



TRABAJO DE FIN DE MÁSTER

**CHEMICAL COMPOSITION IN EXTENDED
PLANETARY NEBULAE**

MÁSTER DE ASTROFÍSICA – ULL
Curso 2020/21

Gonzalo Muñoz Sánchez

Tutorizado por Dr. Arturo Manchado Torres – arturo.manchado@iac.es

*Para mi querido abuelo,
al final fracasé en mi
sueño de ser mendigo.*

ABSTRACT

This project, as its name says, is about calculating chemical abundances in extended planetary nebulae. The idea of constraining to only the extended ones is because we were looking for gradients or possible variation of abundances between regions of these objects.

If we see planetary nebulae from the stellar evolution point of view, one could expect that their external parts were more metal and helium poor because they are earlier mass ejected from the progenitor star. On the other hand we could expect that internal parts were richer because they could have been more time to get riched from stellar nucleosynthesis.

Thus, this work lies in spectroscopic observations with spatial resolution leaded by Dr. Arturo Manchado with IDS (2.5m INT) of twelve planetary nebulae which belongs to his thesis and one more designed by me with OSIRIS (GTC) at the end of 2020. The reason of using data from his thesis is because we wanted to review the results by taking advantage of the new atomic data available, improved extinction laws, etc. by using PyNeb, which is the Python's version from Nebular (IRAF). Moreover, some planetary nebulae were observed with SPITZER, so we have included their ratio emission lines for the electronic density and temperature diagnostics.

For the first twelve planetary nebulae the data were reduced with PANDORA long time ago and we have just start from the intensity ratio results. Nevertheless, the data from OSIRIS were reduced by me. It is important highlight that, due to my inexperience designing observations, the slit were centered in such a way that we couldn't subtract the sky from the same detector where the nebula spectra was extracted. We were forced to use the another part of the CCD dector mosaic from OSIRIS to obtain a sky spectra to subtract to the nebula+sky one.

Once we have all the spectra reduced and the emission lines measured we use PyNeb to calculate the abundances. First of all, it is necessary to correct the spectra from the extinction. Depending on where the object is located in the space there will be a different amount of gas and dust between the planetary nebula and us that will redden the spectra.

One way to measure how much our spectra is reddened is by using Balmer's decrement. We know that hydrogen recombination lines ratio H_α/H_β is electronic temperature and density independent and its ratio has to be 2.86. So, if the ratio in our spectra is bigger than this amount it has to be due to extinction. Using Cardelli's law we can correct the spectra to use theis lines now to calculate the electronic temperature and density.

In planetary nebulae spectra there are some lines with certain properties very useful to determine the electronic temperature and density from the plasma. This line we are talking about are collisional excitation lines (CEL). These lines are produce by transitions between atomic levels with low probably radiative transition, but the plasma is as low density that once on atom have been excited collisionaly to one of

these levels there won't be any collision until the radiative transition occurs emitting a photon. For some ionized species there are some CEL ratios which are electronic temperature and density sensitive. So we can use them to establish diagnostics from the planetary nebulae properties and calculate the electronic temperature and density.

After the electronic temperature and density we can compute the abundances using the intensity lines from our spectra, although they won't be the final abundances at all. For example, there could be some elements that may exist in the planetary nebula but we can't detect it because they don't have any emission line in the optical range. The solution to this problem is to make observations in several spectral ranges assuring us we detect all the possible ions or applying the called ICFs (Ionization Correction Factors). These functions are based on the ionization potential between ions. For example, we can compute the total abundances of an element thanks to the information of some ion from another element which we can detect and has the same ionization potential. It is special to note that there isn't only one ICF but there are a wide open variety of ICFs available in the literature.

Once we have applied the ICFs we can analyse the result. As we told before, the main goal for this project was to look for evidence of abundance gradients between the different parts observed of the nebulae. But the results seem to say the opposite. In the majority of the sample we don't see any outstanding differences above the error in the quantities and in the cases we see it we can identify some possible source of error that may induce the difference.

Moreover we have looking for relations between the abundances of elements such as He, O, N and Ne and we have only found correlation on the Ne/O ratio, which we have fitted it obtaining a ratio with value 0.3. For the other cases the data are dispersed or have not as evident correlation as Ne/O has. Comparing the abundance average of these planetary nebulae with the solar abundances we have found an He/H and N/H enrichment and that the O/H ratio drop to almost the half.

On the other hand, some papers are published with relation between abundance ratios and the progenitor mass of the system. We have wanted to test the rigor of our results by making an approximation of the progenitor mass from our abundance ratios and comparing it with the masses found in the literature. In general, the comparative is good enough to confirm the robustness of our results because it fits with the reference taking in count we have made just an approximation. For later works we could think about making observations with the less noise possible to calculate abundance with low errors and prove if this method to calculate the progenitor mass is even better and gives medium-high accuracy.

Finally, we have used the data from GaiaDR3 to calculate how far are our objects from the galactic plane ($|z|$). We have plotted the He/H and the total metallic ($O/H+N/H+Ne/H$) abundance against $|z|$ to look for gradients with distance. In the case of He/H we don't see anything reliable but in de metallicity one we realize

that it could be a trend the metallicity decreament with the distance, as one would expect it.

Índice

1. Introducción	1
2. Marco teórico	3
2.1. Origen y evolución estelar	3
2.2. Cálculo de abundancias	4
3. Detalles de las observaciones y preparación de los datos	8
3.1. Observaciones	8
3.2. Datos de PN JN1	11
3.3. Datos de SPITZER	16
4. Proceso y resultados	17
4.1. Corrección de extinción	17
4.2. Inclusión datos de SPITZER	18
4.3. Diagnósticos T_e y n_e	19
4.4. Cálculo de abundancias	21
4.5. Estimación de la masa de la estrella progenitora	26
4.6. Gradiente de metalicidad	27
4.7. Notas individuales sobre cada nebulosa planetaria	28
5. Conclusiones	31
Anexo A: Tablas	33
Anexo B: Reducción JN1	43
Anexo C: Diagnósticos T_e vs n_e	44

1. Introducción

La fase de nebulosa planetaria (PN) representa una etapa muy corta en la evolución de las estrellas de masas entre $1-8M_{\odot}$, en la que la estrella central en su fase post AGB ioniza su envoltura antes de entrar en su etapa como enana blanca (WD) (García-Rojas et al., 2012).

Esta es una fase estelar evolutiva interesante por varias razones. En primer lugar, las PNe contribuyen significativamente al enriquecimiento químico del medio interestelar mediante la eyección de material procesado en forma de gas y polvo. Las abundancias químicas de las especies que la componen se puede derivar fácilmente de sus espectros para perseguir distintos motivos (González-Santamaría et al., 2019). Ya sea para restringir la composición o masa inicial de la estrella progenitora (Karakas & Lugaro, 2016), para proporcionar pistas sobre los procesos de mezcla y nucleosíntesis (Marigo et al., 2003) o para determinar gradientes de metalicidad en nuestra propia galaxia (Stanghellini & Haywood, 2018), entre otras cosas.

Además, son objetos tan variados con morfologías y composiciones diversas que muchos han dedicado parte de su trabajo a clasificarlas (Peimbert & Torres-Peimbert, 1983) y relacionar su propiedades físicas, como su edad, con la forma que tienen (Balick, 1987) (Balick & Frank, 2002).

Sin embargo, en este trabajo no vamos a encaminarnos tanto en su clasificación sino que aprovecharemos una selección de 13 PNs extensas las cuáles han sido observadas espectroscópicamente con resolución espacial para el calculo de abundancias de las distintas zonas observadas.

Para ello, contamos con observaciones del IDS (2.5m INT) de 12 PNs de la selección realizadas por Dr. Arturo Manchado en 1989 y de OSIRIS (GTC) a finales del año pasado de la planetaria restante de la selección. Además, algunas de las PNs fueron observadas por el telescopio espacial SPITZER por lo que incluiremos sus espectros para la obtencion de resultados.

El objetivo primordial de estas observaciones es el poder analizar posibles variaciones en la composición de las PNs relacionándolas con diferentes etapas evolutivas por las que el objeto haya pasado.

Otro de los motivos de este trabajo es la revisión de los resultados obtenidos en (Manchado et al., 1989) con nuevos datos atómicos, curvas de extinción, etc. para el cálculo de abundancias. Usando PyNeb (Luridiana et al., 2015), la librería de Python basada en Nebular de IRAF, podemos hallar las abundancias de manera sencilla y eficaz a partir de las intensidades de las líneas de los espectros.

Finalmente, usaremos las abundancias finales para nuestro objetivo principal así como para identificar cuál es el tipos de cada nebulosa, estimar la masa de la estrella progenitora (M_{pro}) o identificar posibles gradientes de metalicidad en base a la ubicación de las PNs en la galaxia.

El trabajo esta estructurado de la siguiente manera. En primer lugar explicamos marco teórico en el que se sustenta el proyecto (sección 2), seguidamente comentamos las observaciones usadas para obtener los datos, desgranamos paso a paso lo realizado con PyNeb hasta la consecución de resultados (sección 3) y, por último, los comentamos de modo general incluyendo una nota individual a cada objeto de la selección (sección 4).

2. Marco teórico

Se conoce como nebulosa planetaria al material circunestelar formado por gas ionizado en expansión que fue eyectado por la estrella central progenitora durante su fase evolutiva en la rama asintótica de gigante (AGB) (Kovetz & Harpaz, 1981).

Los parámetros físicos principales que definen una PN son la densidad electrónica (n_e), que varía entre $10^2 - 10^4 \text{cm}^{-3}$, la temperatura electrónica (T_e), que se encuentra entre $7000 - 20000 \text{K}$, y la masa del gas que la forma, que típicamente oscila entre $0,1 - 1,0 M_\odot$. En su centro hay una estrella central con temperaturas entre de $T_* \approx 3 - 30 \cdot 10^4 \text{K}$ (Osterbrock & Ferland, 2006).

El término nebulosa planetaria se debe a factores históricos, ya que fue William Herschel quien hace más de dos siglos acuñó este apelativo cuando identificó varias nebulosas como planetarias por su aspecto de disco verde débil, similar al de un planeta (Pottasch, 1984).

Para entender un poco mejor el trasfondo de lo que es una PN vamos a dividir esta sección en dos partes¹. En la primera de ellas daremos un contexto desde la evolución estelar y en la segunda explicaremos la teoría que hay detrás de los parámetros físicos observables que nos permiten calcular las abundancias químicas.

2.1. Origen y evolución estelar

Se conoce como secuencia principal a la fase en la que las estrellas pasan la mayor parte de su vida transformando H en He en su interior. Una vez que agotan el H, las estrellas comienzan las fases post-secuencia principal, fases que variarán de una estrella a otra en función de la masa que tengan.

Para estrellas entre aproximadamente $0,8 - 8 M_\odot$ (Maciel et al. 2009) pasar por la fase de PN es una parte de su ciclo vital. Sin embargo, el camino que discurren hasta llegar a ella no es igual para todo el rango de estrellas comprendidas entre esas masas.

En el caso de $0,8 - 2 M_\odot$, las estrellas no poseen una temperatura central (T_{eff}) suficiente para comenzar la combustión de He una vez que agotan el H de su núcleo, por lo que éste se contrae por efecto gravitacional aumentando su T_{eff} como consecuencia. En las capas exteriores al núcleo comienza a quemarse H lo que hace que la envoltura se expandan mientras el núcleo se sigue contrayendo, entrando la estrella en su fase de gigante roja (RG). Debido a la contracción que se sucede, el núcleo de He pasa a ser degenerado hasta que se alcanza una T_{eff} suficiente para producirse el flash de He, momento en el que empieza la quema estable de He en el núcleo, pasando así a la fase evolutiva en la rama horizontal.

¹(Osterbrock & Ferland, 2006)

Este proceso no sucede cuando la estrella posee una masa superior ($2 - 8M_{\odot}$). Al acabar con el H en el núcleo, se tiene una T_{eff} suficiente para comenzar la combustión estable de He sin la necesidad de la degeneración del núcleo ni el flash de He.

Una vez que en ambos casos se agota el He del núcleo, pasa a ser un núcleo inerte de C y O que se va contrayendo debido a que no se alcanzan las condiciones para que se produzcan las reacciones nucleares que sustenten la estrella. Como consecuencia, empieza una etapa conocida como AGB en la que se da la combustión de H y He en capa que hace que la envoltura se expanda mientras que el núcleo se sigue contrayendo. Finalmente, el efecto combinado entre inestabilidades dinámicas, pulsaciones y presión de radiación hará que se expulse la envoltura de la estrella dando lugar a la PN y dejando un núcleo degenerado por estrella central, conocido como WD.

2.2. Cálculo de abundancias

La emisión de una nebulosa es producto de la fotoionización del gas debido a los fotones más energéticos procedentes de la estrella central. Por lo tanto, el espectro que obtengamos de una PN dependerá directamente tanto de los fotones ionizantes de la estrella central como de los elementos que compongan la propia nebulosa.

Generalmente, se asume un equilibrio de ionización en cada punto de la nebulosa dado por el balance entre la fotoionización y la recombinación de los electrones con los iones. El equilibrio térmico de la nebulosa vendrá dado por el calentamiento por fotoionización y los distintos procesos de enfriamiento: líneas de recombinación, emisión de continuo y líneas de excitación colisional.

Se conoce por línea de recombinación a la emisión que vemos en el espectro producida por la liberación de energía cuando un ión captura un e^{-} del plasma. En el H y He estas líneas son las más importantes puesto que son las que dominan su espectro. Las líneas de recombinación más utilizados son las correspondientes a la serie de Balmer (H_{α} , H_{β} , H_{γ} , ...) porque es la serie que produce líneas en el óptico. Además, son bastante importantes porque gracias a ellas podemos calcular la extinción producida por el gas y el polvo del medio interestelar gracias al decrecimiento de Balmer. Debido a que el cociente H_{α}/H_{β} tiene una dependencia mínima con la temperatura y densidad electrónica podemos establecer como de alta es la extinción en base a su ratio teórico independientemente de las propiedades intrínsecas a la nebulosa. Como la extinción afecta en mayor medida a las longitudes de onda azules del espectro, podemos calcular la extinción a partir del ratio medido entre H_{α}/H_{β} , siendo este mayor cuanto más grande sea la extinción.

El enfriamiento por radiación libre-libre se debe principalmente al Bremsstrahlung o radiación de frenado que se produce por la desaceleración de una partícula cargada al interactuar con otra. Esta emisión en forma de continuo es de gran importancia a longitudes de onda de radio.

Las líneas de excitación colisional (CEL) provienen de los iones de elementos pesados (O^+ , O^{++} , N^+ , S^{++} , ...) y son cruciales a la hora de determinar los parámetros físicos de una PN. Se producen cuando un e^- libre excita un e^- ligado de un átomo, se desexcita radiativamente y emite un fotón de energía igual a la diferencia entre el nivel excitado y el final. La cantidad total de energía liberada por las CEL dependerá directamente de la cantidad de e^- libres del medio capaces de excitar colisionalmente y de la propia energía de los e^- . Estos parámetros se conocen como densidad electrónica (n_e) y temperatura electrónica (T_e), que resultan imprescindibles para el cálculo de las abundancias. Por otro lado, la intensidad de una CEL también dependerá tanto de la abundancia de un ión como de la población del nivel atómico inicial en la transición. El balance final de la población de un nivel i va a depender de los procesos colisionales (tanto excitaciones como desexcitaciones) que pueblen ese nivel desde otro nivel j , las transiciones radiativas que pueblen i desde un nivel de mayor energía, los procesos colisionales que despueblen i y las transiciones radiativas que vayan desde i hasta un nivel menor de energía. Este balance es posible describirlo gracias a la ecuación de equilibrio estadístico para un nivel i de un átomo:

$$\sum_{j \neq i} n_j n_e q_{ji} + \sum_{j > i} n_j A_{ji} = \sum_{j \neq i} n_i n_e q_{ij} + \sum_{j < i} n_i A_{ij} \quad (1)$$

Donde A_{ji} es el coeficiente de emisión espontánea de la transición del nivel j al nivel i , n_i la población del nivel i de un átomo y q_{ij} el coeficiente de desexcitación colisional si $i > j$ (2a) o de excitación colisional si $i < j$ (2b).

$$q_{ij} = \frac{8,629 \cdot 10^{-6} \Omega(i, j)}{\sqrt{T_e} w_j} \text{ cm}^{-3} \text{ s}^{-1}; \quad i > j \quad (2a)$$

$$q_{ij} = \frac{8,629 \cdot 10^{-6} \Omega(i, j)}{\sqrt{T_e} w_i} e^{-\chi/kT_e} \text{ cm}^{-3} \text{ s}^{-1}; \quad i < j \quad (2b)$$

Donde $\Omega(i, j)$ la fuerza de colisión de la transición, k la constante de Boltzmann, χ diferencia energética entre los dos niveles y w_i el peso estadístico del nivel i .

A partir de aquí podemos calcular la emisividad j_i de la línea correspondiente a la transición entre niveles $u \rightarrow l$ mediante (3). Siendo h la constante de Planck y ν_{ul} la frecuencia de dicha transición.

$$4\pi j_{ul} = A_{ul} n_u h \nu_{ul} \text{ erg} \cdot \text{cm}^{-3} \text{ s}^{-1} \quad (3)$$

En el espectro de la nebulosa, las CEL son bastante importantes porque permiten detectar las llamadas líneas prohibidas, que son líneas de emisión debidas a transiciones de niveles prohibidos en el acoplamiento LS. En realidad la transición no es totalmente prohibida si no que su probabilidad de transición es muy baja. Sin embargo, en las PNs son observables porque estas transiciones son posibles en condiciones de baja densidad.

A partir de los cocientes de intensidades de ciertas líneas prohibidas es posible calcular los parámetros T_e y n_e . El hallar su valor, permite hacer uso de las ecuaciones de equilibrio estadístico y obtener tanto las poblaciones de cada ión como las abundancias totales de cada elemento. Los cocientes de líneas se usan porque son sensibles solo a uno de los dos parámetros. Por lo tanto, usando dos cocientes distintos y cada uno de ellos sensible a T_e y a n_e , se puede obtener el valor de los dos haciendo un diagrama T_e vs n_e . Los distintos cocientes que hemos usados pueden verse en [Tabla 1](#).

Tabla 1: Cocientes de intensidad de líneas usados para determinar T_e y n_e

T_e		n_e	
[OIII]	$\frac{I(4363)}{I(4959)+(5007)}$	[SII]	$\frac{I(6731)}{I(6716)}$
[NII]	$\frac{I(5755)}{I(6548)+(6584)}$	[ArIV]	$\frac{I(4740)}{I(4711)}$
[SIII]	$\frac{I(6312)}{I(9069)+(9531)}$	[ClIII]	$\frac{I(5538)}{I(5518)}$
		[NeV] ^(*)	$\frac{I(14,3)}{I(24,2)}$
		[SIII] ^(*)	$\frac{I(18,7)}{I(33,5)}$

(*) Línea indicada en μm

Al tener T_e y n_e podemos dar paso al cálculo de abundancias de cada ión. Sin embargo, para obtener la abundancia total de un elemento, no basta con sumar las abundancias de cada ión detectado, puesto que existen otros iones de ese elemento presentes en la PN que no son observables en el rango óptico porque no tienen transiciones a esas energías. Como por ejemplo, si queremos calcular la abundancia total de N, que su ión N^{++} solo presenta líneas en el infrarrojo lejano (FIR).

Actualmente se usan factores de corrección por ionización (ICF) que permiten calcular la abundancia de iones que no son detectados en base a iones observables de otros elementos con potencial de ionización similar.

En la literatura existen multitud de fórmulas empíricas para calcular los ICFs de los distintos compuestos existentes. Concretamente, nosotros hemos usado los descritos en [\(Delgado-Inglada et al., 2014\)](#). Hemos escogido los de este trabajo por la robustez en sus resultados y porque únicamente dependen de las fracciones de He^{2+}/He^++He^{2+} y O^{2+}/O^++O^{2+} . Sin embargo, como estas relaciones están obtenidas con ajustes a modelos atómicos de fotoionización, existen límites en los que estos ajustes no son tan fiables cuando dichas fracciones se aproximan a 0 o a 1. En esos casos, hemos usado las relaciones descritas en [\(Kingsburgh & Barlow, 1994\)](#).

De este modo, podemos calcular las abundancias totales de los elementos observados y establecer diagnósticos a partir de ellos. Por ejemplo, con el ratio He/H y N/O podemos constreñir la masa progenitora del sistema a partir de [\(Karakas & Lugaro, 2016\)](#). Asimismo, usando O/H podemos intentar establecer gradientes de metalicidad en función de la localización del objeto en la galaxia o de su distancia a

nosotros (Stanghellini & Haywood, 2018).

Por último, podemos utilizar la clasificación creada por (Peimbert & Torres-Peimbert, 1983) y revisada por (Faundez-Abans & Maciel, 1987) para caracterizar las PN observadas. Esta clasificación divide en tipo I (si $\text{He}/\text{H} \geq 0.125$ y $\text{N}/\text{O} \geq 0.5$) y tipo II (si $\text{He}/\text{H} < 0.125$ ó $\text{N}/\text{O} < 0.5$), siendo éste dividido en tipo IIa ($\text{N}/\text{H} \geq 10^{-4}$) y tipo IIb ($\text{N}/\text{H} < 10^{-4}$).

3. Detalles de las observaciones y preparación de los datos

En este proyecto se han realizado observaciones de trece PNs distintas. En la *Tabla 2* podemos contemplar un resumen de cuáles son las nebulosas que forman parte del trabajo, así como sus coordenadas en el sistema J2000 en hh mm ss publicadas en SIMBAD.

Tabla 2: Listado de nebulosas planetarias observadas

PN	RA	DEC	PN	RA	DEC
NGC 246	00 47 03	-11 52 18	NGC 650	01 42 19	+51 34 31
NGC 1360	03 33 14	-25 52 17	NGC 1514	04 09 16	+30 46 33
NGC 6578	18 16 16	-20 27 02	NGC 6772	19 14 36	-02 42 25
NGC 6781	19 18 28	+06 32 19	NGC 6804	19 31 35	+09 13 31
NGC 6853	19 59 36	+22 43 16	NGC 6894	20 16 23	+30 33 53
NGC 7008	21 00 32	+54 32 35	NGC 7293	22 29 38	-20 50 13
PN JN1 ^(*)	23 35 53	+30 28 06			

(*) Datos obtenidos con OSIRIS (GTC) en 2020

3.1. Observaciones

Los datos de las doce primeras PNs se extraen de observaciones hechas por mi tutor (Dr. Arturo Manchado) entre Agosto y Octubre de 1986 el telescopio de 2.5m INT, ubicado en el Observatorio del Roque de los Muchachos (ORM, La Palma). Para ello se usó una rendija de 3' y 1" de ancho y un IPCS (Image Photon Counting System) unido a la cámara de 500mm del Intermediate Dispersion Spectrograph (IDS) ubicado en el foco Cassegrain f/15 y un seeing aproximado de 1". Se usó el IPCS con la configuración de 2000 columnas y 110 filas con un tamaño de 15 μm de píxel en la dirección de dispersión y 50 μ en la espacial. Usando el grisma de primer orden de 150 $\text{g}\cdot\text{mm}^{-1}$ resultaba una dispersión de 131.2 $\cdot \text{mm}^{-1}$ dando una resolución espectral de 7.2. Los datos se redujeron usando el paquete PANDORA. Destacar que la IPCS se calibró en longitud de onda y flujo, se corrigió de extinción y se sustrajo el cielo en dos dimensiones (?). En la *tabla 3* puede verse la configuración usada para la posición de la rendija en cada objeto observado. El tiempo de exposición varió entre 1000-2000 segundos por objeto.

La principal idea de aquellas observaciones era poder analizar PNs extensas con resolución espacial. Se obtuvieron espectros de distintas regiones de un mismo objeto de modo que permitiese encontrar diferencias entre las distintas zonas y poder relacionarlas con las fases evolutivas de la PN.

Tabla 3: Configuración de las observaciones de las observaciones con el INT para cada nebulosa planetaria

Objeto	(1)	(2)	(3)	(4)	Objeto	(1)	(2)	(3)	(4)
NGC 246	90°	10"N	1	91"	NGC 6781	90°	0"	1	21"+18.2"
	90°	20"S	2	91"		90°	0"	2	24.5"
NGC 650	90°	0"	1	40"	NGC 6804	90°	0"	1	8.4"+11.2"
	90°	0"	2	21"		90°	0"	2	3.5"
NGC 1360	90°	42"S	1	91"	NGC 6853	37°	0"	1	37"
NGC 1514	90°	20"S	1	91"		37°	0"	2	17.5"
NGC 6578	90°	0"	1	7.7"		37°	0"	3	5"
NGC 6772	90°	0"	1	3.5"+4.2"	NGC 6894	90°	0"	1	25"+14"
	90°	0"	2	6.3"+4.2"		90°	0"	2	3.5"
	90°	0"	3	2.1"+3.5"	NGC 7008	90°	0"	1	91"
	90°	0"	4	3.5"	NGC 7293	90°	100"O	1	180"
	90°	0"	5	29.4"		90°	622"O	2	105"

(1) Orientación de la rendija respecto N-S. (2) Desplazamiento desde la estrella central.

(3) Región (4) Tamaño de la región extraída

Por ello, a partir de ahora añadiremos un número entre paréntesis (ej: NGC 246(1)) al hablar de alguna de las nebulosas. Esto significará que para ese objeto existen observaciones en distintas regiones, siendo el número el indicador de la región de la que estemos hablando. Por consistencia, se ha seguido la nomenclatura del trabajo original.

Por problemas con la extensión en el trabajo no se han podido añadir todas las imágenes de adquisición y los espectros de estas observaciones. Sin embargo en el enlace <https://drive.google.com/drive/folders/1XIfJAv7T79fDcLxKgJfAbWSfH7ShnIZj?sharing> se puede disfrutar de la galería completa. A modo de ejemplo adjuntamos en el trabajo el caso de NGC 650, donde en la *figura 1* vemos las regiones extraídas debidamente señalizadas y en la *figura 2* el espectro reducido de una de ellas.

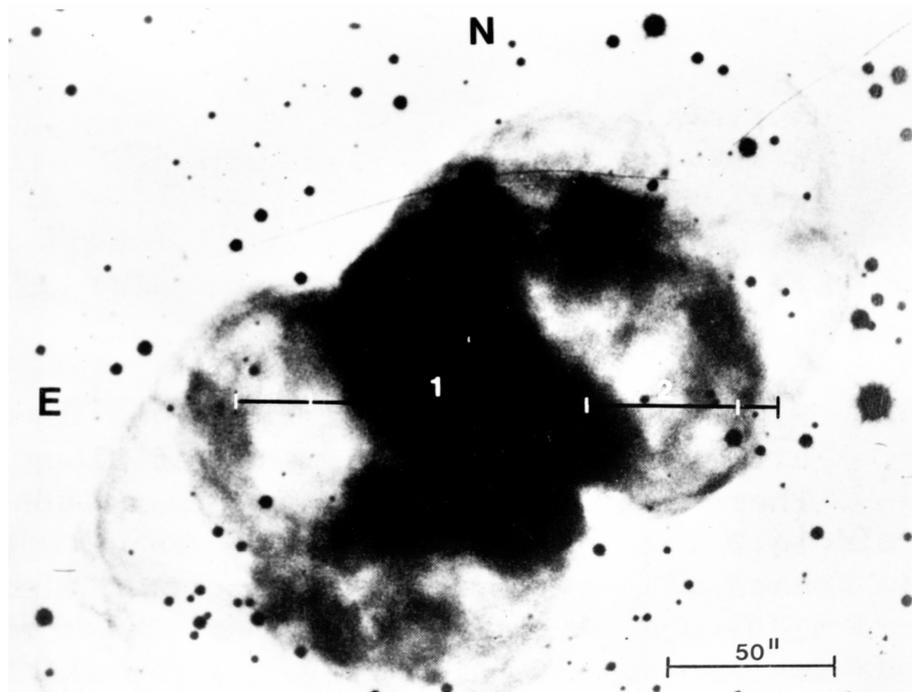


Figura 1: Imagen de NGC 650 con las dos regiones observadas señalizadas

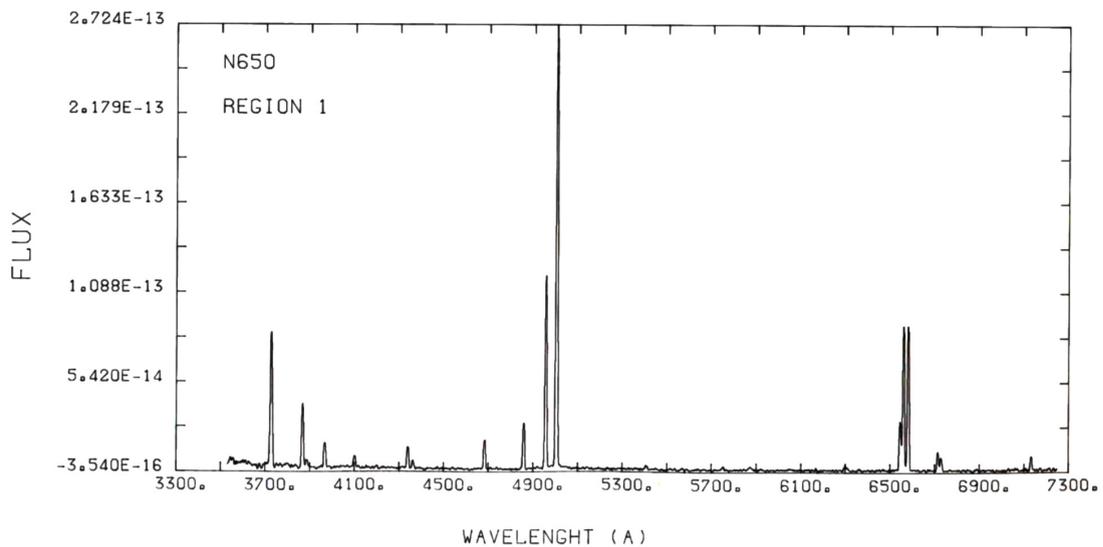


Figura 2: Espectro reducido de NGC 650(1)

Las intensidades medidas de los espectros pueden verse en *Tabla 8* - Anexo A. Para asociar un error determinado a cada línea y ser consistente con el análisis que se hizo en su día de dichas observaciones, se ha seguido el siguiente criterio:

- Error del 10 %: flujo superior a $7 \cdot 10^{-15} \text{ erg} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \text{s}^{-1}$
- Error entre 20-30 %: flujo comprendido entre $4 \cdot 10^{-15} \text{ erg} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \text{s}^{-1}$ y $7 \cdot 10^{-15} \text{ erg} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \text{s}^{-1}$

– Error mayor del 30 %: flujo inferior a $4 \cdot 10^{-15} \text{ erg} \cdot \text{cm}^{-2} \cdot \text{s}^{-1}$

Destacar que para las líneas muy débiles se ha recalculado su error y que en algunos espectros la línea 5007Å de [OIII] aparecía saturada, por lo que se recalculó su intensidad a partir de su cociente teórico con la línea de [OIII] 4959Å, que es 2.98 (Storey & Zeippen, 2000).

Los espectros en los que se recalculó dicha línea son: NGC 650(1), NGC 650(2), NGC 6781(1), NGC 6804(1), NGC 6853(1), NGC 6853(2), NGC 6853(3), NGC 7008, NGC 7293(1) y NGC 7293(2).

3.2. Datos de PN JN1

En un principio, este objeto debía analizarse con los datos de las observaciones anteriores. Sin embargo, en la asignatura Actividades Complementarias a la Investigación impartida por Dra. Josefa Becerra González y Dra. María Jesús Arévalo Morales surgió la oportunidad de observar un tramo de una noche con OSIRIS (GTC).

Coincidencias de la vida, la única PN de las trece que era visible en esa época del año era JN1, que casualmente era la que tenía los espectros de peor calidad en las observaciones con el INT, debido principalmente a su bajo brillo superficial al ser una nebulosa muy extensa.

Las observaciones se llevaron a cabo la noche del 17 de diciembre de 2020. Se tomaron tres exposiciones de 300s con una rendija de 0.8 usando los grismas 1000B (3630-7500Å) y 1000R (5100-10000Å). Configuración que proporciona una resolución aproximada de 7.35 y 8.87 Å/px respectivamente, similar a las de las observaciones con el 2.5m INT.

Tal y como se muestra en *figura 3a*), la rendija se centró en una estrella de referencia muy próxima a la nebulosa (23 36 00 +30 25 57) con una orientación N-S de 90°. En OSIRIS el centrado se hace en el segundo detector cerca de la unión de las dos CCDs que conforman el mosaico entero. Hecho que supuso un inconveniente en la reducción, ya que la nebulosa es tan extensa que no se podía seleccionar ninguna zona de cielo del mismo detector del que se extraía el espectro nebuloso *figura 3b*). Por ello, se tuvo que usar la información del otro detector del mosaico para obtener un espectro de cielo y restárselo al espectro de la nebulosa. El espectro extraído equivale a 152.4" de la rendija de 7'.

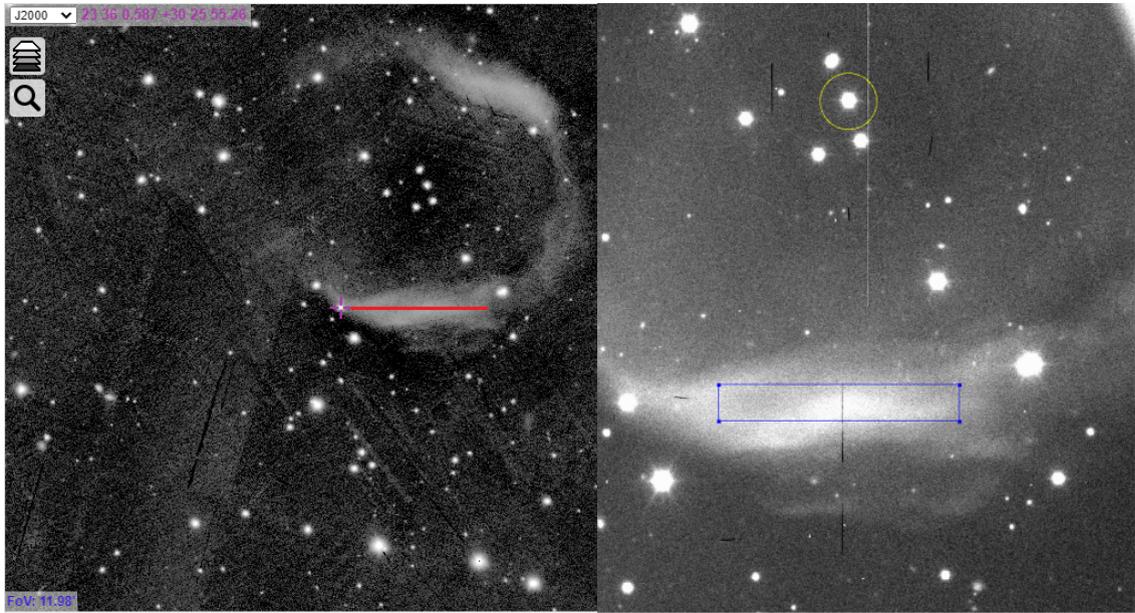


Figura 3: *a*) Imagen de PanSTARRS adjuntada en la fase 2 de OSIRIS dónde se señala la estrella de referencia y la posición de la rendija. *b*) Imagen de adquisición del detector 2 en la que se indica la estrella central de la PN (amarillo) y la apertura seleccionada para la sustracción del espectro (azul). La anchura de la sección azul no corresponde con el ancho de rendija.

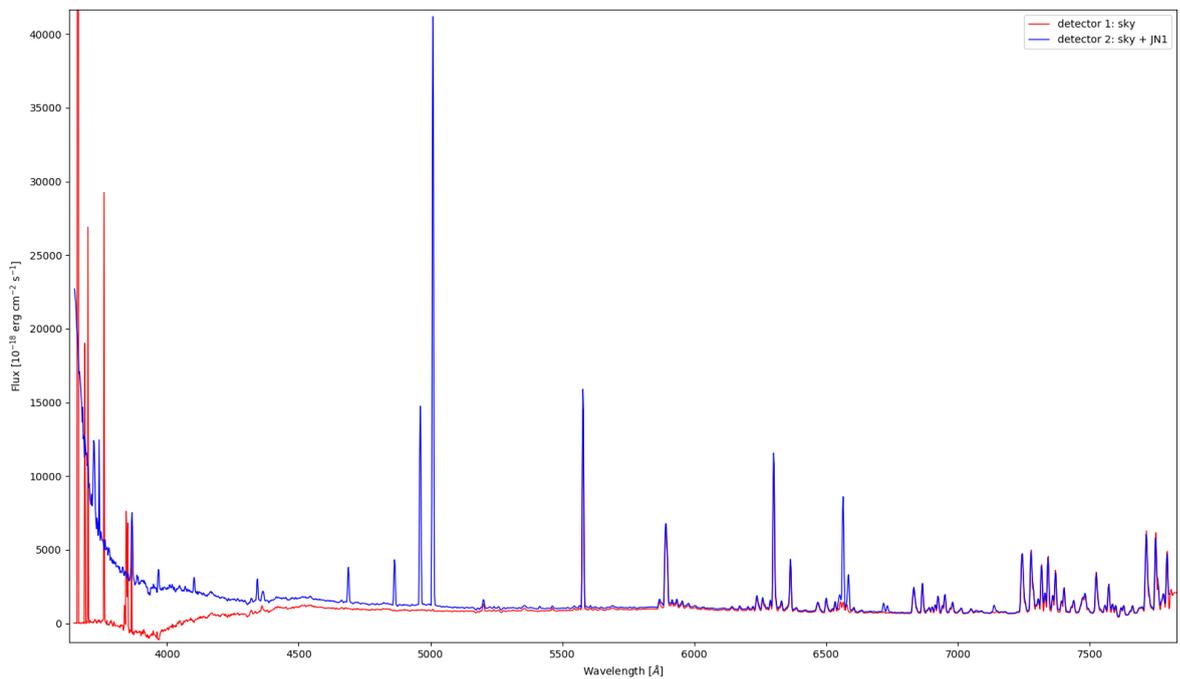


Figura 4: Comparativa del espectro de cielo (rojo - detector 1) y del espectro nebulosa y cielo (azul - detector 2) con el grisma 1000B

Para la reducción de los datos se siguió el manual escrito por Dr. Nikola Caon

usado en la asignatura de Técnicas de Espectroscopía² impartida en el Máster de Astrofísica (ULL), llevando a cabo el mismo procedimiento para los dos detectores por separado para ambos grismas. Todo el proceso se hizo en Pyraf, incluyendo la medida de las intensidades de las líneas y el cálculo de su error a partir de la S/N.

Gracias a tener el espectro del cielo y el de la nebulosa más el cielo por separado, pudimos identificar que características del espectro se eran puramente nebulares, emisión del cielo o defectos del detector.

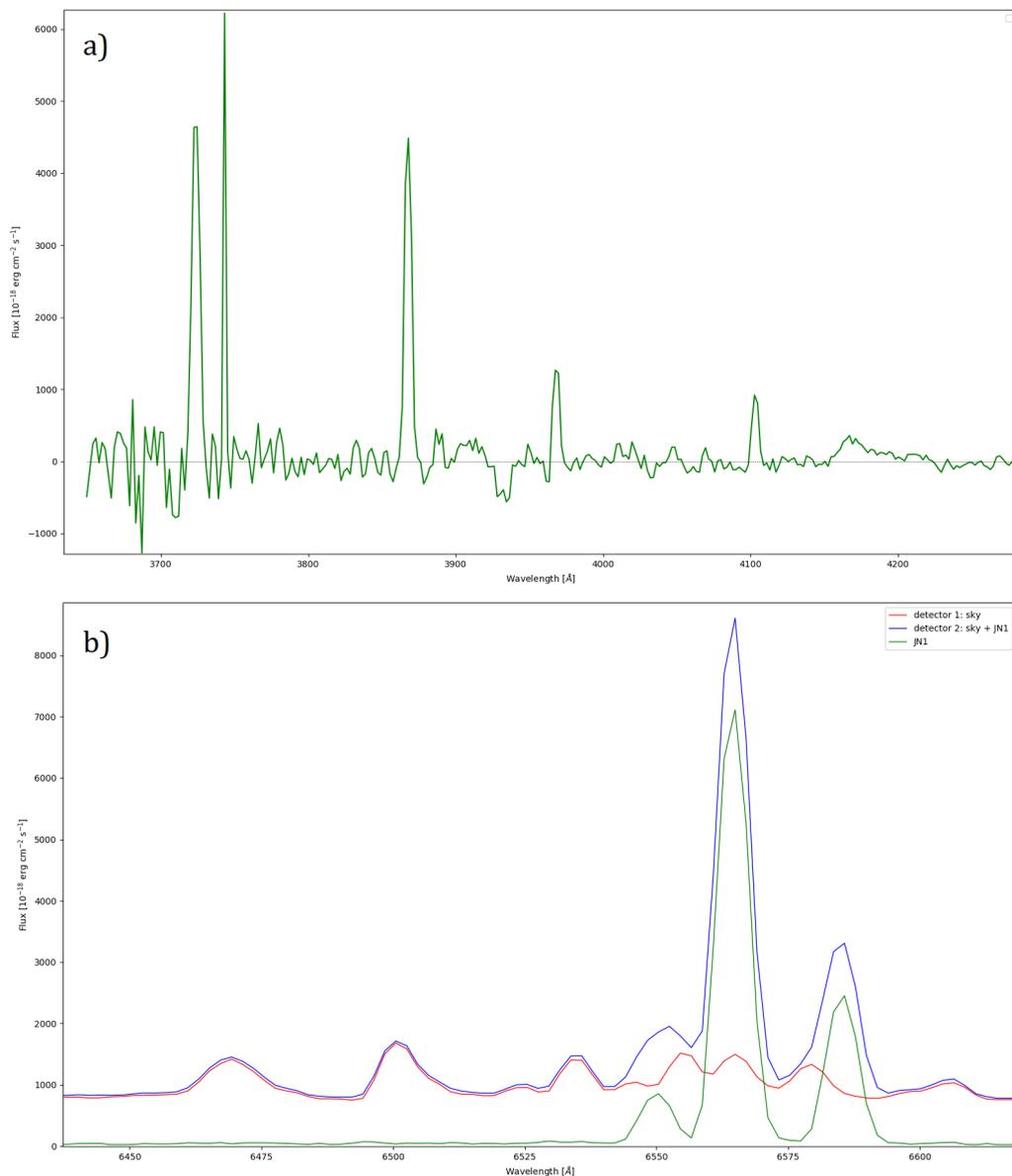


Figura 5: *a)* Región 3700-4300 Å del espectro final una vez sustraído el continuo. *b)* Ejemplo de sustracción del cielo en una zona con líneas nebulares y telúricas.

²<http://research.iac.es/ensenanza/TOB2017/Espectroscopia/index.html>

En el caso del grisma 1000B *figura 4*, lo primero que llama la atención es la región del espectro comprendida entre 3700-4300 Å. Es necesario destacar que ese rango espectral coincide con una zona del detector en la que la respuesta instrumental es bastante pobre, por lo que es una zona sensible a tratar con cuidado en la reducción.

En el espectro de cielo (*figura 4*) vemos ciertos picos de emisión que se deben a posibles cósmicos, bad pixels o defectos de la reducción. Sabemos que no son líneas reales de cielo puesto que a esas longitudes de onda no hay emisión³.

Por otro lado, en el espectro azul de la *Figura 4* no vemos tantos defectos como en el rojo. Sin embargo, apreciamos un continuo que podría estar asociado a emisión estelar. A la hora de definir la apertura de extracción del espectro final, se tuvo especial cuidado de no acercarnos demasiado a las estrellas de campo que se aprecian en la *figura 3b*). No obstante, se desconoce si detrás del gas pudiera existir otra estrella y estemos viendo su emisión o si es inducido por la reducción. En el ANEXO B se explica en más detalle.

Como ya hemos comentado, sabemos que el cielo no tiene contribución en este rango espectral, por lo que simplemente hicimos un ajuste al continuo del espectro y restamos su contribución para poder medir la intensidad de las líneas de dicho rango *figura 5a*).

En el resto del espectro donde sí hay contribución del cielo, hicimos un proceso diferente. Como tratamos el mosaico como dos detectores independientes, en ambos espectros existe una incertidumbre asociada al proceso de reducción individual de cada detector. Por ejemplo, aunque se haya calibrado con el mismo arco, los espectros no tienen el vector de longitud de onda idéntico, por lo que no se pueden restar directamente.

Antes de restarlos nos fijamos en zonas donde haya emisión de cielo, es decir, líneas que sean comunes en los dos espectros *figura 5b*). De este modo, podemos hacer una correlación cruzada para corregir el posible shift que haya entre ambos espectros. A continuación, escalamos el espectro de cielo al de nebulosa+cielo y restamos. Al escalar nos aseguramos de que la contribución de cielo se elimine al máximo y que en el residuo quede un continuo con la menor rms posible. Destacar que la correlación y el escalado lo hicimos dividiendo el espectro en partes para compensar posibles diferencias a lo largo de todo el rango espectral.

Una vez reducidos los espectros, quitada la contribución de cielo y el continuo en la región 3700-4300 Å podemos medir las líneas de la nebulosa en el espectro con el grisma 1000B.

El proceso que seguimos con 1000R es similar al comentado anteriormente. En la *figura 6* podemos ver los espectros resultantes en cada detector. En ellos vemos que a medida que nos vamos acercando al NIR la emisión de cielo domina el espectro, lo que provoca que las líneas de esa región sean más complicadas de recuperar con poco error y que la sustracción del cielo sea más delicada. Además, en esa zona encontramos las únicas dos líneas que no conseguimos identificar (*figura 7*), con longitudes de onda observadas: 9560.5 y 9662.43Å.

³<http://www.ing.iac.es/astrophysics/observing/conditions/skybr/skybr.html>

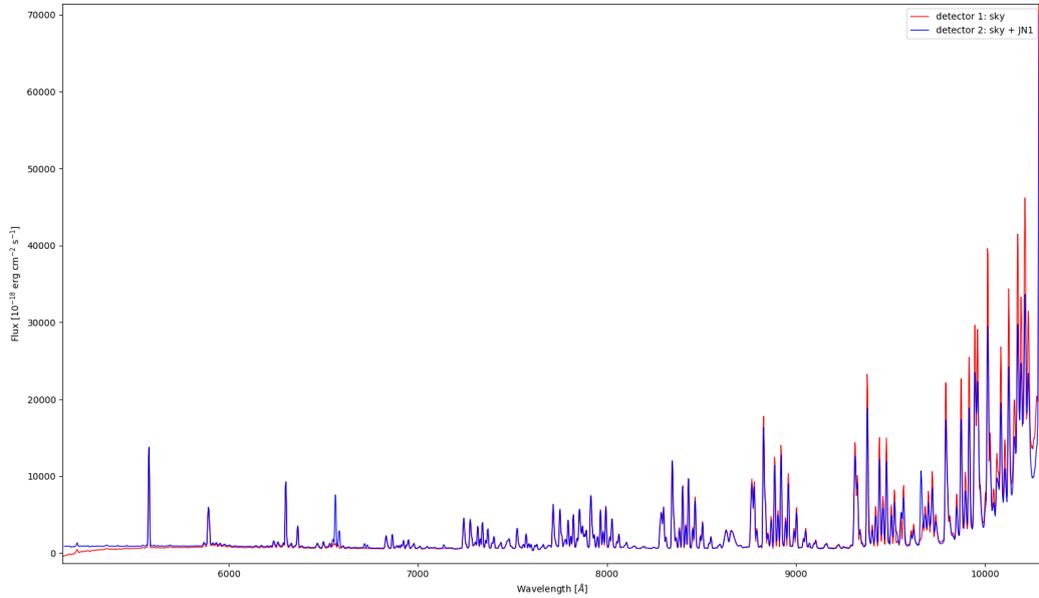


Figura 6: Espectros de cielo y de nebulosa+cielo obtenidos con el grisma 1000R

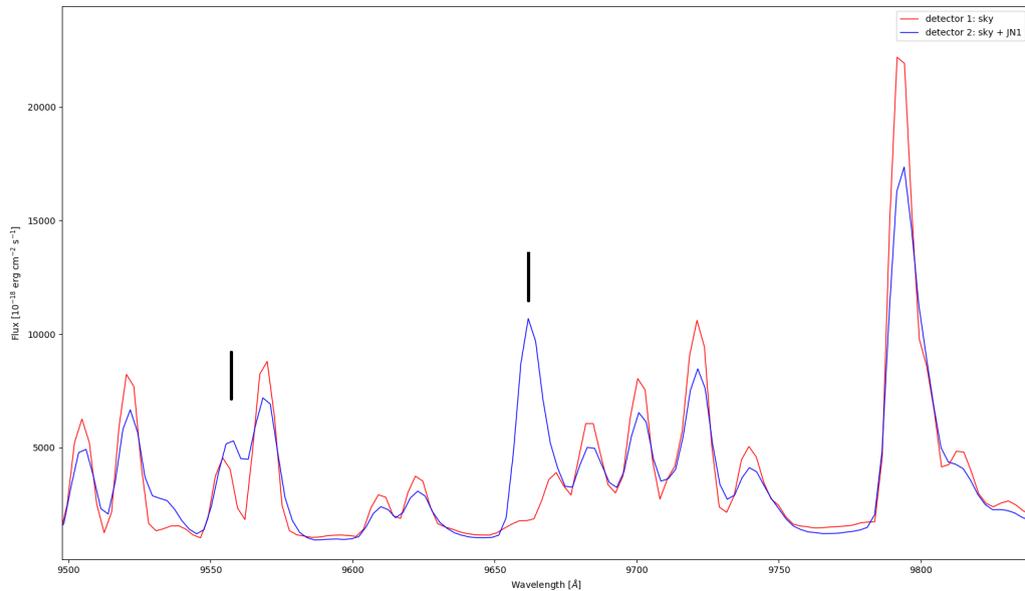


Figura 7: Líneas sin identificar en la parte final del espectro 1000R

Para todas las líneas hemos asumido un error del 10 % asociado al proceso de reducción. Además, hemos medido un error propio para cada línea en función de su nivel de señal sobre el ruido, teniendo en cuenta la contribución de ambos errores para establecer uno final.

En la (*Tabla 9*) - Anexo A) se recogen las intensidades de todas las nebulosas que forman parte del trabajo, así como el error de cada línea en tanto por uno. Destacar que para las líneas que coincidían en 1000B y 1000R hemos usado la información

de ambos espectros, comparando si el flujo era similar para establecer la intensidad final y su error. En caso de encontrar diferencias, nos decantamos por el espectro en el que se detectara con mejor S/N.

3.3. Datos de SPITZER

Hasta el momento hemos hablado únicamente de datos en el rango óptico. Sin embargo, el rango infrarrojo puede aportar información valiosa y complementaria a la que ya tenemos, como por ejemplo establecer otros diagnósticos de n_e a partir de líneas de [NeV] y [SIII].

Para las nebulosas NGC 246, NGC 650 NGC 7008 y NGC 7293 existían datos en el infrarrojo de SPITZER, por lo que aprovechamos los espectros disponibles para medir las intensidades de las líneas e integrar los resultados en los diagnósticos de T_e y n_e (Tabla 1).

SPITZER fue un telescopio espacial operativo entre mediados del 2003 y principios del 2020 que cubría un rango espectral comprendido entre 3.6-160 μm . Uno de sus tres instrumentos era el InfraRed Spectrograph (IRS)⁴ compuesto por cuatro módulos (Short-Low, Short-High, Long-Low, Long-High) cubriendo el rango 5.2-38 μm con resoluciones R 60-130 para los módulos bajos y R 600 para los altos. Concretamente, los datos de las nebulosas fueron observados con los módulos Short-High (9.89-19.51 μm) y Long-High (18.83-37.14 μm). Las intensidades de las líneas medidas se presentan en la (Tabla 10 - Anexo A)

⁴<https://irsa.ipac.caltech.edu/data/SPITZER/docs/irs/irsinstrumenthandbook/4/>

4. Proceso y resultados

El proceso hasta el cálculo de abundancias consta de varios pasos, los cuales hemos ido realizando gracias a PyNeb. En primer lugar, es necesario corregir el enrojecimiento de los espectros por la extinción interestelar. Seguidamente, creamos los diagramas T_e vs n_e para obtener los diagnósticos finales que aplicaremos para calcular las abundancias. Por último, aplicamos ICFs para obtener los resultados finales.

4.1. Corrección de extinción

Hasta ahora, lo único que hemos hecho ha sido recopilar las intensidades de las líneas de los espectros en crudo. Sin embargo, estos ratios entre líneas no son reales en todos los casos, ya que dependiendo del medio que haya entre la PN y nosotros, el espectro puede sufrir enrojecimiento o no.

El enrojecimiento se produce por la absorción o dispersión de la luz del objeto observado con el medio interestelar. El medio afecta en mayor medida al UV y longitudes de onda azules del óptico, es por ello que se habla de un enrojecimiento; ya que nos llegan más proporción de fotones rojos que de azules de los que deberían.

Existen multitud de leyes en la literatura para tratar la extinción interestelar. Nosotros hemos adoptado la ley CCM89 (Cardelli et al., 1989), válida entre 0.125-3.5 μm y dependiente de un único parámetro llamado R_v ($R_v = A_v/E(B-V)$). Donde $E(B-V)$ es el exceso de color entre las bandas B y V.

Para calcular $E(B-V)$ usamos el decremento de Balmer a partir de las intensidades observadas de H_α y H_β . El cociente entre estas líneas es prácticamente independiente de la T_e y n_e , por lo que comparando el ratio teórico y el observado podemos calcular el exceso de color.

En nuestro caso, hemos usado el módulo `setCorr()` dentro de la clase `RedCor()` de PyNeb para calcular $E(B-V)$ y $c(H_\beta)$, compararlas con lo encontrado en la literatura para los objetos observados y finalmente decidir qué extinción asumíamos para cada uno (Tabla 4).

Como era de esperar, no encontramos gran discrepancia entre nuestros resultados y los de Manchado et al. (1989) puesto que son los mismos datos pero usando curvas de extinción diferentes. Por lo general, tampoco hay grandes diferencias entre la extinción de Cahn et al. (1992) y nuestros cálculos.

El caso más llamativo es el de NGC 7008, ya que el exceso de color que se adoptó en Manchado et al. (1989) no fue el calculado en el trabajo, sino que se tomó el de la literatura porque se pensaba que la línea H_α podría estar saturada. Sin embargo, nosotros hemos priorizado el calculado ($c(H_\beta)$) frente al bibliográfico (c_α) ya que si usáramos este último los diagnósticos de T_e y n_e resultantes diferían considerablemente de la bibliografía.

A pesar de que en JN1 también vemos diferencia, se ha priorizado la extinción

calculada a partir de los datos de GTC porque concuerda con lo obtenido en [Manchado et al. \(1989\)](#). Para esta PN es el caso en el que más nos podemos fiar de la comparativa con estos datos, ya que es el único objeto en el que los datos son de distintas observaciones. Sin embargo, para el resto hay que llevar más cuidado en la comparativa porque, al fin y al cabo, son los mismos datos y lo único que cambia es la ley de extinción. Por lo tanto, un .^{error.} en los espectros de [Manchado et al. \(1989\)](#) (ej: una línea saturada) lo arrastramos irremediablemente en nuestros cálculos.

Tabla 4: Coeficientes de extinción

Object	$c(H_\beta)$	$c_\alpha^{(a)}$	c adoptada	E_{B-V}	$E_{B-V}^{(b)}$
NGC 246	0.0	0.12	0.0	0.0	0.0
NGC 650	0.11	0.20	0.11	0.07	0.09
NGC 1360	0.00	0.00	0.00	0.00	0.00
NGC 1514	0.77	0.96	0.77	0.53	0.55
NGC 6578	1.54	1.51	1.54	1.06	1.02
NGC 6772	0.93	0.93	0.93	0.65	0.70
NGC 6781	0.92	1.02	0.92	0.63	0.60
NGC 6804	0.70	0.91	0.70	0.49	0.55
NGC 6853	0.00	0.18	0.00	0.00	0.00
NGC 6894	0.92	0.88	0.92	0.64	0.55
NGC 7008	0.45	0.84	0.45	0.31	0.50
NGC 7293	0.10	0.04	0.04	0.08	0.00
JN1	0.00	0.27	0.00	0.00	0.00

^a[Cahn et al. \(1992\)](#) ^b[Manchado et al. \(1989\)](#)

4.2. Inclusión datos de SPITZER

Como ya hemos comentado, para NGC 246, NGC 650, NGC 7008 y NGC 7293 se añadieron las intensidades adquiridas de los espectros de SPITZER para completar la información a los diagnósticos de T_e y n_e . Sin embargo, solo pudimos calcular abundancias a partir estos datos para NGC 7008, ya que es la única que presentaba una línea de hidrógeno que pudiese relacionarse con H_β y así poder establecer una equivalencia de flujo entre el espectro de SPITZER y el del óptico.

Concretamente se detectó la línea $12.375 \mu\text{m}$ formada por $H\text{I}(7-6)$ $12.372 \mu\text{m}$ y $H\text{I}(11-8)$ $12.387 \mu\text{m}$, irresolubles debido a la limitación de la resolución del instru-

mento. No obstante, siguiendo la idea de [Rubin et al. \(2008\)](#) podemos calcular cual es la emisividad de ambas líneas para unas condiciones de T_e y n_e concretas y así conocer el ratio teórico entre ambas líneas para separar la contribución de cada una de la total detectada por SPITZER.

Para las condiciones $T_e = 1400\text{K}$ y $n_e = 900\text{cm}^{-3}$ de NGC 7008, obtenemos con PyNeb que $\text{H}(7-6)/\text{H}(11-8) = 8.112$ y $\text{H}(7-6)/\text{H}_\beta = 0.00808$. De modo que, sabiendo el ratio teórico entre estas líneas podemos relacionar el espectro de SPITZER con el óptico de MA89.

Destacar que estamos hablando de ratios teóricos, por lo que es necesario tener en cuenta la extinción. Para ello dimos una intensidad relativa a $\text{H}(7-6)/\text{H}_\beta$ tal, que obtuviésemos el ratio calculado de 0.00808 ya una vez aplicada la corrección por enrojecimiento.

4.3. Diagnósticos T_e y n_e

Teniendo ya las intensidades corregidas de enrojecimiento, podemos usar el ratio de las CEL expuestas en [Tabla 1](#) para calcular la T_e y n_e de los objetos.

Hemos hecho uso de varias funciones de PyNeb para llevar a cabo el cálculo. Concretamente, hemos utilizado la clase `pn.Diagnostics()` para cargar los cocientes de líneas de la [Tabla 1](#) y dibujar los diagramas T_e vs n_e resultantes. Además, usamos la función `pn.getEmisGridDict()`, con la que el programa calcula una malla de la emisividad en un rango dado de T_e y n_e para los iones que queramos. De este modo, PyNeb puede hallar qué T_e y n_e tiene un objeto a partir de la malla teórica, las intensidades relativas medidas y los diagnósticos dados.

Finalmente, se obtienen los mapas de T_e vs n_e de cada PN ([Figura 13](#) - Anexo C) en los que se representan los valores de T_e y de n_e a partir de cada ratio de intensidades usados. Los valores finales se obtienen en la región en la que coinciden el diagnóstico sensible a la T_e y el de la n_e . La raya discontinua muestra el valor final del parámetro y la zona sombreada representa su error, calculado a partir de los errores en las intensidades de las líneas que se usan en el cociente de intensidades.

En la [Figura 13](#) (Anexo C) podemos ver todos los diagramas que hemos obtenido para todos los objetos y regiones disponibles a excepción de NGC 6772 (4), región en la que no se pudo establecer ningún diagnóstico por no detectar las líneas necesarias para ello.

En [Tabla 5](#) vemos un resumen de las T_e y n_e obtenidas para cada objeto y región, en el que se indica con qué ión se calculó dicho parámetro, su correspondiente error, una referencia bibliográfica y el valor final adoptado para calcular las abundancias.

Destacar que en la tabla de diagnósticos no se ha incluido el valor de $n_e[\text{NeV}]$ en NGC 7008 por diferir en exceso de los diagnósticos de $n_e[\text{SII}]$, $n_e[\text{ArIV}]$ y de la bibliografía, aportando un resultado que carecía de sentido.

Del mismo modo, en JN1 hemos suprimido los resultados $n_e[\text{ClIII}]$ y $T_e[\text{SIII}]$. En el primero de ellos porque las líneas de Cl se detectaron en el límite de 3σ lo

Tabla 5: Diagnósticos de T_e y n_e

Object	n_e [S II] (cm^{-3})	n_e [Ar IV] (cm^{-3})	n_e [Ne V] (cm^{-3})	n_e [S III] (cm^{-3})	n_e bibliografía (cm^{-3})	n_e adoptada (cm^{-3})	T_e [O III] (K)	T_e [N III] (K)	T_e bibliografía (K)	T_e adoptada (K)	
NGC 246 (1)	-	-	1500^{+2300}_{-1400}	-	$300^{(a)}$	1400^{+2000}_{-1300}	25000^{+2800}_{-2400}	-	$20000^{(b)}$	24000 ± 2500	
NGC 246 (2)	-	-	1400^{+2000}_{-1300}	-	$300^{(a)}$	1400^{+2000}_{-1300}	23000^{+2500}_{-2300}	-	$20000^{(b)}$	24000 ± 2500	
NGC 650 (1)	250^{+250}_{-150}	5000^{+10000}_{-5000}	-	-	$468^{(c)}$	350^{+300}_{-150}	12400 ± 650	11100 ± 800	$11150^{(c)}$	12000 ± 600	
NGC 650 (2)	450^{+400}_{-300}	-	-	-	$468^{(c)}$	350^{+300}_{-150}	11500 ± 650	12900 ± 900	$11150^{(c)}$	12000 ± 600	
NGC 1360	-	8000^{+15000}_{-8000}	-	-	$170^{(a)}$	170	17900^{+1100}_{-1300}	-	-	17900^{+1100}_{-1300}	
NGC 1514	-	-	-	-	$100^{(c)}$	100	15200 ± 900	-	$14550^{(c)}$	15200 ± 900	
NGC 6578	6000 ± 6000	-	-	-	$5000^{(d)}$	5000	8500^{+400}_{-300}	-	$7800^{(e)}$	8500^{+400}_{-300}	
NGC 6772 (1)	450^{+400}_{-300}	-	-	-	-	450^{+400}_{-300}	13400 ± 2300	12300^{+2000}_{-1900}	-	11800 ± 1800 10800 ± 1500	
NGC 6772 (2)	-	-	-	-	-	450^{+400}_{-300}	-	16300^{+5000}_{-3700}	-	11800 ± 1800 10800 ± 1500	
NGC 6772 (3)	-	-	-	-	-	450^{+400}_{-300}	10250^{+1100}_{-1300}	9300 ± 1100	-	11800 ± 1800 10800 ± 1500	
NGC 6772 (4)	-	-	-	-	-	450^{+400}_{-300}	-	-	-	11800 ± 1800 10800 ± 1500	
NGC 6772 (5)	-	-	-	-	-	450^{+400}_{-300}	-	12700^{+1600}_{-1500}	-	11800 ± 1800 10800 ± 1500	
NGC 6781 (1)	350^{+300}_{-250}	-	-	-	$529^{(c)}$	300 ± 200	11900 ± 600	-	$10890^{(c)}$	11200 ± 900	
NGC 6781 (2)	200 ± 100	-	-	-	$529^{(c)}$	300 ± 200	10500 ± 1000	13000^{+1700}_{-1600}	$10890^{(c)}$	11200 ± 900	
NGC 6804 (1)	-	-	-	-	-	7500 ± 5000	14100 ± 800	-	$10140^{(f)}$	14100 ± 800	
NGC 6804 (2)	-	7500 ± 5000	-	-	-	7500 ± 5000	-	-	$10140^{(f)}$	14100 ± 800	
NGC 6853 (1)	240^{+260}_{-140}	-	-	-	$245^{(a)}$	300^{+300}_{-200}	13300 ± 700	11600^{+1000}_{-1100}	$10970^{(f)}$	12800 ± 700 11700 ± 700	
NGC 6853 (2)	440^{+320}_{-300}	-	-	-	$245^{(a)}$	300^{+300}_{-200}	12400 ± 600	11700 ± 700	$10970^{(f)}$	12800 ± 700 11700 ± 700	
NGC 6853 (3)	280^{+320}_{-180}	-	-	-	$245^{(a)}$	300^{+300}_{-200}	13300 ± 750	12100 ± 1600	$10970^{(f)}$	12800 ± 700 11700 ± 700	
NGC 6894 (1)	500^{+500}_{-300}	-	-	-	$288^{(a)}$	500^{+500}_{-300}	10600 ± 1100	9500 ± 800	$10200^{(a)}$	10600 ± 1100	
NGC 6894 (2)	1700^{+2200}_{-1200}	-	-	-	$288^{(a)}$	500^{+500}_{-300}	13900^{+2300}_{-1600}	-	$10200^{(a)}$	10600 ± 1100	
NGC 7008	-	2500^{+1900}_{-1700}	-	900 ± 125	$780^{(g)}$	900 ± 125	14400^{+800}_{-800}	-	$12200^{(g)}$	14400^{+800}_{-800}	
NGC 7293 (1)	-	-	8700^{+4000}_{-3000}	16000^{+9000}_{-2500}	$186^{(a)}$	186	15100 ± 1000	-	$11000^{(a)}$	14700 ± 1800	
NGC 7293 (2)	-	-	8700^{+4000}_{-3000}	16000^{+9000}_{-2500}	$186^{(a)}$	186	14300 ± 2700	-	$11000^{(a)}$	14700 ± 1800	
PN JN1	100^{+200}_{-0}	-	-	-	-	100^{+200}_{-0}	12100 ± 700	10500^{+1200}_{-1000}	-	12100 ± 700 10500^{+1200}_{-1000}	
^a Phillips (1998) (S II)	^a Hoogerwerf et al. (2007) (O III) ^a Milanova & Kholtygin (2009) ^a Wang et al. (2004) (S II) ^a Kwitter et al. (2003) (O III)										
^f McKenna et al. (1996) (O III)	^f Stanghellini & Kaer (1989)										

que explica un resultado tan poco fiable. El caso de $T_e[SIII]$ se explica porque ya teníamos los diagnósticos de $T_e[OIII]$ y $T_e[NII]$, que son resultados más fiables con un error considerablemente menor.

Destacar que en todos los casos de un diagnóstico suprimido se poseía de otro con una fiabilidad mayor, de esta manera la eliminación del diagnóstico afectaba poco o nada a la hora de establecer un valor de T_e y n_e final. En el caso de otras regiones, si no se han suprimido fue porque no se poseía de información de mayor calidad, teniéndonos que conformar con un resultado con un error importante (ej: diagnóstico de n_e en NGC 7293).

Comparando las temperaturas adoptadas con las encontradas en la bibliografía vemos que en la mayoría de los objetos no hay una diferencia significativa. En todos los objetos hemos asumido la T_e calculada por nosotros por considerar que las líneas partícipes en el su calculo eran lo suficientemente fiables.

Sin embargo, los casos de NGC 6804 y NGC 246 pueden ser llamativos en la comparación con la bibliografía. En el primero de ellos la temperatura se desvía casi un 30 % y en el segundo encontramos una temperatura más alta de lo esperado para una PN. Para este último objeto ha sido probado que su T_e varía a lo largo de la nebulosa hasta 1.5 veces su valor (Muthu et al., 2000), por lo que explicaría que nos de ligeramente por encima de lo referenciado.

Por otro lado, en NGC 6772 y NGC 6853 hemos asumido dos T_e distintas en base a los ratios de $[OIII]$ y $[NII]$, cuyo error en el diagnóstico no llegaba a solapar del todo. La encontrada con $[OIII]$ representaría una zona del objeto más energética y permitiría calcular las abundancias de las especies más ionizadas, mientras que con $[NII]$ podríamos calcular las de menor ionización con mayor precisión.

En el diagnóstico de n_e encontramos resultados más variopintos. En general, en los objetos que hemos podido usar el ratio de $[SII]$ los valores obtenidos coinciden con la literatura. En el resto de casos, los diagnósticos aportaban un error tan grande que en la mayoría decidimos adoptar la información de la bibliografía.

Por último, destacar que a pesar de que el objetivo inicial del trabajo era buscar diferencias entre regiones de una misma PN para encontrar posibles rasgos evolutivos, no se han asumido distintas n_e y T_e entre las zonas observadas en una misma nebulosa puesto que la diferencia entre los valores encontrados no permitía una diferenciación, ya que los errores se solapaban entre sí.

4.4. Cálculo de abundancias

Una vez establecidas la T_e y la n_e del objeto, usamos la función `pn.getIonAbundance()` introduciendo el valor de los parámetros y la intensidad corregida para calcular la abundancia de ese ión.

En la *Tabla 11* - *Anexo A* podemos ver las abundancias resultantes de cada ión

Tabla 6: Abundancias resultantes por elemento

Elemento	NGC 246 (1)	NGC 246 (2)	NGC 650 (1)	NGC 650 (2)	NGC 1360	NGC 1514	NGC 6578	NGC 6781 (1)	NGC 6781 (2)
He/H	16 ± 3	11 ± 1	10 ± 2	10 ± 1	11 ± 1	11 ± 1	9 ± 1	20 ± 3	18 ± 3
N/H	0.009 ± 0.002	0.006 ± 0.003	3.6 ± 0.5	6 ± 1	0.022 ± 0.005	0.018 ± 0.004	0.47 ± 0.06	7 ± 1	3 ± 1
O/H	1.2 ± 0.3	1.0 ± 0.3	33 ± 7	37 ± 6	4.1 ± 0.8	11 ± 2	46.1 ± 10.4	50 ± 17	29 ± 12
Ne/H	0.4 ± 0.1	0.22 ± 0.05	10 ± 2	10 ± 2	2.1 ± 0.4	3 ± 1	23 ± 5	11 ± 3	8 ± 2
Si/H	-	-	-	-	-	-	-	-	-
S/H	-	-	1.2 ± 0.2	1.6 ± 0.2	-	-	0.05 ± 0.02	1.0 ± 0.2	0.5 ± 0.1
Cl/H	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Ar/H	-	10 ± 3	45 ± 79	15 ± 2	4 ± 2	6 ± 1	10 ± 2	12 ± 2	10 ± 2
Fe/H	-	-	4.3 ± 0.7	-	-	-	-	8 ± 2	-
Abundancias totales aplicando ICF (Delgado-Inglada et al. 2014)									
He/H	16 ± 3	11 ± 1	10 ± 2	10 ± 1	11 ± 1	11 ± 1	9 ± 1	20 ± 3	18 ± 3
$ICF(O/H)$	2.05	7.35	1.77	1.41	2.84	1.06	1.00	1.00	1.08
O/H	2.5 ± 0.4	7.4 ± 0.9	57 ± 8	49 ± 7	12 ± 2	12 ± 3	46 ± 12	46 ± 16	30 ± 12
$ICF(N/O)$	151^a	144^a	0.8	0.86	106^a	367^a	22^a	2.61	0.97
N/O	1.1 ± 0.4	0.9 ± 0.4	$0.4^{+0.2}_{-0.1}$	$0.4^{+0.2}_{-0.1}$	0.6 ± 0.2	0.6 ± 0.2	0.2 ± 0.1	1.1 ± 0.2	0.5 ± 0.2
$ICF(Ne/O)$	1.02	1.46	0.83	0.66	1.08	1.00	1.05^a	1.53^a	0.78
Ne/O	0.35 ± 0.05	0.32 ± 0.03	0.33 ± 0.05	0.29 ± 0.04	0.55 ± 0.07	0.27 ± 0.04	0.5 ± 0.1	0.4 ± 0.1	0.28 ± 0.04
$ICF(S/O)$	-	-	1.04	1.25	-	-	1.97^a	1.11^a	0.015
S/O	-	-	0.016 ± 0.006	0.017 ± 0.005	-	-	0.002 ± 0.001	0.016 ± 0.004	0.015 ± 0.003
$ICF(Ar/O)$	-	1.0^a	1.25	1.11	1.0^a	1.0^a	1.0	1.11	1.23
Ar/O	-	0.10 ± 0.03	0.016 ± 0.008	0.005 ± 0.003	0.009 ± 0.004	0.005 ± 0.001	0.003 ± 0.001	0.004 ± 0.002	0.004 ± 0.002

^a ICF de Kingsburgh & Barlow (1994)

Tabla 6: Abundancias resultantes por elemento

Ion	NGC 6772 (1)	NGC 6772 (2)	NGC 6772 (3)	NGC 6772 (4)	NGC 6772 (5)	NGC 6804 (1)	NGC 6804 (2)
He/H	18 ± 4	12 ± 2	14 ± 2	7 ± 2	16 ± 3	10 ± 1	14 ± 3
N/H	17 ± 10	4 ± 2	6 ± 4	7 ± 2	7 ± 3	0.016 ± 0.005	0.012 ± 0.003
O/H	70 ± 39	31 ± 15	48 ± 24	26 ± 12	42 ± 21	10 ± 3	20 ± 6
Ne/H	17 ± 9	9 ± 5	14 ± 8	-	13 ± 7	3.9 ± 0.8	3.7 ± 0.7
Si/H	-	-	-	-	-	-	-
S/H	1.7 ± 0.5	0.31 ± 0.15	0.7 ± 0.3	-	0.7 ± 0.3	-	-
Cl/H	-	-	-	-	-	-	-
Ar/H	24 ± 7	12 ± 4	19 ± 6	-	15 ± 5	1.2 ± 0.3	-
Fe/H	-	-	-	-	-	26 ± 5	-
Abundancias totales aplicando ICF (Delgado-Inglada et al., 2014)							
He/H	18 ± 4	12 ± 2	14 ± 2	7 ± 2	16 ± 3	10 ± 1	14 ± 3
$ICF(O/H)$	1.02	1.28	1.77	-	1.11	2.60	1.22
O/H	61 ± 33	40 ± 20	75 ± 25	-	42 ± 19	26 ± 4	24 ± 8
$ICF(N/O)$	1.07	0.86	0.86	-	0.95	0.75	154^a
N/O	0.4 ± 0.2	0.6 ± 0.3	0.3 ± 0.1	-	0.4 ± 0.2	$0.013^{+0.008}_{-0.005}$	0.09 ± 0.02
$ICF(Ne/O)$	0.42	0.81	0.59	-	0.61	1.04	0.99
Ne/O	0.3 ± 0.1	0.3 ± 0.1	0.4 ± 0.2	-	0.3 ± 0.1	0.44 ± 0.09	0.19 ± 0.04
$ICF(S/O)$	1.96	1.38	1.04	-	1.7	-	-
S/O	0.009 ± 0.003	0.007 ± 0.003	0.004 ± 0.002	-	0.007 ± 0.003	-	-
$ICF(Ar/O)$	1.12	1.28	1.04	-	1.08	1.45	1.00^a
Ar/O	0.005 ± 0.002	0.005 ± 0.002	0.005 ± 0.003	-	0.004 ± 0.002	0.002 ± 0.001	0.008 ± 0.003

^a ICF from Kingsburgh & Barlow (1994)

Tabla 6: Abundancias resultantes por elemento

Ion	NGC 6853 (1)	NGC 6853 (2)	NGC 6853 (3)	NGC 6894 (1)	NGC 6894 (2)	NGC 7008	NGC 7293 (1)	NGC 7293 (2)	PN JN1
<i>He/H</i>	12 ± 1	11 ± 1	14 ± 1	16 ± 2	9 ± 3	13 ± 1	13 ± 1	4 ± 2	12 ± 2
<i>N/H</i>	2.2 ± 0.3	5 ± 1	4 ± 1	4 ± 2	3.4 ± 0.3	0.028 ± 0.003	0.8 ± 0.3	9 ± 3	5 ± 2
<i>O/H</i>	22 ± 7	24 ± 7	31 ± 8	32 ± 12	47 ± 22	34 ± 3	12 ± 5	12 ± 5	33 ± 11
<i>Ne/H</i>	8 ± 2	8 ± 2	8 ± 2	8 ± 3	5 ± 2	4.1 ± 0.4	2.4 ± 0.8	0.2 ± 0.1	8 ± 2
<i>Si/H</i>	-	-	-	-	-	4.7 ± 0.9	-	-	-
<i>S/H</i>	0.41 ± 0.09	0.8 ± 0.2	0.8 ± 0.2	2.3 ± 0.6	1.6 ± 0.5	5.9 ± 0.6	-	-	5 ± 2
<i>Cl/H</i>	-	-	-	-	-	3 ± 1	-	-	0.8 ± 0.3
<i>Ar/H</i>	13 ± 3	13 ± 2	18 ± 3	15 ± 3	9 ± 3	11 ± 1	-	-	15 ± 2
<i>Fe/H</i>	3.2 ± 0.5	3.1 ± 0.6	-	-	-	4.9 ± 0.8	-	-	5 ± 1
Abundancias totales aplicando ICF (Delgado-Inglada et al. 2014)									
<i>He/H</i>	12 ± 1	11 ± 1	14 ± 1	16 ± 2	9 ± 3	13 ± 1	13 ± 1	4 ± 2	12 ± 2
<i>ICF(O/H)</i>	1.39	1.28	1.24	1.04	1.24	2.98	1.32	1.06	1.75
<i>O/H</i>	29 ± 8	27 ± 7	36 ± 9	32 ± 12	58 ± 22	18 ± 2	14 ± 4	9 ± 4	58 ± 13
<i>ICF(N/O)</i>	0.85	0.90	0.89	1.03	0.87	76^a	0.83	0.99	0.80
<i>N/O</i>	$0.4^{+0.2}_{-0.1}$	0.4 ± 0.1	0.4 ± 0.1	0.4 ± 0.2	0.3 ± 0.1	0.35 ± 0.05	$0.9^{+0.5}_{-0.3}$	1.8 ± 0.6	0.2 ± 0.1
<i>ICF(Ne/O)</i>	0.76	0.57	0.67	0.68	0.79	1.09	0.94	0.39	0.85
<i>Ne/O</i>	0.38 ± 0.09	0.38 ± 0.09	0.28 ± 0.06	0.3 ± 0.1	0.11 ± 0.04	0.6 ± 0.1	0.22 ± 0.04	0.03 ± 0.01	0.25 ± 0.06
<i>ICF(S/O)</i>	1.26	1.38	1.44	1.87	1.43	-	-	-	$0.59^{(b)}$
<i>S/O</i>	0.010 ± 0.003	0.012 ± 0.004	0.012 ± 0.004	0.04 ± 0.01	0.022 ± 0.007	-	-	-	0.10 ± 0.04
<i>ICF(Ar/O)</i>	1.19	1.06	1.12	1.13	1.24	1.01^a	-	-	1.30
<i>Ar/O</i>	0.006 ± 0.003	0.005 ± 0.003	0.006 ± 0.003	0.005 ± 0.003	0.002 ± 0.001	0.04 ± 0.01	-	-	0.006 ± 0.003

^a ICF de Kingsburgh & Barlow (1994) ^b Calculada usando las lineas de [S II] y [S III]

en cada región observada, mientras que en la *Tabla 6* exponemos las abundancias totales.

En ella, también se muestran los resultados al aplicarles las ICFs de [Delgado-Inglada et al. \(2014\)](#) así como un error asociado producto del propio error en la abundancia total como del error intrínseco de cada ICF. Es por ello que en el caso del N/O se haga una distinción entre error inferior y superior, porque en la ICF del nitrógeno se hace esa distinción.

Sin embargo, las ICFs usadas requerían unos valores mínimos y máximos de $\text{He}^{2+}/\text{He}^{2+}+\text{He}^+$ y $\text{O}^{2+}/\text{O}^{2+}+\text{O}^+$, en los casos que no se cumplían se han usado las ICFs descritas en [Kingsburgh & Barlow \(1994\)](#). Destacar que en estos casos la ICF no es X/O si no X/H, por eso que diste tanto de los valores de [Delgado-Inglada et al. \(2014\)](#).

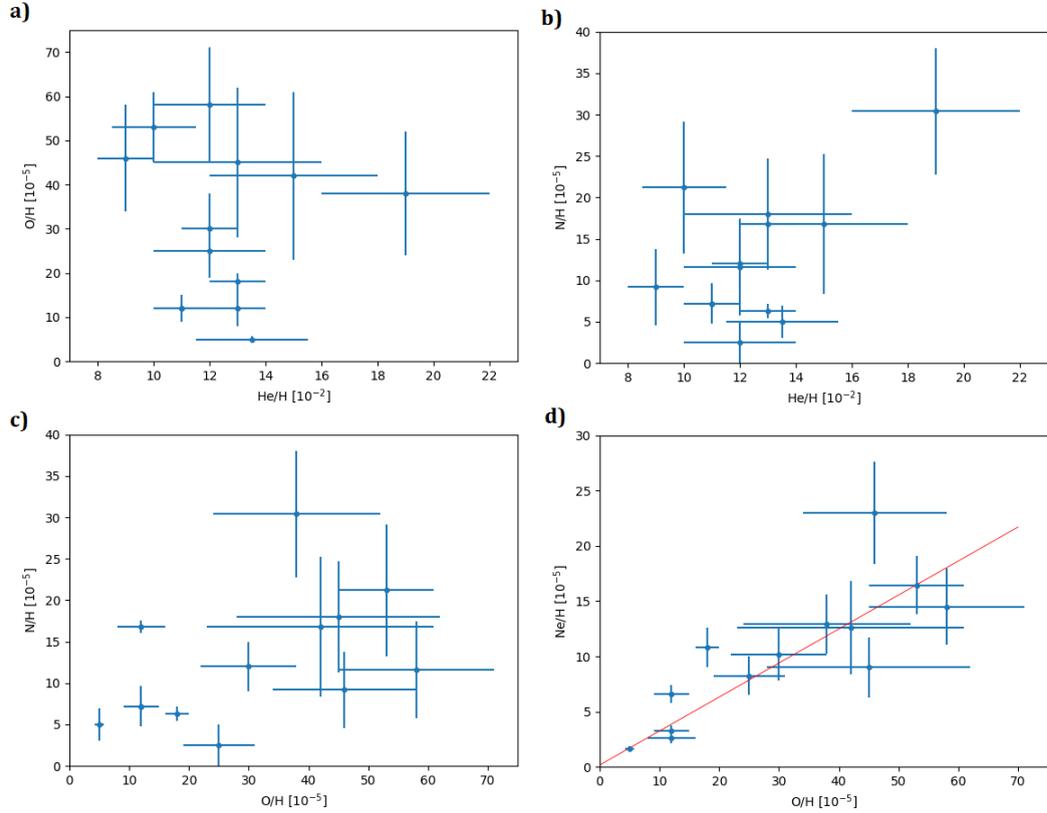


Figura 8: Relaciones de abundancias entre: a) O/He b) N/He c) N/O d) Ne/O

Representando las abundancias totales entre sí no encontramos ninguna correlación aparente salvo para Ne y O (*figura 9*), dónde se ha ajustado una recta con pendiente 0.3 al excluir NGC 7008 (ver más detalles de por qué se excluye en sección 4.7). Esto nos indica que de alguna manera el Ne y el O están ligados de alguna manera en su producción o transformación en el interior de la estrella.

Los valores promedios que obtenemos de la selección de las PNs son: He/H= 0.126, O/H= $31 \cdot 10^{-5}$, N/O= 0.50 (N/H= $15 \cdot 10^{-5}$) y Ne/O= 0.30 (Ne/H= $9 \cdot 10^{-5}$), mientras que las solares son He/H= 0.09, O/H= $54 \cdot 10^{-5}$, N/O= 0.13 (N/H= $7 \cdot 10^{-5}$), Ne/O=0.2 (Ne/H= $11 \cdot 10^{-5}$) (Lodders, 2010).

En la comparativa vemos que la proporción de He aumenta producto de la combustión de H durante la fase de secuencia principal y la quema de H en capa. Asimismo, la fracción de N/O no solo aumenta por la mayor abundancia de N si no también por la disminución de O. Por lo que concluimos que la producción de N puede estar relacionada con la disminución de oxígeno. Por último, dado que existe una aparente correlación entre Ne y O, si hemos visto que O/H disminuye por debajo del valor solar, comprobamos que Ne/H también lo hace.

4.5. Estimación de la masa de la estrella progenitora

Tabla 7: Estimación de la masa progenitora en M_{\odot} en función de He/H, N/O y metalicidad

Objeto	He/H	N/O	M_{pro}	M_{pro}	M_{pro}	M_{pro}	Método cálculo	Central Star ^a
			(z=0.007)	(z=0.014)	(z=0.03)			
NGC 246	0.13	1.0	4.4	4.2	5	4.3 ^b	Trazas evolutivas	PG 1159
NGC 650	0.10	0.4	<4	<2.5	-	>3 ^c		PG 1159(E)
NGC 1360	0.11	0.6	3	4	-	<1.5 ^{d*}	M_{cs}	WD/MS
NGC 1514	0.11	0.6	3	4	-	4.5 ^e	Velocidad radial	A0+sdO
NGC 6578	0.19	0.2	<2	-	-	1.3 ^f	-	Of
NGC 6772	0.14	0.4	-	-	5	-	-	-
NGC 6781	0.19	0.8	-	-	-	4.3 ^{d*}	M_{cs}	DAO
NGC 6804 ⁺	0.10	0.01	1	-	-	<1.5 ^{d*}	M_{cs}	O9
NGC 6853	0.12	0.4	4	3	4.5	2.6-4.2 ^g	$M_{ion} + M_{mol} + M_{cs}$	DAO
NGC 6894	0.13	0.4	-	-	2.5-4	1 ^{d*}	M_{cs}	WD?
NGC 7008	0.13	0.35	-	-	2.5-4	2 ^{d*}	M_{cs}	O7+?
NGC 7293 ⁺	0.13	0.9	-	4.5	-	2.6 ^{h*}	$^{12}C/^{13}C$	DAO+?
PN JN1	0.12	0.2	3	2-3	1-2	1.8 ^{i*}	M_{cs}	PG 1159(E)

^aWeidmann et al. (2020) ^bAdam & Mugrauer (2014) ^cvan Hoof et al. (2013) ^d M_{cs} de Stanghellini et al. (2020)
^eMuthu & Anandarao (2003) ^fhttp://stars.astro.illinois.edu/sow/n6578.html ^gMcCandliss et al. (2007) ^hPalla et al. (2002)
ⁱWerner & Herwig (2006) *Relación M_{cs} y M_{pro} de Catalán et al. (2008) ⁺Datos solo de región (1)

En el estudio realizado por Karakas & Lugaro (2016) se daba una estimación de la masa en función de los cocientes He/H y N/O en función de la metalicidad.

Aprovechando este trabajo y una vez tenemos las fracciones promedio de He/H y N/O de cada nebulosa calculadas, hemos dado una estimación de la masa de la estrella progenitora (M_{pro}) en la Tabla 7. No se han añadido errores en los resultados puesto que son estimaciones y, si teníamos en cuenta nuestros errores en las fracciones He/H y N/O, prácticamente no se podría dar ningún valor fiable para la masa. A parte, hemos buscado cálculos de las masas progenitoras en la literatura para tener

otra estimación distinta a la nuestra y comprobar si nuestros resultados no van demasiado desencaminados.

En algunos casos no hemos podido encontrar ninguna estimación directa para la masa progenitora, por lo que la hemos calculado indirectamente con la relación de [Catalán et al. \(2008\)](#) a partir de la masa de la estrella central (M_{cs}) de la PN. Esta relación solo es aplicable a enanas blancas, por lo que nos hemos tenido que asegurar que las estrellas centrales en las que hemos usado esta relación tienen dicha clasificación espectral u otra con una temperatura efectiva de magnitud similar [Tabla 7](#). Además, al lado de M_{cs} hemos añadido un comentario sobre el método utilizado en la referencia para el cálculo.

Dado que son simples estimaciones, nuestros resultados se aproximan a los encontrados en la literatura; siendo los casos que más difieren los mismos en los que hemos calculado M_{pro} de forma indirecta a partir de M_{cs} . Por lo que podemos afirmar que el cálculo de abundancias es otro método válido para poder hallar la M_{pro} de una PN. Sin embargo es necesario destacar que en los casos en que M_{pro} es menor de $2.5M_{\odot}$ la degeneración en las gráficas de [Karakas & Lugaro \(2016\)](#) es demasiado grande para dar una estimación más precisa.

4.6. Gradiente de metalicidad

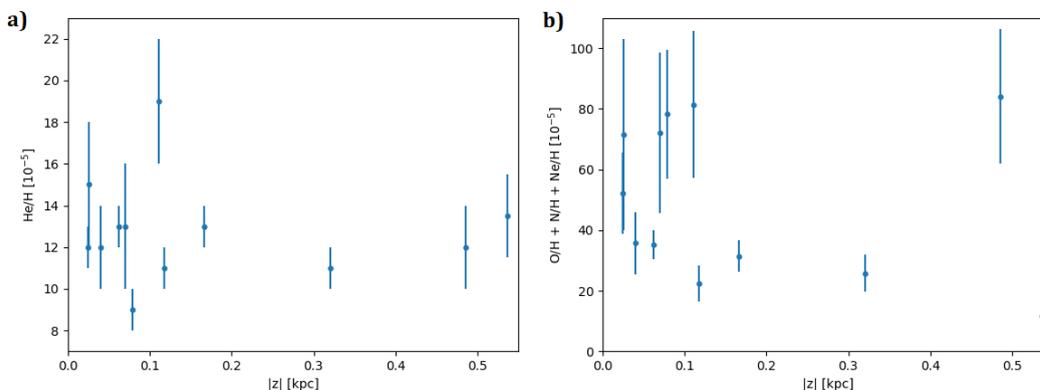


Figura 9: Variación de la abundancia frente a la distancia al plano galáctico: a) He/H b) metales

Una vez tenemos las abundancias calculadas, hemos decidido representar tanto la abundancia de He/H como la suma de O/H, N/H y Ne/H (como indicador de la metalicidad) frente a su posición respecto al plano galáctico ([figura 9](#)). No hemos incluido ni S/H ni Ar/H por su general bajo contenido en estos elementos y por no poder ser incluido en todas, pudiendo general algún tipo de sesgo. Su distancia al plano se ha identificado como $|z|$ y se ha calculando en base a sus latitud galáctica y a su distancia liberada en GaiaDR3 de cada objeto en la galaxia.

En el caso del He no vemos una tendencia demasiado clara por la alta dispersión de puntos. Sin embargo, en la [figura 9b](#) si se aprecia una tendencia de metalicidad a la baja para distancias alejadas del plano, como era de esperar. Aunque es cierto

que la selección de PNs no es muy extensa para afirmarlo categóricamente, sería recomendable añadir a la selección más PNs entre $0.2 < |z| < 0.7$ para ver si JN1 es o un caso aislado o un error en alguna medición, o por el contrario el gradiente de metalicidad es más variado de lo que podríamos pensar.

4.7. Notas individuales sobre cada nebulosa planetaria

A continuación, iremos discutiendo los resultados de cada una de las PNs:

- **NGC 246:** las dos regiones observadas en esta nebulosa son aproximadamente simétricas respecto a su estrella central (10"N y 10"S). Sin embargo, estudios sobre esta nebulosa han demostrado que su morfología no es simétrica y que posee un un leading edge y un trailing edge entre los que su T_e varía hasta un factor 1.5 (Muthu et al., 2000), aunque nosotros no encontramos variaciones en los diagnósticos entre regiones. A la hora de comparar abundancias observadas vemos que apenas hay diferencias salvo en la fracción de He/H, efecto que se debe a la no detección de He⁺ en la región 2. Al analizar el espectro de esta región nos damos cuenta de la presencia de una absorción en 5876ÅHeI, lo que nos indica que el espectro podría estar contaminado por alguna de las estrellas que conforman este sistema triple (Adam & Mugrauer, 2014). Al no detectar He⁺, la ICF de O/H se dispara y por ello surgen discrepancias en las abundancias finales. Destacar que este objeto es de tipo I y que su baja cantidad en O/H concuerda con que no pertenezca al disco galáctico. Por último, la masa calculada coincide con lo esperado.
- **NGC 650:** para esta nebulosa se escogieron dos regiones en la dirección radial, siendo la región 1 la próxima a la estrella central y la región 2 la más alejada. Aún así, las diferencias en n_e y T_e no fueron lo suficientemente grandes para hacer una distinción. A pesar de que en las abundancias calculadas se encuentran diferencias entre regiones, en las abundancias finales obtenemos resultados idénticos, de los que concluimos que es del tipo IIa (como aseguran en van Hoof et al. (2013)). Las estimaciones dadas para la masa con una metalicidad baja coinciden con el valor mínimo dado por la literatura.
- **NGC 1360:** el espectro de esta nebulosa estaba contaminado por la estrella central, hecho que provocó un gran error en la determinación de la n_e y que hizo que adoptásemos el valor de la literatura. Del mismo modo sucede con la incertidumbre en la línea [OIII] 4363Å, pero a falta de T_e bibliográfica se usó la calculada a partir del cociente de [OIII]. Por lo que concluimos que los resultados finales podrían variar con una estimación mejor de ambos parámetros. Su baja fracción de O/H coincide con lo esperado para objetos externos al disco. No sucede con la estimación de M_{pro} , que aunque la cota esté calculada a partir de la relación de Catalán et al. (2008) no concuerda con lo obtenido por nosotros. Es del tipo IIb.
- **NGC 1514:** en este caso no pudimos calcular la n_e por falta de detección de líneas por lo que se asumió el valor de la bibliografía. Sorprende su alto

parecido en los resultados con NGC 1360. También es de tipo I Ib y en este caso la masa estimada es ligeramente menor de lo esperado pero parece una buena aproximación.

- **NGC 6578:** nuestra n_e poseía un error alto por lo que se adoptó el valor de 5000 cm^{-3} de la literatura. Igualmente, es el objeto más compacto que el resto por lo que quizás no sorprende tanto una n_e tan alta. Sus bajas fracciones de He/H y N/O indican que es de tipo I Ib y que la progenitora no es muy masiva, resultado que coincide con lo publicado.
- **NGC 6772:** en esta PN se seleccionaron cuatro regiones en la dirección radial, siendo la región 4 la ubicada en la estrella central y la región 1 la más externa. Además se añadió espectro promedio a modo de región 5. Para la T_e se hizo distinción entre la calculada con [OIII] y con [NII] que sirvieron para calcular las abundancias de los compuestos más y menos ionizados respectivamente. Destacar que al dividir la rendija en tantas zonas hizo que se perdiera S/N, que los espectros tuviesen un error mayor y que en la región 4 no se detectaran prácticamente líneas, por lo que no se pudieron calcular las ICFs ni las abundancias finales de esta región. A pesar de que hay diferencias entre regiones, el error es tan grande que no se puede garantizar que estas diferencias sean reales o no. A partir del espectro promedio obtuvimos que es de tipo IIa. Por falta de bibliografía no pudo compararse la masa calculada.
- **NGC 6781:** las dos regiones escogidas siguen una dirección radial, siendo la región 1 la más externa a la estrella central. Sorprende su alto contenido en He/H en ambas regiones y la diferencia de N/O entre las dos, ya que en los demás elementos la diferencia está comprendida en el error. Es de tipo I y su exceso de He/H no permite establecer un diagnóstico claro con los resultados de [Karakas & Lugaro \(2016\)](#). Los espectros presentan una S/N más que aceptable y los diagnósticos de T_e y n_e concuerdan adecuadamente con los de la literatura por lo que nos inducen a pensar que estos resultados sean reales.
- **NGC 6804:** en este caso también se distinguieron dos regiones en la dirección radial siendo la más externas la 1. Los valores encontrados para n_e tienen una dispersión muy grande, mientras que el T_e no coincide con la literatura. Además, el espectro de la zona interna está contaminado por la estrella central. Con todo ello, se puede explicar que haya diferencias entre las abundancias finales de He/H, N/O, Ne/O y Ar/O. Por ello, solo hemos usado la región 1 para estimar la M_{pro} , que concuerda perfectamente con lo calculado con [Catalán et al. \(2008\)](#). Es una PN del tipo I Ib.
- **NGC 6853:** se diferencian tres regiones en la dirección radial siendo la más externa la región 1. El espectro de la zona central está contaminado por la estrella central, lo que puede ser el causante de pequeñas diferencias entre esta región y las dos más externas. En este objeto pudimos diferenciar entre dos T_e distintas, usando la obtenida con [OIII] para las especies más ionizadas y [NII] para las menos. Este objeto es del tipo IIa y su masa estimada coincide con el rango dado por la literatura.

- **NGC 6894:** se observaron dos regiones en la dirección radial, con la región 1 la más externa del objeto. Los espectros tienen buena S/N y el de la zona central no parece estar contaminado por la estrella. Aún así se aprecia una diferencia significativa en la abundancia final de He/H, mientras que para el resto de elementos las diferencias entran dentro del error. Nuestra estimación de la masa no concuerda con lo esperado a partir de la relación [Catalán et al. \(2008\)](#) por lo que habría que calcular la M_{pro} a partir de otro método directo para confirmar que nuestros resultados están desencaminados. Sus abundancias muestran que es del tipo IIa.
- **NGC 7008:** es la única en la que se han podido integrar los datos de SPITZER, no obstante para los ICFs solo se han tenido en cuenta las abundancias del óptico. Destaca su alta fracción de Ne/O, por encima de la correlación encontrada, lo que da que pensar que su ICF se dispara al tener una fracción $He^{2+}/He^{2+}+He^+$ tan elevada. Por lo que decidimos poner en cuarentena este resultado excluyéndolo del ajuste de Ne/O. Es del tipo IIb y su masa estimada es ligeramente superior a lo calculado con [Catalán et al. \(2008\)](#).
- **NGC 7293:** es la última de la selección con varias regiones, siendo la 1 en el interior de la PN y la 2 en el exterior. En este último la S/N es baja lo que explica la nula detección de He^+ y He^{2+} por la debilidad de sus líneas en el espectro. Por este hecho, no hemos tenido demasiado en cuenta la región 2 ya que la no detección de He afecta a las ICFs y por ende a las abundancias totales. Teniendo únicamente en cuenta la región 1, obtenemos que es de tipo I y estimamos una masa superior a la encontrada en la literatura. Una mejor determinación de la región externa habría sido clave para determinar mejor tanto las diferencias entre regiones como una estimación de la masa más fiable. Destacar su baja fracción de O/H lo que se explicaría con que es uno de los objetos que se encuentra fuera del disco.
- **PN JN1:** es la única de la selección de PN observada con OSIRIS y en la que hemos participado directamente en la obtención y reducción de los datos. Hemos hecho diferenciación en la T_e para calcular las abundancias de los compuestos más y menos ionizados a partir de [OIII] y [NII]. Es el objeto de la selección con la mayor abundancia en S/O, hecho que puede explicarse porque es en la única que tenemos mayor información de azufre al detectar [SIII]. Por sus abundancias, es un objeto del tipo IIa y su masa estimada concuerda con lo obtenido a partir de [Catalán et al. \(2008\)](#).

5. Conclusiones

Como hemos comentado con anterioridad, este proyecto trata sobre la observación con resolución espacial de una selección de PNs extensas con el objetivo de ver posibles diferencias entre zonas y explicarlas desde un punto de vista evolutivo.

Si en el interior de la estrella no hubiese mezcla de material, hubieramos encontrado más riqueza en He y N en zonas interiores de las nebulosas ya que corresponderían con parte de la envoltura expulsada posteriormente y, por ende, más evolucionada. Sin embargo, después de analizar las abundancias finales en la mayoría de las PNs vemos que no existen diferencias en la composición química entre las zonas de las mismas. Indicando una mezcla homogénea a lo largo de la evolución estelar y de la vida de la propia estrella, resultado que también se obtenía en la tesis de Dr. Arturo Manchado.

Representando las abundancias finales entre sí, apreciamos una correlación entre O/H y Ne/H equivalente a 0.3, lo que nos lleva a pensar que estas especies se encuentran ligadas de alguna manera en la nucleosíntesis estelar. Para el resto de compuestos no vemos una correlación tan clara en ningún caso.

Comparando las abundancias finales con las solares apreciamos un enriquecimiento en He/H y en N/H, mientras que la cantidad de O/H se ve reducida hasta valores que rozan la mitad del solar. La fracción de Ne/H también se ve disminuido pero en menor medida.

Más allá de simplemente calcular las abundancias, hemos podido probar que usando los cocientes He/H y N/O se puede dar una estimación aproximada de la masa de la estrella progenitora del sistema. Comparando con la literatura, hemos visto que las abundancias es un método más que válido ya que coincide con lo encontrado por otro métodos en propiedades físicas distintas. Aunque se necesitaría muy buena precisión en las medidas para evitar que el error se vaya propagando hasta las abundancias y que la estimación de la masa pueda ser una aproximación mejor.

Por último, hemos usado los datos publicados en GaiaDR3 para obtener un gradiente de metalicidad sobre la distancia de los objetos al plano galáctico. Para He/H hemos concluido que el resultado es variado sin encontrar ninguna relación pero para la suma de metales (O/H + N/H + Ne/H), se ve una tendencia que parece disminuir al aumentar $|z|$, exceptuando JN1 que tiene una metalicidad similar a algunos objetos del plano. Por supuesto, una cantidad mayor en la selección de PNs ayudaría a ver si, efectivamente, la tendencia que se vislumbra es real o estamos sesgados por la falta de puntos en la gráfica.

Referencias

- Adam C., Mugrauer M., 2014, [MNRAS](#), [444](#), 3459
- Balick B., 1987, [AJ](#), [94](#), 671
- Balick B., Frank A., 2002, [ARA&A](#), [40](#), 439
- Cahn J. H., Kaler J. B., Stanghellini L., 1992, [A&AS](#), [94](#), 399
- Cardelli J. A., Clayton G. C., Mathis J. S., 1989, [ApJ](#), [345](#), 245
- Catalán S., Isern J., García-Berro E., Ribas I., 2008, [MNRAS](#), [387](#), 1693
- Delgado-Inglada G., Morisset C., Stasińska G., 2014, [MNRAS](#), [440](#), 536
- Faundez-Abans M., Maciel W. J., 1987, [A&A](#), [183](#), 324
- García-Rojas J., Pena M., Morisset C., Mesa-Delgado A., Ruiz M. T., 2012, [Astronomy & Astrophysics](#), [538](#), A54
- González-Santamaría I., Manteiga M., Manchado A., Ulla A., Dafonte C., 2019, [A&A](#), [630](#), A150
- Hoogerwerf R., Szentgyorgyi A., Raymond J., Brickhouse N. S., Slane P. O., Franco J., 2007, [ApJ](#), [670](#), 442
- Karakas A. I., Lugaro M., 2016, [ApJ](#), [825](#), 26
- Kingsburgh R. L., Barlow M. J., 1994, [MNRAS](#), [271](#), 257
- Kovetz A., Harpaz A., 1981, [A&A](#), [95](#), 66
- Kwitter K. B., Henry R. B. C., Milingo J. B., 2003, [PASP](#), [115](#), 80
- Lodders K., 2010, [Principles and Perspectives in Cosmochemistry](#), 2
- Luridiana V., Morisset C., Shaw R. A., 2015, [A&A](#), [573](#), A42
- Manchado A., Mampaso A., Pottasch S., 1989, [Ap&SS](#), [157](#), 23
- Marigo P., Bernard-Salas J., Pottasch S., Tielens A., Wesselius P., 2003, [Astronomy & Astrophysics](#), [409](#), 619
- McCandliss S. R., France K., Lupu R. E., Burgh E. B., Sembach K., Kruk J., Andersson B. G., Feldman P. D., 2007, [ApJ](#), [659](#), 1291
- McKenna F. C., Keenan F. P., Kaler J. B., Wickstead A. W., Bell K. L., Aggarwal K. M., 1996, [PASP](#), [108](#), 610
- Milanova Y. V., Kholtygin A. F., 2009, [Astronomy Letters](#), [35](#), 518
- Muthu C., Anandarao B. G., 2003, [AJ](#), [126](#), 2963

- Muthu C., Anandarao B. G., Pottasch S. R., 2000, *A&A*, [355, 1098](#)
- Osterbrock D. E., Ferland G. J., 2006, *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*
- Palla F., Galli D., Marconi A., Stanghellini L., Tosi M., 2002, *ApJL*, [568, L57](#)
- Peimbert M., Torres-Peimbert S., 1983, in Aller L. H., ed., Vol. 103, *Planetary Nebulae*. pp 233–242
- Phillips J., 1998, *A&A*, [340, 527](#)
- Pottasch S. R., 1984, *Planetary nebulae. A study of late stages of stellar evolution*. Vol. 107, [doi:10.1007/978-94-009-7233-9](https://doi.org/10.1007/978-94-009-7233-9),
- Rubin R. H., et al., 2008, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, [387, 45](#)
- Stanghellini L., Haywood M., 2018, *ApJ*, [862, 45](#)
- Stanghellini L., Kaler J. B., 1989, *ApJ*, [343, 811](#)
- Stanghellini L., Bucciarelli B., Lattanzi M. G., Morbidelli R., 2020, *ApJ*, [889, 21](#)
- Storey P. J., Zeippen C. J., 2000, *MNRAS*, [312, 813](#)
- Wang W., Liu X. W., Zhang Y., Barlow M. J., 2004, *A&A*, [427, 873](#)
- Weidmann W. A., et al., 2020, *A&A*, [640, A10](#)
- Werner K., Herwig F., 2006, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, [118, 183](#)
- van Hoof P. A. M., et al., 2013, *A&A*, [560, A7](#)

Anexo A: Tablas

Tabla 8: Intensidades relativas medidas en Manchado A. (1989)

Ion	Wavelength [Å]	NGC 246 (1)	NGC 246 (2)	NGC 650 (1)	NGC 650 (2)	NGC 1316	NGC 1514	NGC 6578	NGC 6781 (1)	NGC 6781 (2)
[O III]	3727	<2.5	<2.0	316	420.2	<8.0	<2.4	5.7	318.7	125.2
H9+He II	3835	-	-	-	-	-	-	1.65	-	-
[Ne III]	3868	23.6	17.0	145	137.6	72.0	78.7	30.2	64.0	50.9
H8+He I	3888	-	-	12.0	18.3	-	9.0	10.0	14.0	-
[Ne III]	3968	23.0	<11.0	61.0	53.2	61.0	36.9	17.6	28.7	22.0
Hδ	4101	28.5	29.0	25.0	17.4	38.0	20.5	14.5	11.5	17.8
Hγ	4340	55.0	53.0	47.0	45.8	50.0	39.5	37.4	32.3	>30.2
[O III]	4363	13.9	11.0	14.6	1.0	17.0	17.7	1.75	8.6	>5
He I	4471	-	-	<2.0	-	-	7.6	4.49	>3.5	-
He II	4686	118	117	66.0	46.8	99.0	13.1	<0.37	-	-
[Ar IV]	4711	-	3.3	3.0	-	<7.0	8.5	-	-	-
[Ar IV]	4740	-	-	3.3	-	9.0	5.0	-	-	-
Hβ	4862	100	100	100	100	100	100	100	100	100
[O III]	4953	98.4	88.3	417.2	371.5	204	410	310	378	333
[O III]	5007	298.0	263	(997.4)	(911.0)	595	1209	879.9	(798)	971
[N I]	5199	-	-	-	-	-	-	-	-	-
[Fe III]	5412	-	-	7.7	-	-	-	-	-	-
[N III]	5755	-	-	5.8	11.0	-	-	-	-	-
He I	5876	10.4	1.5	6.9	8.2	< 4.0	21.0	29.1	43.4	33.0
[O I]	6300	-	-	11.3	19.3	-	-	1.86	64.0	<12.0
[O I]	6363	-	-	-	-	-	-	-	15.1	-
[N III]	6548	-	-	109.6	141.3	-	-	-	264	110
Hα	6563	264	256	320	293	240	485	819	535	288
[N III]	6584	<2.5	<1.5	317	415	<4.0	<4	47.0	756	324
He I	6678	-	-	317	-	-	-	9.3	-	-
[S III]	6717	-	-	39.5	48.6	-	-	1.01	49.6	26.8
[S III]	6731	-	-	31.8	43.1	-	-	1.81	42.4	19.2
[Ar V]	7005	-	-	-	-	-	-	-	-	-
He I	7065	-	-	-	-	-	-	12.6	-	-
[Ar III]	7135	-	-	82.2	27.0	-	-	33.5	38.8	33.4
$F(H\beta) \times 10^{-15}$	[erg cm ⁻² s ⁻¹]	191	209.1	273	109	135	122	394	139	72.7

Cantidades entre paréntesis indican que la línea está saturada

Tabla 8: Intensidades relativas medidas en Manchado A. (1989) (cont.)

Íon	Wavelength [Å]	NGC 6772 (1)	NGC 6772 (2)	NGC 6772 (3)	NGC 6772 (4)	NGC 6772 (5)	NGC 6804 (1)	NGC 6804 (2)
[O II]	3727	531	81.9	-	259	219.5	<2.5	<3.0
H9+He II	3835	-	-	-	-	-	-	-
[Ne III]	3868	88.2	71.3	-	79.0	75.3	55.4	84.1
H8+He I	3888	-	-	-	>10.0	>8.3	5.3	5.1
[Ne III]	3968	48.0	18.6	-	38.5	39.3	31.1	14.9
H δ	4101	-	18.0	-	-	>7.3	20.4	-
H γ	4340	29.9	35.1	-	-	30.7	39.6	25.9
[O III]	4363	7.1	-	-	>4.8	<6.3	9.7	48.6
He I	4471	-	-	26.6	-	-	-	4.6
He II	4686	5.5	43.6	77.7	16.3	26.0	82.9	41.8
[Ar IV]	4711	-	-	-	-	-	6.2	7.5
[Ar IV]	4740	-	-	-	-	-	>4.0	9.6
H β	4862	100	100	100	100	100	100	100
[O III]	4953	228	365	402	347	336	252	84.9
[O III]	5007	696	1128	1266	1007	1009	(694)	262
[N I]	5199	19.7	-	-	-	-	-	-
[Fe III]	5412	-	-	-	-	-	79.5	-
[N II]	5755	24.4	>8.0	-	>6.6	10.9	-	-
He I	5876	36.2	17.5	-	25.2	25.9	>2.8	24.8
[O I]	6300	111	-	-	50.7	43.8	-	-
[O I]	6363	26.7	-	-	23.7	8.7	-	-
[N II]	6548	411	97.3	-	214	181	-	-
H α	6563	562	55.3	650.0	525.9	542.6	449	480
[N II]	6584	1314	50.5	80.5	684	557	<2.5	<1.7
He I	6678	-	-	-	-	-	>4.0	>6.0
[S II]	6717	72.4	17.0	-	42.2	34.6	-	-
[S II]	6731	64.5	>9.6	-	16.3	22.0	-	-
[Ar V]	7005	-	-	-	-	-	-	8.4
He I	7065	-	-	-	-	-	-	12.3
[Ar III]	7135	68.5	35.1	-	-	53.3	33.4	5.3
$F(H\beta) \times 10^{-15}$		12.7	18.8	3.6	27.7	57.5	125.8	78.2

Tabla 8: Intensidades relativas medidas en Manchado A. (1989) (*cont.*)

Íon	Wavelength [Å]	NGC 6853 (1)	NGC 6853 (2)	NGC 6853 (3)	NGC 6894 (1)	NGC 6894 (2)	NGC 7008	NGC 7293 (1)	NGC 7293 (2)
[O II]	3727	269	472	443	152	138	5.18	69.0	565
H9+He II	3835	9.2	5.7	-	-	-	-	-	-
[Ne III]	3868	150	149	174	56.5	56.6	43.4	59	<7
H8+He I	3888	-	25.7	86.0	13.3	14.1	10.4	-	-
[Ne III]	3968	69.2	68.4	-	-	37.7	24.0	28.7	-
H δ	4101	34.5	33.1	24.0	20.4	-	24.5	14.4	-
H γ	4340	53.3	52.9	48.0	39.6	37.7	37.7	45.3	-
[O III]	4363	14.6	10.1	16.0	< 4	<9	7.5	13.4	>5
He I	4471	>2.5	>3.2	-	-	-	-	-	-
He II	4686	61.2	52.0	48.0	14.7	26.4	113	57.3	<5
[Ar IV]	4711	<2.5	3.4	<25	-	-	9.4	-	-
[Ar IV]	4740	<1.5	<0.004	<2.5	-	-	11.3	1.5	-
H β	4862	100	100	100	100	100	100	100	100
[O III]	4953	330	273	360	247	268	167	267	105
[O III]	5007	(679)	(592)	(742)	721	785	(465)	(764)	(283)
[N I]	5199	>1.7	7.4	-	-	-	-	-	-
[Fe III]	5412	5.3	5.2	-	-	-	16.0	-	-
[N II]	5755	3.4	6.4	6.0	6.3	-	-	-	-
He I	5876	10.4	12.1	13.0	36.8	12.2	6.0	12.0	<5
[O I]	6300	6.2	30.0	17.0	13.3	-	-	18.3	80.0
[O I]	6363	1.8	10.0	>5	-	-	-	-	-
[N II]	6548	3.4	6.4	6.0	199	129	-	31.0	418
H α	6563	243	261	294	538	495	389	316	431
[N II]	6584	162	292	260	617	371	4.4	89.5	1258
He I	6678	>1.2	<2	-	12.1	-	-	-	-
[S II]	6717	13.0	26.0	24.4	100	52.8	-	-	-
[S II]	6731	10.9	23	20.0	95.0	65.1	-	-	-
[Ar V]	7005	-	-	-	-	-	2.8	-	-
He I	7065	-	-	-	-	-	-	-	-
[Ar III]	7135	18.7	17.0	26.0	47.0	24.0	6.6	-	-
$F(H\beta) \times 10^{-15}$ [erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$]		637	305	70.5	79.3	10.6	212	742	145

Tabla 9: Intensidades relativas de JN1

Ión	Wavelength [\AA]	$F(\lambda)/F(H_\beta)$	Error [%]
[O II]	3727	159.91	14
[Ne III]	3868	136.90	10
[Ne III]	3968	36.28	17
H δ	4101	25.91	17
H γ	4340	43.89	16
[O III]	4363	15.38	12
He II	4686	75.77	10
H β	4862	100	10
[O III]	4953	441.16	10
[O III]	5007	1321.00	10
[N I]	5199	21.23	20
[Fe III]	5412	4.74	11
[Cl III]	5518	0.58	30
[Cl III]	5538	1.30	30
[N II]	5755	1.51	21
He I	5876	5.81	0.24
[S III]	6312	2.52	0.5
[N II]	6548	30.30	10
H α	6563	258.70	10
[N II]	6584	87.60	10
He I	6678	2.54	0.19
[S II]	6717	20.58	10
[S II]	6731	15.21	10
He I	7065	1.24	20
[Ar III]	7135	18.43	12
[S III]	9069	24.63	22
[S III]	9531	92.82	23
???	9560	147.05	17
???	9662	474.50	11
$F(H_\beta) \times 10^{-15}$	[erg cm $^{-2}$ s $^{-1}$]	20.05	

Tabla 10: Intensidades medidas de los espectros SPITZER

Ión	Wavelength [μm]	NGC 246	NGC 650	NGC 7008	NGC 7923
[Ar III]	8.99	-	-	-	-
[S IV]	10.52	28.7 ± 2.3	167.5 ± 12.3	869.2 ± 5.8	-
[Ca V]	11.48	-	-	-	-
[Cl IV]	11.76	-	-	16.1 ± 2.4	-
[Ni II]	12.00	-	-	-	-
H(7-6) + H(11-8)	12.38	-	-	4.6 ± 0.4	-
[Ne II]	12.81	-	-	23.5 ± 4.2	-
[Ar V]	13.10	6.43 ± 1.4	-	61.1 ± 7.3	-
[Ne V]	14.32	44.0 ± 7.9	118.0 ± 10.8	315.5 ± 6.9	11.4 ± 1.9
[Ne III]	15.55	6.2 ± 1.0	313.0 ± 38.0	451.0 ± 7.3	34.6 ± 0.8
[Co I]	18.26	10.6 ± 3.6	-	12.3 ± 2.1	1.0 ± 0.1
[S III]	18.71	-	122.0 ± 4.0	134.0 ± 6.4	3.0 ± 0.4
[Cl IV]	20.32	68.0 ± 2.1	-	53.4 ± 16.5	-
[Ar III]	21.82	-	-	14.2 ± 3.6	-
[Fe III]	22.92	-	-	-	-
[Ne V]	24.31	44.3 ± 2.0	256.0 ± 57.0	382.2 ± 5.0	5.3 ± 0.6
[O IV]	25.89	345.0 ± 4.0	2060.0 ± 63.0	8713.0 ± 54.2	345.0 ± 4.3
[S III]	33.48	-	288.3 ± 6.5	119.0 ± 3.8	4.7 ± 0.6
[Si II]	34.84	-	128.0 ± 8.4	13.6 ± 2.1	-
[Fe II]	35.77	22.4 ± 12.6	-	14.0 ± 3.8	-
[Ne III]	36.01	29.5 ± 8.5	70.2 ± 9.5	6.3 ± 1.5	11.5 ± 2.25

 Flujos presentados en una escala $10^{-21} \text{ W/cm}^{-2}$

Tabla 11: Abundancias resultantes por ión

IÓN	NGC 246 (1)	NGC 246 (2)	NGC 650 (1)	NGC 650 (2)	NGC 1316	NGC 1514	NGC 6578	NGC 6781 (1)	NGC 6781 (2)
Ar^{2+}	-	-	41 ± 6	15 ± 2	-	-	10 ± 2	12 ± 2	10 ± 2
Ar^{3+}	-	10 ± 3	5.0 ± 0.9	-	4 ± 2	6 ± 1	-	-	-
Ar^{4+}	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Cl^{3+}	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Fe^{2+}	-	-	4.3 ± 0.7	-	-	-	-	8 ± 2	-
He^+	6 ± 2	0.9 ± 0.4	4.3 ± 0.9	6.1 ± 0.6	2.8 ± 0.6	10 ± 1	8.6 ± 0.9	20 ± 3	16 ± 2
He^{2+}	10 ± 1	10 ± 1	5.5 ± 0.6	4.3 ± 0.4	8.0 ± 0.8	1.2 ± 0.1	0.03 ± 0.01	-	2.2 ± 0.5
N^0	-	-	-	-	-	-	-	-	-
N^+	0.009 ± 0.002	0.006 ± 0.003	3.6 ± 0.5	6 ± 1	0.022 ± 0.005	0.018 ± 0.004	0.47 ± 0.06	7 ± 1	3 ± 1
Ne^+	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Ne^{2+}	0.4 ± 0.1	0.22 ± 0.05	10 ± 2	10 ± 2	2.1 ± 0.4	3 ± 1	23 ± 5	11 ± 3	8 ± 2
Ne^{4+}	-	-	-	-	-	-	-	-	-
O^0	-	-	1.1 ± 0.2	2.0 ± 0.4	-	-	-	4 ± 1	0.9 ± 0.3
O^+	0.008 ± 0.004	0.007 ± 0.004	7 ± 2	12 ± 2	0.039 ± 0.008	0.03 ± 0.01	2.1 ± 0.4	16 ± 6	6 ± 2
O^{2+}	1.2 ± 0.3	1.0 ± 0.3	25 ± 5	23 ± 4	4.1 ± 0.8	11 ± 2	44 ± 10	30 ± 10	22 ± 10
O^{3+}	-	-	-	-	-	-	-	-	-
S^+	-	-	1.1 ± 0.2	1.6 ± 0.2	-	-	0.05 ± 0.02	1.0 ± 0.2	0.5 ± 0.1
S^{2+}	-	-	-	-	-	-	-	-	-
S^{3+}	-	-	-	-	-	-	-	-	-
Si^+	-	-	-	-	-	-	-	-	-

Tabla 11: Abundancias resultantes por ión

Íon	NGC 6772 (1)	NGC 6772 (2)	NGC 6772 (3)	NGC 6772 (4)	NGC 6772 (5)	NGC 6804 (1)	NGC 6804 (2)
Ar^{2+}	24 ± 7	12 ± 4	19 ± 6	-	15 ± 5	1.2 ± 0.3	-
Ar^{3+}	-	-	-	-	-	6 ± 2	11 ± 3
Ar^{4+}	-	-	-	-	-	-	5 ± 1
Cl^{3+}	-	-	-	-	-	-	-
Fe^{2+}	-	-	-	-	-	26 ± 5	-
He^+	17 ± 4	8 ± 2	12 ± 2	-	12 ± 3	2.9 ± 0.6	10 ± 3
He^{2+}	0.5 ± 0.3	3.9 ± 0.4	1.6 ± 0.4	7 ± 2	2.4 ± 0.3	7.4 ± 0.7	4.2 ± 0.4
N^0	2.4 ± 1.2	-	-	-	-	-	-
N^+	15 ± 9	4 ± 2	6 ± 4	7 ± 2	7 ± 3	0.016 ± 0.005	0.012 ± 0.003
Ne^+	-	-	-	-	-	-	-
Ne^{2+}	17 ± 9	9 ± 5	14 ± 8	-	13 ± 7	3.9 ± 0.8	3.7 ± 0.7
Ne^{4+}	-	-	-	-	-	-	-
O^0	10 ± 6	-	6 ± 3	-	4 ± 2	-	-
O^+	39 ± 20	6 ± 3	19 ± 9	-	15 ± 8	0.9 ± 0.5	0.13 ± 0.06
O^{2+}	21 ± 13	25 ± 12	23 ± 12	26 ± 12	23 ± 11	9 ± 2	20 ± 6
O^{3+}	-	-	-	-	-	-	-
S^+	1.7 ± 0.5	0.31 ± 0.15	0.7 ± 0.3	-	0.7 ± 0.3	-	-
S^{2+}	-	-	-	-	-	-	-
S^{3+}	-	-	-	-	-	-	-
Si^+	-	-	-	-	-	-	-

Tabla 11: Abundancias resultantes por ión

IÓN	NGC 6853 (1)	NGC 6853 (2)	NGC 6853 (3)	NGC 6894 (1)	NGC 6894 (2)	NGC 7008	NGC 7293 (1)	NGC 7293 (2)	PN JN1
Ar^{2+}	10 ± 2	9 ± 1	15 ± 2	15 ± 3	9 ± 3	11 ± 1	-	-	15 ± 2
Ar^{3+}	2.5 ± 0.5	3.7 ± 0.7	3 ± 1	-	-	11 ± 1	-	-	-
Ar^{4+}	-	-	-	-	-	2.1 ± 0.2	-	-	-
Cl^{2+}	-	-	-	-	-	-	-	-	0.8 ± 0.3
Cl^{3+}	-	-	-	-	-	3 ± 1	-	-	-
Fe^{2+}	3.2 ± 0.5	3.1 ± 0.6	-	-	-	4.9 ± 0.8	-	-	5 ± 1
He^+	7.1 ± 0.7	8.2 ± 0.8	10 ± 1	15 ± 2	6 ± 2	3.2 ± 0.3	8.6 ± 0.9	3 ± 2	5 ± 1
He^{2+}	4.8 ± 0.5	4.0 ± 0.4	4.0 ± 0.4	1.2 ± 0.1	2.5 ± 0.8	10 ± 1	4.8 ± 0.5	0.4 ± 0.2	6.6 ± 0.7
N^0	0.13 ± 0.03	0.6 ± 0.1	-	-	-	-	-	-	3 ± 1
N^+	2.1 ± 0.3	4 ± 1	4 ± 1	4 ± 2	3.4 ± 0.3	0.028 ± 0.004	0.8 ± 0.3	9 ± 3	1.8 ± 0.6
Ne^+	-	-	-	-	-	0.49 ± 0.05	-	-	-
Ne^{2+}	8 ± 2	8 ± 2	8 ± 2	8 ± 3	5 ± 2	3.2 ± 0.3	2.4 ± 0.8	0.2 ± 0.1	8 ± 2
Ne^{4+}	-	-	-	-	-	0.39 ± 0.04	-	-	-
O^0	0.6 ± 0.1	3.2 ± 0.6	1.9 ± 0.6	1.2 ± 0.4	-	-	1.0 ± 0.4	4 ± 1	-
O^+	5 ± 2	9 ± 3	10 ± 3	10 ± 4	10 ± 5	0.08 ± 0.02	0.7 ± 0.3	5 ± 2	6 ± 2
O^{2+}	16 ± 5	12 ± 3	19 ± 4	21 ± 8	37 ± 17	6 ± 1	10 ± 4	3 ± 2	27 ± 9
O^{3+}	-	-	-	-	-	28 ± 2	-	-	-
S^+	0.41 ± 0.09	0.8 ± 0.2	0.8 ± 0.2	2.3 ± 0.6	1.6 ± 0.5	-	-	-	0.9 ± 0.3
S^{2+}	-	-	-	-	-	1.9 ± 0.2	-	-	5 ± 2
S^{3+}	-	-	-	-	-	4.0 ± 0.4	-	-	-
Si^+	-	-	-	-	-	4.7 ± 0.9	-	-	-

Anexo B: Reducción espectro JN1 - grisma 1000B

Como ya hemos comentado en el texto, en el espectro final de la nebulosa de la CCD2 del mosaico de OSIRIS vemos un continuo que en el espectro final de cielo de la CCD1 no está. Ya que ambos espectros se redujeron por separado pero se calibraron usando el mismo espectro estelar detectado en la CCD2, uno se podría esperar que efectos en la calibración en flujo apareciesen por igual en ambos espectros. Hecho que no resulta de este modo.

Bien es cierto que la eficiencia del detector de OSIRIS por debajo de 4200\AA es inferior al 50 %, por lo que es necesario tener cuidado para no inducir artefactos durante la reducción. Es por ello que buscamos en que momento aparecía dicho continuo en los pasos de la reducción (*figura 10*) y encontramos que después de la calibración en flujo esa zona del espectro es altamente ruidosa. Como estamos hablando de un espectro singular de una columna del CCD no se aprecia el continuo, sin embargo es a la hora de obtener el final cuando se ve el continuo del que hablamos. Por lo que, de ser introducido artificialmente, es en el paso de la calibración de flujo.

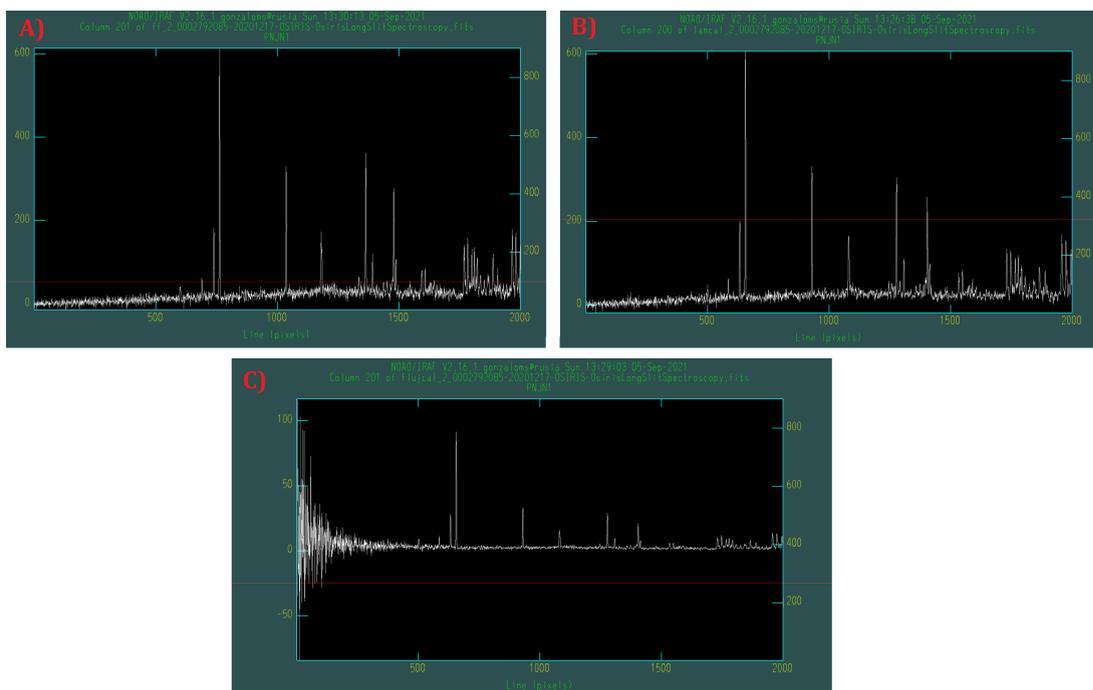


Figura 10: Espectro de la columna 200 durante la reducción: A) Al corregir bias y flat. B) Al calibrar en λ . C) Al calibrar en flujo

Bien es cierto que la calibración del espectro se hace con una estándar de la ESO conocida como G158-100⁵ cuyo espectro calibrado parece no estar demasiado bien definido por debajo de 4000\AA , lo que sumado a nuestra baja respuesta instrumental puede inducir el continuo del que estamos hablando.

⁵https://www.eso.org/sci/observing/tools/standards/spectra/g158_100.html

En *figura 11* adjuntamos el proceso en la tarea de Pyraf sensfunc como comprobación de que el ajuste está bien implementado.

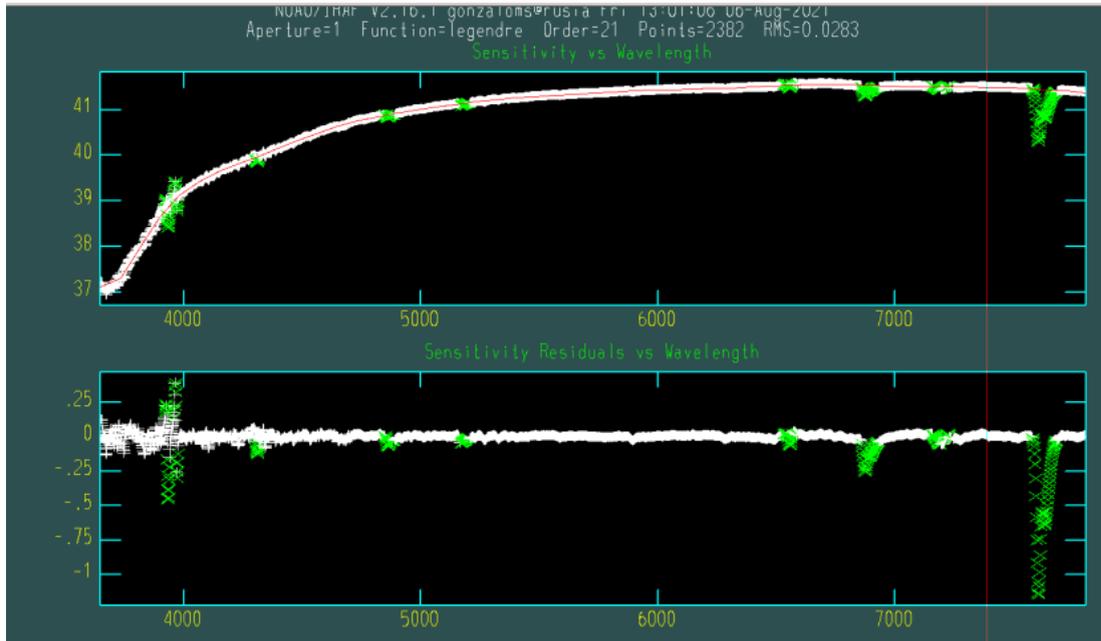


Figura 11: Ajuste en Pyraf durante la tarea sensfunc

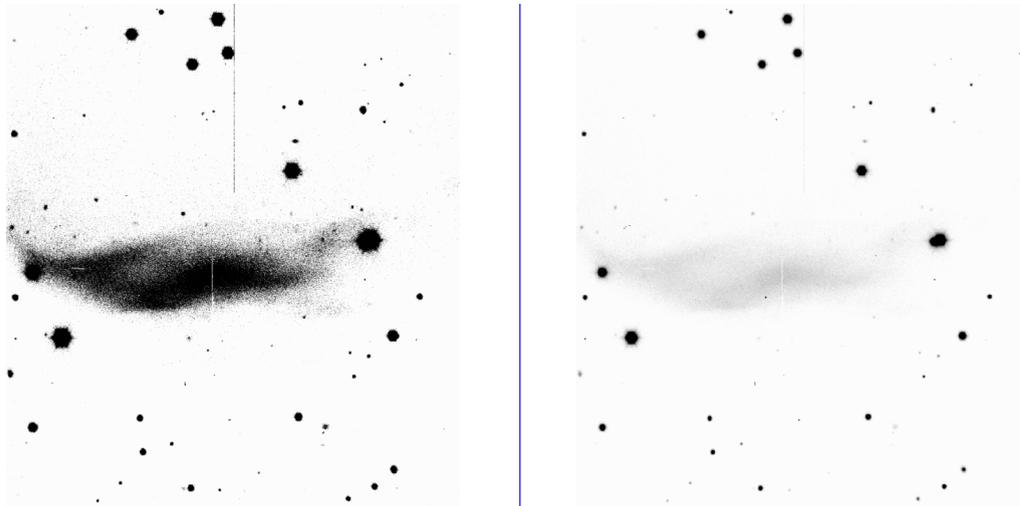


Figura 12: Comparativa del negativo de JN1 con dos tipos de contraste para identificar posibles fuentes ocultas

Por otro lado, como tampoco podíamos descartar que fuera emisión real, intentamos jugar con el contraste de la imagen de adquisición para ver si podíamos identificar alguna estructura debajo de la zona de extracción, sin éxito alguno (*figura 12*). No obstante, dicha imagen de adquisición pertenece al filtro G de SLOAN mientras que el continuo se aprecia a menores longitudes de onda.

Anexo C: Diagnósticos T_e vs n_e

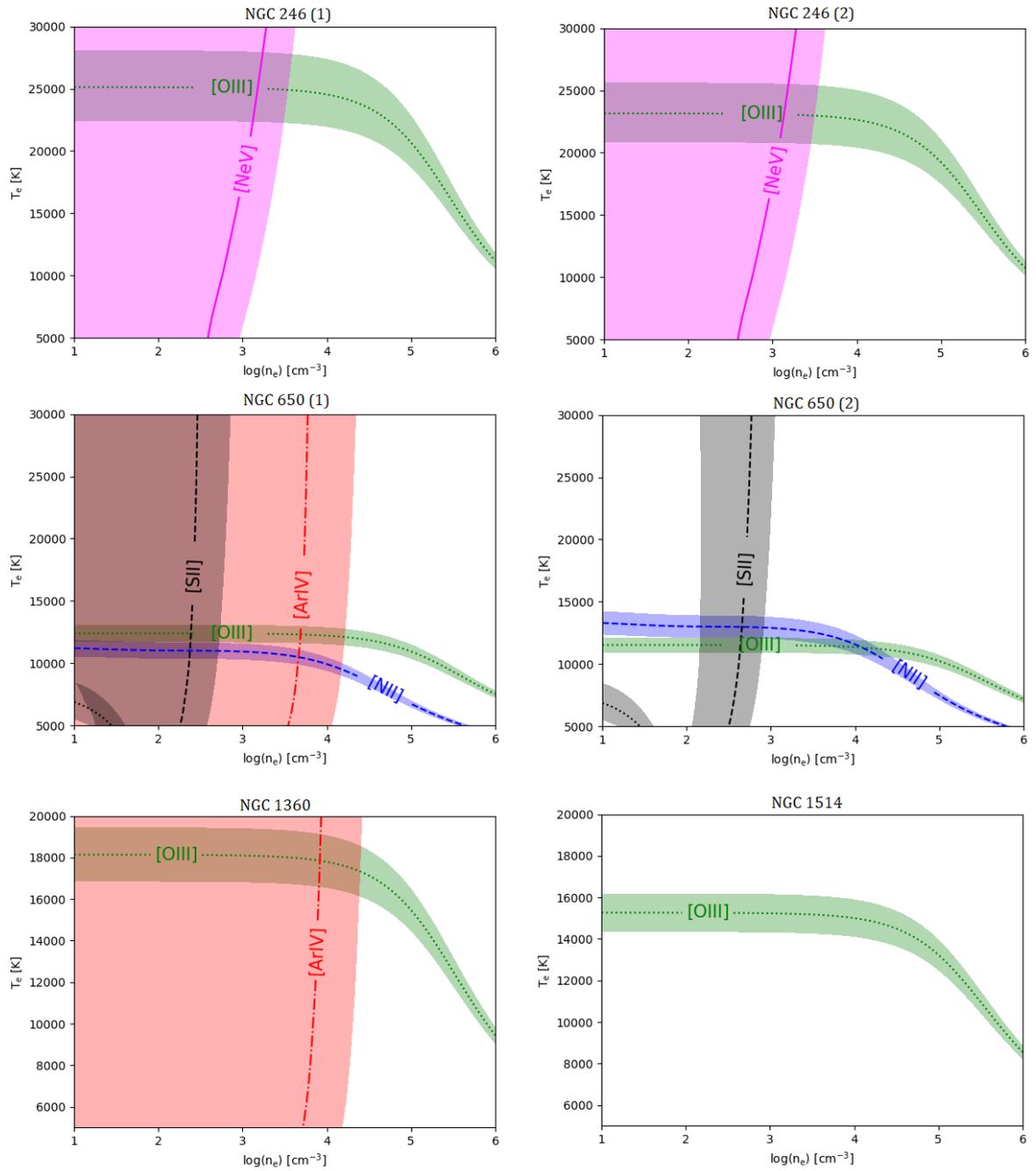
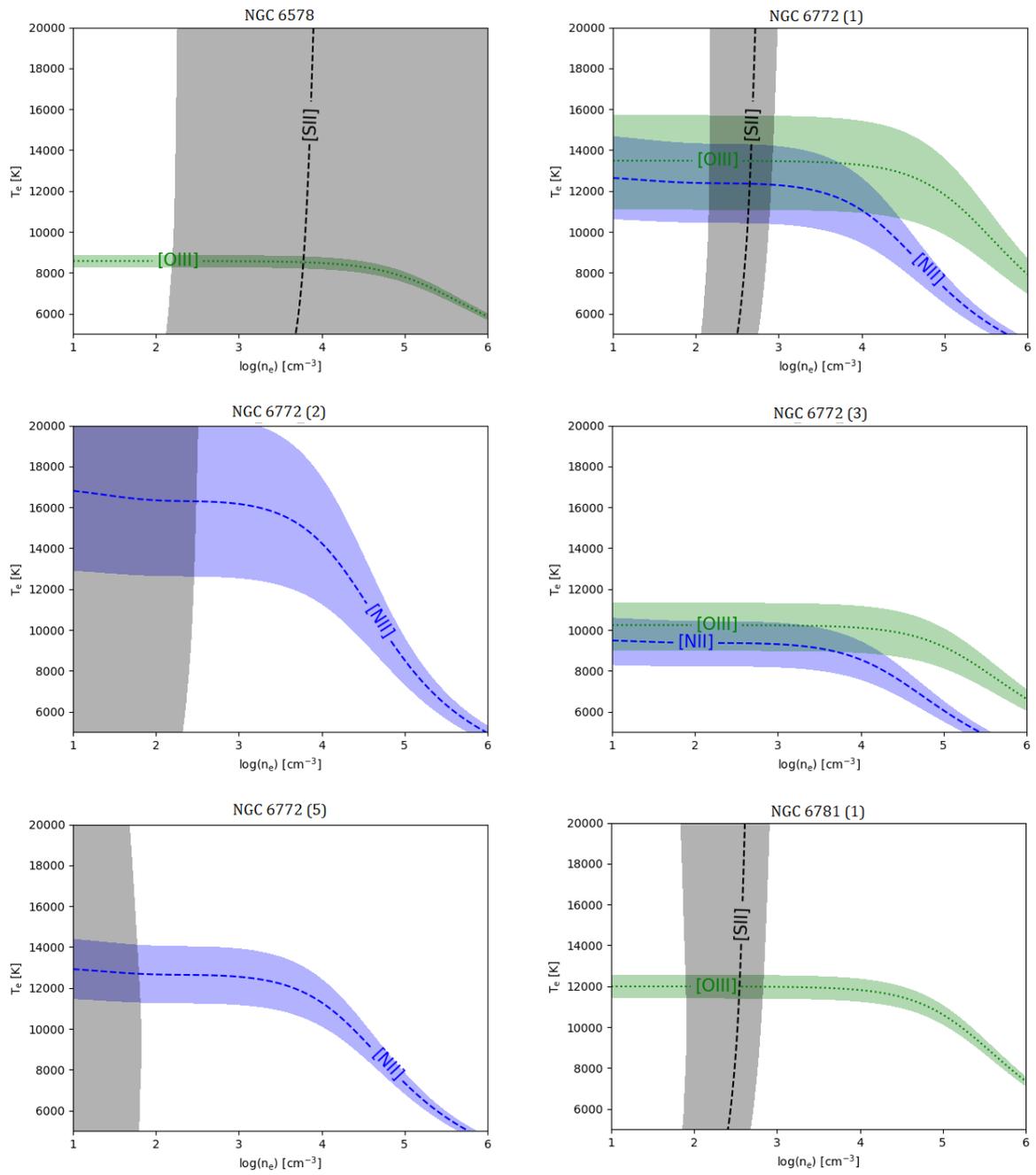
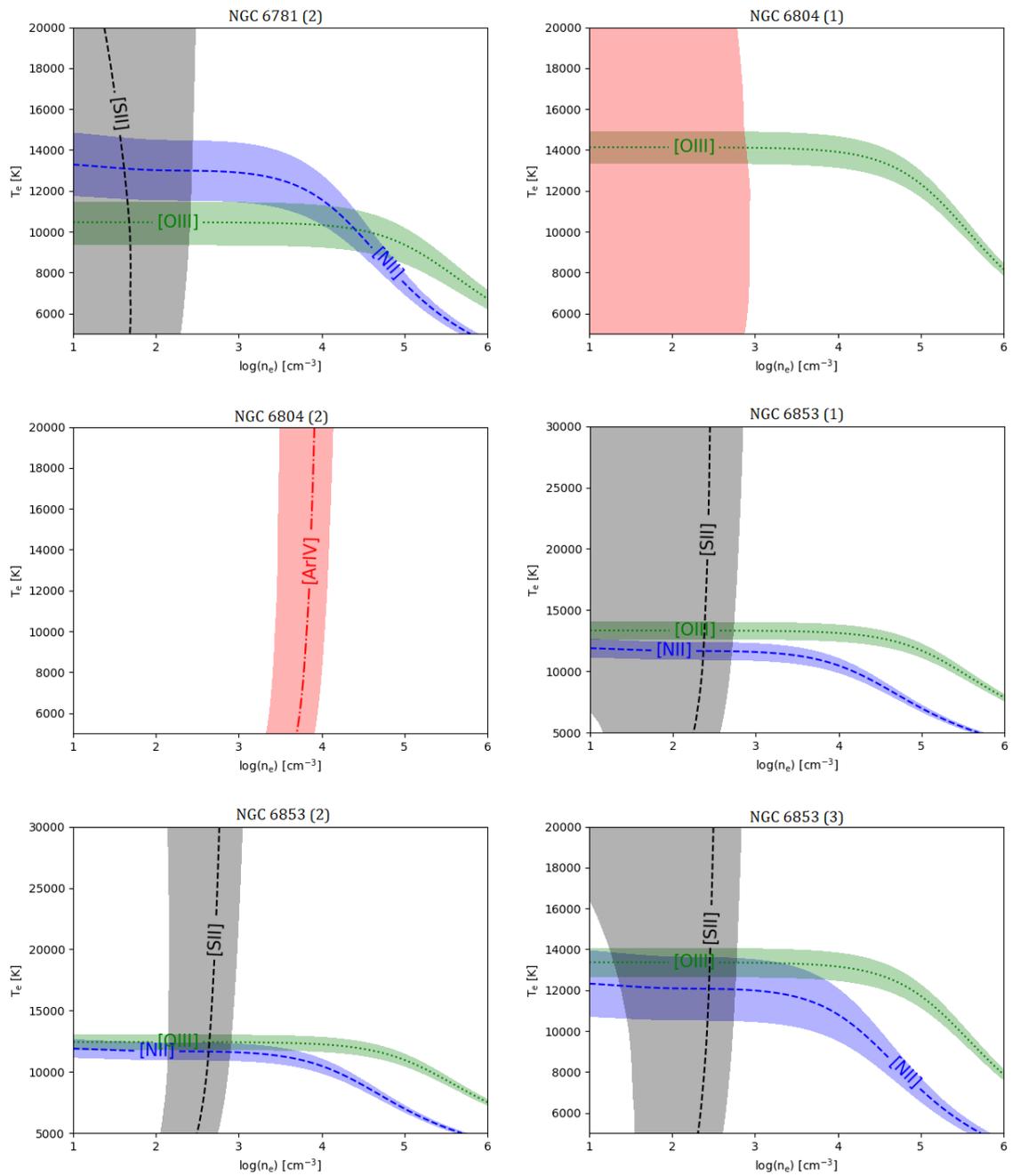


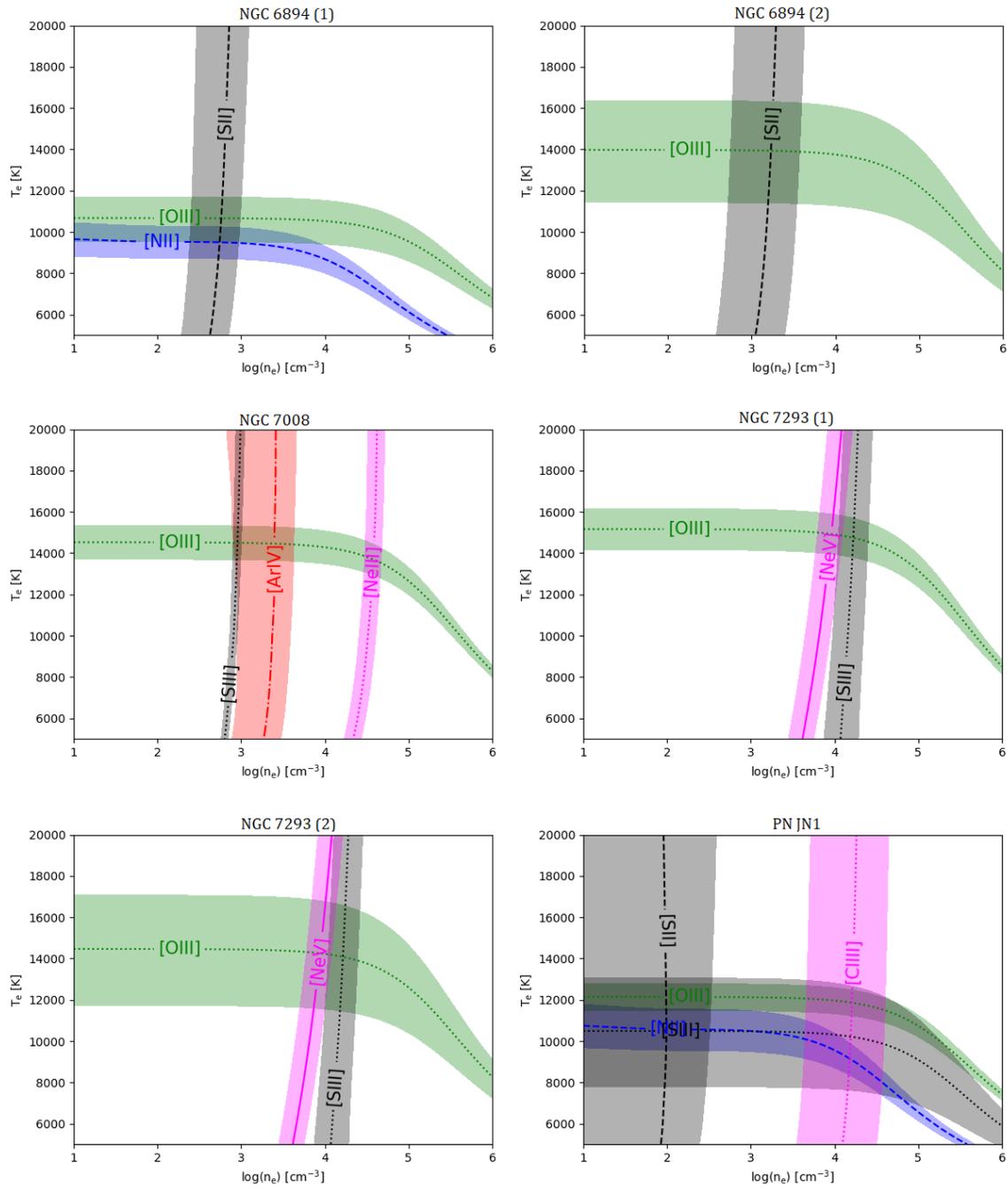
Figura 13: Diagramas T_e vs n_e



Diagramas T_e vs n_e



Diagramas T_e vs n_e



Diagramas T_e vs n_e