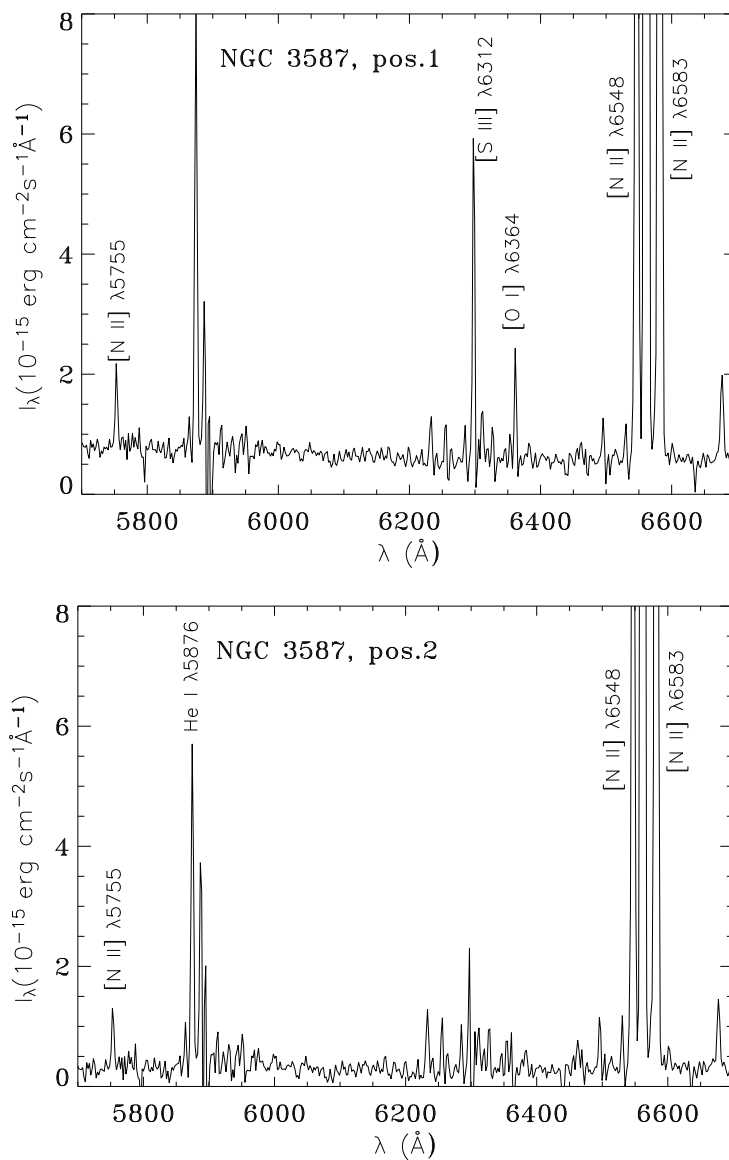


FIGURA 3.44: Se muestra lo mismo que en la figura 3.30 para NGC 3587.

CAPÍTULO 3. MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS

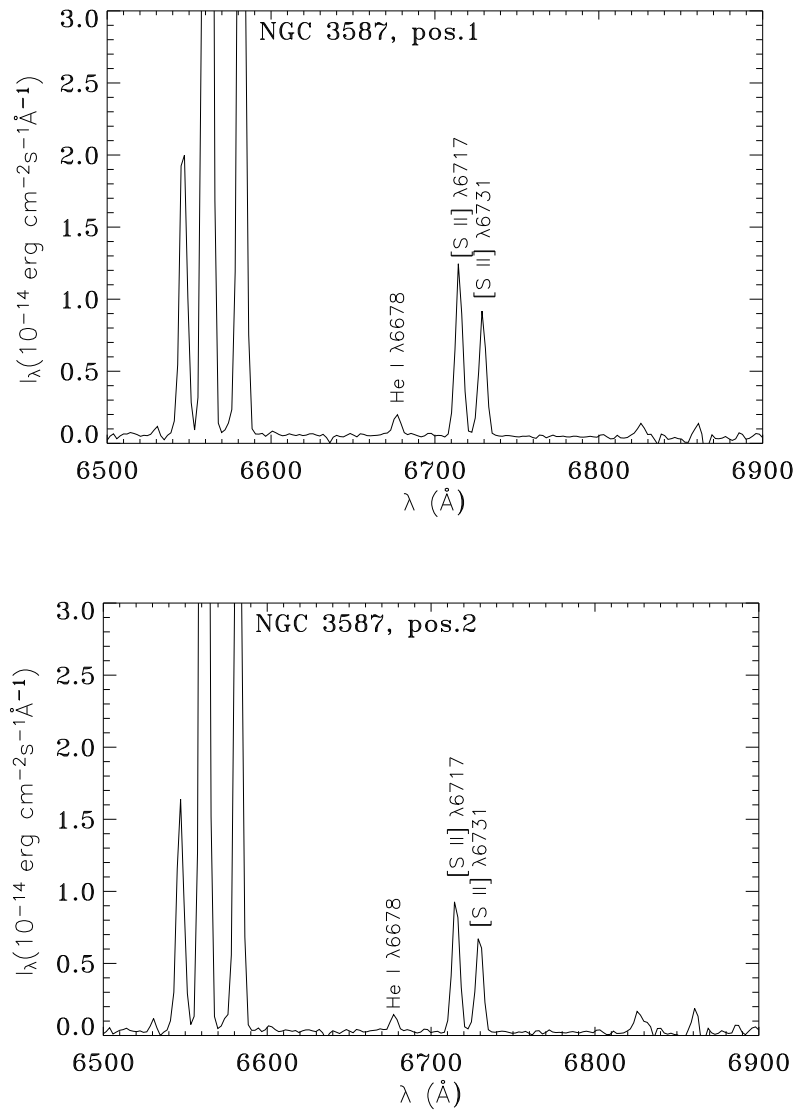


FIGURA 3.45: Se muestra lo mismo que en la figura 3.31 para NGC 3587.

3.3. MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS DE LA LITERATURA

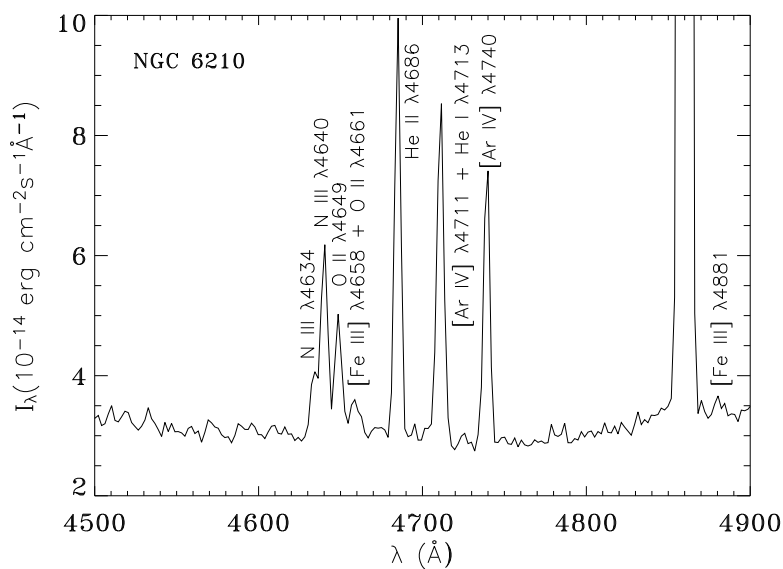


FIGURA 3.46: Se muestra lo mismo que en la figura 3.27 para NGC 6210.

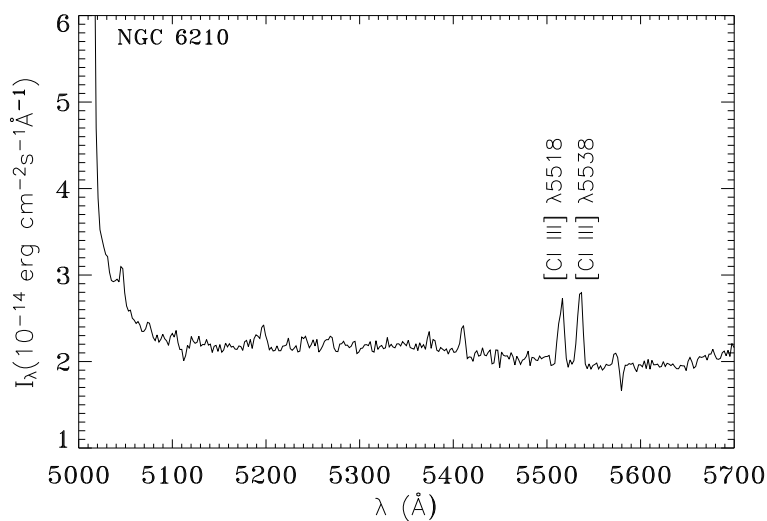


FIGURA 3.47: Se muestra lo mismo que en la figura 3.28 para NGC 6210.

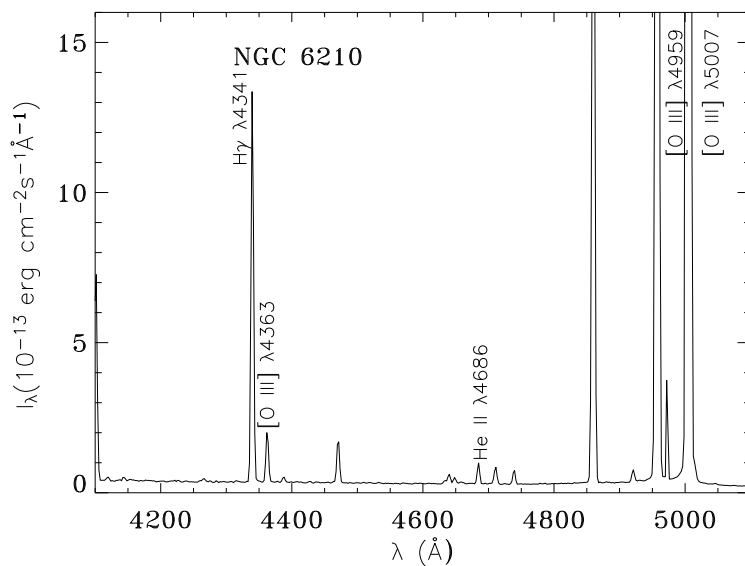


FIGURA 3.48: Se muestra lo mismo que en la figura 3.29 para NGC 6210.

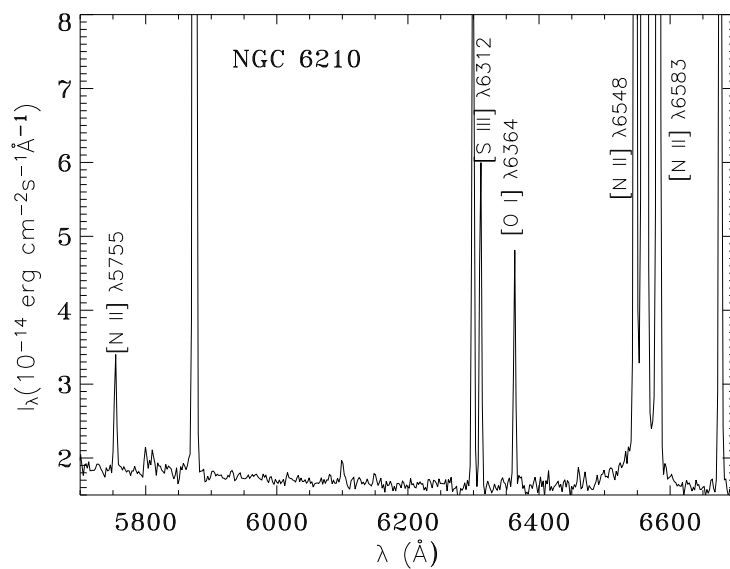


FIGURA 3.49: Se muestra lo mismo que en la figura 3.30 para NGC 6210

3.3. MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS DE LA LITERATURA

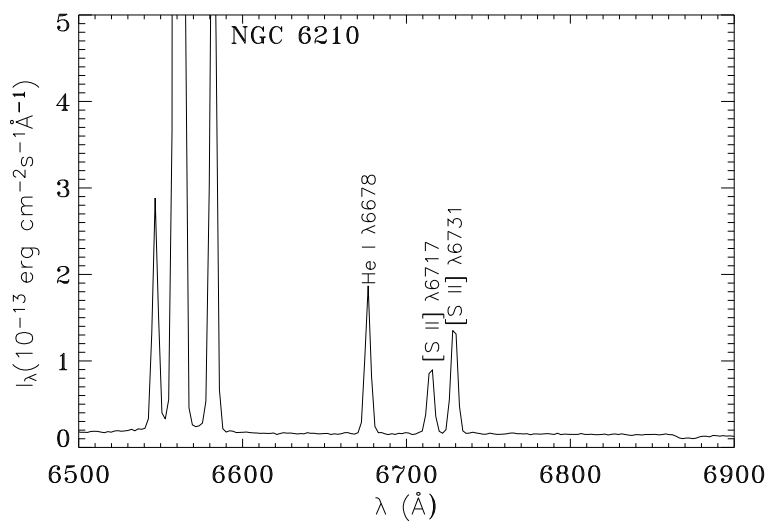


FIGURA 3.50: Se muestra lo mismo que en la figura 3.31 para NGC 6210.

PLANETARIAS

—4—

CÁLCULO DE LAS CONDICIONES FÍSICAS Y ABUNDANCIAS.

EN ESTE CAPÍTULO MOSTRAMOS EL PROCEDIMIENTO SEGUIDO PARA EL CÁLCULO DE LAS CONDICIONES FÍSICAS Y LAS ABUNDANCIAS DE TODAS LAS NPS DE LA MUESTRA. ADEMÁS, DISCUTIMOS LAS FUENTES DE ERROR CONSIDERADAS EN CADA UNO DE LOS PARÁMETROS CALCULADOS.

4.1 CONDICIONES FÍSICAS

ES CRUCIAL tener valores precisos de T_e y n_e para la determinación de abundancias en NPs. El método directo para calcular estos parámetros consiste en utilizar relaciones entre líneas intensas, cuyo cociente dependa apreciablemente de T_e y n_e —según el parámetro que se quiera calcular—, y que se encuentren en el mismo rango espectral. Nosotros utilizamos líneas de [S II], [Cl III] y [Ar IV] para calcular n_e y líneas de [N II] y [O III] para calcular T_e ; en la tabla 4.1 se especifican todas estas líneas y en la tabla 4.2 se muestran los cocientes de estas líneas junto con el error asociado para todas las NPs de la muestra. Suponemos una estructura de

CAPÍTULO 4. CÁLCULO DE LAS CONDICIONES FÍSICAS Y
ABUNDANCIAS.

ionización de dos regiones en las NPs, una de mayor grado de ionización caracterizada por $T_e([\text{O III}])$ y otra región de menor grado de ionización con una temperatura electrónica dada por $T_e([\text{N II}])$; y utilizamos $T_e([\text{N II}])$ para calcular la abundancia de los iones de menor grado de ionización — O^+ y Fe^{++} —, $T_e([\text{O III}])$ para los de mayor grado de ionización — O^{++} — y una n_e promedio característica de toda la NP.

TABLA 4.1: COCIENTES DE LÍNEAS UTILIZADOS

IÓN	COCIENTE DE LÍNEAS	PARÁMETRO	REGIÓN*
[S II]	$(\lambda 6716)/(\lambda 6731)$	n_e	Baja
[Cl III]	$(\lambda 5518)/(\lambda 5538)$	n_e	Baja
[Ar IV]	$(\lambda 4711)/(\lambda 4740)$	n_e	Alta
[N II]	$(\lambda 6548 + \lambda 6583)/(\lambda 5754)$	T_e	Baja
[O III]	$(\lambda 4959 + \lambda 5007)/(\lambda 4363)$	T_e	Alta

NOTAS.— * Estamos suponiendo una estructura en las NPs de dos regiones, una de menor grado de ionización (baja) y otra de mayor grado de ionización (alta).

4.1. CONDICIONES FÍSICAS

La tarea TEMDEN de IRAF permite realizar todos estos cálculos, para ello, resuelve las ecuaciones de equilibrio estadístico para un átomo de entre cinco y ocho niveles según el ion (Shaw & Dufour 1995; De Robertis et al. 1987). Los datos atómicos que se utilizan en cada caso aparecen en la tabla 4.3 junto con el potencial de ionización del ion y el número de niveles considerado. El procedimiento es el siguiente: **(1)** calculamos n_e ([S II]), n_e ([Cl III]) y n_e ([Ar IV]) suponiendo una T_e inicial de 10 000 K; **(2)** cada uno de los valores obtenidos para n_e se utiliza como entrada para calcular la T_e — T_e ([N II]) se calcula a partir de n_e ([S II]) y n_e ([Cl III]), y T_e ([O III]) a partir de n_e ([Ar IV])—; **(3)** volvemos a calcular n_e utilizando como entrada la T_e obtenida en el paso anterior; **(4)** esto se repite hasta que obtenemos la convergencia de ambos parámetros: T_e y n_e ; **(5)** calculamos una n_e promedio para cada NP con n_e ([S II]), n_e ([Cl III]) y n_e ([Ar IV]) que utilizamos como nueva entrada para calcular los valores finales de T_e ([N II]) y T_e ([O III]). Los cálculos de T_e y n_e convergen en menos de cuatro iteraciones. A continuación comentamos algunos resultados importantes en el cálculo de estos dos parámetros físicos.

4.1.1 DENSIDAD ELECTRÓNICA

Utilizamos tres de los indicadores más habituales en el cálculo de la n_e en NPs: [S II], [Cl III] y [Ar IV]. De estos tres, el más usado es [S II] ya que sus líneas son intensas y es fácil de observar, las líneas de [Cl III] y [Ar IV] son en general más débiles y, [Ar IV] es útil, sobre todo, en objetos de alta excitación, ya que traza las regiones de mayor grado de ionización. Esto quiere decir que la densidad derivada con cada uno de estos indicadores no tiene por qué ser la misma, en principio, dependerá de la estructura en densidad de la NP. Sin embargo, Wang et al. (2004) encuentran que los resultados obtenidos con estos tres indicadores son muy similares aunque, a medida que aumenta n_e , se encuentra que n_e ([S II]) y n_e ([Cl III]) son similares, pero n_e ([Ar IV]) es superior a estas dos, y esta tendencia se va acentuando para valores mayores de n_e . En la figura 4.1 se muestran las relaciones entre las diferentes densidades

CAPÍTULO 4. CÁLCULO DE LAS CONDICIONES FÍSICAS Y ABUNDANCIAS.

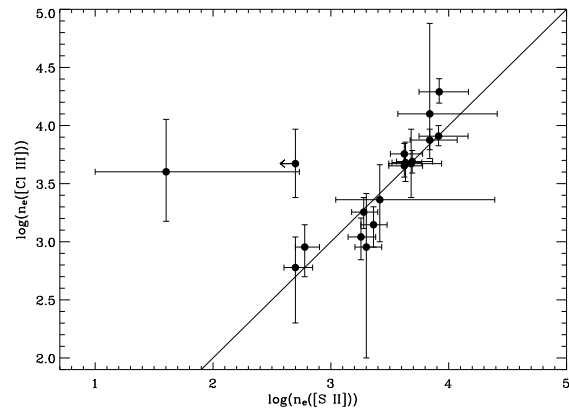
electrónicas obtenidas con cada uno de los tres indicadores. Con excepción de NGC 3587 —en la que $n_e([\text{Cl III}]) \gg n_e([\text{S II}])$ —, el resto de NPs siguen prácticamente la línea $n_e([\text{S II}]) = n_e([\text{Cl III}])$ que aparece en la figura 4.1a. En la figura 4.1b se observa que para casi todas las NPs de la muestra $n_e([\text{Ar IV}])$ es algo mayor que $n_e([\text{S II}])$ y por último en la figura 4.1c, aunque hay una dispersión mayor de los datos, en general: $n_e([\text{Ar IV}]) > n_e([\text{Cl III}])$. A partir de la muestra de objetos estudiada llegamos a la misma conclusión que Wang et al. (2004): $n_e([\text{S II}]) \sim n_e([\text{Cl III}]) < n_e([\text{Ar IV}])$, pero en nuestro caso en todo el intervalo de n_e que tenemos, no sólo para una n_e alta como proponen estos autores. Esta diferencia es consecuencia de que los datos atómicos que utilizamos nosotros no son los mismos que los de Wang et al. (2004) en el caso del [Cl III] y [Ar IV], de que estos autores suponen una única T_e de 10 000 K, que aunque se toma generalmente como representativa de NPs, más adelante comprobaremos que no es cierto para todos los objetos, y por último de que la muestra de objetos que tienen Wang et al. (2004) es mucho mayor a la nuestra. Los valores de n_e obtenidos con estos tres indicadores aparecen en la tabla 4.4.

Las fuentes de error en el cálculo de n_e son varias: **(1)** un factor importante es la saturación de los cocientes de líneas tanto a baja como alta n_e . Según Stanghellini & Kaler (1989), los cocientes de estas líneas son fiables en un intervalo determinado: $2.4 < \log n_e (\text{cm}^{-3}) < 3.8$ para [S II], $3 < \log n_e (\text{cm}^{-3}) < 5$ para [Cl III] y $3.3 < \log n_e (\text{cm}^{-3}) < 5.6$ para [Ar IV]. **(2)** También es muy importante la descontaminación de He I $\lambda 4713$ que hay que llevar a cabo en la línea [Ar IV] $\lambda 4711$. Nosotros utilizamos las relaciones teóricas de Porter et al. (2005) en NGC 6210 y NGC 2392, que son las dos únicas NPs observadas en las que se miden las dos líneas de [Ar IV]. Los datos tomados de la literatura tienen, la mayoría, una resolución que permite separar ambas líneas, en el caso contrario, hemos adoptado los valores que presentan los autores después de descontaminar las líneas. **(3)** Además hay que considerar la dependencia entre n_e y T_e . Este último error se tiene en cuenta, junto con el error en la intensidad de las líneas, durante los cálculos que realizamos con la tarea TEMDEN.

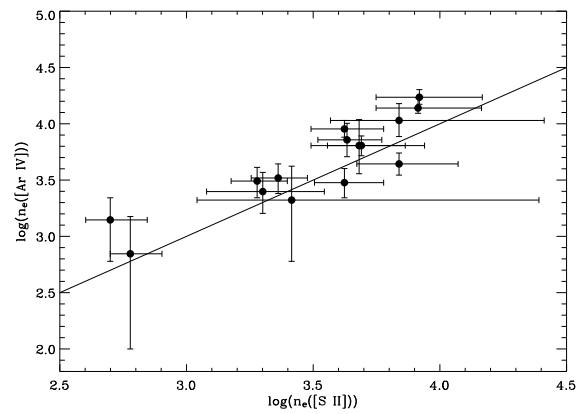
4.1. CONDICIONES FÍSICAS

Los valores derivados con las líneas de [S II], [Cl III] y [Ar IV] son consistentes dentro de los errores y por ello utilizamos una densidad promedio —que aparece en la tabla 4.5 junto con T_e ([N II]) y T_e ([O III])—, sin embargo no descartamos la existencia de gradientes en la densidad que no estaríamos detectando a causa de las incertidumbres tanto en las intensidades de las líneas como en los datos atómicos involucrados en los cálculos.

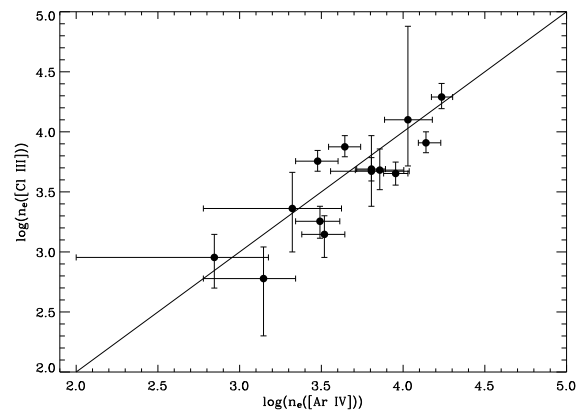
CAPÍTULO 4. CÁLCULO DE LAS CONDICIONES FÍSICAS Y ABUNDANCIAS.



(a)



(b)



(c)

FIGURA 4.1: Comparación entre las diferentes densidades electrónicas obtenidas para la muestra de NPs: (a) $n_e([\text{S II}])$ frente a $n_e([\text{Cl III}])$, (b) $n_e([\text{S II}])$ frente a $n_e([\text{Ar IV}])$ y (c) $n_e([\text{Cl III}])$ frente a $n_e([\text{Ar IV}])$.

4.1. CONDICIONES FÍSICAS

TABLA 4.2: COCIENTES DE LÍNEAS DE LA MUESTRA DE NPs UTILIZADOS EN EL CÁLCULO DE LAS CONDICIONES FÍSICAS

NPs	[S II] *	[Cl III] *	[Ar IV] *	[N II] *	[O III] *
IC 3568	0.8±0.1	1.4±0.2	1.15±0.08	29±6	36±3
IC 4191	0.53±0.04	0.52±0.04	0.58±0.04	47±3	199±13
IC 4593 ^{SPM}	0.72±0.05	1.2±0.2	—————	98±24	370±39
IC 4846	0.55±0.04	0.60±0.04	0.72±0.05	46±3	170±11
IC 5217	0.59±0.04	0.85±0.06	0.89±0.06	43±3	165±10
JnEr 1 ^{SPM}	1.3±0.3	—————	0.2±0.2	92±18	64±15
NGC 40	0.73±0.05	1.19±0.08	—————	139±9	44±3
NGC 2392 ^{SPM}	0.7±0.2	1.0±0.2	1.3±0.2	55±12	74±11
NGC 3132	1.02±0.07	1.23±0.09	1.33±0.09	104±7	246±16
NGC 3242	0.71±0.05	1.14±0.08	1.08±0.08	60±12	126± 8
NGC 3587_1 ^{SPM}	1.4±0.3	0.9±0.3	—————	104±20	134±16
NGC 3587_2 ^{SPM}	1.4±0.4	0.8±0.5	—————	69±15	131±17
NGC 5882	0.58±0.04	0.82±0.06	0.87±0.06	72±5	252±16
NGC 6153	0.60±0.04	0.79±0.06	1.08±0.08	77±5	284±18
NGC 6210 ^{SPM}	0.60±0.04	0.8±0.1	0.8±0.1	59±5	207±19
NGC 6210	0.60±0.04	0.85±0.06	0.76±0.05	63±4	60±4
NGC 6543	0.54±0.04	0.71±0.05	0.96±0.07	79±5	126±9
NGC 6720	1.04±0.07	1.29±0.09	1.25±0.09	85±5	44±3
NGC 6826	0.73±0.05	1.10±0.08	1.07±0.08	79±8	67±5
NGC 6884	0.53±0.04	0.70±0.05	0.64±0.04	52±3	38±3

NOTAS.— Utilizamos la notación –SPM– para distinguir las NPs que hemos observado en el telescopio de San Pedro Mártir. * Las diferentes líneas involucradas aparecen en la tabla 4.1.

CAPÍTULO 4. CÁLCULO DE LAS CONDICIONES FÍSICAS Y
ABUNDANCIAS.

TABLA 4.3: DATOS ATÓMICOS UTILIZADOS

ION	P.I. (eV)	NIVELES	FUERZAS DE COLISIÓN	PROBABILIDADES DE TRANSICIÓN
N II	14.5	6	Lennon & Burke (1994)	Wiese et al. (1996)
S II	10.4	8	Verner et al. (1996b) Keenan et al. (1993)	Ramsbottom et al. (1996)
Cl III	23.8	5	Butler & Zeippen (1989)	Mendoza (1983) Kaufman & Sugar (1986)
O III	35.1	6	Lennon & Burke (1994)	Wiese et al. (1996)
Ar IV	40.9	5	Zeippen et al. (1987)	Mendoza & Zeippen (1982) Kaufman & Sugar (1986)

4.1.2 TEMPERATURA ELECTRÓNICA

En primer lugar, es importante tener en cuenta la contribución de la recombinación, que puede contaminar las líneas de [N II] provocando que sobrestimemos la T_e derivada de ellas; Rubin (1986) fue el primero en sugerir que la recombinación del N^{++} podría ser importante en la excitación de la línea [N II] $\lambda 5754$. Liu et al. (2000) derivan unas expresiones —a partir de los coeficientes de recombinación de Péquignot et al. (1991) y de los coeficientes de recombinación dieléctrica de Nussbaumer & Storey (1984)— para estimar la contribución de este efecto a la línea [N II] $\lambda 5754$. Las NPs en las que esta contribución es importante (aproximadamente un 10%) son sólo IC 3568 y NGC 3242 y, al tener en cuenta este efecto, $T_e([N II])$ disminuye entre 1000 y 3000 K, aumentando las abundancias iónicas de O^+ en $\sim 20\%$ y de Fe^{++} en $\sim 15\%$. Sin embargo, las abundancias totales de O y Fe no varían significativamente y, en adelante, no se tiene en cuenta esta corrección, que

4.1. CONDICIONES FÍSICAS

además es un tanto incierta. En la Fig. 4.2 aparece la relación entre las temperaturas electrónicas calculadas a partir de las líneas de [N II] y [O III]. Teniendo en cuenta una consideración simplista, esperaríamos que $T_e([\text{N II}]) < T_e([\text{O III}])$ ya que N^+ se encuentra en una región de menor excitación que O^{++} (se espera que cerca de la estrella la temperatura sea mayor). Un endurecimiento de la radiación en las zonas externas de la NP, donde se encuentra N^+ puede llevar a un aumento de la temperatura en esa región. De hecho, la relación entre $T_e([\text{N II}])$ y $T_e([\text{O III}])$ depende del grado de excitación de cada NP, y éste, a su vez, de varios parámetros como la T_{eff} (temperatura efectiva de la estrella central de la NP) y L_* (luminosidad de la estrella central de la NP), la densidad del objeto o la geometría. También hay que tener en cuenta la cantidad de metales que hay en la NP y dónde están localizados, ya que son importantes enfriadores. Por último, no hay que olvidar el efecto importante del polvo, que incluso en pequeñas cantidades, puede llegar a aumentar la temperatura en las regiones centrales hasta en un factor 2 (Stasińska & Szczerba 2001). Krabbe & Copetti (2005) encuentran que en las NPs de alta excitación $T_e([\text{N II}]) < T_e([\text{O III}])$ mientras que en las NPs de baja excitación $T_e([\text{N II}]) \gtrsim T_e([\text{O III}])$. En nuestra muestra de NPs: 15 tienen $T_e([\text{N II}]) \gtrsim T_e([\text{O III}])$ y sólo en 5 casos $T_e([\text{N II}]) < T_e([\text{O III}])$. Los valores promedio de las condiciones físicas de la muestra son: $T_e([\text{N II}]) = 11200 \pm 2200$, $T_e([\text{O III}]) = 10650 \pm 1900$ K y $n_e = 4200 \pm 4100 \text{ cm}^{-3}$, comprobamos que $T_e([\text{N II}]) \sim T_e([\text{O III}])$, como se obtiene para NPs de bajo grado de excitación (Krabbe & Copetti 2005).

CAPÍTULO 4. CÁLCULO DE LAS CONDICIONES FÍSICAS Y ABUNDANCIAS.

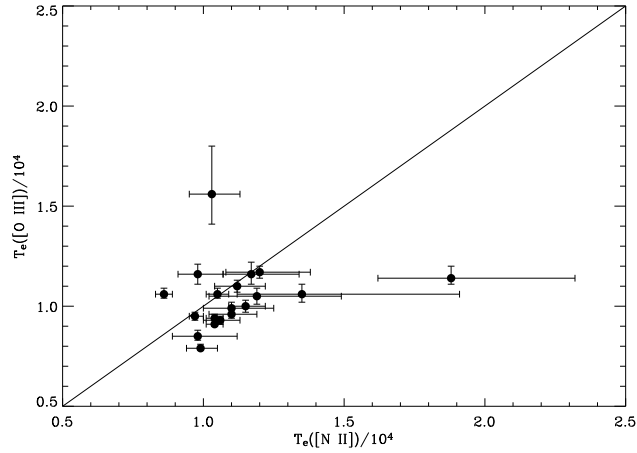


FIGURA 4.2: Comparación entre las diferentes temperaturas electrónicas obtenidas a partir de [N II] y [O III].

Las incertidumbres en el cálculo de la T_e provienen de: **(1)** la estimación del flujo de las líneas [N II] $\lambda 5754$ y [O III] $\lambda 4363$, que son mucho más débiles que las otras líneas que se utilizan en el cálculo de T_e , en la muestra de NPs: [N II] $\lambda 5754$ es hasta ~ 100 veces menor que [N II] $\lambda 6583$ y [O III] $\lambda 4363$ es hasta ~ 400 veces menor que [O III] $\lambda 5007$. Esta incertidumbre se puede atenuar si los espectros tienen una relación señal a ruido elevada. **(2)** La otra fuente de errores es la contribución al flujo de la línea [N II] $\lambda 5754$ debida a recombinación, ya comentada, y que hace que sobrestimemos la T_e . **(3)** Por último, hay que tener en cuenta los errores añadidos a causa de la dependencia de T_e con la n_e , y el error en la intensidad de las líneas, ambos se tienen en cuenta durante el uso de la tarea TEMDEN.

4.1. CONDICIONES FÍSICAS

En el capítulo anterior se comentó que la línea [O III] $\lambda 4363$ que se utiliza en el cálculo de T_e , puede estar contaminada por la línea de cielo Hg I $\lambda 4358$. Para calcular $T_e([\text{O III}])$ en JnEr 1 hemos tenido en cuenta sólo aquellos espectros en los que hemos podido hacer una correcta resta de los rasgos de cielo, ya que de lo contrario, estaríamos sobrestimando el valor de $T_e([\text{O III}])$.

4.1.3 COMPARACIÓN CON OTROS RESULTADOS

En la tabla 4.6 aparecen los resultados encontrados en la literatura para las condiciones físicas de las NPs de la muestra. En general, hay acuerdo entre nuestros resultados y los presentados por otros autores. Existen diferencias entre la n_e calculada por Tsamis et al. (2003) y por nosotros para IC 4191 y NGC 5882 —a partir de los mismos datos—, en particular $n_e([\text{Cl III}])$ y $n_e([\text{Ar IV}])$ en la primera de ellas y $n_e([\text{Cl III}])$ en la segunda. Las diferencias entre los resultados se deben a que los datos atómicos utilizados por Tsamis et al. (2003) son diferentes a los que usamos nosotros. En el caso de NGC 2392 presentamos como comparación los resultados de Barker (1991) ya que una de las posiciones de rendija que utilizan es parecida a la nuestra, sin embargo esta NP es muy inhomogénea y se han encontrado valores de los parámetros físicos entre 9300 K y 12 700 K para $T_e([\text{N II}])$, entre 11 900 K y 15 400 K para $T_e([\text{O III}])$ y entre 800 cm^{-3} y 2800 cm^{-3} para n_e (Zipoy 1976; Barker 1991; Henry et al. 2000); nuestros resultados son consistentes con este intervalo de valores. Los parámetros físicos del resto de NPs salen consistentes con los resultados de otros autores dentro de los errores.

4.2 CÁLCULO DE ABUNDANCIAS

4.2.1 ABUNDANCIA DE OXÍGENO

El cálculo de las abundancias iónicas O^+ y O^{++} se realiza mediante la tarea IONIC de IRAF que resuelve las ecuaciones de equilibrio estadístico mediante un modelo de átomo de cinco niveles en el caso del O^+ y seis para el O^{++} . Esta rutina —descrita en Shaw & Dufour (1995)— está basada en el programa FIVEL para un átomo de cinco niveles (De Robertis et al. 1987). Como ya se mencionó anteriormente, se utiliza $T_e([N II])$ para calcular la abundancia de O^+ y $T_e([O III])$ para la de O^{++} . Se utilizan las líneas [O II] $\lambda\lambda 3726,3729$ para obtener la abundancia de O^+ y [O III] $\lambda 4959$ para la de O^{++} . No utilizamos la línea [O III] $\lambda 5007$ porque no todas las NPs de la muestra tomadas de la literatura presenta la medida de esta línea —en las NPs tomadas de Liu et al. (2004b) esta línea está fuera de los intervalos espectrales observados—, sin embargo se comprobó en las NPs con medidas de ambas líneas ([O III] $\lambda\lambda 4959,5007$) que el resultado es similar al obtenido sólo con [O III] $\lambda 4959$.

En la sección 4.1.2 se ha explicado la importancia de la contribución por recombinación en la línea [N II] $\lambda 5754$, que a su vez afecta el cálculo de $T_e([N II])$, sin embargo, esta corrección no afecta a la abundancia total de O de nuestra muestra de NPs, ya que en ellas la mayoría de O se encuentra en forma de O^{++} —no afectado por esta corrección— y en aquellas NPs donde O^+ es más importante, el efecto de la recombinación es despreciable. Por lo tanto, aunque la abundancia iónica de O^+ es aproximadamente un 20% mayor en las NPs en las que esta contribución es más importante, la abundancia total permanece igual.

La abundancia total de O la hemos calculado como $O/H = O^+/H^+ + O^{++}/H^+$, ya que estos dos iones son los que predominan en las condiciones de excitación de los objetos de la muestra, como comprobamos mediante los modelos de fotoion-

4.2. CÁLCULO DE ABUNDANCIAS

ización. Sin embargo, en los casos en que la contribución de O^{+3} es importante, hemos añadido esta abundancia iónica a la abundancia total. Hemos adoptado el FCI de Kingsburgh & Barlow (1994) que, en el caso de que sólo tengamos las líneas de O^+ y O^{++} (como ocurre cuando se tienen espectros ópticos) es:

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

y la abundancia total es $O/H = FCI(O) \times (O^+ + O^{++}) / H^+$. Esta corrección es pequeña ($FCI(O) \sim 1$) en casi todas las NPs de la muestra (como se espera que ocurra en los objetos de baja excitación). Las excepciones son JnEr 1, NGC 3242 y NGC 2392 que son las NPs con mayor grado de excitación: $I(He\ II\ \lambda 4686)/I(H\beta) = 0.21, 0.26$ y 0.33 respectivamente. El FCI es 1.15 para JnEr 1, 1.17 para NGC 3242 y 1.27 para NGC 2392 y el cambio en la abundancia total de O, al tener en cuenta la presencia de O^{3+} , es notable. La abundancia total de O pasa de $12+\log(O/H) = 8.49/8.37$ en cada una de las dos posiciones de rendija de NGC 3587 a $8.56/8.43$, en NGC 3242 cambia de $12+\log(O/H) = 8.42$ a 8.49 y en NGC 2392 cambia de $12+\log(O/H) = 8.16$ a 8.31 . Por otro lado, algunas de las NPs tienen medidas de la línea $[O\ IV]\ \lambda 25.9\ \mu m$, permitiendo el cálculo directo de la abundancia iónica de O^{3+} . Las NPs que tienen una contribución más importante de O^{3+} son: IC 3568 y NGC 6884 con el 13% y el 6% del O total en forma de O^{3+} . En estas NPs hemos sumado esta abundancia iónica a las de O^+ y O^{++} .

Los valores finales de las abundancias iónicas y totales junto con los errores para toda la muestra de NPs aparecen en la tabla 4.7, también se añaden los valores obtenidos en los trabajos de referencia para comparar. El error en la abundancia total se ha calculado mediante propagación de errores, teniendo en cuenta los errores en la T_e , n_e , y en la intensidad de las líneas. Aunque el valor de n_e influye mucho en el cálculo de O^+ y no tanto en el de O^{++} , los errores en la T_e son, en general, mayores y por ello son los que más afectan al error que obtenemos para las abundancias iónicas O^+ y O^{++} .

CAPÍTULO 4. CÁLCULO DE LAS CONDICIONES FÍSICAS Y ABUNDANCIAS.

4.2.1.1 COMPARACIÓN CON OTROS RESULTADOS

La mayoría de los resultados son consistentes con los resultados obtenidos por otros autores. Las diferencias mayores ocurren en las NPs: JnEr 1, NGC 3587, NGC 6543 y NGC 2392. La diferencia entre la abundancia de O calculada por nosotros y la de Bohigas (2001) para JnEr 1, puede ser debida a una incorrecta sustracción del cielo que afecta a la $T_e([O III])$ que obtenemos, sin embargo, como comentamos anteriormente, hemos utilizado los espectros en los que se realizó mejor dicha sustracción. Bohigas (2001) tienen en cuenta, además, la abundancia iónica de O^0 , sin embargo esta contribución no es tan importante como para explicar por sí sola la diferencia entre las abundancias ($O^0 \sim 9\%$ de la abundancia total de O). La diferencia de las temperaturas obtenidas en NGC 3587, provoca la diferencia en la abundancia total de O. La discrepancia en la abundancia total de O para NGC 6543 se debe a la diferente n_e utilizada por los autores y por nosotros. Por último, NGC 2392 es una NP muy inhomogénea en la que se obtienen parámetros físicos (T_e y n_e) y abundancias distintas en diferentes zonas de la NP (Barker 1991; Henry et al. 2000), nuestros resultados se encuentran dentro de los valores obtenidos por Henry et al. (2000) para esta NP en distintas posiciones. En los cálculos posteriores habrá que tener presentes estas discrepancias, ya que la abundancia de O afecta a la abundancia de Fe que obtengamos.

4.2.2 ABUNDANCIA DE HIERRO

En NPs de baja excitación el Fe se encuentra sobre todo en forma de Fe^{++} y Fe^{+3} , como hemos comprobado mediante los modelos de fotoionización (sección ??). La abundancia iónica de Fe^{++} se calcula mediante un programa que resuelve las ecuaciones de equilibrio estadístico para un átomo de 34 niveles utilizando las fuerzas de colisión de Zhang (1996), las probabilidades de transición de Quinet (1996) y las emisividades de H I de Storey & Hummer (1995), junto con la $T_e([N II])$ y n_e derivadas para cada NP anteriormente. En las 5 NPs observadas por nosotros se miden

4.2. CÁLCULO DE ABUNDANCIAS

líneas de [Fe III], en IC 4593 se miden cuatro líneas de [Fe III]: $\lambda 4658$, $\lambda 4701$, $\lambda 4801$ y $\lambda 5270$; en la primera posición estudiada de NGC 3587 se miden las líneas $\lambda 4658$ y $\lambda 4701$ (en la otra posición no se puede medir ninguna línea); en NGC 6210 se miden las líneas $\lambda 4658$ y $\lambda 4881$, en JnEr 1 sólo se mide $\lambda 4658$ —como explicamos más adelante, sólo tenemos un límite superior para la abundancia de Fe en esta NP—, y en NGC 2392 se miden las líneas $\lambda 4658$, $\lambda 4701$, $\lambda 4754$, $\lambda 4801$ y $\lambda 5270$. En la tabla 4.8 aparecen las líneas de [Fe III] observadas en las NPs de la muestra y en la figura 4.3 el diagrama de niveles del Fe III.

En algunas de estas líneas el error en la medida de la intensidad es muy grande ya que son muy débiles y además se presenta el inconveniente de que la línea generalmente más brillante, [Fe III] $\lambda 4658$, está contaminada por la línea de recombinación O II $\lambda 4661$. Para eliminar la contribución de la línea de O II a la línea de [Fe III] se ha hecho uso de las relaciones teóricas que existen entre las líneas de recombinación del multiplete 1 de O II que sí se miden (Peimbert & Peimbert 2005) en el caso de no equilibrio termodinámico local. En JnEr 1 no tenemos ninguna línea de recombinación de O II para llevar a cabo la descontaminación, por lo que sólo obtenemos una cota superior para la abundancia de Fe. Finalmente, en las NPs con varias líneas de [Fe III] medidas, la abundancia iónica de Fe^{++} se obtiene promediando los resultados obtenidos con cada línea, pesando con el error de cada una.

Siguiendo el procedimiento de Rodríguez & Rubin (2005) calculamos la abundancia iónica de Fe^{++} y usamos un FCI para corregir por la presencia de Fe^{+3} , cuyas líneas son demasiado débiles. Tal y como se explicó en el capítulo de introducción se utilizan dos FCI: uno de ellos se ha obtenido a partir de un conjunto de modelos de fotoionización:

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

y el otro a partir de datos observacionales de objetos con medidas de las líneas de [Fe

CAPÍTULO 4. CÁLCULO DE LAS CONDICIONES FÍSICAS Y ABUNDANCIAS.

III] y [Fe IV]:

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

En el caso de los objetos con $\log(\text{O}^+/\text{O}^{++}) > -0.1$, los iones O^+ y Fe^{++} son los que más contribuyen a las abundancias totales de O y Fe, y en lugar de utilizar la ecuación anterior se ha utilizado un FCI constante:

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

—ver Rodríguez & Rubin (2005) para más detalles. En las tablas 4.9 y 4.10 aparecen los resultados obtenidos para la abundancia iónica de Fe^{++} , así como los valores de la abundancia total de Fe calculados con los dos FCIs. Los errores los hemos calculado mediante propagación de errores, como algunas de las líneas de [Fe III] son muy débiles, este error es importante en el error total de la abundancia de Fe. La diferencia entre los cocientes de abundancias Fe/O y Fe/H obtenidos con la ecuación 4.1 y con la ecuación 4.2 (o la ecuación 4.3 para $\log(\text{O}^+/\text{O}^{++}) > -0.1$), refleja el problema de la discrepancia de abundancias comentado en el capítulo 2 y que se observa claramente en la figura 2.12 de la página 39, en los objetos de mayor grado de ionización la discrepancia entre las abundancias obtenidas con los dos FCI es mayor.

En algunas NPs, se mide la línea [Fe II] $\lambda 7155$, lo que permite estimar también la abundancia iónica de Fe^+ . Para ello, suponemos la relación $I(\lambda 7155)/I(\lambda 8616) \sim 1$ (Rodríguez 1996), y utilizamos los cálculos de Bautista & Pradhan (1996) para calcular la abundancia iónica de Fe^+ a partir de la línea [Fe II] $\lambda 8616$, que parece no estar afectada por efectos de fluorescencia (Lucy 1995; Baldwin et al. 1996). Las abundancias iónicas obtenidas son: aproximadamente 7.3×10^{-8} para NGC 40, 1.8×10^{-8} para NGC 6720 y 1.2×10^{-8} para NGC 6884, estas tres NPs se encuentran dentro de las 6 NPs con menor grado de ionización de la muestra. La abundancia de Fe^+ es ~ 5 , 3 y 5 veces menor que la de Fe^{++} en cada una de estas tres NPs, en el resto la abundancia de Fe^+ será probablemente menor. Las NPs: IC 4846, NGC 6210, NGC 6826 y NGC 6884, cuyas intensidades de las líneas hemos tomado de Hyung et al.

4.2. CÁLCULO DE ABUNDANCIAS

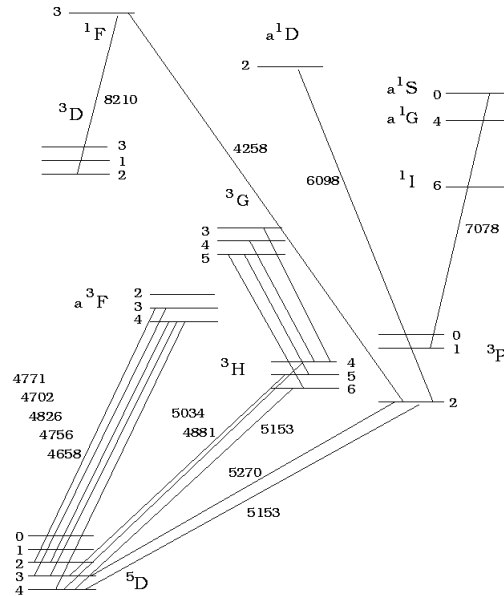


FIGURA 4.3: Diagrama de niveles del Fe III. Figura tomada de Perinotto et al. (1999)

(2001b) y Liu et al. (2004b), tienen medidas de la línea [Fe IV] $\lambda 6740$, con la que podemos calcular la abundancia iónica de Fe^{+3} , y así comparar los resultados de la abundancia de Fe obtenida: (1) sumando directamente las abundancias iónicas Fe^{++} y Fe^{+3} y (2) utilizando la abundancia iónica Fe^{++} y el FCI derivado de los datos observacionales (ecuación 4.2). El valor del cociente Fe/H que aparece en la tabla 4.10 está tomado directamente de Rodríguez & Rubin (2005) ya que estos autores utilizan las mismas intensidades de las líneas que nosotros (Liu et al. 2004b) y Hyung et al. (2001b). Rodríguez & Rubin (2005) calculan la abundancia iónica de Fe^{+3} mediante un programa que resuelve las ecuaciones de equilibrio estadístico para un átomo de 33 niveles utilizando las fuerzas de colisión de Zhang & Pradhan (1997), las probabilidades de transición de Fischer & Rubin (2004a) y Garstang (1958), los niveles de energía los toman de la base de datos NIST¹, y utilizan las condiciones físicas $T_e([O III])$ y n_e . Los resultados para NGC 6826 y NGC 6884 obtenidos mediante el FCI de la ecuación 4.2 y mediante la suma de las abundancias iónicas

¹<http://Physics.nist.gov>

CAPÍTULO 4. CÁLCULO DE LAS CONDICIONES FÍSICAS Y ABUNDANCIAS.

Fe^{++} y Fe^{+3} son consistentes dentro de los errores, en el caso de IC 4846 y NGC 6210 las diferencias son algo mayores (0.3 – 0.4 dex respectivamente). Este comportamiento no es sorprendente ya que en la figura 2 de Rodríguez & Rubin (2005), en la que estos autores representan $x(\text{O}^+)/x(\text{Fe}^{++})$ frente al grado de ionización: $\log(\text{O}^+/\text{O}^{++})$, se observa que tanto IC 4846 como NGC 6210 no siguen la misma tendencia que el resto de objetos. Por lo tanto es previsible cierta dispersión debida a diferencias de un objeto a otro, como hemos visto que ocurre también en el caso de los modelos de fotoionización (página 39).

Para 10 NPs de las 18 que componen la muestra estudiada, hemos calculado por primera vez la abundancia de Fe. Las 7 NPs que tienen valores de la abundancia de Fe anteriores a los nuestros son las estudiadas por Liu et al. (2004a) —IC 3568, NGC 40, NGC 6210, NGC 6720, NGC 6826 y NGC 6884—, y por Pottasch et al. (2003) —NGC 40 y NGC 6153—, a partir de datos en los intervalos infrarrojo, ultravioleta y visible. La abundancia iónica de Fe^{++} calculada por Liu et al. (2004a) y Pottasch et al. (2003) es diferente a la que obtenemos nosotros en todos los casos a excepción de NGC 40 (Pottasch et al. (2003) obtienen $12 + \log \text{Fe}^{++}/\text{H}^+ = 5.54$) y NGC 6720 (Liu et al. (2004a) obtienen $12 + \log \text{Fe}^{++}/\text{H}^+ = 4.71$), las diferencias en las otras NPs llegan hasta casi 1 dex, en el caso de IC 3568. Como en las NPs tomadas del trabajo de Liu et al. (2004a), las intensidades de las líneas que utilizamos son las mismas que las que utilizan estos autores, es evidente que los datos atómicos que usan Liu et al. (2004a) difieren de los nuestros, además el FCI también es diferente. Pottasch et al. (2003) utiliza datos en el intervalo infrarrojo del espectro, donde mide las líneas [Fe II] $\lambda 25.988$ y [Fe III] $\lambda 22.926$, ambas líneas en NGC 40 y sólo la última en NGC 6153. El FCI que utilizan Pottasch et al. (2003) es 1.5 para NGC 40 y 2 para NGC 6153, son valores relativamente altos, teniendo en cuenta que en el intervalo infrarrojo, generalmente se pueden medir líneas de un mayor número de iones, pero [Fe IV] —que contribuye de manera importante a la abundancia total de Fe— no tiene líneas en este intervalo. Por un lado, podemos decir que los datos atómicos que hemos utilizado

4.2. CÁLCULO DE ABUNDANCIAS

y los diferentes FCI calculados en Rodríguez & Rubin (2005) nos permiten confiar en nuestros resultados. Además, en el caso de las NPs de baja excitación, donde Fe^{++} y Fe^{+3} son los iones más abundantes, el uso del intervalo infrarrojo no tiene ventajas sobre el intervalo óptico —en cuanto a los iones de los que podemos medir sus líneas—, no ocurre lo mismo con las NPs de mayor excitación, donde iones por encima de Fe^{+3} serán los más importantes.

4.2.2.1 ¿Podemos elegir un FCI?

Tal y como se explicó en la introducción, Rodríguez & Rubin (2005) proponen tres variaciones en los datos atómicos que permitirían resolver la discrepancia que se encuentra entre las abundancias de Fe calculadas: (1) a partir de la abundancia iónica de Fe^{++} y un FCI derivado de los modelos de fotoionización y (2) a partir de la suma de las abundancias iónicas de Fe^{++} y Fe^{+3} . Estas tres variaciones propuestas son:

1. un aumento en el coeficiente de recombinación total o en el coeficiente de transferencia de carga del Fe^{+3} con H^0 en un factor ~ 10 ,
2. una disminución en las fuerzas de colisión del Fe^{+3} en un factor $\sim 2 - 3$ y
3. un aumento en las fuerzas de colisión del Fe^{++} en un factor $\sim 2 - 3$.

Si el coeficiente de recombinación del Fe^{+3} o el coeficiente de intercambio de carga fueran menores en un factor 10, el $\text{FCI} = x(\text{O}^+)/x(\text{Fe}^+)$ derivado de los modelos disminuiría. Según Ferland (2003), no es inesperado que exista una incertidumbre de un factor 10 en la parte dielectrónica del coeficiente de recombinación o en el coeficiente de intercambio de carga. Por otro lado, los cálculos de las fuerzas de colisión del Fe^{++} realizados por McLaughlin et al. (2002) difieren de los anteriores (Zhang 1996) en hasta un factor 2. Sin embargo, estos cálculos sólo tienen en cuenta las transiciones entre términos y no la estructura fina. Las transiciones de estructura fina son necesarias para el cálculo de la abundancia de Fe^{++} y para comprobar si los

CAPÍTULO 4. CÁLCULO DE LAS CONDICIONES FÍSICAS Y ABUNDANCIAS.

datos atómicos son fiables o no, comparando las intensidades de las líneas predichas con las observadas. Rodríguez (2002, 2003) comprueban la fiabilidad de los datos atómicos del Fe^{++} que hemos usado en este trabajo, como explicamos en la sección 2.1.1 (página 21), comparando la intensidad de las líneas de [Fe III] predichas y observadas. Sin embargo, es posible una variación de un factor ~ 2 en las fuerzas de colisión de Fe^{++} sin que esto afecte a la consistencia que se ha obtenido entre las abundancias de Fe^{++} calculadas con diferentes líneas de [Fe III] (Rodríguez & Rubin 2005). Por tanto, el cambio en un factor ~ 2 de las fuerzas de colisión del Fe^{++} podría explicar, al menos, gran parte de la discrepancia encontrada. Aunque los nuevos cálculos de McLaughlin et al. (2002) apuntan en esta dirección, es necesario disponer de nuevos valores de las fuerzas de colisión del Fe^{++} que tengan en cuenta la estructura fina de los niveles. Es más difícil comprobar la fiabilidad de las fuerzas de colisión de Fe^{+3} ya que las líneas prohibidas de [Fe IV] son mucho más débiles.

Por el momento no podemos descartar ninguna de las tres posibilidades: (1) errores de un factor $\sim 2 - 3$ en las fuerzas de colisión del Fe^{++} (2) errores de un factor $\sim 2 - 3$ en las fuerzas de colisión del Fe^{+3} , o (3) errores en el coeficiente de recombinación del Fe^{+3} o en el coeficiente de intercambio de carga del Fe^{+3} con H^0 de un factor ~ 10 ; las tres variaciones en los datos atómicos son igualmente plausibles. Es probable que la explicación real para la discrepancia que existe sea una combinación de las tres posibilidades mencionadas. Por todo esto, en el análisis posterior tenemos en cuenta los tres FCI, que dan cuenta de las tres posibles causas de la discrepancia, para acotar el valor de la abundancia de Fe en la muestra de NPs.

4.2. CÁLCULO DE ABUNDANCIAS

TABLA 4.4: DENSIDAD ELECTRÓNICA DETERMINADA CON DISTINTOS IONES

OBJETO	n_e ([S II]) (cm^{-3})	n_e ([Cl III]) (cm^{-3})	n_e ([Ar IV]) (cm^{-3})	NOTAS
IC 3568	2000^{+1500}_{-800}	—————	2500^{+1200}_{-900}	
IC 4191	8300^{+6400}_{-2700}	$19\,500^{+5800}_{-3900}$	$17\,200^{+2900}_{-2300}$	
IC 4593 ^{SPM}	2000^{+700}_{-400}	900^{+1700}_{-800}	—————	
IC 4846	6900^{+18900}_{-3200}	$12\,600^{+63100}_{-7400}$	$10\,700^{+4400}_{-3000}$	
IC 5217	4800^{+3900}_{-1700}	4700^{+4600}_{-2300}	6400^{+4500}_{-2800}	
JnEr 1 ^{SPM}	200^{+500}	—————	—————	(1)
NGC 40	1800^{+600}_{-400}	1100^{+500}_{-400}	—————	
NGC 2392 ^{SPM}	2600^{+22000}_{-1500}	2300^{+2300}_{-1300}	2100^{+2100}_{-1500}	
NGC 3132	600^{+200}_{-100}	900^{+500}_{-400}	700^{+800}_{-600}	
NGC 3242	2300^{+700}_{-500}	1400^{+600}_{-500}	3300^{+1100}_{-900}	
NGC 3587_1 ^{SPM}	40^{+500}	4000^{+7300}_{-2500}	—————	(1)
NGC 3587_2 ^{SPM}	< 500	4700 ± 4000	—————	(2)
NGC 5882	4900^{+2400}_{-1300}	4900^{+1200}_{-1000}	6400^{+1400}_{-1200}	
NGC 6153	4200^{+1800}_{-1000}	5700^{+1300}_{-1000}	3000^{+1000}_{-800}	
NGC 6210 ^{SPM}	4300^{+1600}_{-1000}	4800^{+2400}_{-1500}	7200^{+2900}_{-2100}	
NGC 6210	4200^{+1800}_{-1100}	4500^{+1100}_{900}	9000^{+1700}_{-1400}	
NGC6543	6900^{+4900}_{-2200}	7500^{+1800}_{-1300}	4400^{+1100}_{-900}	
NGC 6720	500^{+200}_{-100}	600^{+500}_{-400}	1400 ± 800	
NGC 6826	1900^{+600}_{-400}	1800^{+600}_{-500}	3100^{+1000}_{-900}	
NGC 6884	8200^{+6400}_{-2600}	8100^{+1900}_{-1400}	$13\,800^{+3200}_{-1400}$	

NOTAS.— Utilizamos la notación SPM para distinguir las NPs que hemos observado en el telescopio de San Pedro Mártir.

(1) No se obtiene cota inferior, se utiliza 10 cm^{-3} en el cálculo de errores.

(2) En los cálculos sólo se obtiene una cota superior para el valor de n_e ([S II]).

CAPÍTULO 4. CÁLCULO DE LAS CONDICIONES FÍSICAS Y
ABUNDANCIAS.

TABLA 4.5: CONDICIONES FÍSICAS DE LA MUESTRA DE NPs

Objeto	$T_e([\text{N II}])$ (K)	$T_e([\text{O III}])$ (K)	n_e (cm ⁻³)
IC 3568	$18\,800_{-2600}^{+4400}$	$11\,400_{-300}^{+600}$	2200 ± 400
IC 4191	$11\,000_{-1000}^{+1500}$	9900 ± 300	$15\,000 \pm 5900$
IC 4593 ^{SPM}	9700_{-900}^{+1300}	8500_{-200}^{+300}	1500 ± 800
IC 4846	$11\,900_{-1700}^{+3000}$	$10\,500 \pm 400$	$10\,100 \pm 2900$
IC 5217	$13\,500_{-2300}^{+5600}$	$10\,600_{-400}^{+500}$	5300 ± 1000
JnEr 1 ^{SPM}	$10\,300_{-800}^{+1000}$	$11\,700_{-600}^{+800}$	200 ± 500
NGC 40	8600 ± 300	$10\,600_{-200}^{+300}$	1400 ± 500
NGC 2392 ^{SPM}	$12\,600_{-1200}^{+1900}$	$14\,500_{-800}^{+1100}$	2300 ± 300
NGC 3132	9700 ± 300	9500 ± 200	700 ± 200
NGC 3242	$12\,000_{-1200}^{+1800}$	$11\,700 \pm 300$	2300 ± 1000
NGC 3587_1 ^{SPM}	9800_{-700}^{+900}	$11\,600_{-500}^{+500}$	100_{-100}^{+400}
NGC 3587_2 ^{SPM}	$11\,700_{-1000}^{+1700}$	$11\,600_{-500}^{+600}$	100_{-100}^{+400}
NGC 5882	$10\,400 \pm 300$	9400 ± 200	5400 ± 900
NGC 6153	$10\,400 \pm 300$	9100_{-100}^{+200}	4300 ± 800
NGC 6210 ^{SPM}	$11\,500_{-600}^{+700}$	$10\,000_{-300}^{+300}$	5400 ± 1500
NGC 6210	$11\,000_{-800}^{+900}$	9600_{-200}^{+300}	5900 ± 2700
NGC 6543	9900_{-500}^{+600}	7900_{-100}^{+200}	6300 ± 1600
NGC 6720	$10\,500 \pm 400$	$10\,600_{-200}^{+300}$	800 ± 500
NGC 6826	$10\,600_{-600}^{+700}$	9300 ± 200	2300 ± 700
NGC 6884	$11\,200_{-800}^{+1000}$	$11\,000 \pm 300$	$10\,000 \pm 3300$

NOTAS.– Utilizamos la notación *SPM* para distinguir las NPs que hemos observado en el telescopio de San Pedro Mártir.

4.2. CÁLCULO DE ABUNDANCIAS

TABLA 4.6: OTROS RESULTADOS DE LAS CONDICIONES FÍSICAS

OBJETO	$T_e([\text{N II}])$ (K)	$T_e([\text{O III}])$ (K)	$n_e(\text{cm}^{-3})$	REF.
IC 3568	17800	11400	2000	1
IC 4191	12200	10000	10300	2
IC 4593	9900	8400	2100	3
IC 4846	~10500	~10500	9000	4
IC 5217	11000	10700	5000	5
JnEr 1	9800	10600	<10	6
NGC 40	8380	10600	1200	1
NGC 2392	10000	14000	3000	7
NGC 3132	9300	9500	600	2
NGC 3242	13400	11700	2100	2
NGC 3587	9400	10600	100	8
NGC 5882	10800	9400	3900	2
NGC 6153	10200	9100	3400	9
NGC 6210	11100	9700	5600	1
NGC 6543	10100	7900	4900	10
NGC 6720	10200	10600	500	1
NGC 6826	10300	9400	2000	1
NGC 6884	11800	11000	7400	1

REF.– (1) Liu et al. (2004b), (2) Tsamis et al. (2003), (3) Bohigas & Olguín (1996) (4) Hyung et al. (2001b), (5) Hyung et al. (2001a), (6) Bohigas (2001), (7) Barker (1991), (8)Kwitter & Henry (2001), (9) Liu et al. (2000), (10) Wesson & Liu (2004)

CAPÍTULO 4. CÁLCULO DE LAS CONDICIONES FÍSICAS Y
ABUNDANCIAS.

TABLA 4.7: ABUNDANCIAS IÓNICAS Y TOTALES DE OXÍGENO: $\{X\} = 12 + \log X$

OBJETO	$\{O^+/H^+\}$	$\{O^{++}/H^+\}$	$\{O/H\}$	$\{O/H\}$ (OTROS TRABAJOS)	NOTAS Y REF.
IC 3568	$5.71^{+0.18}_{-0.03}$	$8.37^{+0.04}_{-0.07}$	$8.37^{+0.04}_{-0.07}$	8.39	(1)a
IC 4191	$7.68^{+0.20}_{-0.28}$	8.73 ± 0.05	$8.77^{+0.05}_{-0.05}$	8.78	(2)
IC 4593 ^{SPM}	$7.25^{+0.20}_{-0.26}$	$8.55^{+0.05}_{-0.06}$	$8.57^{+0.04}_{-0.06}$	8.56	(3)
IC 4846	$7.06^{+0.28}_{-0.36}$	8.49 ± 0.06	$8.50^{+0.06}_{-0.06}$	8.53	(4)
IC 5217	$6.62^{+0.30}_{-0.44}$	$8.70^{+0.06}_{-0.07}$	$8.70^{+0.06}_{-0.07}$	8.65	(5)
JnEr 1 ^{SPM}	$8.43^{+0.16}_{-0.17}$	$7.64^{+0.07}_{-0.10}$	$8.56^{+0.12}_{-0.12}$	8.78	(6)
NGC 40	8.63 ± 0.08	$7.07^{+0.03}_{-0.05}$	$8.64^{+0.08}_{-0.08}$	8.70	(1)
NGC 2392 ^{SPM}	$7.45^{+0.16}_{-0.21}$	$8.07^{+0.07}_{-0.08}$	$8.31^{+0.06}_{-0.07}$	8.53/8.44	(7)/(8)b
NGC 3132	8.43 ± 0.07	8.51 ± 0.04	$8.77^{+0.04}_{-0.04}$	8.82	(2)
NGC 3242	$6.56^{+0.18}_{-0.23}$	8.42 ± 0.04	$8.49^{+0.04}_{-0.04}$	8.52	(2)c
NGC 3587_1 ^{SPM}	$8.10^{+0.15}_{-0.17}$	8.27 ± 0.06	$8.56^{+0.08}_{-0.07}$	8.66	(9)d
NGC 3587_2 ^{SPM}	$7.74^{+0.16}_{-0.22}$	8.25 ± 0.06	$8.43^{+0.06}_{-0.06}$	8.66	(9)d
NGC 5882	$6.95^{+0.06}_{-0.07}$	8.65 ± 0.04	$8.66^{+0.04}_{-0.04}$	8.69	(2)
NGC 6153	$7.27^{+0.11}_{-0.12}$	$8.62^{+0.04}_{-0.07}$	$8.64^{+0.04}_{-0.07}$	8.70	(10)
NGC 6210 ^{SPM}	$7.15^{+0.10}_{-0.11}$	8.54 ± 0.05	$8.56^{+0.05}_{-0.05}$	8.64	(1)
NGC 6210	$7.26^{+0.12}_{-0.24}$	8.63 ± 0.04	$8.64^{+0.04}_{-0.05}$	8.64	(1)
NGC 6543	$7.29^{+0.11}_{-0.13}$	$8.75^{+0.03}_{-0.05}$	$8.76^{+0.03}_{-0.05}$	8.86	(11)
NGC 6720	$8.25^{+0.06}_{-0.08}$	8.47 ± 0.04	$8.79^{+0.03}_{-0.03}$	8.80	(1)
NGC 6826	$7.01^{+0.11}_{-0.12}$	8.52 ± 0.04	$8.53^{+0.04}_{-0.04}$	8.52	(1)
NGC 6884	$7.23^{+0.15}_{-0.18}$	8.55 ± 0.04	$8.60^{+0.04}_{-0.04}$	8.60	(1)a

NOTAS.- (a) $O/H = O^+/H^+ + O^{++}/H^+ + O^{3+}/H^+$, O^{3+}/H^+ se obtiene de la literatura (Liu et al. 2004b).

(b) Se utiliza $FCI = 1.42$ para calcular O/H (Barker 1991) (ver texto).

(c) Se utiliza $FCI = 1.17$ para calcular O/H (Tsamis et al. 2003) (ver texto).

(d) Se utiliza $FCI = 1.15$ para calcular O/H (Kwitter & Henry 2001) (ver texto).

4.2. CÁLCULO DE ABUNDANCIAS

TABLA 4.8: LÍNEAS DE [Fe III] OBSERVADAS EN LAS NPS DE LA MUESTRA

$\lambda_{vac.}(\text{\AA})$	TRANSICIÓN (TIPO)
4607.03	${}^5D_4 - {}^3F_3$ (M1)
4658.05	${}^5D_4 - {}^3F_4$ (M1)
4701.53	${}^5D_3 - {}^3F_3$ (M1)
4733.91	${}^5D_2 - {}^3F_2$ (M1)
4754.69	${}^5D_3 - {}^3F_4$ (M1)
4769.43	${}^5D_2 - {}^3F_3$ (M1)
4777.68	${}^5D_1 - {}^3F_2$ (M1)
4881.00	${}^5D_4 - {}^3H_4$ (M1)
5270.40	${}^5D_3 - {}^3P_2$ (M1)

CAPÍTULO 4. CÁLCULO DE LAS CONDICIONES FÍSICAS Y
ABUNDANCIAS.

TABLA 4.9: ABUNDANCIAS IÓNICAS Y TOTALES DE FE CALCULADAS
A PARTIR DEL FCI DERIVADO DE LOS MODELOS: $\{X\} = 12 + \log X$

OBJETO	$\{\text{Fe}^{++}/\text{H}^+\}$	$\{\text{Fe}/\text{O}\}^a$	$\{\text{Fe}/\text{H}\}^a$	$\{\text{Fe}/\text{H}\}^b$	REF.
IC 3568	$3.39^{+0.21}_{-0.42}$	$-2.15^{+0.25}_{-0.43}$	$6.22^{+0.25}_{-0.45}$	6.72	(1)
IC 4191	$4.53^{+0.14}_{-0.17}$	$-3.28^{+0.22}_{-0.34}$	$5.49^{+0.22}_{-0.35}$	—	
IC 4593 ^{SPM}	$5.35^{+0.21}_{-0.43}$	$-2.05^{+0.26}_{-0.61}$	$6.52^{+0.26}_{-0.63}$	—	
IC 4846	$4.71^{+0.17}_{-0.30}$	$-2.52^{+0.29}_{-0.54}$	$5.99^{+0.29}_{-0.56}$	—	
IC 5217	$4.63^{+0.25}_{-0.44}$	$-2.20^{+0.34}_{-0.87}$	$6.50^{+0.34}_{-0.91}$	—	
JnEr 1 ^{SPM}	<6.0	< -2.43	<6.13	—	
NGC 40	$5.57^{+0.14}_{-0.10}$	$-2.98^{+0.13}_{-0.17}$	$5.66^{+0.14}_{-0.20}$	6.34/5.78	(1)/(2)
NGC 2392 ^{SPM}	$5.64^{+0.44}_{-0.21}$	$-1.91^{+0.25}_{-0.56}$	$6.40^{+0.25}_{-0.59}$	—	
NGC 3132	$4.09^{+0.16}_{-0.26}$	$-4.39^{+0.17}_{-0.27}$	$4.38^{+0.17}_{-0.28}$	—	
NGC 3242	$3.84^{+0.23}_{-0.51}$	$-2.91^{+0.26}_{-0.66}$	$5.58^{+0.27}_{-0.67}$	—	
NGC 3587_1 ^{SPM}	$5.32^{+0.18}_{-0.32}$	$-2.83^{+0.22}_{-0.37}$	$5.72^{+0.22}_{-0.39}$	—	
NGC 5882	$4.75^{+0.12}_{-0.17}$	$-2.39^{+0.13}_{-0.19}$	$6.27^{+0.14}_{-0.20}$	—	
NGC 6153	$4.28^{+0.22}_{-0.49}$	$-3.13^{+0.24}_{-0.54}$	$5.51^{+0.24}_{-0.56}$	5.49	(2)
NGC 6210 ^{SPM}	$4.47^{+0.26}_{-0.72}$	$-2.84^{+0.27}_{-0.78}$	$5.72^{+0.27}_{-0.80}$	5.96	(1)
NGC 6210	$4.68^{+0.30}_{-0.18}$	$-2.73^{+0.21}_{-0.38}$	$5.91^{+0.21}_{-0.39}$	5.96	(1)
NGC 6543	$4.89^{+0.16}_{-0.26}$	$-2.56^{+0.18}_{-0.30}$	$6.20^{+0.18}_{-0.31}$	6.45	(3)
NGC 6720	$4.69^{+0.12}_{-0.17}$	$-3.62^{+0.13}_{-0.19}$	$5.17^{+0.13}_{-0.20}$	6.20	(1)
NGC 6826	$4.68^{+0.14}_{-0.21}$	$-2.49^{+0.17}_{-0.26}$	$6.04^{+0.17}_{-0.27}$	5.58	(1)
NGC 6884	$4.76^{+0.16}_{-0.26}$	$-2.62^{+0.20}_{-0.35}$	$5.99^{+0.20}_{-0.35}$	5.62	(1)

NOTAS.—(a) Calculada en este trabajo a partir de la ecuación 4.1.

(b) Calculada por otros autores (ver referencias).

REF.—(1) Liu et al. (2004a), (2) Pottasch et al. (2003), (3) Perinotto et al. (1999)

4.2. CÁLCULO DE ABUNDANCIAS

TABLA 4.10: ABUNDANCIAS IÓNICAS Y TOTALES DE FE CALCULADAS A PARTIR DEL FCI DERIVADO DE LOS DATOS OBSERVACIONALES: $\{X\} = 12 + \log X$

Objeto	$\{\text{Fe}^{++}/\text{H}^+\}$	$\{\text{Fe}/\text{O}\}^a$	$\{\text{Fe}/\text{H}\}^a$	$\{\text{Fe}/\text{H}\}^b$	$\{\text{Fe}/\text{H}\}^c$	REF.
IC 3568	$3.39^{+0.21}_{-0.42}$	$-3.39^{+0.23}_{-0.57}$	$4.98^{+0.23}_{-0.59}$	—	6.72	(1)
IC 4191	$4.53^{+0.14}_{-0.17}$	$-3.72^{+0.17}_{-0.24}$	$5.05^{+0.18}_{-0.24}$	—	—	
IC 4593 ^{SPM}	$5.35^{+0.21}_{-0.43}$	$-2.62^{+0.23}_{-0.52}$	$5.96^{+0.23}_{-0.54}$	—	—	
IC 4846	$4.71^{+0.17}_{-0.30}$	$-3.14^{+0.22}_{-0.39}$	$5.36^{+0.23}_{-0.40}$	$5.71^{+0.19}_{-0.29}$	—	
IC 5217	$4.63^{+0.25}_{-0.44}$	$-3.15^{+0.28}_{-0.60}$	$5.55^{+0.28}_{-0.63}$	—	—	
JnEr 1 ^{SPM}	<6.0	<-2.56	<6.0	—	—	
NGC 40	$5.57^{+0.14}_{-0.10}$	$-2.99^{+0.12}_{-0.15}$	$5.65^{+0.14}_{-0.18}$	—	6.34/5.78	(1)/(2)
NGC 2392 ^{SPM}	$5.64^{+0.44}_{-0.21}$	$-2.13^{+0.24}_{-0.55}$	$6.18^{+0.24}_{-0.56}$	—	—	
NGC 3132	$4.09^{+0.16}_{-0.26}$	$-4.68^{+0.16}_{-0.26}$	$4.09^{+0.17}_{-0.27}$	—	—	
NGC 3242	$3.84^{+0.23}_{-0.51}$	$-3.75^{+0.24}_{-0.57}$	$4.74^{+0.24}_{-0.58}$	—	—	
NGC 3587.1 ^{SPM}	$5.32^{+0.18}_{-0.32}$	$-2.84^{+0.20}_{-0.34}$	$5.72^{+0.21}_{-0.36}$	—	—	
NGC 5882	$4.75^{+0.12}_{-0.17}$	$-3.15^{+0.14}_{-0.20}$	$5.51^{+0.14}_{-0.21}$	—	—	
NGC 6153	$4.28^{+0.22}_{-0.49}$	$-3.72^{+0.23}_{-0.57}$	$4.92^{+0.23}_{-0.60}$	—	5.49	(2)
NGC 6210 ^{SPM}	$4.47^{+0.26}_{-0.72}$	$-3.45^{+0.27}_{-0.79}$	$5.11^{+0.27}_{-0.81}$	—	5.96	(1)
NGC 6210	$4.68^{+0.30}_{-0.18}$	$-3.33^{+0.19}_{-0.35}$	$5.32^{+0.19}_{-0.36}$	$5.79^{+0.17}_{-0.29}$	5.96	(1)
NGC 6543	$4.89^{+0.16}_{-0.26}$	$-3.20^{+0.17}_{-0.30}$	$5.56^{+0.17}_{-0.31}$	—	6.45	(3)
NGC 6720	$4.69^{+0.12}_{-0.17}$	$-3.64^{+0.13}_{-0.19}$	$5.14^{+0.13}_{-0.19}$	—	6.20	(1)
NGC 6826	$4.68^{+0.14}_{-0.21}$	$-3.16^{+0.16}_{-0.25}$	$5.37^{+0.16}_{-0.25}$	$5.54^{+0.16}_{-0.27}$	5.58	(1)
NGC 6884	$4.76^{+0.16}_{-0.26}$	$-3.19^{+0.18}_{-0.30}$	$5.41^{+0.18}_{-0.31}$	$5.36^{+0.14}_{-0.21}$	5.62	(1)

NOTAS.—

(a) Calculada en este trabajo a partir de la ecuación 4.2 o 4.3 según el grado de ionización (ver texto).

(b) Calculada por Rodríguez & Rubin (2005) a partir de la suma de abundancias iónicas: $\text{Fe}/\text{H} = \text{Fe}^{++}/\text{H}^+ + \text{Fe}^{+3}/\text{H}^+$.

(c) Calculada por otros autores (ver referencias).

IONES FÍSICAS Y
ABUNDANCIAS.

— 5 —

ANÁLISIS DE LOS RESULTADOS

EN ESTE CAPÍTULO COMPARAMOS LAS ABUNDANCIAS DE O Y FE OBTENIDAS EN LA MUESTRA DE NPS CON LAS DE UN GRUPO DE REGIONES H II SELECCIONADAS DE LA LITERATURA. ADEMÁS, UTILIZAMOS DATOS DISPONIBLES EN LA LITERATURA PARA OBTENER INFORMACIÓN SOBRE EL POLVO QUE SE ENCUENTRA EN LAS NPS.

5.1 COMPARACIÓN DE LA MUESTRA DE NPS CON UN GRUPO DE REGIONES HII.

SELECCIONAMOS una muestra de 10 regiones H II galácticas con medidas de varias líneas de [Fe III]: M16, M20, NGC 3603, S311, M42, NGC 3576, M17, M8, M43 y NGC 7635 (García-Rojas et al. 2006a,b; Esteban et al. 2004; Rodríguez 2002; García-Rojas et al. 2004, 2005). En la tabla 5.1 presentamos las abundancias iónicas O^+/H^+ y O^{++}/H^+ , junto con la abundancia total de O, que está calculada en todas las referencias como $O/H = O^+/H^+ + O^{++}/H^+$, ya que en regiones H II sólo esperamos tener contribución de estos dos iones a la abundancia total de O.

CAPÍTULO 5. ANÁLISIS DE LOS RESULTADOS

En ninguno de los espectros de estas regiones H II aparecen líneas de He II, y dado que He^{++} y O^{+3} tienen potenciales de ionización parecidos —54.4 y 54.9 eV respectivamente—, la ausencia de líneas de He II, nos indica que la contribución de O^{+3} a la abundancia total no es significativa. En la misma tabla aparecen las abundancias iónicas de Fe^+ y Fe^{++} tomadas directamente de la literatura. La abundancia iónica de Fe^+ no es tan importante como la de Fe^{++} , como es de esperar, debido al bajo potencial de ionización del Fe^+ , no mucho mayor que el del H (16.2 eV y 13.6 eV, respectivamente). Además, existe cierta incertidumbre en el valor de Fe^+ , a causa del efecto de la fluorescencia en sus líneas del intervalo óptico y de los datos atómicos utilizados, —que son bastante inciertos, como explicamos en la sección 4.2.2—, por lo que sólo podamos hacer una estimación de esta abundancia iónica. Los diferentes autores han calculado la abundancia total de Fe en las regiones H II, en general, utilizando uno o los dos FCI obtenidos por Rodríguez & Rubin (2005), excepto en tres trabajos anteriores a estos resultados: Rodríguez (2002); Esteban et al. (2004) y García-Rojas et al. (2004). Por homogeneidad, nosotros hemos recalculado la abundancia total de Fe para todas las regiones H II haciendo uso de los dos FCI derivados por Rodríguez & Rubin (2005). Los valores presentados para M43 y NGC 7635 los hemos calculado a partir de la media de los valores obtenidos por Rodríguez (2002) para diferentes posiciones de la rendija en estas dos regiones H II.

En todas las figuras que aparecen en este capítulo, presentamos sólo los resultados obtenidos para NGC 6210 a partir de nuestras observaciones, y no los calculados —para esta misma NP— a partir de las intensidades de las líneas de Liu et al. (2004b). En el caso de la abundancia iónica y total del Fe, ambos resultados son consistentes dentro de los errores, mientras que en el caso del O, la abundancia total calculada a partir de nuestros datos está de acuerdo con la calculada a partir de los datos de Liu et al. (2004b) dentro de un $\sim 15\%$ (tablas 4.7 y 4.9). Esto nos indica que, con espectros profundos tomados en un telescopio de 2.1 m con una resolución aproximada de 4 \AA , podemos obtener datos adecuados para llevar a cabo este tipo de análisis,

5.1. COMPARACIÓN DE LA MUESTRA DE NPS CON UN GRUPO DE REGIONES HII.

ya que los resultados de la abundancia de Fe son los mismos —al menos para NPs brillantes y dentro de los errores— que los obtenidos a partir de los datos de Liu et al. (2004b), con una resolución mucho mejor ($\sim 2 \text{ \AA}$).

5.1.1 ABUNDANCIA DE OXÍGENO

En la figura 5.1 aparece el cociente de abundancias O/H frente al grado de ionización y se muestran además cuatro estimaciones de la abundancia solar de O para comparar (Anders & Grevesse 1989; Allende Prieto et al. 2001; Lodders 2003; Asplund et al. 2005). De esta figura se desprenden varios resultados muy interesantes, que vamos a discutir a continuación:

- (1) La mayoría de las NPs tienen una abundancia de O mayor a la de las regiones H II;
- (2) Todas las regiones H II tienen una abundancia de O por debajo del valor solar;
- (3) La abundancia de O en NPs presenta una dispersión considerable, mayor a la de las regiones H II.

TABLA 5.1: ABUNDANCIAS IÓNICAS Y TOTALES DE O Y Fe: $\{X\}=12+\log X$

REGIÓN H II	$\{O^+/H^+\}$	$\{O^{++}/H^+\}$	$\{O/H\}$	$\{Fe^+/H^+\}$	$\{Fe^{++}/H^+\}$	$\{Fe/H^*\}$	$\{Fe/H^{**}\}$	REF.
M8	8.39 ± 0.06	7.86 ± 0.03	8.51 ± 0.05	4.61:	5.58 ± 0.04	$5.69^{+0.12}_{-0.23}$	$5.62^{+0.11}_{-0.21}$	(1)
M16	8.47 ± 0.08	7.85 ± 0.07	8.56 ± 0.07	4.62:	5.07 ± 0.04	$5.16^{+0.12}_{-0.23}$	$5.20^{+0.11}_{-0.19}$	(2)
M17	7.84 ± 0.09	8.41 ± 0.04	8.52 ± 0.04	4.05:	5.24 ± 0.06	$5.82^{+0.12}_{-0.23}$	$5.62^{+0.15}_{-0.32}$	(1)
M20	8.46 ± 0.07	7.67 ± 0.08	8.53 ± 0.06	4.51:	5.23 ± 0.10	$5.31^{+0.12}_{-0.24}$	$5.31^{+0.12}_{-0.21}$	(2)
M42	7.76 ± 0.15	8.43 ± 0.01	8.51 ± 0.03	—	5.37 ± 0.08	$6.02^{+0.12}_{-0.23}$	$5.78^{+0.15}_{-0.33}$	(3)
M43	8.46 ± 0.05	7.11 ± 0.65	8.41 ± 0.15	5.34:	5.92 ± 0.13	$6.01^{+0.13}_{-0.24}$	$6.03^{+0.12}_{-0.23}$	(4)
NGC 3576	8.15 ± 0.07	8.35 ± 0.03	8.56 ± 0.03	—	5.57 ± 0.05	$5.92^{+0.12}_{-0.22}$	$5.91^{+0.14}_{-0.30}$	(5)
NGC 3603	7.44 ± 0.11	8.42 ± 0.05	8.46 ± 0.05	4.04:	5.24 ± 0.06	$6.14^{+0.13}_{-0.24}$	$5.74^{+0.16}_{-0.36}$	(2)
NGC 7635	8.34 ± 0.05	7.52 ± 0.23	8.42 ± 0.13	4.77:	5.32 ± 0.12	$5.40^{+0.12}_{-0.23}$	$5.43^{+0.11}_{-0.21}$	(4)
S311	8.26 ± 0.07	7.81 ± 0.04	8.39 ± 0.05	—	5.05 ± 0.06	$5.17^{+0.12}_{-0.23}$	$5.05^{+0.12}_{-0.21}$	(6)

NOTAS.—

: valor incierto (ver texto).

* A partir del FCI de la ecuación 4.1.

** A partir del FCI de la ecuación 4.2 si $\log(O^+/O^{++}) < -0.1$; en caso contrario a partir de la ecuación 4.3.

REF.— (1) García-Rojas et al. (2006a), (2) García-Rojas et al. (2006b), (3) Esteban et al. (2004), (4) Rodríguez (2002), (5)

García-Rojas et al. (2004), (6) García-Rojas et al. (2005)

5.1. COMPARACIÓN DE LA MUESTRA DE NPS CON UN GRUPO DE REGIONES H II.

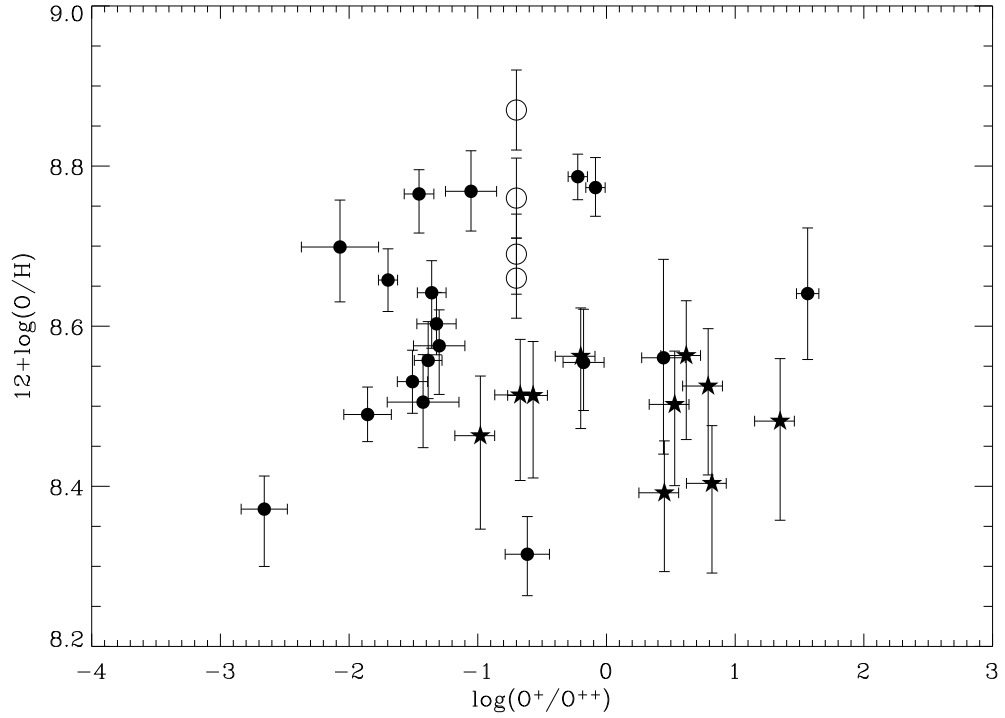


FIGURA 5.1: Cociente de abundancias O/H frente al grado de ionización. Los círculos llenos representan a las NPs de la muestra y las estrellas a las regiones H II. Los círculos vacíos corresponden a las estimaciones de O/H_{\odot} obtenidas, en orden descendente, por Anders & Grevesse (1989), Lodders (2003), Allende Prieto et al. (2001) y Asplund et al. (2005); estos valores están colocados arbitrariamente en el eje de $\log(O^+/O^{++})$.

(1) La mayoría de las NPs tienen una abundancia de O mayor a la de las regiones H II. En un principio esperaríamos que ocurriera lo contrario, es decir, que las NPs tuvieran una abundancia de O menor a la de las regiones H II, ya que las NPs son objetos más viejos que las regiones H II y por tanto sus estrellas centrales se han formado en un medio menos enriquecido.

Distintos autores han encontrado un gradiente en la abundancia de oxígeno de la Galaxia en regiones H II (Shaver et al. 1983; Vílchez & Esteban 1996) y en NPs (Henry et al. 2004), con objetos más metálicos hacia el centro de la Galaxia. Si este gradiente de metalicidad es real, los objetos (regiones H II y NPs) con mayor abundan-

CAPÍTULO 5. ANÁLISIS DE LOS RESULTADOS

cia de oxígeno deberían estar localizados más cerca del centro galáctico y viceversa. Aunque esto sí ocurre con las regiones H II —las dos regiones H II con menor abundancia de O, S311 y NGC 7635, están situadas a una distancia galactocéntrica mayor (ver tabla 5.2 y figura 5.2)—, no es el caso de las NPs. De hecho, algunos estudios recientes como los de Stanghellini (2006) y Perinotto & Morbidelli (2006), no encuentran este gradiente de metalicidad galáctico a partir del estudio de NPs. En la figura 5.2 representamos la abundancia de O que hemos obtenido para la muestra de NPs junto con la de las regiones H II, frente a la distancia galactocéntrica de cada objeto. La distancia galactocéntrica de la muestra de NPs la hemos calculado a partir de las distancias individuales, para las NPs que tienen este valor, y en caso contrario a partir de las distancias estadísticas, ambos valores tomados de Zhang (1995). Las distancias galactocéntricas de las regiones H II las hemos tomado directamente de la literatura (ver tabla 5.2). Tanto para las NPs como para las regiones H II, se ha utilizado 8.0 kpc como distancia galactocéntrica del sol.

5.1. COMPARACIÓN DE LA MUESTRA DE NPS CON UN GRUPO DE REGIONES HII.

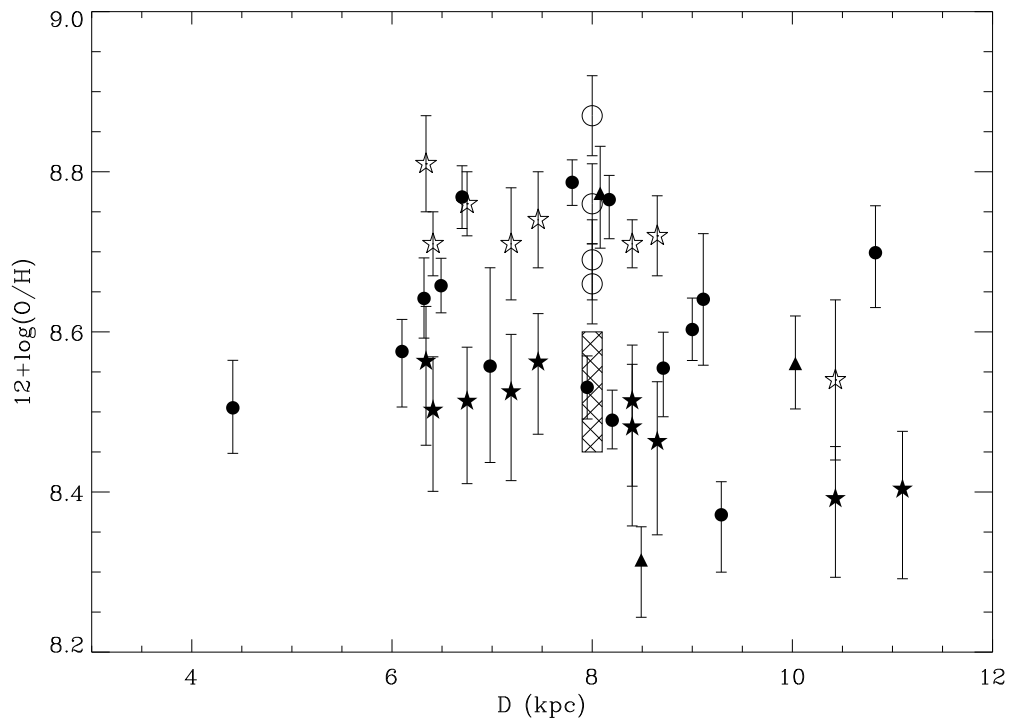


FIGURA 5.2: Cociente de abundancias O/H frente a la distancia galactocéntrica, ver tabla 5.2 para las referencias. Los diferentes símbolos representan: *estrellas* – regiones H II de la tabla 5.1, *círculos llenos* – NPs de nuestra muestra, *triángulos* – NPs ricas en He y N (ver texto). Además, mostramos con *círculos vacíos* las abundancias solares de O obtenidas, en orden descendente por Anders & Grevesse (1989), Lodders (2003), Allende Prieto et al. (2001) y Asplund et al. (2005). El *rectángulo rayado* corresponde a los valores de O/H en el MI obtenidos por Cartledge et al. (2004) representativos del disco galáctico.

CAPÍTULO 5. ANÁLISIS DE LOS RESULTADOS

TABLA 5.2: DISTANCIAS GALACTOCÉNTRICAS

OBJETO	$12+\log\text{O}/\text{H}$	D_G^* (kpc)	REFERENCIA
REGIONES H II			
M8	8.51 ± 0.05	6.4	(1)
M16	8.56 ± 0.07	6.3	(1)
M17	8.52 ± 0.04	6.8	(1)
M20	8.53 ± 0.06	7.2	(1)
M42	8.51 ± 0.03	8.4	(1)
M43	8.41 ± 0.15	8.4	(1)
NGC 3576	8.56 ± 0.03	7.5	(1)
NGC 3603	8.46 ± 0.05	8.6	(1)
NGC 7635	8.42 ± 0.13	10.7	(2)
S311	8.39 ± 0.05	10.4	(1)
NEBULOSAS PLANETARIAS			
IC 3568	$8.37^{+0.04}_{-0.07}$	9.3	(3a)
IC 4191	$8.77^{+0.05}_{-0.05}$	6.7	(3a)
IC 4593	$8.57^{+0.04}_{-0.06}$	6.1	(3b)
IC 4846	$8.50^{+0.06}_{-0.06}$	4.4	(3a)
IC 5217	$8.70^{+0.06}_{-0.07}$	10.8	(3a)
JnEr 1	$8.56^{+0.12}_{-0.12}$	10.0	(3b)
NGC 40	$8.64^{+0.08}_{-0.08}$	8.5	(3b)
NGC 2392	$8.31^{+0.06}_{-0.07}$	9.3	(3a)
NGC 3132	$8.77^{+0.04}_{-0.04}$	8.1	(3b)
NGC 3242	$8.49^{+0.04}_{-0.04}$	8.2	(3a)
NGC 3587	$8.56^{+0.08}_{-0.07}$	8.7	(3b)
NGC 5882	$8.43^{+0.06}_{-0.06}$	6.5	(3a)
NGC 6153	$8.66^{+0.04}_{-0.04}$	6.3	(3a)
NGC 6210	$8.64^{+0.04}_{-0.07}$	7.0	(3a)
NGC 6543	$8.76^{+0.03}_{-0.05}$	8.2	(3b)
NGC 6720	$8.79^{+0.03}_{-0.03}$	7.8	(3a)

5.1. COMPARACIÓN DE LA MUESTRA DE NPS CON UN GRUPO DE REGIONES H II.

En la figura 5.2, hemos representado con un triángulo a las NPs NGC 2392, JnEr 1 y NGC 3132, que son ricas en He y N (Henry et al. 2000; Bohigas 2001; Krabbe & Copetti 2006) para diferenciarlas del resto de NPs, con abundancias normales de He y N. En esta figura comprobamos que, en la región entre 6 y ~ 11 kpc, donde se concentran la mayoría de los objetos, mientras que las regiones H II sí muestran un gradiente de abundancias, las NPs presentan una gran dispersión, con valores de O/H entre 8.31 (NGC 2392) y ~ 8.8 (IC 4191, NGC 3132, NGC 6543 y NGC 6720). Además IC 4846 e IC 5217, tienen una abundancia de O relativamente baja/alta respectivamente, teniendo en cuenta su distancia galactocéntrica, que es la menor/mayor de la muestra respectivamente. Hay que comentar que las incertidumbres en las distancias de las NPs son elevadas y pueden afectar a los resultados, sin embargo, teniendo en cuenta todo lo anterior, el gradiente de abundancias no es —en principio— una explicación adecuada al hecho de que encontremos NPs con mayor abundancia de O que la de las regiones H II. Aunque la comparación entre la abundancia de O en NPs y regiones H II no era uno de los objetivos iniciales de esta tesis, este resultado es muy interesante y queremos estudiarlo en detalle en el futuro. Para ello debemos calcular la abundancia de otros elementos en nuestra muestra de NPs y compararla con la que se encuentra en regiones H II. Nuestra muestra de NPs es especialmente adecuada para ello por dos motivos: en primer lugar tiene condiciones de excitación parecidas a las de las regiones H II y en segundo lugar, los espectros utilizados son suficientemente buenos para llevar a cabo este análisis, ya que en todos ellos hay buenas medidas de líneas débiles, como las de [Fe III].

(2) Independientemente del valor que tomemos para O/H_{\odot} , todas las regiones H II tienen abundancias de oxígeno por debajo del valor solar, entre 1.6 y 2.4 veces menor —utilizando como referencia el valor de Lodders (2003). Aunque el estudio particular de las regiones H II está fuera de los objetivos de esta tesis, debido a que las utilizamos para comparar nuestros resultados en NPs comentamos brevemente algunas cuestiones relevantes. En la figura 5.2 mostramos, además de las abundancias de O derivadas a

CAPÍTULO 5. ANÁLISIS DE LOS RESULTADOS

partir de las líneas prohibidas (estrellas llenas), los valores de O/H para ocho de las diez regiones H II calculados a partir de las líneas de recombinación por García-Rojas (2006) (estrellas vacías). Estas abundancias son entre 0.2 y 0.3 dex mayores a las que se obtienen a partir de las líneas prohibidas (ver sección ??) y son consistentes con la abundancia de O solar, a excepción de S311, que se encuentra a una distancia galactocéntrica mayor que el resto de regiones H II. Sin embargo, varios autores ponen en duda el uso del sol como referente del MI, ya que los valores que se obtienen a partir de la absorción interestelar en diferentes líneas de visión son menores al valor solar (Cartledge et al. 2004, y referencias en el artículo). En la figura 5.2 se muestra con un rectángulo rayado el intervalo de valores obtenido para la abundancia de O/H por Cartledge et al. (2004), las abundancias de O calculadas con líneas prohibidas en las regiones H II de la vecindad solar están de acuerdo con estos resultados de Cartledge et al. (2004), aunque más recientemente Jensen et al. (2005) ha obtenido valores más altos para la abundancia de O en el MI, entre 8.60 y 8.67. Se han propuesto varias razones para esta diferencia que existe entre la abundancia de O solar y la medida en el MI, entre ellas la migración del sol desde una distancia galactocéntrica menor o la caída de material enriquecido sobre el sol procedente de exoplanetas u otros materiales ricos en metales (Meyer et al. 1998, presenta una revisión sobre este tema).

Además, en relación al resultado de que la mayoría de las NPs tienen una abundancia de O mayor a la de las regiones H II (discutido más arriba), si tenemos en cuenta las abundancias de regiones H II calculadas a partir de las líneas de recombinación, éstas estarían de acuerdo con las abundancias de O que hemos obtenido —mediante líneas prohibidas— en las NPs con mayor O/H (figura 5.2). Esta comparación la han realizado recientemente Pottasch & Bernard-Salas (2006), sin embargo no nos parece adecuada, ya que estamos comparando abundancias obtenidas mediante líneas de recombinación en regiones H II, con otras obtenidas mediante líneas prohibidas en NPs.

(3) Si tomamos como abundancia solar $12 + \log(\text{O}/\text{H})_{\odot} = 8.76 \pm 0.05$ (Lodders

5.1. COMPARACIÓN DE LA MUESTRA DE NPS CON UN GRUPO DE REGIONES HII.

2003), las NPs IC 4191, IC 5217, NGC 6720, NGC 6543 y NGC 3132, tienen una abundancia aproximadamente solar dentro de los errores, mientras que el resto de NPs tienen una abundancia subsolar de oxígeno, los casos más extremos son IC 3568 y NGC 2392 con una abundancia aproximada entre 2 y 3 veces menor a la solar. Las estimaciones de Allende Prieto et al. (2001) y Asplund et al. (2005) nos llevarían a que algunas NPs tienen una abundancia de O por encima del valor solar, y teniendo en cuenta el valor de O/H derivado por Anders & Grevesse (1989), todas las NPs tienen una abundancia de O subsolar. A partir de la figura 5.2 comprobamos que, aún en el caso de que exista el gradiente de O/H, no explica esta dispersión en la abundancia de O obtenida para las NPs. Además, si tomamos el intervalo de valores de O/H calculado por Cartledge et al. (2004) para el MI, sería mayor el número de NPs con O/H por encima de lo esperado. No descartamos que parte de la dispersión obtenida en la abundancia de O en las NPs se deba a un efecto de edad en las estrellas progenitoras de las NPs, en el que las NPs que provienen de estrellas progenitoras más masivas tendrían una abundancia de O mayor que aquellas cuya progenitora sea menos masiva.

Otra explicación posible a la dispersión encontrada en la abundancia de O en NPs es la nucleosíntesis que tiene lugar en la estrella progenitora de la NP, que podría afectar la abundancia de O y de otros elementos. Generalmente, se supone que la abundancia de O en las NPs refleja la metalicidad que tenía el medio interestelar cuando se formó la estrella progenitora de la NP, sin embargo esto no tiene por qué ser cierto en algunas NPs. El inconveniente es que, aunque entendemos de manera cualitativa la nucleosíntesis que tiene lugar en las diferentes fases de las estrellas, las predicciones teóricas cuantitativas son todavía bastante inciertas (Charbonnel 2005). Algunos de los modelos que existen no predicen variaciones apreciables en la abundancia de O a metalicidad solar (Marigo 2001; Marigo et al. 2003; Karakas 2003), pero otros modelos como los de “overshooting” convectivo de Herwig (2000) o los de pulsos degenerados de Frost et al. (1998) sí predicen la mezcla del material del núcleo hasta la superficie, lo que elevaría la abundancia de O. Sin embargo, todos

estos modelos tienen importantes incertidumbres asociadas (como el modelado del proceso de pérdida de masa o la eficiencia en el tercer dragado) y requieren de un estudio más cuantitativo (Karakas 2003). Para explorar esta explicación queremos estudiar las abundancias de otros elementos importantes, como N y He —que se verán afectados por la nucleosíntesis estelar— y también Ne y S —que al igual que para el O, en un principio no se espera un enriquecimiento en las estrellas progenitoras de NPs, al menos a metalicidad solar.

En conclusión, podemos decir que, tanto la diferencia encontrada entre la abundancia de O en las NPs de la muestra y las regiones H II estudiadas como la dispersión que existe en el valor de O/H en las NPs, puede ser consecuencia de distintos *errores sistemáticos* cometidos en ambos tipos de objetos al calcular la abundancia de O o un *efecto real*, consecuencia de variaciones en las abundancias atmosféricas originales de las estrellas progenitoras de las NPs.

5.1.2 ABUNDANCIA DE HIERRO

En la figura 5.3 se representan los cocientes de abundancias $\text{Fe}^+/\text{H}^+ + \text{Fe}^{++}/\text{H}^+$ frente al grado de ionización, representado como $\log(\text{O}^+/\text{O}^{++})$. En esta figura comprobamos que los objetos de mayor grado de ionización tienen menor cantidad de Fe^+/H^+ y $\text{Fe}^{++}/\text{H}^+$, lo que refleja que la abundancia iónica de Fe^{+3} empieza a ser más importante en la abundancia total de Fe.

En la figura 5.4 aparece el cociente de abundancias Fe/H obtenido: mediante el FCI derivado de los modelos de fotoionización (figura 5.4a) y mediante el FCI derivado a partir de datos observacionales de objetos con medidas de líneas de [Fe III] y [Fe IV] (figura 5.4b), frente al grado de ionización. Debido a las incertidumbres asociadas a las

5.1. COMPARACIÓN DE LA MUESTRA DE NPS CON UN GRUPO DE REGIONES HII.

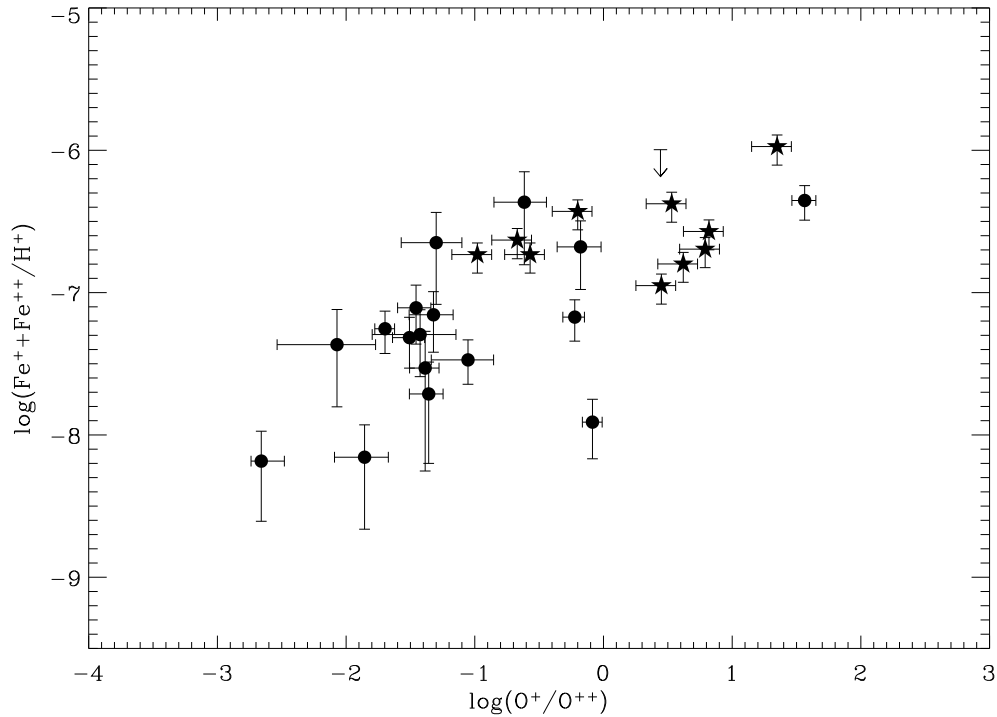


FIGURA 5.3: Cociente de abundancias $Fe^+/H^+ + Fe^{++}/H^+$ frente al grado de ionización. Las estrellas representan a las regiones H II de la tabla 5.1 mientras que los círculos son las NPs de nuestra muestra. La cota superior que aparece en la figura corresponde a JnEr 1, para la que sólo se ha medido la línea $[Fe\ III] \lambda 4658$ y en la que no se ha podido eliminar la contribución de la línea $O\ II \lambda 4661$.

abundancia de Fe que hemos obtenido, en general, no podemos hablar de diferencias en la cantidad de polvo de un objeto a otro, con excepción de NGC 3132 que muestra una abundancia de Fe claramente menor al resto (entre 1300 y 1400 veces menor al valor solar). En la figura 5.3 también se observa que esta NP tiene una abundancia iónica $Fe^+ + Fe^{++}$ por debajo de lo que esperaríamos, teniendo en cuenta su grado de ionización y la tendencia que se observa de éste con la suma de las abundancias iónicas Fe^+ y Fe^{++} ; el hecho de que en la figura 5.3 NGC 3132 ya aparezca diferenciada del resto de NPs apunta a que este efecto es real. Esta NP es de muy baja excitación, tiene una estructura filamentosa (Hora et al. 2004), y es rica en N y He (Krabbe & Copetti 2006), no hemos encontrado en la literatura otros cálculos de su abundancia de Fe. Para un grado de excitación dado, sí existen diferencias en el grado de depleción

CAPÍTULO 5. ANÁLISIS DE LOS RESULTADOS

de los objetos, lo que nos indica que aunque las incertidumbres son grandes, hay diferencias en la cantidad de polvo de unos objetos a otros, que pueden ser debidas a diferencias en las eficiencias en los procesos de formación y/o destrucción de los granos de polvo en las diferentes NPs. La dispersión que hemos encontrado en los modelos de fotoionización (ver figura 2.12, página 39) y que también es esperable en el ajuste realizado sobre los datos observacionales, no es tan grande como para afectar este resultado).

En la figura 5.5 mostramos juntos los tres cocientes de abundancias Fe/H obtenidos teniendo en cuenta las tres variaciones en los datos atómicos comentadas en la página 16, y la figura 5.6 muestra lo mismo pero para el cociente de abundancias Fe/O. Las variaciones tan drásticas llevadas a cabo en los datos atómicos permiten acotar el valor real de la abundancia de Fe. Hemos calculado el grado de depleción, como ya mencionamos en la introducción, como la diferencia entre la cantidad de Fe que está en fase gaseosa y la abundancia solar de Fe: $[\text{Fe}/\text{H}] = \log(\text{Fe}/\text{H}) - \log(\text{Fe}/\text{H})_{\odot}$ o $[\text{Fe}/\text{O}] = \log(\text{Fe}/\text{O}) - \log(\text{Fe}/\text{O})_{\odot}$. Teniendo en cuenta las tres variaciones en los datos atómicos, el factor de depleción de la muestra de NPs se encuentra aproximadamente entre -3.5 y -1.0 (como se observa en la figura 5.5), lo que significa que menos del $\sim 10\%$ del Fe en las NPs se encuentra en la fase gaseosa y el resto probablemente está en forma de granos de polvo.

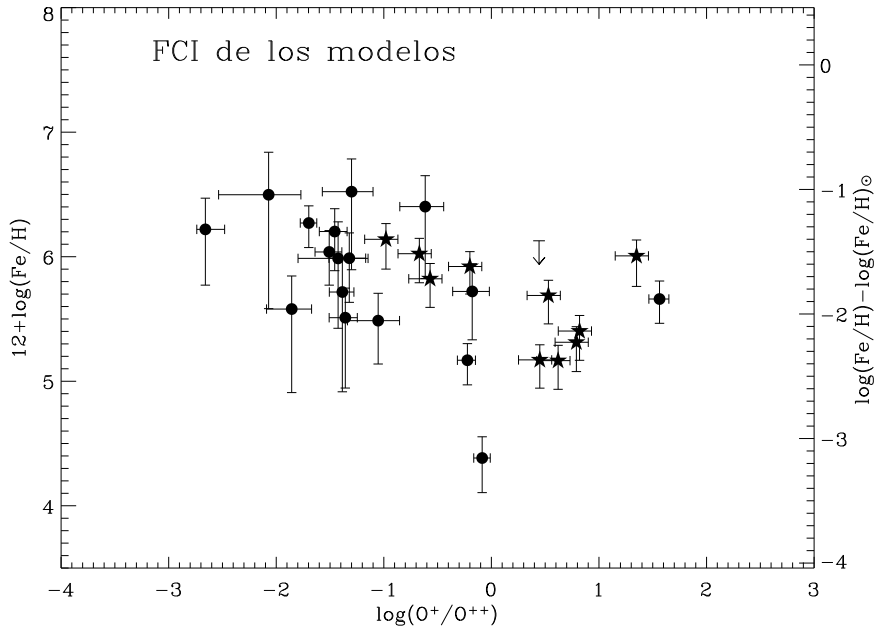
Comparando las figuras 5.5 y 5.6 se observa que esta última presenta una mayor dispersión. Algunos objetos muestran factores de depleción menores en la figura 5.6, lo que puede estar reflejando la incertidumbre que existe en el valor de referencia que se debe tomar para la abundancia de O. Además, hay que tener en cuenta que, aunque la mayoría del O se encuentra en la fase gaseosa, también esperamos que parte de él se condense en granos de polvo (un $\sim 25\%$ según Cardelli et al. (1996)), lo que supondría “bajar” los valores de Fe/O aproximadamente 0.1 dex, esta variación no afecta de forma significativa a nuestros resultados. Por otro lado, si la dispersión

5.1. COMPARACIÓN DE LA MUESTRA DE NPS CON UN GRUPO DE REGIONES HII.

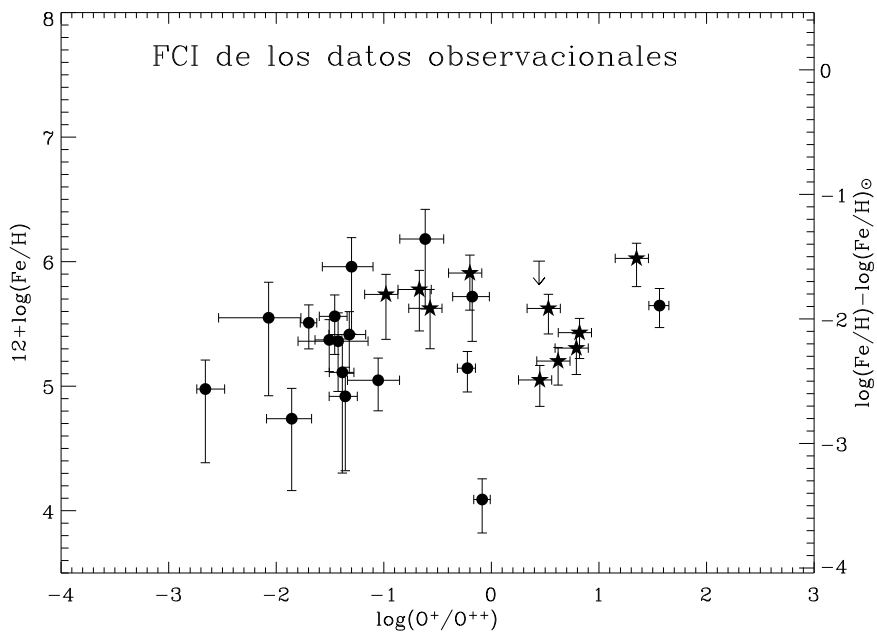
está relacionada con errores sistemáticos cometidos en el cálculo de las abundancias, dichos errores sistemáticos parecen estar afectando en mayor medida al cálculo de O/H que al de Fe/H (en la figura 5.1 de la página 119 se observa la dispersión que encontramos en la abundancia de O en las NPs de la muestra). Si la dispersión en la abundancia de O es un efecto real, consecuencia de la nucleosíntesis en las estrellas progenitoras de las NPs, ésto se reflejaría en la figura 5.6 y no en la figura 5.5.

En el apéndice B aparece el estudio que hemos llevado a cabo sobre la correlación entre las abundancias de O y Fe que hemos calculado y diferentes parámetros tomados de la literatura, como el factor de discrepancia de abundancias (ADF), el cociente entre las masas de polvo y gas ($M_{\text{polvo}}/M_{\text{gas}}$) o el cociente de abundancias C/O. No hemos encontrado ninguna tendencia entre la abundancia de Fe de la muestra de NPs y el cociente $M_{\text{polvo}}/M_{\text{gas}}$, que hemos tomado de Lenzuni et al. (1989) y Stasińska & Szczerba (1999). Sin embargo, existen incertidumbres asociadas al modo en que se calcula este cociente y a las diferentes aproximaciones que hacen estos autores. Este hecho, unido a las incertidumbres en nuestras abundancias de Fe podría estar provocando que no veamos una relación entre el cociente polvo a gas y la abundancia de Fe, como en principio esperaríamos. Por otro lado, el cociente C/O en la mayoría de las NPs de la muestra es menor a 1, este valor está asociado a estrellas progenitoras poco masivas. Sin embargo, el cálculo de la abundancia de C presenta algunos inconvenientes ya que este elemento no tiene líneas brillantes en el intervalo visible y además algunas de las líneas del intervalo ultravioleta están afectadas por fluorescencia, como C IV $\lambda 1551$. Sólo NGC 40 (y quizás NGC 6720, NGC 6826 y NGC 6884) es una NP con C/O > 1, por lo tenemos una muestra representativa para encontrar una correlación entre el cociente C/O y la abundancia de Fe.

CAPÍTULO 5. ANÁLISIS DE LOS RESULTADOS



(a)



(b)

FIGURA 5.4: Cocientes de abundancia Fe/H calculados a partir del (a) FCI derivado de los modelos de fotoionización, (b) FCI derivado de los datos observacionales, frente al grado de ionización. Las estrellas representan a las regiones H II y los círculos son las NPs de nuestra muestra. La cota superior que aparece en la figura corresponde a JnEr 1.

5.1. COMPARACIÓN DE LA MUESTRA DE NPS CON UN GRUPO DE REGIONES HII.

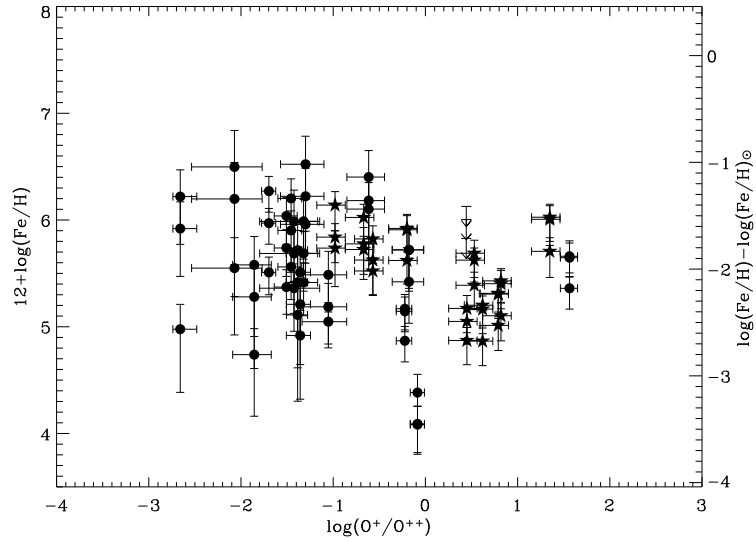


FIGURA 5.5: Cocientes de abundancia Fe/H frente al grado de ionización. Aparecen los resultados obtenidos a partir del FCI derivado de los modelos de fotoionización, 0.3 dex menos a los valores anteriores y los obtenidos a partir del FCI derivado de los datos observacionales. Las estrellas representan a las regiones H II y los círculos son las NPs de nuestra muestra. La cota superior que aparece en la figura corresponde a JnEr 1.

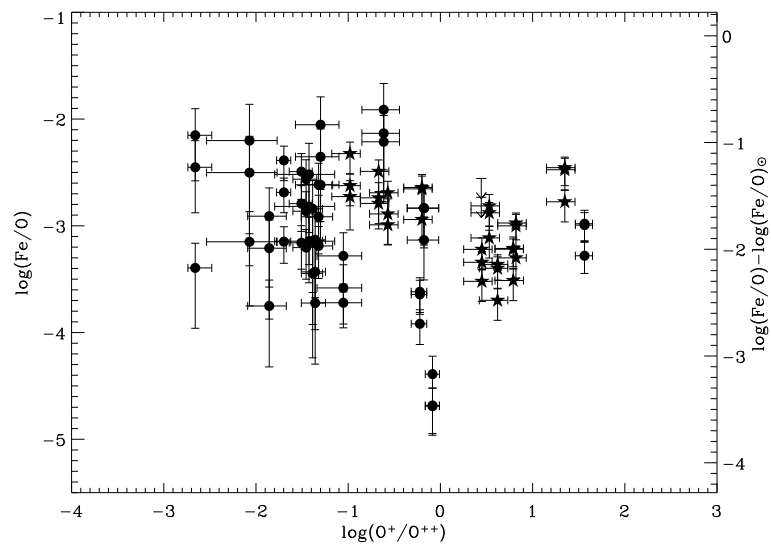


FIGURA 5.6: Se representa lo mismo que en la figura anterior para el cocientes de abundancia Fe/O.

RESULTADOS

— 6 —

CONCLUSIONES Y TRABAJO FUTURO

6.1 CONCLUSIONES

Hemos analizado una muestra de 18 NPs de baja excitación, 5 de ellas observadas por nosotros y las 13 restantes se han tomado de la literatura. La muestra de NPs es relativamente joven ya que la mayoría de ellas tienen brillos superficiales y densidades electrónicas altos: $S(H\beta) \gtrsim 10^{14} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ arcsec}^{-2}$ y $n_e \gtrsim 700 \text{ cm}^{-3}$ respectivamente. JnEr 1 y NGC 3587 tienen un $S(H\beta)$ y una n_e menores a los de las demás NPs y por tanto serían NPs más evolucionadas que el resto de la muestra. Las conclusiones a las que hemos llegado a partir de nuestros resultados son:

- * Los modelos de fotoionización que hemos generado con *Cloudy* están de acuerdo con los de Rodríguez & Rubin (2005) y además cubren un intervalo mayor en grado de ionización. A partir de los resultados de estos modelos hemos acotado el grado de excitación de la muestra de NPs, de manera que las condiciones de excitación sean similares a las de regiones H II y el procedimiento utilizado en Rodríguez & Rubin (2005) sea válido. Para ello hemos seleccionado NPs

CAPÍTULO 6. CONCLUSIONES Y TRABAJO FUTURO

con $I(\lambda 4686 \text{ He II})/I(\text{H}\beta) \lesssim$, en las que los iones que más contribuyen a la abundancia total de Fe y O son Fe^{++} , Fe^{+3} y O^+ y O^{++} respectivamente.

* La abundancia de oxígeno que obtenemos, para la mayoría de las NPs de la muestra, es superior a la obtenida para un grupo de 10 regiones H II de la literatura. Además, esta abundancia presenta cierta dispersión en las NPs. Hemos descartado un efecto sistemático relacionado con el problema de la discrepancia de abundancias, ya que no hemos encontrado ninguna relación entre la abundancia de O y el ADF. Por lo tanto, esta dispersión podría deberse a otro error sistemático o podría ser un efecto real. Los modelos de Marigo (2001); Marigo et al. (2003) y Karakas (2003) no predicen, en principio, variaciones apreciables en la abundancia de O para esta metalicidad, otros modelos de nucleosíntesis estelar en estrellas AGB sí predicen un enriquecimiento del O en la superficie de las estrellas, como los de Herwig (2000) y Frost et al. (1998), pero no hay resultados cuantitativos a metalicidad solar.

* La muestra de NPs presenta un grado de depleción muy alto, que indica que más del 90% del Fe que existe en las NPs podría encontrarse en forma de granos de polvo. Dadas las incertidumbres en la abundancia de Fe, no podemos hablar de diferencias entre objetos, con excepción de NGC 3132, que muestra una abundancia de Fe significativamente inferior a la del resto de NPs, pero sí de variaciones en el factor de depleción entre objetos con el mismo grado de excitación. Esto podría ser consecuencia de diferencias en las eficiencias en los procesos de formación y/o destrucción de los granos de polvo en las diferentes NPs.

* El factor de depleción de las NPs de la muestra y las regiones H II tomadas de la

6.2. TRABAJO FUTURO

literatura es similar. Este resultado es relevante, ya que el origen del polvo en ambos tipos de objetos es diferente, mientras que el polvo que se encuentra en las NPs es polvo formado en las atmósferas frías de sus estrellas progenitoras, el polvo de las regiones H II es polvo del MI procesado.

- * A partir del cociente de abundancias C/O , podemos decir que de las 18 NPs de la muestra, sólo NGC 40 es rica en C, once son ricas en O, tres son dudosas y de las otras tres NPs no tenemos datos de su abundancia de C. Las NPs ricas en O están asociadas a estrellas progenitoras poco masivas —que no han sufrido el tercer dragado—, lo que nos indica que la mayoría de las NPs de la muestra son, en principio, de este tipo.

6.2 TRABAJO FUTURO

- * La diferencia que hemos encontrado entre la abundancia de O obtenida en NPs y regiones H II es un resultado en el que nos parece muy interesante profundizar. Para ello, queremos hacer un análisis detallado de la abundancia de diferentes elementos, entre otros S y Ne, en los que al igual que para el O no se espera que su abundancia sea modificada durante la evolución de la estrella progenitora —al menos a metalicidad solar—, y N o He, que sí son modificados de manera importante. Estos resultados los compararemos con las abundancias encontradas para los mismos elementos en regiones H II. Nuestra muestra de NPs es especialmente adecuada para ello por dos motivos: en primer lugar tiene condiciones de excitación parecidas a las de las regiones H II y en segundo lugar, los espectros utilizados son suficientemente buenos para llevar a cabo este análisis, ya que en todos ellos hay buenas medidas de líneas débiles, como las de [Fe III] que hemos utilizado en este trabajo. La primera razón nos asegura que estamos comparando objetos con condiciones de excitación similares y la segunda que las abundancias

CAPÍTULO 6. CONCLUSIONES Y TRABAJO FUTURO

que vamos a obtener serán fiables. De este estudio podría desprenderse si la diferencia que hemos encontrado en la abundancia de O en NPs y regiones H II, así como la dispersión de O/H en las NPs son consecuencia de un efecto real o no.

- * Los satélites infrarrojos como ISO y SPITZER, están permitiendo obtener información más directa del polvo que existe en las NPs. El uso de estos instrumentos puede ser de gran ayuda para tratar de resolver algunas de las cuestiones que aún siguen abiertas. Nos parece interesante hacer un estudio de los rasgos de polvo en las NPs de la muestra, ya que hemos comprobado que no se ha hecho hasta el momento para la mayoría de ellas. Para ello, podemos hacer uso de datos de ISO no publicados —que habrá que analizar si son adecuados o no— y además podemos obtener nuevos datos con SPITZER.
- * Mediante los modelos de fotoionización hemos comprobado que los FCI utilizados para calcular la abundancia de Fe en nuestra muestra, presentan problemas en las NPs de mayor grado de ionización y utilizarlos en este tipo de NPs nos puede llevar a errores en las abundancias calculadas. El intervalo infrarrojo nos permite el acceso a estados de ionización por encima de Fe^{+4} , que serán los dominantes en las NPs de mayor grado de ionización, de modo que utilizando datos en este intervalo, podremos continuar con el estudio de la abundancia de Fe en NPs, aumentando la muestra a NPs más excitadas —como NGC 6302 estudiada por Pottasch & Surendiranath (2007). Al mismo tiempo, queremos seguir ampliando la muestra de NPs de baja excitación con observaciones en el telescopio de SPM (México).

— A —

INTENSIDADES DE LAS LÍNEAS

TABLA A.1: IC 4593 —COCIENTES DE LÍNEAS RESPECTO A $I(\text{H}\beta)=100$ —

λ_{obs}	λ_{lab}	$f(\lambda)$	Ion	$I^{\text{obs}}(\lambda)/I^{\text{obs}}(\text{H}\beta)$	$I(\lambda)/I(\text{H}\beta)$
3705.03	3703.85	0.380	H 16	1.5 ± 0.4	1.8 ± 0.6
*	3705.02	*	He I	*	*
3712.73	3711.97	0.378	H 15	1.2 ± 0.1	1.5 ± 0.2
3727.28	3726.03	0.375	[O II]	41 ± 2	49 ± 7
*	3728.82	*	[O II]	*	*
3734.37	3734.37	0.373	H 13	1.50 ± 0.09	1.8 ± 0.2
3770.79	3770.63	0.364	H 11	3.6 ± 0.2	4.4 ± 0.6
3779.43	3779.32	0.362	[Fe II]	0.56 ± 0.08	0.7 ± 0.1
3788.14	3787.40	0.360	He I	0.39 ± 0.07	0.5 ± 0.1
3797.87	3797.90	0.358	H 10	2.8 ± 0.2	3.4 ± 0.4
3805.22	3805.74	0.356	He I	0.17 ± 0.07	0.20 ± 0.08
3819.72	3819.62	0.352	He I	1.0 ± 0.1	1.2 ± 0.2
3835.63	3835.39	0.348	H 9	4.5 ± 0.3	5.3 ± 0.7

CAPÍTULO A. INTENSIDADES DE LAS LÍNEAS

TABLA A.1 — Continuación.

λ_{obs}	λ_{lab}	$f(\lambda)$	Ion	$I^{\text{obs}}(\lambda)/I^{\text{obs}}(\text{H}\beta)$	$I(\lambda)/I(\text{H}\beta)$
3869.01	3868.75	0.339	[Ne III]	28±2	33±4
3878.56	3878.18	0.336	He I	0.19±0.07	0.22±0.08
3889.07	3888.65	0.333	He I	17±1	20±2
*	3889.05	*	H 8	*	*
3913.14	3913.41	0.326	[Fe II]	0.21±0.07	0.25±0.09
3930.96	3929.34	0.321	[Fe II]	0.08±0.05	0.09±0.06
3969.15	3968.75	0.310	[Ne III]	22±1	25±3
4009.32	4009.26	0.298	He I	0.33±0.09	0.4±0.1
4026.58	4026.21	0.292	He I	1.5±0.1	1.7±0.2
4101.95	4101.74	0.267	H δ	22±1	26±3
4133.61	4132.80	0.257	O II	0.14±0.08	0.16±0.09
4144.24	4143.76	0.253	He I	0.34±0.09	0.4±0.1
4154.46	4153.30	0.250	O II	0.30±0.09	0.3±0.1
*	4156.53	*	O II	*	*
4255.53	4254.00	0.214	O II	0.23±0.09	0.2±0.1
4267.65	4267.15	0.209	C II	0.4±0.1	0.5±0.1
4340.71	4340.47	0.182	H γ	43±2	47±4
4363.76	4363.21	0.174	[O III]	1.8±0.1	2.0±0.2
4388.48	4387.93	0.165	He I	0.54±0.09	0.6±0.1
4471.69	4471.49	0.134	He I	4.7±0.3	5.1±0.4
4634.90	4634.14	0.076	N III	0.71±0.06	0.74±0.06
4641.40	4638.86	0.074	N III	0.78±0.06	0.80±0.06
*	4640.64	*	O II	*	*
*	4641.81	*	O II	*	*
*	4641.84	*	N III	*	*
*	4643.08	*	N II	*	*

TABLA A.1 — Continuación.

λ_{obs}	λ_{lab}	$f(\lambda)$	Ion	$I^{\text{obs}}(\lambda)/I^{\text{obs}}(\text{H}\beta)$	$I(\lambda)/I(\text{H}\beta)$
4648.18	4647.42	0.071	C III	0.74 ± 0.07	0.76 ± 0.066
*	4649.13	*	O II	*	*
4651.26	4650.25	0.070	C III	0.48 ± 0.05	0.49 ± 0.05
*	4650.84	*	O II	*	*
4659.02	4658.10	0.067	[Fe III]	0.69 ± 0.06	0.72 ± 0.06
4662.44	4661.63	0.066	O II	0.05 ± 0.04	0.06 ± 0.04
4685.03	4685.68	0.058	He II	0.42 ± 0.05	0.43 ± 0.05
4702.22	4701.62	0.052	[Fe III]	0.12 ± 0.04	0.13 ± 0.04
4713.21	4711.37	0.049	[Ar IV]	0.51 ± 0.05	0.52 ± 0.05
*	4713.17	*	He I	*	*
4801.95	4788.13	0.024	N II	0.08 ± 0.03	0.08 ± 0.03
*	4802.23	*	C II	*	*
*	4803.29	*	N II	*	*
4861.27	4861.33	0.000	H β	100 ± 6	100 ± 6
4880.92	4881.11	-0.006	[Fe III]	0.12 ± 0.04	0.12 ± 0.04
4891.72	4890.86	-0.009	O II	0.06 ± 0.04	0.06 ± 0.04
4899.21	4899.21	-0.012	[Fe II]	0.04 ± 0.03	0.04 ± 0.03
4907.03	4906.83	-0.014	O II	0.10 ± 0.05	0.10 ± 0.05
4922.00	4921.93	-0.019	He I	1.4 ± 0.1	1.4 ± 0.1
4958.77	4958.91	-0.030	[O III]	197 ± 11	194 ± 11
5006.67	5006.84	-0.044	[O III]	555 ± 31	544 ± 32
5015.99	5015.68	-0.046	He I	1.04 ± 0.07	1.02 ± 0.07
5047.65	5047.74	-0.056	He I	0.18 ± 0.03	0.18 ± 0.03
5075.04	5075.74	-0.063	[Fe III]	0.07 ± 0.03	0.07 ± 0.03
5149.88	5150.87	-0.083	[Fe III]	0.10 ± 0.03	0.09 ± 0.03
5170.50	5170.50	-0.089	[Fe III]	0.06 ± 0.03	0.06 ± 0.03

CAPÍTULO A. INTENSIDADES DE LAS LÍNEAS

TABLA A.1 — Continuación.

λ_{obs}	λ_{lab}	$f(\lambda)$	Ion	$I^{\text{obs}}(\lambda)/I^{\text{obs}}(\text{H}\beta)$	$I(\lambda)/I(\text{H}\beta)$
5191.88	5191.82	-0.094	[Ar III]	0.08±0.03	0.07±0.03
5268.77	5270.40	-0.114	[Fe III]	0.34±0.05	0.32±0.05
5516.59	5517.66	-0.169	[Cl III]	0.42±0.05	0.38±0.05
5536.91	5537.60	-0.173	[Cl III]	0.34±0.04	0.31±0.04
5666.31	5666.63	-0.198	N II	0.04±0.01	0.11±0.03
5754.86	5754.60	-0.215	[N II]	0.05±0.01	0.14±0.03
5876.27	5875.66	-0.236	He I	5.1±0.2	15.3±0.8
6299.44	6300.00	-0.306	[O I]	0.05±0.02	0.14±0.04
6312.66	6312.10	-0.307	[S III]	0.26±0.02	0.76±0.06
6548.62	6548.10	-0.344	[N II]	1.25±0.05	3.6±0.2
6563.02	6562.77	-0.346	H α	100±4	285±12
6583.67	6583.50	-0.350	[N II]	3.6±0.2	10.4±0.4
6678.26	6678.16	-0.364	He I	1.47±0.06	4.2±0.2
6716.58	6716.44	-0.370	[S II]	0.21±0.01	0.60±0.03
6730.96	6730.82	-0.372	[S II]	0.30±0.02	0.84±0.04
7064.63	7065.25	-0.424	He I	1.44±0.06	3.9±0.2
7135.10	7135.80	-0.435	[Ar III]	3.5±0.2	9.4±0.5
7280.76	7280.76	-0.458	He I	0.27±0.01	0.73±0.05
7319.09	7318.92	-0.464	[O II]	0.5±0.02	1.33±0.08
7329.85	7329.67	-0.465	[O II]	0.38±0.02	1.04±0.06

$I^{\text{obs}}(\text{H}\beta)=4.462\times 10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$

$I(\text{H}\beta)=7.834\times 10^{-12} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$

TABLA A.2: JNER 1 —COCIENTES DE LÍNEAS RESPECTO A $I(\text{H}\beta)=100$ —

λ_{obs}	λ_{lab}	$f(\lambda)$	Ion	$I^{\text{obs}}(\lambda)/I^{\text{obs}}(\text{H}\beta)$	$I(\lambda)/I(\text{H}\beta)$
3710.54	3711.97	0.378	H 15	117±25	151±48
3727.05	3726.03	0.375	[O II]	608±54	781±195
*	3728.82	*	[O II]	*	*
3734.05	3734.37	0.373	H 13	41±13	53±21
3758.73	3757.24	0.367	O III	29±8	37±14
*	3759.87	0.367	O III	*	*
3798.16	3797.90	0.358	H 10	30±9	38±14
3868.09	3868.75	0.339	[Ne III]	98±13	122±30
3967.98	3967.46	0.310	[Ne III]	39±11	48±16
*	3970.07	*	H 7	*	*
4083.61	4083.90	0.273	O II	17±4	20±6
*	4085.11	*	O II	*	*
*	4087.15	*	O II	*	*
4102.56	4101.74	0.267	H δ	34±5	41±9
4340.60	4340.63	0.182	H γ	41±3	47±6
4361.65	4363.21	0.174	[O III]	8±2	9±2
4471.77	4471.50	0.134	He I	10±2	11±2
4487.61	4487.72	0.128	O II	2±1	2±1
*	4488.20	*	O II	*	*
*	4489.49	*	O II	*	*
*	4491.07	*	C II	*	*
4610.27	4607.16	0.084	N II	2.8±0.7	3.0±0.7
*	4609.44	*	O II	*	*
*	4610.20	*	O II	*	*
*	4613.14	*	O II	*	*

CAPÍTULO A. INTENSIDADES DE LAS LÍNEAS

TABLA A.2 — Continuación.

λ_{obs}	λ_{lab}	$f(\lambda)$	Ion	$I^{\text{obs}}(\lambda)/I^{\text{obs}}(\text{H}\beta)$	$I(\lambda)/I(\text{H}\beta)$
*	4613.68	*	O II	*	*
*	4613.87	*	N II	*	*
4659.44	4658.10	0.067	[Fe III]	2.3±0.8	2.4±0.8
*	4661.63	*	O II	*	*
4685.80	4685.68	0.058	He II	20±2	21±2
4713.69	4711.37	0.049	[Ar IV]	2.2±0.8	2.3±0.9
	4713.17		He I	*	*
4740.05	4740.17	0.039	[Ar IV]	5±1	6±1
4861.00	4861.33	0.000	H β	100±6	100±6
4958.51	4958.91	-0.030	[O III]	160±10	157±10
5006.36	5006.84	-0.044	[O III]	456±27	443±29
5198.36	5199.84	-0.096	[N I]	11.6±0.9	11±1
*	5200.26	*	[N I]	*	*
5411.90	5411.52	-0.146	He II	1.0±0.2	3.2±0.5
5537.27	5537.60	-0.173	[Cl III]	0.8±0.4	0.7±0.3
5754.17	5754.60	-0.215	[N II]	3.1±0.3	10±1
5875.43	5875.66	-0.236	He II	9.2±0.5	28±4
6302.66	6300.34	-0.306	[O I]	8.8±0.6	26±4
6309.84	6312.10	-0.307	[S III]	2.0±0.3	6±1
*	6310.80	*	He II	*	*
6366.14	6363.78	-0.316	[O II]	3.2±0.4	9±2
6547.97	6548.10	-0.344	[N II]	76±3	217±38
6562.80	6562.77	-0.346	H α	100±4	286±50
6583.36	6583.50	-0.350	[N II]	232±10	664±117
6678.16	6678.16	-0.364	He I	2.7±0.3	8±2
6716.49	6716.44	-0.370	[S II]	9.7±0.6	27±5

TABLA A.2 — Continuación.

λ_{obs}	λ_{lab}	$f(\lambda)$	Ion	$I^{\text{obs}}(\lambda)/I^{\text{obs}}(\text{H}\beta)$	$I(\lambda)/I(\text{H}\beta)$
6731.01	6730.82	-0.372	[S II]	7.7 ± 0.5	22 ± 4
7063.95	7065.25	-0.424	He I	1.5 ± 0.4	4 ± 1
7135.02	7135.64	-0.435	[Ar III]	7.9 ± 0.7	21 ± 5
7318.65	7319.99	-0.464	[O III]	8 ± 4	21 ± 9
7331.29	7330.73	-0.466	[O III]	4 ± 3	12 ± 7
$I^{\text{obs}}(\text{H}\beta) = 3.663 \times 10^{-14} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$					
$I(\text{H}\beta) = 7.970 \times 10^{-14} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$					

CAPÍTULO A. INTENSIDADES DE LAS LÍNEAS

TABLA A.3: NGC 2392 —COCIENTES DE LÍNEAS RESPECTO A $I(\text{H}\beta)=100$ —

λ_{obs}	λ_{lab}	$f(\lambda)$	Ion	$I^{\text{obs}}(\lambda)/I^{\text{obs}}(\text{H}\beta)$	$I(\lambda)/I(\text{H}\beta)$
3728.98	3726.03	0.375	[O II]	106 ± 6	135 ± 38
*	3728.82	*	[O II]	*	*
3837.09	3835.39	0.348	H 9	2.3 ± 0.2	2.9 ± 0.8
3870.42	3868.75	0.339	[Ne III]	95 ± 5	118 ± 30
3889.07	3888.65	0.333	He I	13.7 ± 0.8	17 ± 4
*	3889.05	*	H 8	*	*
3969.15	3968.75	0.310	[Ne III]	34 ± 2	42 ± 10
4070.93	4068.60	0.278	[S II]	1.9 ± 0.2	2.3 ± 0.5
4101.95	4101.74	0.267	H δ	21 ± 1	25 ± 5
4119.10	4120.84	0.261	He I	1.3 ± 0.2	1.5 ± 0.4
4145.07	4143.76	0.253	He I	0.7 ± 0.2	0.8 ± 0.2
4179.28	4179.28	0.240		0.6 ± 0.1	0.7 ± 0.2
4229.36	4227.74	0.223	N II	0.4 ± 0.1	0.4 ± 0.2
4341.71	4340.47	0.182	H γ	42 ± 2	47 ± 7
4364.54	4363.21	0.174	[O III]	16.7 ± 0.9	19 ± 3
4467.08	4466.42	0.136	O II	0.77 ± 0.08	0.8 ± 0.1
4472.94	4471.49	0.134	He I	2.7 ± 0.2	3.0 ± 0.3
4516.85	4518.15	0.075	N III	1.5 ± 0.1	1.6 ± 0.2
4637.25	4634.14	0.076	N III	3.6 ± 0.2	3.7 ± 0.3
4643.39	4638.86	0.074	N III	2.0 ± 0.1	2.1 ± 0.2
*	4640.64	*	O II	*	*
*	4641.81	*	O II	*	*
*	4641.84	*	N III	*	*
*	4643.08	*	N II	*	*
4659.23	4658.10	0.067	[Fe III]	2.3 ± 0.2	2.4 ± 0.2

TABLA A.3 — Continuación.

λ_{obs}	λ_{lab}	$f(\lambda)$	Ion	$I^{\text{obs}}(\lambda)/I^{\text{obs}}(\text{H}\beta)$	$I(\lambda)/I(\text{H}\beta)$
4678.39	4676.24	0.058	O II	0.65 ± 0.07	0.68 ± 0.08
4686.99	4685.68	0.058	He II	31 ± 2	33 ± 3
4703.67	4701.62	0.052	[Fe III]	0.52 ± 0.07	0.53 ± 0.07
4713.07	4711.37	0.049	[Ar IV]	2.0 ± 0.1	2.0 ± 0.2
*	4713.17	*	He I	*	*
4740.81	4740.17	0.039	[Ar III]	1.3 ± 0.1	1.3 ± 0.1
4756.13	4754.72	0.034	[Fe III]	0.33 ± 0.06	0.33 ± 0.06
4862.53	4861.33	0.000	H β	100 ± 6	100 ± 6
4882.58	4881.11	-0.006	[Fe III]	0.70 ± 0.07	0.70 ± 0.07
4907.85	4906.83	-0.014	O II	0.19 ± 0.05	0.19 ± 0.05
4923.67	4921.93	-0.019	He I	0.87 ± 0.08	0.86 ± 0.08
4960.14	4958.91	-0.030	[O III]	358 ± 20	351 ± 21
5008.17	5006.84	-0.044	[O III]	1065 ± 60	1036 ± 68
5159.12	5159.44	-0.086	[Fe II]	0.22 ± 0.03	0.21 ± 0.03
5270.83	5270.40	-0.114	[Fe III]	1.21 ± 0.08	1.12 ± 0.12
5412.22	5411.52	-0.146	He I	2.0 ± 0.1	1.8 ± 0.2
5518.18	5517.66	-0.169	[Cl III]	0.79 ± 0.06	0.7 ± 0.1
5538.29	5537.60	-0.173	[Cl III]	0.66 ± 0.05	0.59 ± 0.09
5680.75	5679.56	-0.201	N II	0.1 ± 0.07	0.3 ± 0.2
5757.09	5754.60	-0.215	[N II]	0.72 ± 0.03	2.2 ± 0.3
5878.32	5875.66	-0.236	He I	3.8 ± 0.2	12 ± 2
6303.56	6300.00	-0.306	[O I]	0.43 ± 0.08	1.3 ± 0.3
6314.86	6312.10	-0.308	[S III]	1.13 ± 0.05	3.3 ± 0.6
6367.24	6363.78	-0.316	[O I]	0.18 ± 0.02	0.5 ± 0.1
6551.06	6548.10	-0.344	[N II]	11.1 ± 0.5	32 ± 6
6563.02	6562.77	-0.346	H α	100 ± 4	286 ± 59

CAPÍTULO A. INTENSIDADES DE LAS LÍNEAS

TABLA A.3 — Continuación.

λ_{obs}	λ_{lab}	$f(\lambda)$	Ion	$I^{\text{obs}}(\lambda)/I^{\text{obs}}(\text{H}\beta)$	$I(\lambda)/I(\text{H}\beta)$
6583.67	6583.50	-0.350	[N II]	32±1	91±19
6678.26	6678.16	-0.364	He I	1.08±0.05	3.1±0.7
6719.44	6716.44	-0.370	[S II]	2.4±0.1	7±1
6733.80	6730.82	-0.372	[S II]	3.5±0.1	10±2
7067.87	7065.25	-0.424	He I	0.88±0.04	2.4±0.6
7138.20	7135.80	-0.435	[Ar III]	4.6±0.2	12±3
7284.05		-0.458	He I	0.22±0.02	0.6±0.2
7322.22	7319.99	-0.464	[O II]	1.45±0.06	4±1
7333.22	7330.73	-0.465	[O II]	1.15±0.05	3.0±0.8
$I^{\text{obs}}(\text{H}\beta)=6.458 \times 10^{-12} \text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$					
$I(\text{H}\beta)=1.368 \times 10^{-11} \text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1}$					

TABLA A.4: NGC 3587 (PRIMERA POSICIÓN DE RENDIJA) —COCIENTES DE LÍNEAS RE-
SPECTO A $I(\text{H}\beta)=100$ —

λ_{obs}	λ_{lab}	$f(\lambda)$	Ion	$I^{\text{obs}}(\lambda)/I^{\text{obs}}(\text{H}\beta)$	$I(\lambda)/I(\text{H}\beta)$
3729.91	3726.03	0.375	[O II]	266 ± 37	301 ± 67
*	3728.82	*	[O II]	*	*
3871.08	3868.75	0.339	Ne III	81 ± 5	90 ± 17
3890.82	3888.65	0.333	H 8	24 ± 2	26 ± 5
*	3889.05	*	He I	*	*
3970.63	3967.46	0.310	Ne III	43 ± 3	48 ± 8
*	3970.07	*	H 7	*	*
4103.85	4101.74	0.267	H δ	25 ± 2	27 ± 4
4342.68	4340.47	0.182	H γ	44 ± 3	47 ± 5
4365.27	4363.21	0.173	[O III]	8.0 ± 0.6	8 ± 1
4473.72	4471.50	0.134	He I	4.9 ± 0.4	5.1 ± 0.6
4515.34	4514.90	0.118	[Fe II]	0.7 ± 0.2	0.7 ± 0.2
*	4514.86	*	N III	*	*
4644.15	4640.64	0.073	N III	0.6 ± 0.2	0.7 ± 0.2
*	4641.81	*	O II	*	*
*	4641.84	*	N III	*	*
*	4643.08	*	N II	*	*
4656.95	4658.01	0.067	[Fe III]	0.4 ± 0.2	0.4 ± 0.2
4662.15	4661.63	0.066	O II	0.4 ± 0.2	0.4 ± 0.2
4687.92	4685.68	0.058	He II	16 ± 1	17 ± 1
4702.56	4701.62	0.052	[Fe III]	0.2 ± 0.2	0.2 ± 0.2
4713.86	4711.37	0.049	[Ar IV]	1.1 ± 0.2	1.2 ± 0.2
*	4713.17	*	He I	*	*
4743.35	4740.17	0.039	[Ar IV]	0.3 ± 0.2	0.4 ± 0.2

CAPÍTULO A. INTENSIDADES DE LAS LÍNEAS

TABLA A.4 — Continuación.

λ_{obs}	λ_{lab}	$f(\lambda)$	Ion	$I^{\text{obs}}(\lambda)/I^{\text{obs}}(\text{H}\beta)$	$I(\lambda)/I(\text{H}\beta)$
4863.37	4861.33	0.000	H β	100 \pm 6	100 \pm 6
4923.76	4921.93	-0.019	He I	1.1 \pm 0.2	1.1 \pm 0.2
4960.98	4958.91	-0.030	[O III]	299 \pm 17	296 \pm 18
5008.87	5006.84	-0.044	[O III]	850 \pm 49	838 \pm 52
5408.63	5411.52	-0.146	He II	0.44 \pm 0.04	1.3 \pm 0.1
5515.71	5517.66	-0.169	[Cl III]	0.24 \pm 0.04	0.7 \pm 0.1
5536.92	5537.60	-0.173	[Cl III]	0.27 \pm 0.05	0.8 \pm 0.2
5753.06	5754.60	-0.215	[N II]	0.73 \pm 0.06	2.2 \pm 0.3
5874.38	5875.66	-0.236	He I	4.09 \pm 0.2	12 \pm 1
6232.72	6233.80	-0.295	He II	0.40 \pm 0.06	1.2 \pm 0.2
6298.11	6300.34	-0.306	[O I]	2.6 \pm 0.1	8 \pm 1
6311.24	6310.80	-0.308	He II	0.52 \pm 0.06	1.5 \pm 0.3
*	6312.10	*	[S III]	*	*
6361.78	6363.78	-0.316	[O I]	0.85 \pm 0.07	2.4 \pm 0.4
6546.50	6548.10	-0.344	[N II]	14.3 \pm 0.6	41 \pm 7
6561.26	6562.77	-0.346	H α	100 \pm 4	286 \pm 48
6581.87	6583.50	-0.350	[N II]	42 \pm 2	119 \pm 20
6676.58	6678.16	-0.364	He I	1.15 \pm 0.06	3.3 \pm 0.6
6714.74	6716.44	-0.370	[S II]	8.0 \pm 0.4	23 \pm 4
6729.11	6730.82	-0.372	[S II]	5.8 \pm 0.2	16 \pm 3
7063.38	7065.25	-0.424	He I	0.68 \pm 0.06	1.9 \pm 0.4
7133.55	7135.80	-0.435	[Ar III]	4.8 \pm 0.2	13 \pm 3
$I^{\text{obs}}(\text{H}\beta)=3.629\times 10^{-13}\text{erg cm}^{-2}\text{ s}^{-1}$					
$I(\text{H}\beta)=5.425\times 10^{-13}\text{erg cm}^{-2}\text{ s}^{-1}$					

TABLA A.5: NGC 3587 (SEGUNDA POSICIÓN DE RENDIJA) —COCIENTES DE LÍNEAS
RESPECTO A $I(\text{H}\beta)=100$ —

λ_{obs}	λ_{lab}	$f(\lambda)$	Ion	$I^{\text{obs}}(\lambda)/I^{\text{obs}}(\text{H}\beta)$	$I(\lambda)/I(\text{H}\beta)$
3728.76	3726.03	0.375	[O II]	244 ± 17	277 ± 56
*	3728.82	*	[O II]	*	*
3797.61	3797.90	0.358	H 10	16 ± 5	18 ± 6
3869.75	3868.75	0.339	Ne III	74 ± 4	84 ± 15
3889.79	3888.65	0.333	He I	23 ± 2	25 ± 5
*	3889.05	*	H 8	*	*
3970.25	3967.46	0.310	Ne III	29 ± 2	33 ± 6
*	3970.07	*	H 7	*	*
4024.08	4026.08	0.293	N II	3.2 ± 0.4	3.6 ± 0.7
	4026.21		He I	*	*
4070.46	4068.70	0.278	[S II]	3.1 ± 0.4	3.4 ± 0.6
*	4069.89	*	O II	*	*
*	4072.16	*	O II	*	*
4102.88	4101.74	0.267	H δ	25 ± 2	27 ± 4
4341.62	4340.47	0.182	H γ	44 ± 3	47 ± 5
4364.32	4363.21	0.174	[O III]	7.8 ± 0.7	8 ± 1
4473.00	4471.50	0.134	He I	4.3 ± 0.6	4.5 ± 0.7
4686.80	4685.68	0.058	He II	14.8 ± 0.9	15 ± 1
4713.66	4711.37	0.049	[Ar IV]	0.8 ± 0.2	0.8 ± 0.2
*	4713.17	*	He I	*	*
4862.21	4861.33	0.000	H β	100 ± 6	100 ± 6
4922.61	4921.93	-0.019	He I	0.9 ± 0.2	0.9 ± 0.2
4959.70	4958.91	-0.030	[O III]	283 ± 16	280 ± 16
5007.56	5006.84	-0.044	[O III]	824 ± 47	811 ± 50

CAPÍTULO A. INTENSIDADES DE LAS LÍNEAS

TABLA A.5 — Continuación.

λ_{obs}	λ_{lab}	$f(\lambda)$	Ion	$I^{\text{obs}}(\lambda)/I^{\text{obs}}(\text{H}\beta)$	$I(\lambda)/I(\text{H}\beta)$
5411.83	5411.52	-0.146	He II	1.0±0.2	1.0±0.2
5518.62	5517.66	-0.169	[Cl III]	0.4±0.1	0.4±0.1
5538.10	5537.60	-0.173	[Cl III]	0.5±0.1	0.5±0.1
5753.45	5753.06	-0.215	[N II]	0.8±0.1	2.4±0.4
5874.68	5875.66	-0.236	He I	4.0±0.3	12±2
5930.90	5931.84	-0.246	He II	0.4±0.1	1.1±0.3
6233.27	6233.80	-0.295	He II	0.8±0.1	2.3±0.4
6297.11	6300.34	-0.306	[O I]	0.9±0.3	2.6±0.9
6311.47	6312.10	-0.307	[S III]	0.5±0.1	1.5±0.4
	6310.80	*	He II	*	*
6546.99	6548.10	-0.344	[N II]	14.4±0.8	41±7
6561.63	6562.77	-0.346	H α	100±4	285±46
6582.27	6583.50	-0.350	[N II]	42±2	120±20
6677.58	6678.16	-0.364	He I	1.0±0.2	2.9±0.6
6715.12	6716.44	-0.370	[S II]	8.3±0.6	23±4
6729.60	6730.82	-0.372	[S II]	5.8±0.5	16±3
6826.69	6827.04	-0.387	He I	1.7±0.2	4.9±0.9
7064.09	7065.25	-0.424	He I	0.8±0.3	2.3±0.8
7133.92	7135.80	-0.435	Ar III	4.6±0.6	13±3
$I^{\text{obs}}(\text{H}\beta)=2.724\times 10^{-13}\text{erg cm}^{-2}\text{s}^{-1}$					
$I(\text{H}\beta)=4.072\times 10^{-13}\text{erg cm}^{-2}\text{s}^{-1}$					

TABLA A.6: NGC 6210 —COCIENTES DE LÍNEAS RESPECTO A $I(\text{H}\beta)=100$ —

λ_{obs}	λ_{lab}	$f(\lambda)$	Ion	$I^{\text{obs}}(\lambda)/I^{\text{obs}}(\text{H}\beta)$	$I(\lambda)/I(\text{H}\beta)$
3678.99	3679.36	0.386	H 21	0.8 ± 0.6	1.0 ± 0.6
*	3682.81	*	H 20	*	*
3703.35	3703.86	0.380	H 16	3.19 ± 0.2	3.7 ± 0.5
*	3705.02	*	He I	*	*
3710.81	3711.97	0.378	H 15	1.3 ± 0.1	1.5 ± 0.2
3726.58	3726.03	0.375	[O II]	35 ± 2	40 ± 5
*	3728.82	*	[O II]		
3734.36	3734.37	0.373	H 13	1.6 ± 0.1	1.9 ± 0.3
3749.37	3750.15	0.370	H 12	2.7 ± 0.2	3.2 ± 0.4
3756.41	3757.24	0.368	O III	1.2 ± 0.1	1.4 ± 0.2
3770.16	3770.63	0.364	H 11	3.8 ± 0.2	4.4 ± 0.6
3789.44	3791.41	0.359	O III	0.50 ± 0.09	0.6 ± 0.1
3797.04	3797.90	0.358	H 10	4.3 ± 0.3	4.9 ± 0.6
3806.76	3805.74	0.357	He I	0.31 ± 0.06	0.35 ± 0.08
3818.55	3819.62	0.352	He I	1.1 ± 0.1	1.3 ± 0.2
3834.65	3835.39	0.348	H 9	6.8 ± 0.4	8 ± 1
3842.95	3842.82	0.346	O II	0.13 ± 0.06	0.15 ± 0.08
3850.34	3851.03	0.344	O II	0.25 ± 0.08	0.29 ± 0.09
3857.28	3856.02	0.342	Si II	0.40 ± 0.08	0.5 ± 0.1
*	3856.13	*	O II		
3868.05	3868.75	0.339	[Ne III]	76 ± 41	87 ± 11
3888.18	3888.65	0.333	H 8	18 ± 1	20.3 ± 2.5
*	3889.05	*	He I		
3908.76	3907.46	0.328	O II	0.14 ± 0.06	0.16 ± 0.07
3917.87	3918.98	0.325	C II	0.25 ± 0.07	0.29 ± 0.09

CAPÍTULO A. INTENSIDADES DE LAS LÍNEAS

TABLA A.6 — Continuación.

λ_{obs}	λ_{lab}	$f(\lambda)$	Ion	$I^{\text{obs}}(\lambda)/I^{\text{obs}}(\text{H}\beta)$	$I(\lambda)/I(\text{H}\beta)$
3967.66	3967.46	0.310	[Ne III]	40±2	45±5
*	3970.07	*	H 7	*	*
3992.46	3994.99	0.302	N II	0.33±0.07	0.37±0.09
3999.10	3998.63	0.301	N III	0.16±0.07	0.18±0.08
4008.78	4009.26	0.298	He I	0.70±0.08	0.8±0.1
4025.47	4026.21	0.292	He I	2.5±0.2	2.8±0.3
4034.29	4035.08	0.289	N II	0.06±0.04	0.07±0.05
4040.52	4041.31	0.287	N II	0.22±0.07	0.24±0.08
4068.56	4068.60	0.278	[S II]	1.5±0.1	1.7±0.2
*	4069.89	*	O II	*	*
*	4072.16	*	O II	*	*
4075.60	4075.86	0.276	O II	0.68±0.08	0.8±0.1
*	4076.35	*	[S II]	*	*
4083.58	4083.90	0.273	O II	0.07±0.04	0.07±0.04
*	4085.11	*	O II	*	*
4088.47	4087.15	0.271	O II	0.19±0.05	0.22±0.06
*	4089.29	*	O II	*	*
*	4092.93	*	O II	*	*
4101.01	4101.74	0.267	H 6	25±1	28±3
4119.33	4120.84	0.261	He I	0.28±0.06	0.30±0.07
4144.06	4143.76	0.253	He I	0.53±0.06	0.58±0.08
4226.95	4227.20	0.223	[Fe V]	0.22±0.06	0.24±0.07
4238.64	4237.05	0.220	N II	0.20±0.06	0.22±0.07
*	4240.78	*	N II	*	*
4259.57	4257.80	0.212	Ne II	0.15±0.06	0.17±0.06
4265.90	4267.15	0.209	C II	0.61±0.07	0.66±0.09

TABLA A.6 — Continuación.

λ_{obs}	λ_{lab}	$f(\lambda)$	Ion	$I^{\text{obs}}(\lambda)/I^{\text{obs}}(\text{H}\beta)$	$I(\lambda)/I(\text{H}\beta)$
*	4273.10	*	O II	*	*
4275.35	4275.55	0.206	O II	0.19 ± 0.05	0.21 ± 0.05
*	4275.99	*	O II	*	*
*	4276.28	*	O II	*	*
*	4276.75	*	O II	*	*
*	4277.43	*	O II	*	*
*	4277.89	*	O II	*	*
*	4281.32	*	O II	*	*
*	4282.96	*	O II	*	*
4285.33	4283.73	0.202	O II	0.11 ± 0.03	0.12 ± 0.03
*	4285.69	*	O II	*	*
*	4288.82	*	O II	*	*
*	4291.25	*	N II	*	*
*	4292.16	*	N II	*	*
*	4294.78	*	N II	*	*
*	4294.92	*	N II	*	*
4316.52	4313.44	0.191	O II	0.28 ± 0.04	0.30 ± 0.05
*	4315.40	*	O II	*	*
*	4315.83	*	O II	*	*
*	4317.14	*	O II	*	*
*	4317.70	*	O II	*	*
*	4319.63	*	O II	*	*
4339.84	4340.47	0.182	H 5	44 ± 2	47 ± 4
4362.56	4363.21	0.174	[O III]	6.0 ± 0.3	6.4 ± 0.5
4377.94	4379.11	0.168	N III	0.09 ± 0.03	0.10 ± 0.03
*	4379.55	*	Ne II	*	*

CAPÍTULO A. INTENSIDADES DE LAS LÍNEAS

TABLA A.6 — Continuación.

λ_{obs}	λ_{lab}	$f(\lambda)$	Ion	$I^{\text{obs}}(\lambda)/I^{\text{obs}}(\text{H}\beta)$	$I(\lambda)/I(\text{H}\beta)$
4387.65	4387.93	0.165	He I	0.65 ± 0.05	0.69 ± 0.07
4399.12	4397.99	0.161	Ne II	0.05 ± 0.02	0.05 ± 0.02
4407.75	4409.30	0.157	Ne II	0.10 ± 0.03	0.11 ± 0.03
4412.70	4413.11	0.156	Ne II	0.08 ± 0.03	0.08 ± 0.03
*	4413.22	*	Ne II	*	*
*	4414.90	*	O II	*	*
4427.57	4428.52	0.150	Ne II	0.16 ± 0.03	0.17 ± 0.04
*	4428.64	*	Ne II	*	*
*	4430.94	*	Ne II	*	*
4455.12	4457.05	0.139	Ne II	0.08 ± 0.03	0.08 ± 0.04
*	4457.24	*	Ne II	*	*
4464.00	4466.42	0.136	O II	0.06 ± 0.03	0.07 ± 0.03
4470.81	4471.50	0.134	He I	5.2 ± 0.3	5.5 ± 0.4
4510.01	4510.91	0.120	N III	0.14 ± 0.04	0.14 ± 0.04
4519.27	4518.15	0.117	N III	0.15 ± 0.03	0.15 ± 0.04
4533.80	4530.41	0.111	N II	0.19 ± 0.04	0.20 ± 0.04
*	4430.86	*	N III	*	*
*	4434.58	*	N III	*	*
4571.64	4571.10	0.098	Mg I]	0.19 ± 0.04	0.20 ± 0.04
4634.30	4630.54	0.076	N II	0.47 ± 0.04	0.48 ± 0.04
*	4434.58	*	N III	*	*
4640.29	4638.86	0.073	O II	1.10 ± 0.07	1.14 ± 0.08
*	4640.64	*	N III	*	*
4648.54	4647.42	0.070	C III	0.75 ± 0.06	0.77 ± 0.06
*	4647.80	*	O II	*	*
*	4649.13	*	O II	*	*

TABLA A.6 — Continuación.

λ_{obs}	λ_{lab}	$f(\lambda)$	Ion	$I^{\text{obs}}(\lambda)/I^{\text{obs}}(\text{H}\beta)$	$I(\lambda)/I(\text{H}\beta)$
*	4650.25	*	C III	*	*
*	4650.84	*	O II	*	*
*	4651.47	*	C III	*	*
4658.80	4658.10	0.067	[Fe III]	0.40 ± 0.04	0.41 ± 0.05
*	4661.63	*	O II	*	*
4673.26	4673.73	0.062	O II	0.17 ± 0.04	0.18 ± 0.04
*	4676.21	*	O II	*	*
4684.94	4685.68	0.058	He II	2.3 ± 0.1	2.3 ± 0.1
4695.34	4696.35	0.054	O II	0.04 ± 0.02	0.04 ± 0.02
*	4699.22	*	O II	*	*
4711.00	4711.37	0.049	[Ar III]	2.1 ± 0.1	2.1 ± 0.1
*	4713.17	*	He I	*	*
4739.25	4740.17	0.039	[Ar III]	1.6 ± 0.1	1.6 ± 0.1
4779.30	4777.88	0.027	[Fe III]	0.06 ± 0.03	0.07 ± 0.03
4786.29	4783.34	0.024	O IV	0.07 ± 0.03	0.07 ± 0.03
*	4785.90	*	C IV	*	*
*	4788.13	*	N II	*	*
4860.16	4861.33	0.000	H β	100 ± 6	100 ± 6
4883.96	4881.11	-0.006	[Fe III]	0.03 ± 0.02	0.03 ± 0.02
4920.77	4921.93	-0.019	He I	1.49 ± 0.09	1.48 ± 0.09
*	4924.53	*	O II	*	*
4931.37	4931.80	-0.022	[O III]	0.56 ± 0.05	0.55 ± 0.05
4957.53	4958.91	-0.030	[O III]	346 ± 20	342 ± 20
5005.38	5006.84	-0.044	[O III]	985 ± 56	968 ± 57
5047.65	5047.74	-0.056	He I	0.15 ± 0.02	0.15 ± 0.02
5189.29	5191.82	-0.094	[Ar III]	0.05 ± 0.01	0.05 ± 0.01

CAPÍTULO A. INTENSIDADES DE LAS LÍNEAS

TABLA A.6 — Continuación.

λ_{obs}	λ_{lab}	$f(\lambda)$	Ion	$I^{\text{obs}}(\lambda)/I^{\text{obs}}(\text{H}\beta)$	$I(\lambda)/I(\text{H}\beta)$
5197.10	5199.84	-0.096	[N I]	0.13±0.01	0.12±0.01
5341.23	5342.38	-0.131	C II	0.02±0.01	0.02±0.01
5410.37	5411.52	-0.146	He II	0.14±0.02	0.13±0.02
5515.53	5517.66	-0.169	[Cl III]	0.35±0.02	0.32±0.03
5535.62	5537.60	-0.173	[Cl III]	0.42±0.03	0.39±0.03
5688.99	5686.21	-0.202	N II	0.03±0.01	0.02±0.01
5753.91	5754.60	-0.215	[N II]	0.15±0.01	0.46±0.03
5800.08	5801.51	-0.223	C IV	0.03±0.006	0.10±0.02
5810.49	5812.14	-0.225	C IV	0.03±0.006	0.10±0.02
5874.48	5875.66	-0.236	He I	5.3±0.2	15.7±0.9
5931.30	5931.78	-0.246	N II	0.017±0.003	0.050±0.008
*	5931.84	*	He II	*	*
5942.91	5941.65	-0.248	N II	0.010±0.003	0.031±0.009
6036.99	6036.70	-0.264	He II	0.003±0.002	0.009±0.007
6100.16	6101.83	-0.274	[K IV]	0.029±0.004	0.09±0.01
6158.36	6157.60	-0.283	[Mn V]	0.006±0.003	0.018±0.008
6299.32	6300.30	-0.306	[O I]	0.77±0.03	2.2±0.1
6310.85	6312.10	-0.308	[S III]	0.38±0.02	1.11±0.05
*	6310.80	*	He II	*	*
6362.80	6363.78	-0.316	[O I]	0.26±0.01	0.74±0.04
6460.37	6461.95	-0.331	C II	0.023±0.004	0.07±0.01
6546.89	6548.10	-0.344	[N II]	2.5±0.1	7.2±0.3
6561.29	6562.77	-0.346	H α	100±4	285±12
6582.05	6583.50	-0.350	[N II]	6.9±0.3	19.6±0.8
6676.48	6678.16	-0.364	He I	1.50±0.07	4.2±0.2
6714.88	6716.44	-0.370	[S II]	0.81±0.04	2.3±0.1

TABLA A.6 — Continuación.

λ_{obs}	λ_{lab}	$f(\lambda)$	Ion	$I^{\text{obs}}(\lambda)/I^{\text{obs}}(\text{H}\beta)$	$I(\lambda)/I(\text{H}\beta)$
6729.20	6730.82	-0.372	[S II]	1.35 ± 0.06	3.8 ± 0.2
7062.96	7065.25	-0.424	He I	1.80 ± 0.08	5.0 ± 0.2
7133.30	7135.80	-0.435	[Ar III]	3.8 ± 0.2	10.4 ± 0.5
7279.45	7281.35	-0.458	He I	0.18 ± 0.01	0.50 ± 0.03
7316.92	7319.99	-0.464	[O II]	0.82 ± 0.04	2.2 ± 0.1
7327.67	7329.67	-0.465	[O II]	0.69 ± 0.03	1.9 ± 0.1
$I^{\text{obs}}(\text{H}\beta) = 1.396 \times 10^{-11} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$					
$I(\text{H}\beta) = 5.780 \times 10^{-11} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}$					

E LAS LÍNEAS

— B —

ANÁLISIS COMPLEMENTARIOS DE LOS DATOS

B.1 EL PROBLEMA DE LA DISCREPANCIA DE ABUNDANCIAS

Desde finales de los años 60 se ha encontrado que existe una discrepancia entre las abundancias obtenidas mediante las líneas de excitación colisional (LEC) o líneas prohibidas y las obtenidas con las líneas de recombinación (LR) o líneas permitidas, con valores mayores en las abundancias derivadas mediante las LR. Esta discrepancia, también presente en las regiones H II, es de un factor 2 – 3 en la mayoría de las NPs, pero llega a un factor 10 —o más— en el 10 % de ellas (Tsamis & Péquignot 2005), e incluso se conocen algunos casos extremos, como Abell 30, con una discrepancia de un factor 700 (Ercolano et al. 2004). Parece claro que una diferencia de esta magnitud en las abundancias calculadas no puede deberse a errores en los datos atómicos sino que debe ser consecuencia de un efecto real. Existen dos propuestas que tratan de explicar esta diferencia:

CAPÍTULO B. ANÁLISIS COMPLEMENTARIOS DE LOS DATOS

- * Peimbert (1967) muestra que en una nebulosa térmicamente inhomogénea, las regiones más calientes pesarán más en la emisión de las LEC mientras que la emisión de las LR estará dominada por las regiones más frías. Por lo tanto, las temperaturas derivadas con diagnósticos que incluyan LEC estarán sobrestimadas y las abundancias subestimadas. Según este autor, parecería más fiable utilizar las LR en lugar de las LEC para el cálculo de abundancias, sin embargo esta explicación no funciona para los casos más extremos de discrepancia de abundancias (en NPs), en los que las fluctuaciones de temperaturas, por sí solas, no sirven para solucionar la diferencia entre abundancias (Liu et al. 1995).
- * Liu et al. (2000) defienden un modelo nebuloso de dos fases, con inclusiones ricas en metales —pobres en H— embebidas en un material difuso de metalicidad “normal”. La fase rica en metales se espera que tenga una temperatura más baja y por tanto sólo emitirá LR (prácticamente no habrá emisión en LEC), sin embargo en la fase con una metalicidad normal y una temperatura ~ 10000 K sí se originarán LEC.

Cuarenta años después del trabajo de Peimbert (1967), el debate sobre la discrepancia de abundancias sigue abierto. Stasińska & Szczerba (2001) proponen, a partir de los resultados que obtienen con una serie de modelos de fotoionización, que una gran cantidad de granos de polvo pequeños en NPs con variaciones de densidad moderadas podrían ser los causantes de las fluctuaciones de temperatura. Teniendo en cuenta esta hipótesis, y que, además, una relación entre la abundancia de O que hemos calculado y el ADF puede darnos información sobre posibles errores sistemáticos cometidos en el cálculo de dicha abundancia en las NPs de la muestra, comprobamos si existe alguna relación entre el factor de discrepancia de abundancias (conocido como ADF por sus siglas en inglés) de nuestra muestra de objetos y las abundancias calculadas en este trabajo. Si calculamos $\log[\text{ADF}(\text{O}^{++})] = \log(\text{O}_{\text{LR}}^{++}/\text{O}_{\text{LEC}}^{++})$, —donde $\text{O}_{\text{LR}}^{++}$ es la abundancia iónica O^{++} calculada a partir de las LR y $\text{O}_{\text{LEC}}^{++}$ es la abundancia iónica de O^{++} calculada a partir de las LEC—, obtenemos valores para las NPs de la muestra

B.1. EL PROBLEMA DE LA DISCREPANCIA DE ABUNDANCIAS

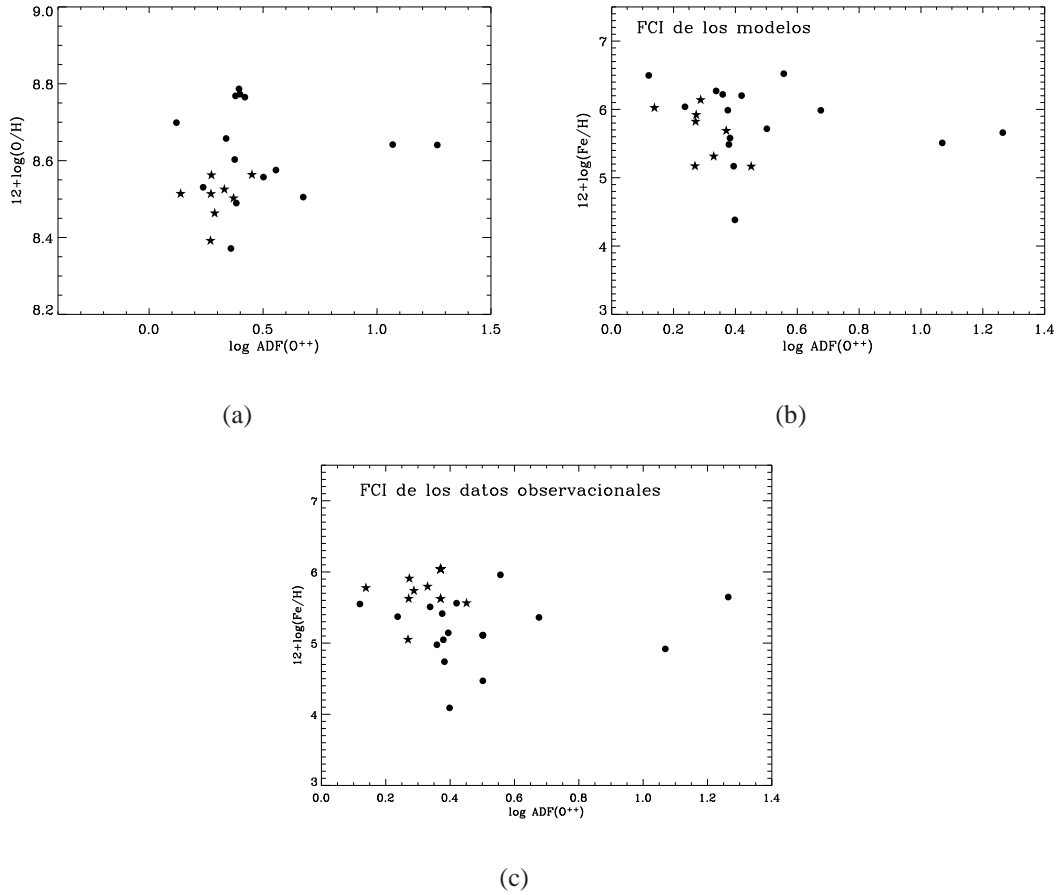


FIGURA B.1: Variación de los cocientes de abundancias (a) O/H, (b) Fe/H derivado del FCI de los modelos y (c) Fe/H derivado del FCI de los datos observacionales, respecto al $\log[\text{ADF}(\text{O}^{++})]$. Los círculos negros representan a las NPs de la muestra y las estrellas a las regiones H II.

que se encuentran entre 0.12 y 1.26 dex (para IC 5217 y NGC 40 respectivamente). En el caso de las regiones H II todos los valores son inferiores a 0.45 dex. En los numerosos trabajos que hay sobre el tema de la discrepancia de abundancias, se ha tratado de buscar diferentes correlaciones entre los parámetros nebulares y el ADF, ya que cada una de las explicaciones propuestas para resolver este problema predice distintas relaciones entre ellos. Algunos autores, como Garnett & Dinerstein (2001) y Liu et al. (2004a), han encontrado una correlación entre el ADF y parámetros físicos de evolución como el tamaño de la NP o el brillo superficial, lo que sugiere la existencia de un factor evolutivo en esta discrepancia de abundancias. En la figura B.1 mostramos

los cocientes de abundancias Fe/H y O/H calculados para nuestra muestra de NPs frente a $\log[\text{ADF}(\text{O}^{++})]$. No hemos encontrado una tendencia clara entre el ADF y la abundancia de O, lo que nos indica que no parece haber un efecto sistemático en el cálculo de las mismas relacionado con esta discrepancia de abundancias. Tampoco hemos encontrado ninguna relación entre la abundancia de Fe en la fase gaseosa y el ADF en la muestra de NPs.

B.2 ¿QUÉ PODEMOS SABER DE LA MUESTRA DE NPs A PARTIR DE LOS DATOS EN EL INTERVALO INFRARROJO?

En el capítulo 1 comentamos tres posibles métodos para estudiar el polvo en las NPs: a partir de los factores de depleción observados en elementos condensables, a través de la extinción interna o mediante la detección de la emisión infrarroja de los granos de polvo. Existen algunos trabajos en la literatura en los que, a partir de datos en el intervalo infrarrojo, se obtienen diferentes parámetros relevantes en el estudio del polvo en NPs como el cociente entre las masas de polvo (M_{polvo}) y gas (M_{gas}), $M_{\text{polvo}}/M_{\text{gas}}$, la temperatura del polvo y la luminosidad infrarroja (Natta & Panagia 1981; Pottasch et al. 1984; Lenzuni et al. 1989; Tajitsu & Tamura 1998; Stasińska & Szczerba 1999; Van Hoof et al. 2000). Además, estudiando los rasgos del polvo en el espectro nebuloso se puede deducir si la NP es rica en C o rica en O. A continuación vamos a utilizar estos resultados obtenidos por otros autores para comprobar si encontramos alguna relación de estos parámetros con las abundancias que hemos calculado.

B.2. ¿QUÉ PODEMOS SABER DE LA MUESTRA DE NPS A PARTIR DE LOS DATOS EN EL INTERVALO INFRARROJO?

B.2.1 COCIENTE POLVO A GAS Y TEMPERATURA DEL POLVO DE LAS NPS

Todavía existen grandes incertidumbres acerca de la supervivencia y destrucción de los granos de polvo en las NPs y por ello se han llevado a cabo varios trabajos, tratando de encontrar relaciones entre algunas características del polvo (como el cociente $M_{\text{polvo}}/M_{\text{gas}}$ o la temperatura de los granos, T_{polvo}) y parámetros que caracterizan a las NPs, como el radio de la NP o su brillo superficial en $H\beta$ —este último también está relacionado con la edad de los objetos a través del tamaño de la NP, a medida que ésta se expande, la densidad decae y el brillo superficial también (Phillips 2002, y referencias en ese trabajo).

Natta & Panagia (1981) estudian una muestra de 12 NPs con datos desde el suelo de Moseley (1980), y Pottasch et al. (1984) estudian 46 NPs con datos de IRAS¹. En ambos trabajos obtienen una relación de la temperatura del polvo y el cociente $M_{\text{polvo}}/M_{\text{gas}}$ con el radio de las NPs. Estos autores llegan a la conclusión de que la temperatura del polvo y el cociente polvo a gas son mayores en las NPs más jóvenes (más compactas) y van disminuyendo a medida que evolucionan las NPs. Posteriormente, Lenzuni et al. (1989) utilizan también los datos de IRAS para estudiar las características del polvo en 233 NPs. Según estos autores la masa de polvo y el tamaño de los granos disminuyen a lo largo de la evolución de la NP —también utilizan el radio de la NP como indicador del estado evolutivo— mientras que el número de los granos de polvo aumenta y proponen la erosión y destrucción de los granos como causa de estos resultados. Stasińska & Szczerba (1999) estudian 500 NPs con datos de IRAS y con modelos de fotoionización, y obtienen que la temperatura del polvo es menor para un valor menor del brillo superficial —este último parámetro tiene la ventaja de que es independiente de la distancia, que tiene asociada una gran incertidumbre. Este resultado de Stasińska & Szczerba (1999) es compatible con lo obtenido por

¹IRAS. Por sus siglas en inglés, Infrared Astronomical Satellite.

CAPÍTULO B. ANÁLISIS COMPLEMENTARIOS DE LOS DATOS

Pottasch et al. (1984) y Lenzuni et al. (1989). Sin embargo, Stasińska & Szczerba (1999), no encuentran ninguna relación entre el cociente $M_{\text{polvo}}/M_{\text{gas}}$ de las NPs y el brillo superficial.

Mientras que Pottasch et al. (1984) y Lenzuni et al. (1989) proponen que el polvo se va destruyendo gradualmente en las NPs (mediante los fotones energéticos de la estrella central o por choques), Stasińska & Szczerba (1999) no encuentran ninguna evidencia de esta afirmación, según estos autores, el cociente gas a polvo en distintas NPs es diferente y proponen dos explicaciones para ello: (a) las NPs se podrían estar formando con diferentes cocientes $M_{\text{polvo}}/M_{\text{gas}}$ en la estrella AGB progenitora o (b) el tiempo que pasa la estrella en la fase anterior a NP, cuando es eficiente el proceso de aceleración y expulsión de los granos de polvo es diferente de un objeto a otro (será menor en las NPs con mayor cociente polvo/gas en la actualidad). Si esta segunda explicación fuera la correcta se esperaría que las NPs con un menor cociente $M_{\text{polvo}}/M_{\text{gas}}$ tuvieran estrellas centrales menos masivas —con una evolución más lenta.

Según Van Hoof et al. (2000), la eficiencia de la destrucción de los granos de polvo por parte de los fotones ultravioleta y los procesos de choque, que abundan en las NPs, no es alta, ya que si lo fuera deberíamos encontrar las NPs libres de polvo. Sin embargo, puede ocurrir que el polvo sea separado del gas mediante la presión de radiación y entonces debería haber un flujo de granos de polvo hacia afuera, o podría tener lugar la formación de pequeñas condensaciones de alta densidad neutras o parcialmente ionizadas como las que, de hecho, han sido observadas en algunas NPs. El análisis de Van Hoof et al. (2000) sobre NGC 6445 está en desacuerdo con los resultados de Natta & Panagia (1981) y Pottasch et al. (1984), que predicen (a través de la correlación que encuentran Natta & Panagia (1981) entre el cociente polvo a gas y el radio nebuloso) un cociente $M_{\text{polvo}}/M_{\text{gas}}$ aproximadamente dos órdenes de magnitud menor que el que obtienen Van Hoof et al. (2000) para NGC 6445. Según Van Hoof et al. (2000), los granos de polvo habrían sobrevivido a los fotones

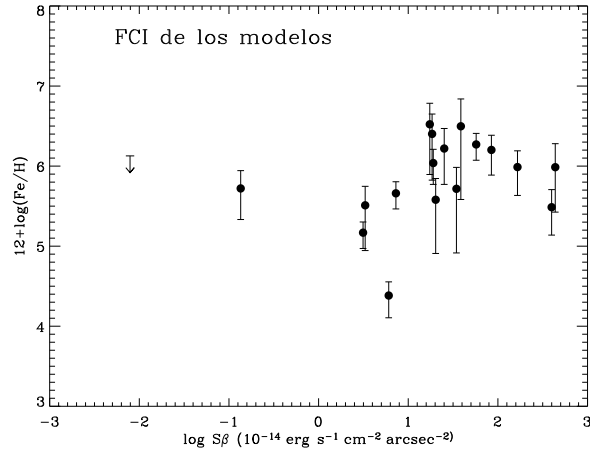
B.2. ¿QUÉ PODEMOS SABER DE LA MUESTRA DE NPs A PARTIR DE LOS DATOS EN EL INTERVALO INFRARROJO?

ultravioletas y a los choques —ya que se observan altas depleciones de elementos refractarios como Mg, Al y Ca—, aunque no descartan la destrucción de una pequeña parte del polvo.

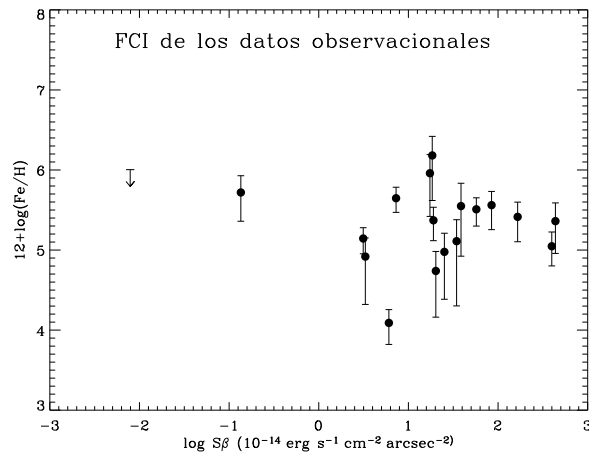
En definitiva, todavía no está claro si existe o no destrucción de los granos de polvo en las NPs o si éstos sobreviven. En esta línea, hemos investigado posibles correlaciones entre las abundancias que hemos calculado en este trabajo y algunos parámetros interesantes que podemos obtener de la literatura (tabla B.1), ya que la abundancia de Fe nos informa sobre el polvo que se encuentra en la NP. Como mencionamos en la introducción, la mayor parte del Fe se encuentra en forma de polvo y la destrucción de una pequeña cantidad del mismo se va a ver traducida en un aumento considerable en la abundancia de gas de este elemento, y por otro lado, debido a la alta abundancia cósmica de Fe, éste contribuye de manera importante a la masa de granos de polvo refractarios, y su abundancia en la fase gaseosa será un fiel indicador del grado de concentración de los elementos refractarios en el polvo. En primer lugar hemos estudiado la correlación con el brillo superficial (figura B.2), que se suele utilizar como indicador de la edad de la NP. Este dato lo hemos calculado a partir del flujo total de $H\beta$ y el coeficiente de extinción de Cahn et al. (1992), y el tamaño angular del objeto de Acker et al. (1992) y Tylenda et al. (2003).

El intervalo de brillo superficial de nuestra muestra es $-2.1 \leq \log S(H\beta) (10^{-14} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ arcsec}^{-2}) \leq 2.6$, con la mayoría de los objetos por encima de 1.0 en esta escala —sólo tres NPs tienen $\log S(H\beta) < 2.0$. A partir de la muestra de aproximadamente 500 NPs estudiada por Stasińska & Szczerba (1999), podemos decir que el intervalo del brillo superficial en NPs es $-2 \lesssim \log S(H\beta) (10^{-14} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ arcsec}^{-2}) \lesssim 4$. Según esto nuestra muestra no contiene a los objetos más jóvenes —esto puede deberse a que hemos seleccionado aquellos con $n_e < 20\,000 \text{ cm}^{-3}$ — y tampoco contiene una cantidad importante de NPs más evolucionadas, sólo JnEr 1 y NGC 3587 están por debajo de cero en la escala logarítmica de $10^{-14} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$

CAPÍTULO B. ANÁLISIS COMPLEMENTARIOS DE LOS DATOS



(a)



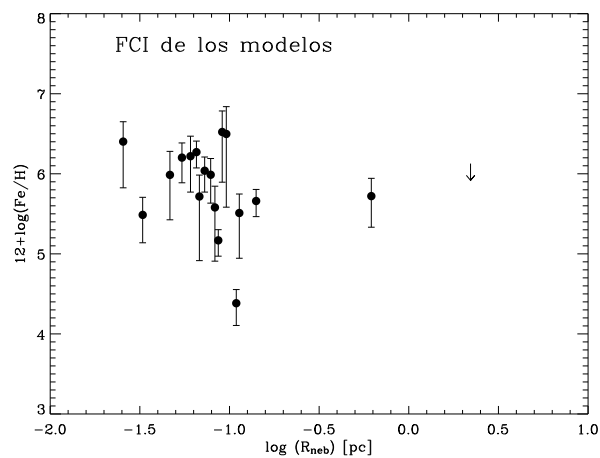
(b)

FIGURA B.2: Variación del cociente de abundancias Fe/H derivado del (a) FCI de los modelos (b) FCI de los datos observacionales, respecto al brillo superficial.

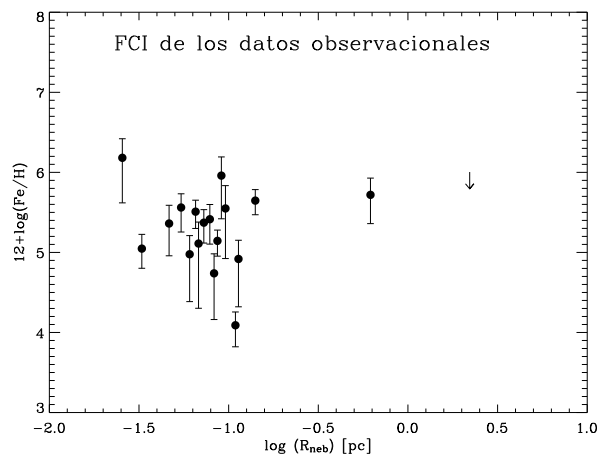
arcsec^{-2} , con valores -2.1 y -0.9 respectivamente. El hecho de que no encontremos ninguna correlación entre la abundancia de Fe de la muestra y el brillo superficial (tabla B.1) no indica, necesariamente, que ésta no exista sino que tal vez no la veamos porque en la muestra de NPs que estamos estudiando faltan las NPs más evolucionadas. En la figura B.3 mostramos la abundancia de Fe frente al radio nebuloso (calculado a partir de las distancias de Zhang & Pradhan (1995) y del tamaño angular de los objetos de Acker et al. (1992)) que es otro indicador de la edad (considerando que la velocidad

B.2. ¿QUÉ PODEMOS SABER DE LA MUESTRA DE NPS A PARTIR DE LOS DATOS EN EL INTERVALO INFRARROJO?

de expansión de las NPs es aproximadamente constante), tampoco se observa ninguna tendencia entre la abundancia de Fe y el radio nebuloso. Los coeficientes de correlación obtenidos para la abundancia de Fe y los distintos parámetros que se han estudiado aparecen en la tabla B.1.



(a)



(b)

FIGURA B.3: Variación del cociente de abundancias Fe/H derivado del (a) FCI de los modelos (b) FCI de los datos observacionales, respecto al radio nebuloso.

Los valores de T_{polvo} y el cociente $M_{\text{polvo}}/M_{\text{gas}}$ los hemos tomado de los trabajos de Lenzuni et al. (1989) y Stasińska & Szczerba (1999) basados en datos de IRAS.

CAPÍTULO B. ANÁLISIS COMPLEMENTARIOS DE LOS DATOS

TABLA B.1: CORRELACIONES ENTRE DIFERENTES PARÁMETROS

PARÁMETROS	COEF. DE CORRELACIÓN*	SIGNIFICANCIA/NÚM.**
Fe/H (m) – $S(H\beta)$	0.22	~50%/18
Fe/H (o) – $S(H\beta)$	–0.18	~50%/18
Fe/H (m) – n_e	0.10	>50%/18
Fe/H (o) – n_e	–0.21	~50%/18
Fe/H (m) – $T_{\text{polvo}} (1)$	0.08	>50%/13
Fe/H (o) – $T_{\text{polvo}} (1)$	0.24	~50%/13
Fe/H (m) – $M_{\text{polvo}}/M_{\text{gas}} (1)$	–0.16	>50%/13
Fe/H (o) – $M_{\text{polvo}}/M_{\text{gas}} (1)$	–0.05	>50%/13
Fe/H (m) – $T_{\text{polvo}} (2)$	–0.05	>50%/12
Fe/H (o) – $T_{\text{polvo}} (2)$	–0.01	>50%/12
Fe/H (m) – $M_{\text{polvo}}/M_{\text{gas}} (2)$	0.28	~50%/9
Fe/H (o) – $M_{\text{polvo}}/M_{\text{gas}} (2)$	–0.10	>50%/9
Fe/H (m) – R_{neb}	–0.22	~50%/18
Fe/H (o) – R_{neb}	0.12	>50%/18

NOTAS.–

* Calculamos los coeficientes de correlación de Spearman.

** Nivel de significancia de la hipótesis nula (no hay correlación entre los parámetros) y número de objetos de la muestra.

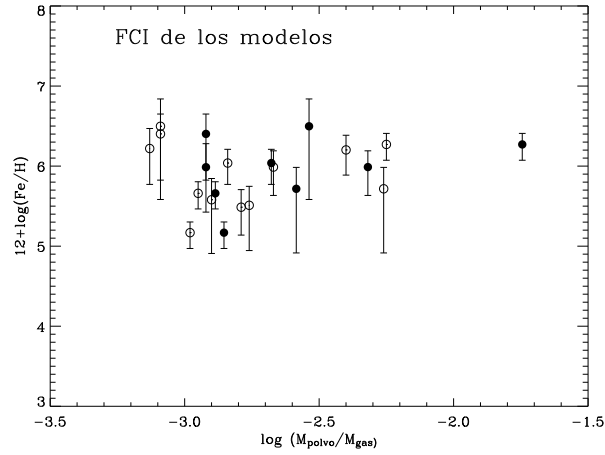
(m) Fe/H obtenido a partir del FCI derivado de los modelos de fotoionización.

(o) Fe/H obtenido a partir del FCI derivado de los datos observacionales.

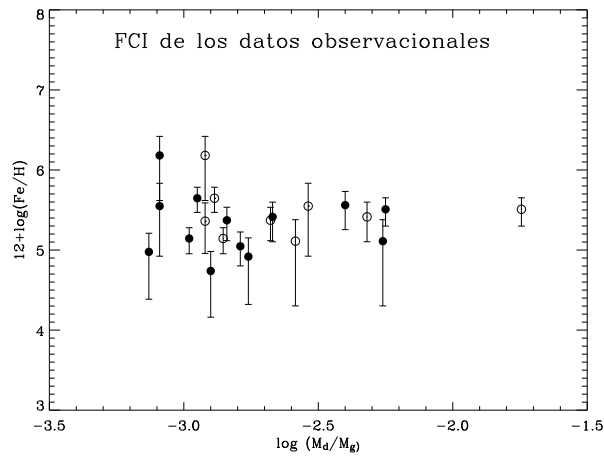
REF.– (1) Lenzuni et al. (1989); (2) Stasińska & Szczerba (1999)

Los valores de T_{polvo} en ambas muestras son similares en las NPs que hay en común, pero en el caso del cociente $M_{\text{polvo}}/M_{\text{gas}}$ existen diferencias entre ambos trabajos, que para las NPs de nuestra muestra llegan a un factor ~ 4 (en el caso de IC 5217). Como

B.2. ¿QUÉ PODEMOS SABER DE LA MUESTRA DE NPS A PARTIR DE LOS DATOS EN EL INTERVALO INFRARROJO?



(a)



(b)

FIGURA B.4: Variación del cociente de abundancias Fe/H derivado del (a) FCI de los modelos (b) FCI de los datos observacionales, respecto al cociente polvo a gas calculado por Lenzuni et al. (1989) (círculos llenos) y Stasińska & Szczerba (1999) (círculos vacíos).

se observa en la figura B.4, no hay ninguna tendencia clara de la abundancia de Fe que hemos calculado nosotros y el cociente polvo a gas en ninguno de los dos casos, es importante mencionar que no tenemos datos del cociente polvo a gas para NGC 3132, la NP con mayor factor de depleción de Fe. En la muestra de 500 NPs estudiada por Stasińska & Szczerba (1999), el cociente polvo a gas varía entre $-4.61 \text{ dex} \lesssim \log(M_{\text{polvo}}/M_{\text{gas}}) \lesssim -0.88 \text{ dex}$, mientras que en nuestra muestra de NPs este valor se

CAPÍTULO B. ANÁLISIS COMPLEMENTARIOS DE LOS DATOS

encuentra entre -3.2 y -2.2 dex, esta variación de sólo un dex en nuestra muestra de NPs podría ser consecuencia de que casi todas ellas son relativamente jóvenes, pero es importante tener en cuenta las incertidumbres en los cálculos del cociente polvo a gas. Según Stasińska & Szczerba (1999) el error en sus resultados es de ± 0.3 dex., pero a esto hay que añadirle las incertidumbres asociadas a las diferentes aproximaciones que se hacen —y que son difíciles de cuantificar— sobre el tamaño de los granos, su composición, si hay diferentes especies de granos o no mezcladas, de qué manera interacciona el polvo con el gas, etc. Estas aproximaciones, unidas a las incertidumbres en nuestras abundancias de Fe podrían estar provocando que no veamos una relación entre el cociente polvo a gas y la abundancia de Fe, como en principio esperaríamos.

B.2.2 NPS RICAS EN C Y NPS RICAS EN O

El cociente entre las abundancias de carbono y oxígeno (C/O) es muy importante ya que de su valor depende la formación de un tipo de granos de polvo u otros en la estrella AGB. Antes de que tenga lugar el crecimiento de los granos de polvo, los átomos libres de C y O tienden a juntarse para formar moléculas de CO y los átomos que sobran forman compuestos con otros elementos metálicos. Si la estrella es rica en C la especie principal será el material carbonáceo (como el carburo de silicio, grafitos y PAHs) mientras que en estrellas ricas en O se espera que dominen los compuestos de oxígeno, como los silicatos (Whittet 2003).

La manera más directa de saber si una NP es rica en O o en C es a través del cociente de abundancias C/O. Sin embargo, el cálculo de la abundancia de C presenta algunos inconvenientes, ya que este elemento no tiene líneas brillantes en el intervalo visible y, por ello, no han estado disponibles muchos valores sobre su abundancia hasta que apareció el IUE², además en el intervalo ultravioleta la extinción es muy importante y por último, algunas líneas están afectadas por efectos de fluorescencia,

²IUE. Por sus siglas en inglés, International Ultraviolet Explorer.

B.2. ¿QUÉ PODEMOS SABER DE LA MUESTRA DE NPs A PARTIR DE LOS DATOS EN EL INTERVALO INFRARROJO?

como C IV $\lambda 1551$. Existen varios trabajos que calculan, a través del cociente C/O, el porcentaje de NPs ricas en C y ricas en O. Por ejemplo, Lenzuni et al. (1989) obtienen que, aproximadamente un tercio de las NPs son ricas en oxígeno ($C/O < 0.8$) y dos tercios son ricas en carbono ($C/O > 1.2$). Rola & Stasińska (1994) obtienen que el 35% de las NPs son ricas en C y el 53% son ricas en O utilizando las líneas C III] $\lambda 1909$ y [O III] $\lambda 5007$, mientras que utilizando los resultados de Perinotto (1991), Rola & Stasińska (1994) obtienen un 57% de NPs ricas en C y un 20% de NPs ricas en O. Rola & Stasińska (1994) explican la diferencia entre ambos resultados como consecuencia de que Perinotto (1991) ha utilizado otras líneas además de C III] $\lambda 1909$, por ejemplo C II $\lambda 4267$, que tiende a dar valores del cociente C/O más altos.

Una ventaja del intervalo infrarrojo del espectro es que permite estudiar directamente los diferentes rasgos del polvo presentes en la NP. Volk (2003) hace un análisis de datos tomados con ISO de más de 50 NPs y llega a los siguientes resultados: en el 25 % de las NPs no se detectan rasgos de polvo, el 27 % tiene rasgos de polvo basados en carbono, el 35 % tiene sólo silicatos y el 14 % presenta silicatos y UIBs (por sus siglas en inglés Unidentified InfraRed Bands, que se identifican con los PAHs). Según Volk (2003) el número de NPs con rasgos de polvo basados en O y basados en C no es muy distinta, aunque es algo mayor el primero.

En la tabla B.2 aparece la recopilación que hemos hecho del valor del cociente C/O de las NPs de la muestra. Algunas NPs en las que se ha calculado el cociente de abundancias C/O en distintas referencias, aparecen como ricas en O en unos trabajos y ricas en C en otros. En estos casos hemos revisado la manera en que se han calculado las abundancias de O y C, y hemos tenido en cuenta el resultado más fiable para clasificar a la NP como rica en C o en O, —por ejemplo, no teniendo en cuenta los trabajos que utilizan líneas de C que pueden estar afectadas por fluorescencia como C IV $\lambda 1551$. En algunas NPs el valor de C/O es próximo a 1 o tenemos dudas sobre qué referencia elegir y por ello las hemos clasificado como CO. En la figura B.5 se muestra

CAPÍTULO B. ANÁLISIS COMPLEMENTARIOS DE LOS DATOS

la abundancia de Fe frente al cociente de abundancias C/O.

TABLA B.2: COCIENTE DE ABUNDANCIAS C/O

NP	C/O	CLASIFICACIÓN*	REFERENCIAS
IC 3568	0.8/0.15/0.54	O	(1)/(2)/(3)
IC 4191	—	—	—
IC 4593	0.085	O	(2)
IC 4846	2.3/0.14	O	(1)/(7)
IC 5217	1.1/0.64	O	(1)/(6)
JnEr 1	—	—	—
NGC 40	1.2/1.41	C	(1)/(3)
NGC 2392	0.58	O	(1)
NGC 3132	0.48	O	(5)
NGC 3242	0.59/0.42	O	(1)/(5)
NGC 3587	—	—	—
NGC 5882	0.32	O	(5)
NGC 6153	0.55	O	(3)
NGC 6210	0.23/0.26	O	(2)/(3)
NGC 6543	2.2/0.44	O	(1)/(4)
NGC 6720	0.65/1.09/0.62	CO	(1)/(2)/(3)
NGC 6826	7.0/0.34/0.87	CO	(1)/(2)/(3)
NGC 6884	1.9/0.93	CO	(1)/(3)

NOTAS.— * Las NPs con la clasificación O son ricas en oxígeno, las que tienen C son ricas en carbono, las que tienen CO son dudosas.

REF.— (1) Lenzuni et al. (1989), (2) Kwitter & Henry (1998), (3) Liu et al. (2004a), (4) Wesson & Liu (2004), (5) Tsamis et al. (2003), (6) Hyung et al. (2001a), (7) Hyung et al. (2001b)

B.2. ¿QUÉ PODEMOS SABER DE LA MUESTRA DE NPS A PARTIR DE LOS DATOS EN EL INTERVALO INFRARROJO?

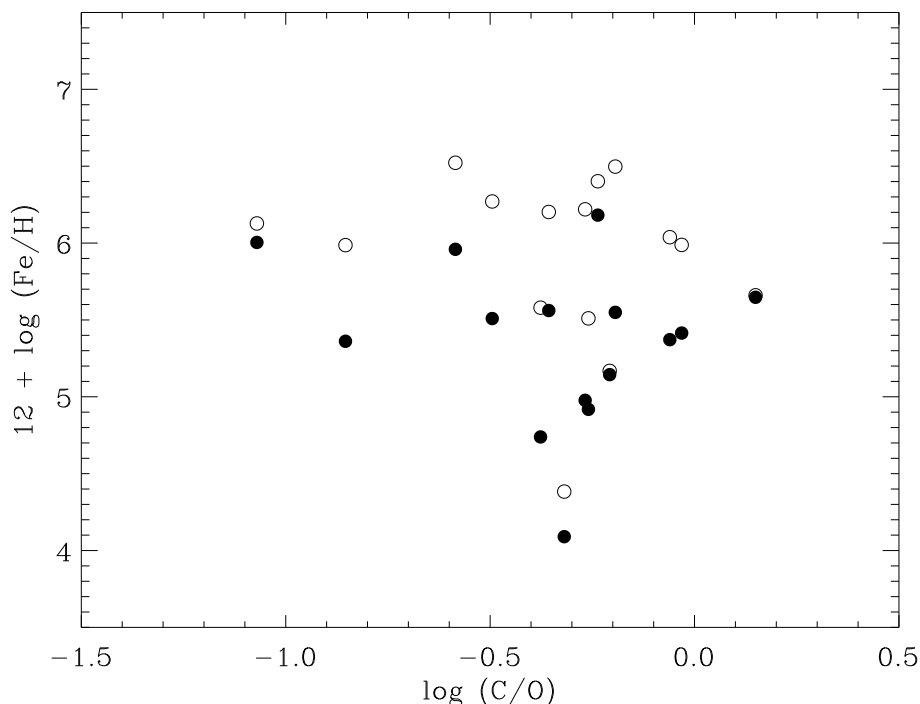


FIGURA B.5: Variación del cociente de abundancias Fe/H derivado del FCI de los modelos (círculos vacíos) y del FCI de los datos observacionales (círculos llenos), respecto al cociente de abundancias C/O de la muestra de NPs. Se ha utilizado en cada caso el valor más adecuado de los que aparecen en la literatura.

Se asocia a las NPs ricas en oxígeno con estrellas progenitoras de masa relativamente baja y a las NPs ricas en C con progenitoras más masivas. Esto se debe a que inicialmente las estrellas AGB tienen un cociente $C/O \sim (C/O)_{\odot} = 0.5$ (Lodders 2003), es decir, son estrellas ricas en O, pero el tercer dragado lleva a la superficie ^{12}C , producto de la combustión del He, y cuando $C/O > 1.0$ se forma una estrella rica en C. La masa inicial mínima que debe tener la estrella para que tenga lugar este proceso depende del modelo que se tenga en cuenta, según Marigo et al. (2003) la masa mínima es $M \gtrsim 1.5 M_{\odot}$, mientras que según Lattanzio (1998) esta masa mínima es $M \gtrsim 4 M_{\odot}$. Esta masa mínima depende, además, de la metalicidad y la eficiencia del dragado. Según los datos de la tabla B.2 sólo NGC 40 es una NP rica en C, el resto de ellas (salvo quizás NGC 6720, NGC 6826 y NGC 6884) son ricas en O. NGC 40 es

CAPÍTULO B. ANÁLISIS COMPLEMENTARIOS DE LOS DATOS

una NP alrededor de una estrella central que tiene rasgos de estrella Wolf-Rayet, estas NPs no son muy abundantes y en ellas es habitual encontrar $C/O \gg 1$ (Peña et al. 2003). Por lo tanto, en nuestra muestra de NPs dominan claramente las NPs ricas en O, que se asocian a progenitoras de masa baja.

Hemos buscado en la literatura espectros publicados en el intervalo infrarrojo con el fin de indentificar directamente los rasgos de polvo. NGC 6826 tiene rasgos de PAHs en $6.2 \mu\text{m}$ (Cohen & Barlow 2005), y NGC 40 en 3.3 , 6.2 , 7.7 , 8.6 y $11.3 \mu\text{m}$ (Szczerba et al. 2001); estos rasgos se asocian a las NPs ricas en C. NGC 6884 no muestra ni silicatos en $10 \mu\text{m}$, ni PAHs en 7.7 , 8.7 y $11.3 \mu\text{m}$ según Rinehart et al. (2002). Para algunas de las NPs (IC 3568, NGC 6826, NGC 40, NGC 3568, NGC 6720, NGC 6153, NGC 6210, NGC 6543 y NGC 6884), hay datos disponibles de ISO —tomados con el SWS (Short-Wave Spectrometer) y con el LWS (Long-Wave Spectrometer), algunos de ellos no están publicados. Nos parece interesante analizar los datos que existen de ISO, y también se puede utilizar SPITZER³, que cuenta con un espectrógrafo que permite realizar espectroscopía de alta y baja resolución en el intervalo entre 5 y $40 \mu\text{m}$ para obtener nuevos datos de las NPs de la muestra —algunas no tienen datos de ISO—, y además ampliar este estudio a otras NPs.

Aunque tenemos valores del cociente C/O para las NPs de la muestra, y esto nos permite afirmar que son NPs mayoritariamente ricas en O —y por tanto sus progenitoras son, en principio, estrellas poco masivas—, las incertidumbres asociadas al cálculo de la abundancia de C hacen que el valor de este cociente, C/O , sea también incierto. Hemos comprobado como en varias NPs el valor de este cociente varía drásticamente de unos autores a otros —por ejemplo, IC 4846 tiene $C/O = 2.3$ según Lenzuni et al. (1989) y $C/O = 0.14$ según Hyung et al. (2001b). Por tanto, es necesario tener buenos valores de este cociente y así poder compararlo con los rasgos de polvo

³SPITZER. Conocido anteriormente como SIRTF, por sus siglas en inglés, the Space Infrared Telescope Facility).

B.2. ¿QUÉ PODEMOS SABER DE LA MUESTRA DE NPs A PARTIR DE LOS DATOS EN EL INTERVALO INFRARROJO?

que se observan en el intervalo infrarrojo. En este sentido es necesario hacer un estudio más completo de nuestra muestra, ya que sólo 3 de las 18 NPs tienen datos publicados con datos en este intervalo.

DE LOS DATOS

LISTA DE FIGURAS

1.1	DISTRIBUCIÓN ESPECTRAL DE ENERGÍA DE NGC 7027	9
2.1	SECCIÓN EFICAZ DE FOTOIONIZACIÓN DEL Fe^+	25
2.2	SECCIÓN EFICAZ DE FOTOIONIZACIÓN DEL Fe^{++}	25
2.3	SECCIÓN EFICAZ DE FOTOIONIZACIÓN DEL O^0	26
2.4	SECCIÓN EFICAZ DE FOTOIONIZACIÓN DEL O^+	26
2.5	AJUSTE DE LA SECCIÓN EFICAZ DE FOTOIONIZACIÓN DEL Fe^+	27
2.6	COEFICIENTE DE RECOMBINACIÓN DE Fe^{+3} A Fe^{++}	29
2.7	COEFICIENTE DE RECOMBINACIÓN DE Fe^{+4} A Fe^{+3} , DE O^{++} A O^+ Y DE O^{+3} A O^{++}	30
2.8	AJUSTE DEL COEFICIENTE DE RECOMBINACIÓN DE Fe^{+3} A Fe^{++}	31
2.9	DIAGRAMA H-R DE UNA ESTRELLA TIPO SOLAR	36
2.10	CONTRIBUCIÓN DE LOS IONES DE ALTO GRADO DE ION- IZACIÓN DEL O	37
2.11	CONTRIBUCIÓN DE LOS IONES DE ALTO GRADO DE ION- IZACIÓN DEL Fe	38
2.12	FACTOR DE CORRECCIÓN POR IONIZACIÓN FRENTE AL GRADO DE IONIZACIÓN	39
3.1	EJEMPLO DE ESPECTRO DE CIELO	49
3.2	EJEMPLO DE RESTA DE CIELO EN VARIAS REGIONES DEL ES- PECTRO	56
3.3	IC 3568	59
3.4	IC 4191	59

LISTA DE FIGURAS

3.5	IC 4593	60
3.6	IC 4846	60
3.7	IC 5217	61
3.8	JnEr 1	61
3.9	NGC 40	62
3.10	NGC 2392	62
3.11	NGC 3132	63
3.12	NGC 3242	63
3.13	NGC 3587	64
3.14	NGC 5882	64
3.15	NGC 6153	65
3.16	NGC 6210	65
3.17	NGC 6543	66
3.18	NGC 6720	66
3.19	NGC 6826	67
3.20	NGC 6884	67
3.21	ESPECTRO DE IC 4593	68
3.22	ESPECTRO DE JnEr 1	68
3.23	ESPECTRO DE NGC 2392	69
3.24	ESPECTRO DE NGC 6210	69
3.25	ESPECTRO DE NGC 3587 (PRIMERA POSICIÓN DE RENDIJA)	70
3.26	ESPECTRO DE NGC 3587 (SEGUNDA POSICIÓN DE RENDIJA)	70
3.27	REGIÓN DEL ESPECTRO DE IC 4593 CON LÍNEAS DE [Fe III]	71
3.28	REGIÓN DEL ESPECTRO DE IC 4593 CON LÍNEAS DE [Cl III]	71
3.29	REGIÓN DEL ESPECTRO DE IC 4593 CON LÍNEAS DE [O III]	72
3.30	REGIÓN DEL ESPECTRO DE IC 4593 CON LÍNEAS DE [N II]	72
3.31	REGIÓN DEL ESPECTRO DE IC 4593 CON LÍNEAS DE [S II]	73
3.32	REGIÓN DEL ESPECTRO DE JnEr 1 CON LÍNEAS DE [Fe III]	73
3.33	REGIÓN DEL ESPECTRO DE JnEr 1 CON LÍNEAS DE [O III]	74
3.34	REGIÓN DEL ESPECTRO DE JnEr 1 CON LÍNEAS DE [N II]	74

LISTA DE FIGURAS

3.35	REGIÓN DEL ESPECTRO DE JnEr 1 CON LÍNEAS DE [S II]	75
3.36	REGIÓN DEL ESPECTRO DE NGC 2392 CON LÍNEAS DE [Fe III] . . .	75
3.37	REGIÓN DEL ESPECTRO DE NGC 2392 CON LÍNEAS DE [Cl III] . . .	76
3.38	REGIÓN DEL ESPECTRO DE NGC 2392 CON LÍNEAS DE [O III] . . .	76
3.39	REGIÓN DEL ESPECTRO DE NGC 2392 CON LÍNEAS DE [N II]	77
3.40	REGIÓN DEL ESPECTRO DE NGC 2392 CON LÍNEAS DE [S II]	77
3.41	REGIÓN DEL ESPECTRO DE NGC 3587 CON LÍNEAS DE [Fe III] . . .	78
3.42	REGIÓN DEL ESPECTRO DE NGC 3587 CON LÍNEAS DE [Cl III] . . .	79
3.43	REGIÓN DEL ESPECTRO DE NGC 3587 CON LÍNEAS DE [O III] . . .	80
3.44	REGIÓN DEL ESPECTRO DE NGC 3587 CON LÍNEAS DE [N II]	81
3.45	REGIÓN DEL ESPECTRO DE NGC 3587 CON LÍNEAS DE [S II]	82
3.46	REGIÓN DEL ESPECTRO DE NGC 6210 CON LÍNEAS DE [Fe III] . . .	83
3.47	REGIÓN DEL ESPECTRO DE NGC 6210 CON LÍNEAS DE [Cl III] . . .	83
3.48	REGIÓN DEL ESPECTRO DE NGC 6210 CON LÍNEAS DE [O III] . . .	84
3.49	REGIÓN DEL ESPECTRO DE NGC 6210 CON LÍNEAS DE [N II]	84
3.50	REGIÓN DEL ESPECTRO DE NGC 6210 CON LÍNEAS DE [S II]	85
4.1	COMPARACIÓN ENTRE LAS DIFERENTES DENSIDADES ELECTRÓNICAS OBTENIDAS	92
4.2	COMPARACIÓN ENTRE LAS DIFERENTES TEMPERATURAS ELECTRÓNICAS OBTENIDAS	96
4.3	DIAGRAMA DE NIVELES DEL Fe III.	103
5.1	ABUNDANCIA TOTAL DE OXÍGENO FRENTE AL GRADO DE ION- IZACIÓN.	119
5.2	ABUNDANCIA TOTAL DE OXÍGENO FRENTE A LA DISTANCIA GALACTOCÉNTRICA.	121
5.3	COCIENTE DE LAS ABUNDANCIAS $\text{Fe}^+/\text{H}^+ + \text{Fe}^{++}/\text{H}^+$ FRENTE AL GRADO DE IONIZACIÓN.	127
5.4	ABUNDANCIA TOTAL DE HIERRO (Fe/H) FRENTE AL GRADO DE ION- IZACIÓN.	130

LISTA DE FIGURAS

5.5	ABUNDANCIA TOTAL DE HIERRO (Fe/H) FRENTE AL GRADO DE ION- IZACIÓN.	131
5.6	ABUNDANCIA TOTAL DE HIERRO (Fe/O) FRENTE AL GRADO DE ION- IZACIÓN.	131
B.1	VARIACIÓN DE LA ABUNDANCIA DE O y Fe CON EL ADF.	161
B.2	COCIENTE DE ABUNDANCIAS DE Fe/H RESPECTO AL BRILLO SUPERFICIAL.	166
B.3	COCIENTE DE ABUNDANCIAS DE Fe/H RESPECTO AL RADIO NEBULAR.	167
B.4	COCIENTE DE ABUNDANCIAS DE Fe/H RESPECTO AL COCIENTE POLVO A GAS.	169
B.5	COCIENTE DE ABUNDANCIAS DE Fe/H RESPECTO AL DE C/O.	173

LISTA DE TABLAS

1.1	ABUNDANCIAS SOLARES* Y FACTORES DE DEPLECIÓN	8
1.2	POTENCIALES DE IONIZACIÓN (eV)	11
2.1	DATOS ATÓMICOS DEL Fe ⁺⁺	21
2.2	DATOS ATÓMICOS DEL Fe ⁺³	22
2.3	ABUNDANCIAS DE REGIONES H II Y NEBULOSAS PLANETARIAS.	35
3.1	CARACTERÍSTICAS GENERALES DE LOS OBJETOS OBSERVADOS	45
3.2	CARACTERÍSTICAS DE LAS OBSERVACIONES	46
3.3	COEFICIENTE DE EXTINCIÓN.	55
3.4	MUESTRA DE NEBULOSAS PLANETARIAS.	57
4.1	COCIENTES DE LÍNEAS UTILIZADOS	88
4.2	COCIENTES DE LÍNEAS DE LA MUESTRA DE NPs UTILIZADOS EN EL CÁLCULO DE LAS CONDICIONES FÍSICAS	93
4.3	DATOS ATÓMICOS UTILIZADOS	94
4.4	DENSIDAD ELECTRÓNICA DETERMINADA CON DISTINTOS IONES	107
4.5	CONDICIONES FÍSICAS DE LA MUESTRA DE NPs	108
4.6	OTROS RESULTADOS DE LAS CONDICIONES FÍSICAS	109
4.7	ABUNDANCIAS IÓNICAS Y TOTALES DE OXÍGENO: {X} = 12+ log X	110
4.8	LÍNEAS DE [Fe III] OBSERVADAS EN LAS NPs DE LA MUESTRA	111
4.9	ABUNDANCIAS IÓNICAS Y TOTALES DE Fe CALCULADAS A PARTIR DEL FCI DERIVADO DE LOS MODELOS: {X} = 12+ log X .	112

4.10 ABUNDANCIAS IÓNICAS Y TOTALES DE Fe CALCULADAS A PARTIR DEL FCI DERIVADO DE LOS DATOS OBSERVA- CIONALES: $\{X\} = 12 + \log X$	113
5.1 ABUNDANCIAS IÓNICAS Y TOTALES DE O Y Fe: $\{X\}=12+\log X$. . .	118
5.2 DISTANCIAS GALACTOCÉNTRICAS	122
A.1 IC 4593. INTENSIDADES DE DE LAS LÍNEAS.	137
A.2 JnEr 1. INTENSIDADES DE DE LAS LÍNEAS.	141
A.3 NGC 2392. INTENSIDADES DE DE LAS LÍNEAS.	144
A.4 NGC 3587 (PRIMERA POSICIÓN DE RENDIJA). INTENSIDADES DE DE LAS LÍNEAS.	147
A.5 NGC 3587 (SEGUNDA POSICIÓN DE RENDIJA). INTENSIDADES DE DE LAS LÍNEAS.	149
A.6 NGC 6210. INTENSIDADES DE DE LAS LÍNEAS.	151
B.1 CORRELACIONES ENTRE DIFERENTES PARÁMETROS	168
B.2 COCIENTE DE ABUNDANCIAS C/O	172

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)
- Allende Prieto, C., Lambert, D. L., & Asplund, M. 2001, *ApJL*, 556, L63
- Aller, L. H. 1956, *Gaseous nebulae* (London: Chapman & Hall, 1956)
- Aller, L. H. & Czyzak, S. J. 1983, *ApJS*, 51, 211
- Aller, L. H., Ross, J. E., Omara, B. J., & Keyes, C. D. 1981, *MNRAS*, 197, 95
- Anders, E. & Grevesse, N. 1989, *GeCoA*, 53, 197
- Arnaud, M. & Raymond, J. 1992, *ApJ*, 398, 394
- Asplund, M., Grevesse, N., & Sauval, A. J. 2005, in *ASP Conf. Ser.*, Vol. 336, *Cosmic Abundances as Records of Stellar Evolution and Nucleosynthesis*, ed. T. G. Barnes, III & F. N. Bash, 25
- Baldwin, J. A., Crotts, A., Dufour, R. J., Ferland, G. J., Heathcote, S., Hester, J. J., Korista, K. T., Martin, P. G., O'dell, C. R., Rubin, R. H., Tielens, A. G. G. M., Verner, D. A., Verner, E. M., Walter, D. K., & Wen, Z. 1996, *ApJL*, 468, L115
- Barker, T. 1991, *ApJ*, 371, 217
- Bautista, M. A. & Pradhan, A. K. 1996, *A&AS*, 115, 551
- Bautista, M. A., Romano, P., & Pradhan, A. K. 1998, *ApJS*, 118, 259

REFERENCIAS

- Beckwith, S., Evans, II, N. J., Natta, A., Russell, R. W., & Wyant, J. 1984, *ApJ*, 277, 207
- Berrington, K. A. & Pelan, J. 1996, *A&AS*, 119, 189
- Berrington, K. A. & Pelan, J. C. 1995, *A&AS*, 114, 367
- Berrington, K. A., Zeippen, C. J., LeDourneuf, M., Eissner, W., & Burke, P. G. 1991, *JPhB*, 24, 3467
- Bohigas, J. 2001, *RMxAA*, 37, 237
- Bohigas, J. & Olguín, L. 1996, *RMxAA*, 32, 47
- Burke, V. M., Lennon, D. J., & Seaton, M. J. 1989, *MNRAS*, 236, 353
- Butler, K. & Zeippen, C. J. 1989, *A&A*, 208, 337
- . 1994, *A&AS*, 108, 1
- Cahn, J. H., Kaler, J. B., & Stanghellini, L. 1992, *A&AS*, 94, 399
- Cannon, A. J. & Pickering, E. C. 1916, *Annals of Harvard College Observatory*, 76, 19
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, *ApJ*, 345, 245
- Cardelli, J. A., Meyer, D. M., Jura, M., & Savage, B. D. 1996, *ApJ*, 467, 334
- Cartledge, S. I. B., Lauroesch, J. T., Meyer, D. M., & Sofia, U. J. 2004, *ApJ*, 613, 1037
- Casassus, S., Roche, P. F., & Barlow, M. J. 2000, *MNRAS*, 314, 657
- Charbonnel, C. 2005, in *AIP Conf. Ser.*, Vol. 804, *Planetary Nebulae as Astronomical Tools*, ed. R. Szczerba, G. Stasińska, & S. K. Gorny, 117–123
- Clegg, R. E. S., Harrington, J. P., Barlow, M. J., & Walsh, J. R. 1987a, *ApJ*, 314, 551
- Clegg, R. E. S., Peimbert, M., & Torres-Peimbert, S. 1987b, *MNRAS*, 224, 761
- Cohen, M. & Barlow, M. J. 2005, *MNRAS*, 362, 1199
- De Robertis, M. M., Dufour, R. J., & Hunt, R. W. 1987, *JRASC*, 81, 195

REFERENCIAS

- Dopita, M. A. 1976, *ApJ*, 209, 395
- Edlen, B. & Swings, P. 1939, *Observatory*, 62, 234
- Ercolano, B., Barlow, M. J., & Storey, P. J. 2005, *MNRAS*, 362, 1038
- Ercolano, B., Barlow, M. J., Storey, P. J., & Liu, X.-W. 2003, *MNRAS*, 340, 1136
- Ercolano, B., Barlow, M. J., Storey, P. J., Liu, X.-W., Rauch, T., & Werner, K. 2004, in *ASP Conf. Ser.*, ed. M. Meixner, J. H. Kastner, B. Balick, & N. Soker, 276
- Esteban, C., Peimbert, M., García-Rojas, J., Ruiz, M. T., Peimbert, A., & Rodríguez, M. 2004, *MNRAS*, 355, 229
- Esteban, C., Peimbert, M., Torres-Peimbert, S., & Escalante, V. 1998, *MNRAS*, 295, 401
- Ferland, G. J. 2003, *ARA&A*, 41, 517
- . 2006, *Hazy, A Brief Introduction to Cloudy 06.02* (University of Kentucky Internal Report, 565 pages)
- Ferland, G. J., Korista, K. T., Verner, D. A., Ferguson, J. W., Kingdon, J. B., & Verner, E. M. 1998, *PASP*, 110, 761
- Filippenko, A. V. 1982, *PASP*, 94, 715
- Fischer, C. F. & Rubin, R. H. 2004a, *MNRAS*, 355, 461
- . 2004b, *MNRAS*, 355, 1400
- Froese Fischer, C. & Rubin, R. H. 1998, *JPhB*, 31, 1657
- Frost, C. A., Lattanzio, J. C., & Wood, P. R. 1998, *ApJ*, 500, 355
- García-Rojas, J. 2006, *Tesis* (Univ. de La Laguna)
- García-Rojas, J., Esteban, C., Peimbert, A., Peimbert, M., Rodríguez, M., & Ruiz, M. T. 2005, *MNRAS*, 362, 301

REFERENCIAS

- García-Rojas, J., Esteban, C., Peimbert, A., Rodríguez, M., Peimbert, M., & Ruiz, M. T. 2006a, ArXiv Astrophysics e-prints
- García-Rojas, J., Esteban, C., Peimbert, M., Costado, M. T., Rodríguez, M., Peimbert, A., & Ruiz, M. T. 2006b, MNRAS, 368, 253
- García-Rojas, J., Esteban, C., Peimbert, M., Rodríguez, M., Ruiz, M. T., & Peimbert, A. 2004, ApJS, 153, 501
- Garnett, D. R. & Dinerstein, H. L. 2001, in RMxAA Conf. Ser., ed. J. Cantó & L. F. Rodríguez, 13–18
- Garstang, R. H. 1957, MNRAS, 117, 393
- . 1958, MNRAS, 118, 572
- Garstang, R. H., Robb, W. D., & Rountree, S. P. 1978, ApJ, 222, 384
- Georgiev, L. N., Richer, M. G., Arrieta, A., & Zhekov, S. A. 2006, ApJ, 639, 185
- Gillett, F. C., Low, F. J., & Stein, W. A. 1967, ApJL, 149, L97
- Gurzadian, G. A. & Egikian, A. G. 1991, A&SS, 181, 73
- Hahn, Y. 1989, J.Quant.Spectrosc.Radiat.Transfer, 41, 315
- Harrington, J. P., Monk, D. J., & Clegg, R. E. S. 1988, MNRAS, 231, 577
- Harris, A. W., Gry, C., & Bromage, G. E. 1984, ApJ, 284, 157
- Henry, R. B. C., Kwitter, K. B., & Balick, B. 2004, AJ, 127, 2284
- Henry, R. B. C., Kwitter, K. B., & Bates, J. A. 2000, ApJ, 531, 928
- Herwig, F. 2000, A&A, 360, 952
- Hora, J. L., Latter, W. B., Allen, L. E., Marengo, M., Deutsch, L. K., & Pipher, J. L. 2004, ApJS, 154, 296

REFERENCIAS

- Hummer, D. G., Berrington, K. A., Eissner, W., Pradhan, A. K., Saraph, H. E., & Tully, J. A. 1993, *A&A*, 279, 298
- 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
- Jenkins, E. 1989, in *IAU Symposium*, Vol. 135, *Interstellar Dust*, ed. L. J. Allamandola & A. G. G. M. Tielens, 23
- Jensen, A. G., Rachford, B. L., & Snow, T. P. 2005, *ApJ*, 619, 891
- Johansson, S., Zethson, T., Hartman, H., Ekberg, J. O., Ishibashi, K., Davidson, K., & Gull, T. 2000, *A&A*, 361, 977
- Kallman, T. & Bautista, M. 2001, *ApJS*, 133, 221
- Karakas, A. I. 2003, Tesis (Monash Univ. Melbourne)
- Kaspi, S., Brandt, W. N., Netzer, H., George, I. M., Chartas, G., Behar, E., Sambruna, R. M., Garmire, G. P., & Nousek, J. A. 2001, *ApJ*, 554, 216
- Kaufman, V. & Sugar, J. 1986, *Journal of Physical and Chemical Reference Data*, 15, 321
- Keenan, F. P., Hibbert, A., Ojha, P. C., & Conlon, E. S. 1993, *PhyS*, 48, 129
- Kewley, L. J., Dopita, M. A., Sutherland, R. S., Heisler, C. A., & Trevena, J. 2001, *ApJ*, 556, 121
- Keyes, C. D., Aller, L. H., & Feibelman, W. A. 1990, *PASP*, 102, 59
- Kingdon, J., Ferland, G. J., & Feibelman, W. A. 1995, *ApJ*, 439, 793
- Kingdon, J. B. & Ferland, G. J. 1996, *ApJS*, 106, 205
- Kingsburgh, R. L. & Barlow, M. J. 1994, *MNRAS*, 271, 257
- Kjeldsen, H., Kristensen, B., Folkmann, F., & Andersen, T. 2002, *JPhB*, 35, 3655
- Krabbe, A. C. & Copetti, M. V. F. 2005, *A&A*, 443, 981

- . 2006, *A&A*, 450, 159
- Kwitter, K. B. & Henry, R. B. C. 1998, *ApJ*, 493, 247
- . 2001, *ApJ*, 562, 804
- Larimer, J. W. 1979, *A&SS*, 65, 351
- Lattanzio, J. C. 1998, *ArXiv Astrophysics e-prints*
- Lennon, D. J. & Burke, V. M. 1994, *A&AS*, 103, 273
- Lenzuni, P., Natta, A., & Panagia, N. 1989, *ApJ*, 345, 306
- Li, A. & Greenberg, J. M. 2003, in *Solid State Astrochemistry*, ed. V. Pirronello, J. Krelowski, & G. Manicò, 37
- Liu, X.-W., Storey, P. J., Barlow, M. J., & Clegg, R. E. S. 1995, *MNRAS*, 272, 369
- 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
- Lucy, L. B. 1995, *A&A*, 294, 555
- Marigo, P. 2001, *A&A*, 370, 194
- Marigo, P., Bernard-Salas, J., Pottasch, S. R., Tielens, A. G. G. M., & Wesselius, P. R. 2003, *A&A*, 409, 619
- McKee, C. 1989, in *IAU Symp. 135: Interstellar Dust*, ed. L. J. Allamandola & A. G. G. M. Tielens, 431
- McLaughlin, B. M., Scott, M. P., Sunderland, A. G., Noble, C. J., Burke, V. M., & Burke, P. G. 2002, *JPhB*, 35, 2755

REFERENCIAS

- Mendoza, C. 1983, in IAU Symp. 103: Planetary Nebulae, ed. D. R. Flower, Vol. 103, 143–172
- Mendoza, C. & Zeippen, C. J. 1982, MNRAS, 198, 127
- Meyer, D. M., Jura, M., & Cardelli, J. A. 1998, ApJ, 493, 222
- Middlemass, D. 1990, MNRAS, 244, 294
- Miranda, L. F., Ayala, S., Vázquez, R., & Guillén, P. F. 2006, A&A, 456, 591
- Miranda, L. F., Guerrero, M. A., & Torrelles, J. M. 2001, MNRAS, 322, 195
- Moseley, H. 1980, ApJ, 238, 892
- Nahar, S. N. 1996a, PhRvA, 53, 1545
- . 1996b, PhRvA, 53, 2417
- . 1997, PhRvA, 55, 1980
- . 1998, PhRvA, 58, 3766
- . 1999, ApJS, 120, 131
- . 2006, A&A, 448, 779
- Nahar, S. N. & Pradhan, A. K. 1994, PhRvA, 49, 1816
- Natta, A. & Panagia, N. 1981, ApJ, 248, 189
- Netzer, H. 1996, ApJ, 473, 781
- Nussbaumer, H. & Storey, P. J. 1984, A&AS, 56, 293
- Olthof, H. & Pottasch, S. R. 1975, A&A, 43, 291
- Osterbrock, D. E. & Ferland, G. J. 2006, Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei (Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei, 2nd. ed. by D.E. Osterbrock and G.J. Ferland. Sausalito, CA: University Science Books, 2006)
- Osterbrock, D. E., Tran, H. D., & Veilleux, S. 1992, ApJ, 389, 196

- Page, T. 1942, *ApJ*, 96, 78
- Peimbert, A. & Peimbert, M. 2005, in *RMxAA Conf. Ser.*, ed. S. Torres-Peimbert & G. MacAlpine, 9–14
- Peimbert, M. 1967, *ApJ*, 150, 825
- Peimbert, M., Torres-Peimbert, S., & Dufour, R. J. 1993, *ApJ*, 418, 760
- Peña, M., Medina, S., & Stasińska, G. 2003, in *RMxAA Conf. Ser.*, vol. 27, Vol. 18, *RMxAA Conf. Ser.*, ed. M. Reyes-Ruiz & E. Vázquez-Semadeni, 84–89
- Péquignot, D., Ferland, G., Netzer, H., Kallman, T., Ballantyne, D. R., Dumont, A.-M., Ercolano, B., Harrington, P., Kraemer, S., Morisset, C., Nayakshin, S., Rubin, R. H., & Sutherland, R. 2001, in *ASP Conf. Ser. 247: Spectroscopic Challenges of Photoionized Plasmas*, ed. G. Ferland & D. W. Savin, 533
- Péquignot, D., Petitjean, P., & Boisson, C. 1991, *A&A*, 251, 680
- Péquignot, D. & Stasińska, G. 1980, *A&A*, 81, 121
- Pérez-Montero, E. & Díaz, A. I. 2003, *MNRAS*, 346, 105
- Perinotto, M. 1991, *ApJS*, 76, 687
- Perinotto, M., Bencini, C. G., Pasquali, A., Manchado, A., Rodríguez Espinosa, J. M., & Stanga, R. 1999, *A&A*, 347, 967
- Perinotto, M. & Morbidelli, L. 2006, *MNRAS*, 372, 45
- Phillips, J. P. 2002, *A&A*, 393, 1027
- Porter, R. L., Bauman, R. P., Ferland, G. J., & MacAdam, K. B. 2005, *ApJL*, 622, L73
- 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. & Beintema, D. A. 1999, *A&A*, 347, 975

REFERENCIAS

- Pottasch, S. R. & Bernard-Salas, J. 2006, *A&A*, 457, 189
- Pottasch, S. R., Bernard-Salas, J., Beintema, D. A., & Feibelman, W. A. 2003, *A&A*, 409, 599
- Pottasch, S. R. & Surendiranath, R. 2007, *A&A*, 462, 179
- Pwa, T. H., Pottasch, S. R., & Mo, J. E. 1986, *A&A*, 164, 184
- Quinet, P. 1996, *A&AS*, 116, 573
- Quireza, C., Rood, R. T., Bania, T. M., Balser, D. S., & Maciel, W. J. 2006, *ApJ*, 653, 1226
- Raassen, A. J. J. & Uylings, P. H. M. 1996, *Physica Scripta Volume T*, 65, 84
- Ramsbottom, C. A., Bell, K. L., & Stafford, R. P. 1996, *ADNDT*, 63, 57
- Reilman, R. F. & Manson, S. T. 1978, *PhRvA*, 18, 2124
- . 1979, *ApJS*, 40, 815
- Rinehart, S. A., Houck, J. R., Smith, J. D., & Wilson, J. C. 2002, *MNRAS*, 336, 66
- Robertson-Tessi, M. & Garnett, D. R. 2005, *ApJS*, 157, 371
- Rodríguez, M. 1996, *A&A*, 313, L5
- . 2002, *A&A*, 389, 556
- . 2003, *ApJ*, 590, 296
- 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
- Rubin, R. H., Dufour, R. J., Ferland, G. J., Martin, P. G., O'dell, C. R., Baldwin, J. A., Hester, J. J., Walter, D. K., & Wen, Z. 1997, *ApJL*, 474, L131
- Rubin, R. H., Simpson, J. P., Haas, M. R., & Erickson, E. F. 1991, *ApJ*, 374, 564

- Savage, B. D. & Mathis, J. S. 1979, *ARA&A*, 17, 73
- Savage, B. D. & Sembach, K. R. 1996, *ARA&A*, 34, 279
- Sawey, P. M. J. & Berrington, K. A. 1992, *JPhB*, 25, 1451
- Schonberner, D. 1993, in *IAU Symposium*, Vol. 155, *Planetary Nebulae*, ed. R. Weinberger & A. Acker, 415
- Seaton, M. J. 1979, *MNRAS*, 187, 73
- . 1995, *The opacity project* (Bristol, UK ; Philadelphia : Institute of Physics Pub., 1995)
- Sembach, K. R. & Savage, B. D. 1996, *ApJ*, 457, 211
- Sharpee, B., Williams, R., Baldwin, J. A., & van Hoof, P. A. M. 2003, *ApJS*, 149, 157
- Shaver, P. A., McGee, R. X., Newton, L. M., Danks, A. C., & Pottasch, S. R. 1983, *MNRAS*, 204, 53
- Shaw, R. A. & Dufour, R. J. 1995, *PASP*, 107, 896
- Shields, G. A. 1975, *ApJ*, 195, 475
- . 1978, *ApJ*, 219, 559
- Shields, G. A. 1983, in *IAU Symp. 103: Planetary Nebulae*, ed. D. R. Flower, 259–263
- Shields, G. A., Aller, L. H., Keyes, C. D., & Czyzak, S. J. 1981, *ApJ*, 248, 569
- Shull, J. M. & van Steenberg, M. 1982, *ApJS*, 48, 95
- Snow, T. P. & Witt, A. N. 1996, *ApJL*, 468, L65
- Sofia, U. J., Cardelli, J. A., & Savage, B. D. 1994, *ApJ*, 430, 650
- Spitzer, L. 1978, *Physical processes in the interstellar medium* (New York Wiley-Interscience, 1978. 333 p.)
- Stanghellini, L. 2006, *ArXiv Astrophysics e-prints*

REFERENCIAS

- Stanghellini, L. & Kaler, J. B. 1989, *ApJ*, 343, 811
- Stasińska, G. & Szczerba, R. 1999, *A&A*, 352, 297
- . 2001, *A&A*, 379, 1024
- Sterling, N. C., Dinerstein, H. L., Bowers, C. W., & Redfield, S. 2005, *ApJ*, 625, 368
- Storey, P. J. & Hummer, D. G. 1995, *MNRAS*, 272, 41
- Szczerba, R., Górny, S. K., Stasińska, G., Siódmiak, N., & Tylenda, R. 2001, *A&SS*, 275, 113
- Tajitsu, A. & Tamura, S. 1998, *AJ*, 115, 1989
- Terzian, Y. 1989, in *IAU Symposium*, Vol. 131, *Planetary Nebulae*, ed. S. Torres-Peimbert, 17–28
- Tielens, A. G. G. M. 1999, in *NATO ASIC Proc. 523: Formation and Evolution of Solids in Space*, ed. J. M. Greenberg & A. Li, 331
- Trumpler, R. J. 1930, *PASP*, 42, 214
- Tsamis, Y. & Péquignot, D. 2005, in *AIP Conf. Ser.*, Vol. 804, *Planetary Nebulae as Astronomical Tools*, ed. R. Szczerba, G. Stasińska, & S. K. Gorny, 52–55
- Tsamis, Y. G., Barlow, M. J., Liu, X.-W., Danziger, I. J., & Storey, P. J. 2003, *MNRAS*, 345, 186
- Tylenda, R., Siódmiak, N., Górny, S. K., Corradi, R. L. M., & Schwarz, H. E. 2003, *A&A*, 405, 627
- Van Hoof, P. A. M., Van de Steene, G. C., Beintema, D. A., Martin, P. G., Pottasch, S. R., & Ferland, G. J. 2000, *ApJ*, 532, 384
- Vassiliadis, E. & Wood, P. R. 1994, *ApJS*, 92, 125
- Verner, D. A. & Ferland, G. J. 1996, *ApJS*, 103, 467
- Verner, D. A., Ferland, G. J., Korista, K. T., & Yakovlev, D. G. 1996a, *ApJ*, 465, 487

REFERENCIAS

- Verner, D. A., Verner, E. M., & Ferland, G. J. 1996b, ADNDT, 64, 1
- Verner, D. A. & Yakovlev, D. G. 1995, A&AS, 109, 125
- Verner, D. A., Yakovlev, D. G., Band, I. M., & Trzhaskovskaya, M. B. 1993, ADNDT, 55, 233
- Vílchez, J. M. & Esteban, C. 1996, MNRAS, 280, 720
- Volk, K. 2003, in IAU Symp. 209: Planetary Nebulae. Their Evolution and Role in the Universe, ed. S. Kwok, M. Dopita, & R. Sutherland, 281
- Wang, W., Liu, X.-W., Zhang, Y., & Barlow, M. J. 2004, A&A, 427, 873
- Welty, D. E., Hobbs, L. M., Lauroesch, J. T., Morton, D. C., Spitzer, L., & York, D. G. 1999, ApJS, 124, 465
- Wesson, R. & Liu, X.-W. 2004, MNRAS, 351, 1026
- Whittet, D. C. B. 2003, Dust in the galactic environment (The Graduate Series in Astronomy, Bristol: Institute of Physics (IOP) Publishing, 2003)
- 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)
- Woods, D. T., Shull, J. M., & Sarazin, C. L. 1981, ApJ, 249, 399
- Zeippen, C. J., Le Bourlot, J., & Butler, K. 1987, A&A, 188, 251
- Zhang, C. Y. 1995, ApJS, 98, 659
- Zhang, H. 1996, A&AS, 119, 523
- Zhang, H. L. & Pradhan, A. K. 1995, A&A, 293, 953
- . 1997, A&AS, 126, 373
- Zipoy, D. M. 1976, ApJ, 209, 108