



**I  
N  
A  
O  
E**

# Aplicaciones bayesianas al estudio de nebulosas planetarias

por

**Leticia Juan de Dios Tomás**

Tesis presentada como requerimiento parcial para obtener el grado de

**Maestra en Ciencias en Astrofísica**

en el

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

Agosto 2015

Tonantzintla, Puebla

Bajo la supervisión de:

**Dra. Mónica Rodríguez Guillén**

©INAOE, 2015

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





# Agradecimientos

---

Este trabajo de tesis se llevó a cabo gracias a la beca que me fue otorgada por el Consejo Nacional de Ciencia y Tecnología (CONACyT) y me permitió realizar mis estudios de maestría en el Instituto Nacional de Astrofísica Óptica y Electrónica (INAOE).

Primero y como más importante, me gustaría agradecer sinceramente a mi asesora de tesis la Dra. Mónica Rodríguez, por su esfuerzo y dedicación. Sin sus conocimientos y orientación no habría podido realizar este trabajo de tesis. Su manera de trabajar, paciencia y motivación han sido fundamentales para mi desarrollo como investigador.

Quiero agradecer a mi familia y a todos mis amigos y compañeros Carlos, Gisela, Ana, Emmanuel, Alan, Raúl y Eric, quienes fueron un gran apoyo emocional durante el tiempo en que escribía esta tesis.

Finalmente quiero agradecer a los sinodales, Dra, Itziar Aretxaga, Dr. Daniel Rosa y Dr. Divakara Mayya, quienes revisaron la tesis y me brindaron valiosos comentarios.



# Resumen

---

Las nebulosas planetarias y regiones H II tienen espectros con líneas de emisión producidas por distintos iones. Las intensidades relativas de estas líneas pueden utilizarse para estimar las condiciones físicas (densidad y temperatura electrónica) y la composición química del gas ionizado, lo cual nos da información sobre procesos relacionados con la evolución estelar y la evolución química de las galaxias. Sin embargo, estas determinaciones tienen asociados incertidumbres que dificultan la interpretación de los resultados. Las incertidumbres se deben tanto a errores observacionales como a errores introducidos por la metodología de análisis y una de las fuentes de incertidumbres cuyo efecto es más difícil de estimar son los datos atómicos.

Existen distintas determinaciones de datos atómicos para cada ion, pero no es fácil decidir cuál es la mejor. Las distintas determinaciones pueden utilizarse para explorar cuánta incertidumbre están introduciendo los datos atómicos en nuestros cálculos. En este trabajo exploramos el efecto que tiene usar distintos datos atómicos (y todas las combinaciones posibles entre ellos) en la determinación de condiciones físicas y abundancias químicas en nebulosas planetarias y regiones H II. Los resultados muestran que el efecto de los datos atómicos no deben ser despreciado ya que introducen variaciones de hasta 0.6 dex en las densidades, 20 % en temperatura y hasta 0.7 dex en las abundancias de O/H. Para los objetos de la muestra se determinó la probabilidad de que las densidades calculadas con los cuatro diagnósticos ([O II], [S II], [Cl III] y [Ar IV]) sean compatibles con que exista una única densidad en toda la nebulosa. También se estudiaron los cociente teóricos de líneas de [O III], [N II] y [S III] que se producen en el mismo nivel superior comparándolos con resultados observacionales. Utilizando análisis bayesiano, esta comparación nos permite asignar distintos pesos o probabilidades a los distintos conjuntos de probabilidades de transición disponibles para estos iones.

Los resultados obtenidos nos permitirán establecer criterios para realizar un análisis bayesiano de la composición química en nebulosas ionizadas, que tome en cuenta todas las posibles fuentes de incertidumbre.



# Índice general

---

<b>Agradecimientos</b>	<b>I</b>
<b>Resumen</b>	<b>I</b>
<b>1. Introducción</b>	<b>1</b>
1.1. Nebulosas ionizadas . . . . .	1
1.1.1. Regiones H II . . . . .	2
1.1.2. Nebulosas planetarias . . . . .	3
1.2. Determinación de densidad y temperatura electrónica. . . . .	6
1.3. Determinación de abundancias . . . . .	10
1.4. Datos atómicos . . . . .	13
1.5. Análisis bayesiano . . . . .	16
1.6. Motivación y objetivo de la tesis . . . . .	19
<b>2. Análisis</b>	<b>23</b>
2.1. Muestra de datos atómicos . . . . .	23
2.2. Muestra de objetos . . . . .	26
2.3. Condiciones físicas . . . . .	29
2.4. Abundancias iónicas . . . . .	30
2.5. Abundancias totales . . . . .	31
2.6. Muestreo de combinaciones de datos atómicos . . . . .	34
<b>3. Resultados</b>	<b>37</b>
3.1. Densidad electrónica . . . . .	37
3.2. Temperatura electrónica . . . . .	44
3.3. Abundancias iónicas y totales . . . . .	49
3.4. Probabilidades de transición . . . . .	55
3.4.1. Análisis bayesiano . . . . .	59
<b>4. Conclusiones y trabajo futuro</b>	<b>61</b>
4.1. Conclusiones . . . . .	61
4.2. Trabajo futuro . . . . .	64

<b>A. Datos Atómicos en PyNeb</b>	<b>65</b>
<b>B. Gráficas de densidad de los objetos</b>	<b>69</b>
B.1. Nebulosas Planetarias . . . . .	70
B.2. Regiones H II . . . . .	106
<b>Índice de figuras</b>	<b>113</b>
<b>Índice de tablas</b>	<b>115</b>
<b>Referencias</b>	<b>117</b>

# Introducción

---

En este capítulo se presentan algunas características de las regiones H II y nebulosas planetarias y se describen las técnicas que se usan para determinar las condiciones físicas (densidad y temperatura electrónica) y abundancias químicas en este tipo de objetos. Se comenta también la importancia que tienen los datos atómicos para el estudio de las nebulosas ionizadas y se describen las características generales de los métodos bayesianos. Su aplicación en el estudio de estos objetos permitirá incluir al análisis de las condiciones físicas y abundancias químicas las distintas fuentes de incertidumbre que dificultan la interpretación de los resultados.

## 1.1. Nebulosas ionizadas

Como su nombre indica, las nebulosas ionizadas son nubes de gas que se encuentra ionizado. La fuente que produce la ionización puede ser radiación estelar, radiación proveniente de los núcleos activos de galaxias o choques producidos en supernovas o en jets de galaxias.

Sin embargo para este trabajo solo interesa estudiar las nebulosas fotoionizadas por radiación estelar, donde pueden ocurrir dos casos. El primer caso ocurre para estrellas jóvenes y masivas que pueden alcanzar temperaturas efectivas entre 28,000 a 50,000 K; el segundo caso ocurre cuando la ionización se debe sólo a una estrella vieja y de baja masa, pero que puede alcanzar temperaturas hasta de 250,000 K, estas son las regiones H II y nebulosas planetarias respectivamente y son los objetos a estudiar.

En ambos casos el espectro de la nebulosa se caracteriza por tener un continuo débil del que sobresalen líneas de emisión permitidas de H y He, además de líneas prohibidas de metales como O, N o Cl, que se pueden observar tanto en regiones H II como en nebu-

## 1. INTRODUCCIÓN

---

lasas planetarias debido a que los procesos físicos que ocurren en ambos tipos de objetos son similares. Muchas de estas líneas de emisión permiten determinar características de estos objetos como es el caso de las líneas debidas a transiciones prohibidas del oxígeno [O III] cuyo cociente de intensidades permite determinar la temperatura electrónica. Por tanto para ambos tipos de objetos se pueden aplicar técnicas de análisis similares para estudiar las condiciones físicas del gas, así como su composición química. Aunque los procesos físicos sean similares, el origen, la masa, evolución y edad de ambos tipos de objetos es muy diferente.

### 1.1.1. Regiones H II

Una región H II es una región de formación estelar reciente, con menos de  $10^7$  años, que alberga en su interior al menos una estrella caliente ( $T_{\text{ef}} > 25000$  K). Estas regiones se forman en nubes moleculares, cuando se tiene una estrella o un cúmulo, que emite una gran cantidad de fotones UV con energía suficiente para ionizar el hidrógeno que la rodea ( $h\nu > 13.6$  eV). En ese caso se forma una discontinuidad denominada frente de ionización entre la región interna ionizada y el medio interestelar neutro. Al expandirse este frente a grandes velocidades ioniza y calienta el medio neutro casi sin modificar las propiedades dinámicas de la nebulosa. La expansión termina cuando la presión de la zona interna se iguala a la del medio interestelar externo.

Las regiones H II reciben ese nombre por la gran cantidad de hidrógeno ionizado que contienen debido a las altas temperaturas efectivas de la estrella o cúmulo ionizante, como se puede observar en sus espectros dominados por líneas de recombinación de H I. En estos objetos el He casi siempre se encuentra una vez ionizado al igual que otros metales que se encuentran una o dos veces ionizados dependiendo de la temperatura de la estrella central. Las densidades típicas de estos objetos son menores que en nebulosas planetarias, generalmente se encuentran entre  $10-10^3$   $\text{cm}^{-3}$ , aunque algunas regiones H II pueden alcanzar densidades tan grandes como  $10^4$  (Osterbrock & Ferland, 2006).

Las regiones H II son herramientas importantes para estudiar la evolución química y la historia de formación de las galaxias. Su estudio brinda información del estado actual del medio interestelar y cómo ha sido enriquecido por elementos pesados a lo largo del tiempo en distintas zonas de las galaxias usando los gradientes de metalicidad obtenidos con estos objetos (Balsler et al., 2015; Esteban et al., 2009). Además estas regiones se pueden observar en galaxias muy distantes, sobre todo las más brillantes como las regiones H II gigantes. Estos objetos generalmente se encuentran concentrados en los brazos espirales, por lo que junto con las nubes moleculares son buenas herramientas para trazar la estructura de los brazos espirales en nuestra Galaxia y en galaxias lejanas (Efremov, 2009; Hou et al., 2009).



Figura 1.1: Región H II M42, mejor conocida como nebulosa de Orión, una de las regiones H II más estudiadas. Esta es una imagen en falsos colores, en la cual la luz detectada en las longitudes de onda de  $0.43$ ,  $0.50$  y  $0.53 \mu\text{m}$  es azul. Luz con longitudes de onda de  $0.6$ ,  $0.65$  y  $0.91 \mu\text{m}$  es verde. Luz de  $3.6 \mu\text{m}$  es de color naranja, y la luz de  $8 \mu\text{m}$  es de color rojo. Crédito de la imagen: NASA, ESA, T. Megeath (University of Toledo) and M. Robberto (STScI).

Miles de estrellas pueden nacer en estas regiones H II durante millones de años, pero finalmente las explosiones de supernovas y los vientos estelares de las estrellas más masivas del cúmulo dispersan el gas de la región H II, dejando solo un cúmulo de estrellas jóvenes.

### 1.1.2. Nebulosas planetarias

Las nebulosas planetarias son algunos de los objetos más llamativos y fascinantes del Universo. Son producidas por estrellas de masa baja e intermedia al acercarse al final de su evolución (masas menores a  $8 M_{\odot}$ ), cuando la estrella central eyecta la mayor parte de su envoltente. Estos objetos son una herramienta muy importante para estudiar problemas astrofísicos en diferentes áreas puesto que permiten estudiar la evolución de estrellas de masa baja e intermedia, los procesos de nucleosíntesis que tienen lugar en estas estrellas y cómo enriquecen el medio interestelar en la Galaxia, permitiendo

## 1. INTRODUCCIÓN

---

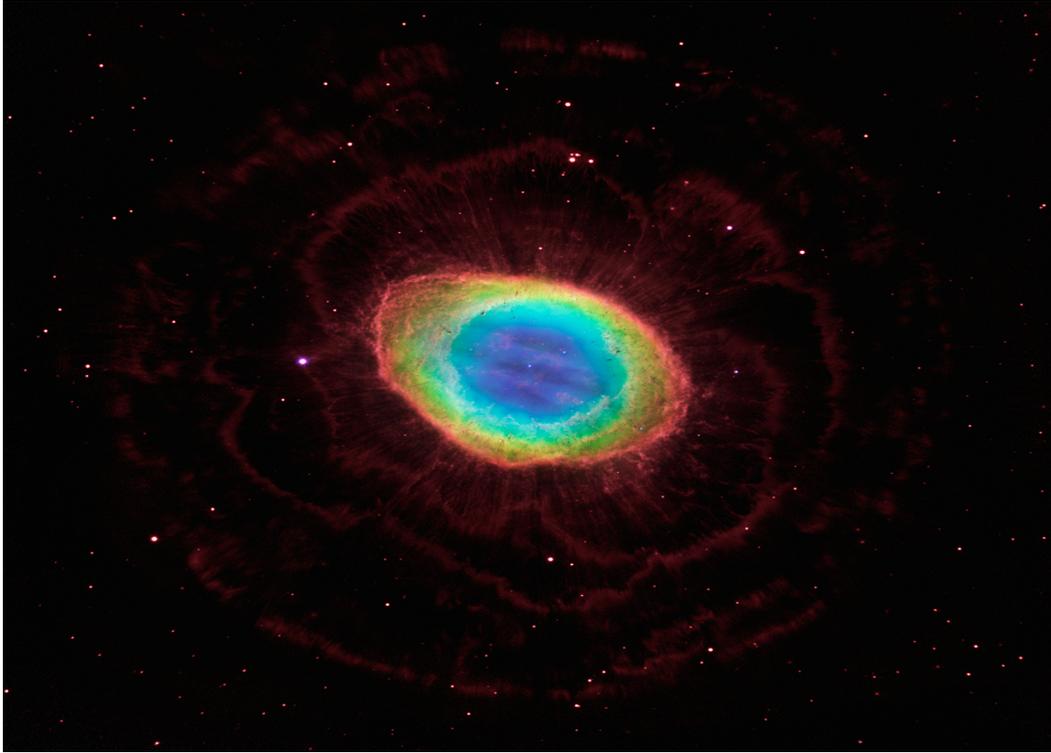


Figura 1.2: Imagen de la nebulosa planetaria NGC 6720, en donde se puede apreciar la estructura eyectada por la estrella. Imagen compuesta de las observaciones ópticas del telescopio espacial Hubble, con observaciones infrarrojas del Large Binocular Telescope Observatory. En la imagen, el color azul representa el helio; el verde, el oxígeno; y el rojo, el hidrógeno. Crédito de la imagen: NASA, ESA, C.R. O'Dell (Vanderbilt University), and D. Thompson (Large Binocular Telescope Observatory).

obtener pistas sobre la historia de formación estelar que ha tenido lugar. Además son trazadores de la evolución química de la Galaxia, ya que mediante la determinación de las abundancias de elementos que no se modifican en la nucleosíntesis de la estrella, es posible conocer la composición del medio interestelar al momento de la formación de la estrella. Además han servido como herramientas para explorar problemas cosmológicos, como la producción de  ${}^3\text{He}$  en este tipo de objetos (Balser et al., 2006; Bania et al., 2010) y como trazadores de la cinemática de la Galaxia (Amaral et al., 1996; Maciel & Lago, 2005).

Una vez que la estrella agota su suministro de combustible en el núcleo al aproximarse al final de su tiempo en la secuencia principal el núcleo se contrae bajo el efecto de la gravedad e incrementa la temperatura, lo que causa que las capas externas de la estrella se expandan. La estrella se aleja de la secuencia principal y asciende por la rama

de las gigantes rojas (RGB, por sus siglas en inglés Red Giant Branch) en el diagrama HR (ver figura 1.3). Durante esta fase, las capas más superficiales de la estrella están menos ligadas gravitacionalmente como consecuencia del incremento en el radio de la estrella por lo que la pérdida de masa se incrementa (Willson, 2000).

Cuando el núcleo de helio se consume, nuevamente la estrella incrementa su luminosidad y se enfría, volviendo a ascender como gigante roja, para colocarse en la zona de estrellas de la rama asintótica de las gigantes (AGB, por sus siglas en inglés Asymptotic Giant Branch), mientras se encuentran como estrellas AGB distintos procesos tienen lugar en la estrella dependiendo de su masa, Becker & Iben (1979, 1980), Iben (1991), Herwig (2005), Karakas & Lattanzio (2007). Finalmente, cuando la estrella salga de la etapa como AGB, ésta habrá eyectado casi por completo su envoltente durante una fase de pérdida de masa intensa llamada *superviento*. Durante esta fase la pérdida de masa ocurre a un ritmo de aproximadamente  $\dot{M} = 10^{-4} M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$  con una velocidad de 10-20 km s<sup>-1</sup> (Vassiliadis & Wood, 1993; Blöcker, 1995). Por consiguiente, las capas más externas de la estrella son lanzadas al medio interestelar después de ser erosionadas de la estrella. Una envoltente en expansión de gas y polvo rodea la estrella AGB, muchas veces se tienen emisiones máser generadas en la envoltente, éstas estrellas son las precursoras inmediatas de las proto-nebulosas planetarias.

Cuando los fuertes vientos cesan la estrella rápidamente alcanza altas temperaturas, la fase principal de pérdida de masa termina cuando el núcleo alcanza una  $T_{\text{ef}} = 5000$  K (Schoenberner, 1983). La estrella se mueve hacia la izquierda en el diagrama HR, con una luminosidad bolométrica casi constante, principalmente determinada por la masa del núcleo de la estrella. Una vez que el núcleo de la estrella post-AGB, que se convertirá en la estrella central de la nebulosa planetaria, alcanza una temperatura de 25,000 K la envoltura de gas y polvo que fue eyectada comienza a ser ionizada por la radiación ultravioleta producida por la estrella central. El material envoltente ionizado se vuelve visible, ya como nebulosa planetaria. La masa del núcleo tiene influencia en la temperatura máxima que la estrella central alcanzará, típicamente 100,000 a 250,000 K (Tylenda & Stasińska, 1989). Eventualmente, las reacciones termonucleares terminan, y la estrella central avanza en el diagrama HR hacia la secuencia de enfriamiento de las enanas blancas.

## 1. INTRODUCCIÓN

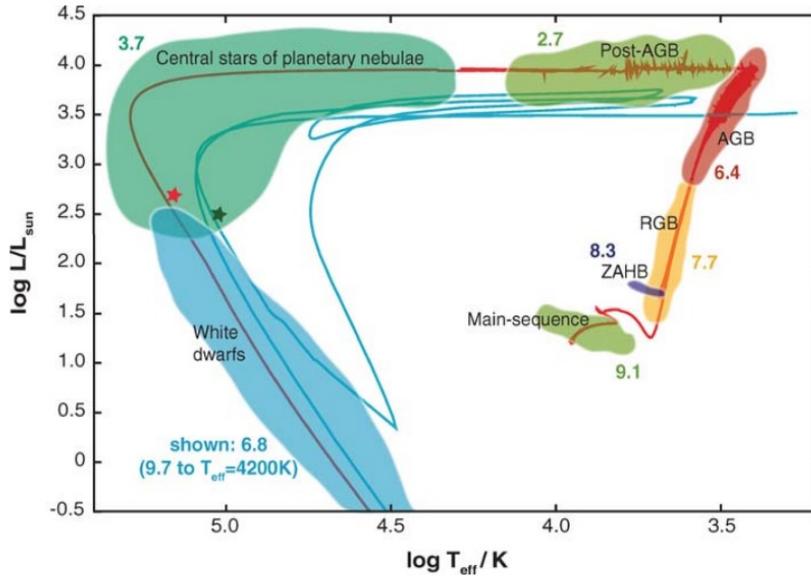


Figura 1.3: La gráfica muestra la evolución de una estrella de  $2 M_{\odot}$  con metalicidad solar, desde la secuencia principal hasta convertirse en enana blanca (trayectoria roja). Los números indican el logaritmo del tiempo aproximado (años), que dura cada fase. Figura tomada de Herwig (2005).

### 1.2. Determinación de densidad y temperatura electrónica.

Las condiciones físicas tanto de regiones H II como de nebulosas planetarias pueden estimarse usando técnicas de análisis similares. Estas condiciones físicas son la densidad electrónica, que se refiere al número de electrones por unidad de volumen y la temperatura electrónica, que representa la distribución de energía de los electrones en la nebulosa, en la siguiente sección se explica más detalladamente las técnicas utilizadas para su determinación. Es posible obtener la densidad electrónica de una nebulosa a partir del cociente entre dos líneas emitidas por el mismo ion y que se originen en niveles con energías de excitación similares (ver figura 3.4a), de tal forma que la tasa de excitación de los dos niveles dependa solo del cociente entre las fuerzas de colisión (Osterbrock & Ferland, 2006). Si los dos niveles tienen diferentes probabilidades de transición o diferentes tasas de desexcitación colisional, la población relativa de los dos niveles dependerá de la densidad, y el cociente de las intensidades de las líneas emitidas también dependerá de la densidad. Cocientes entre intensidades de líneas prohibidas, excitadas colisionalmente, se usan generalmente en nebulosas ionizadas para obtener las densidades (figura 3.4b).

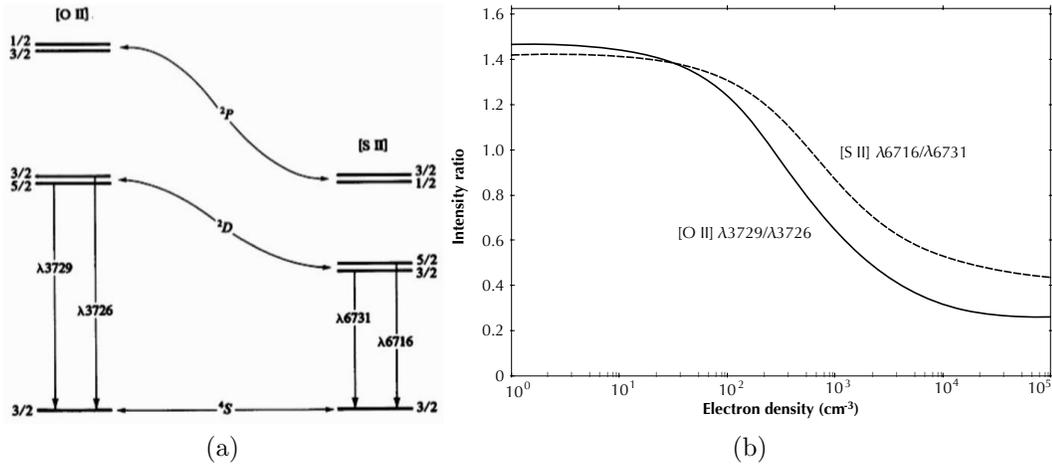


Figura 1.4: (a) Diagrama de los niveles de energía para la configuración  $2p^3$  y  $3p^3$  de [O II] y [S II] respectivamente, (b) variaciones del cociente de [O II] y [S II] en función de la densidad, para una temperatura electrónica de 10,000 K. Figuras tomadas de Osterbrock & Ferland (2006).

En el rango óptico los diagnósticos de densidad más utilizados son [O II]  $\lambda 3727/\lambda 3729$  y [S II]  $\lambda 6716/\lambda 6731$ . Estos dobletes de líneas son relativamente intensos y fáciles de observar, aunque para el caso de [O II] es necesario tener suficiente resolución espectral para separar las líneas. Los potenciales de ionización de  $O^0$  y  $S^0$  son similares (13.62 y 10.36 eV respectivamente), por lo que se espera que las emisiones tanto de [O II] como de [S II] provengan de regiones con grados de ionización parecidos, aunque hay una diferencia mayor en los potenciales de ionización de  $O^+$  y  $S^+$  (35.12 y 23.34 eV respectivamente), por lo que la emisión de [O II] puede venir de zonas de mayor grado de ionización aunque se espera que los valores de densidad electrónica que se obtengan al utilizarlos no varíen significativamente. Otros diagnósticos de densidad utilizados también en el rango óptico son [Cl III]  $\lambda 5718/\lambda 5738$  y [Ar IV]  $\lambda 4711/\lambda 4740$ , las intensidades de estas líneas en comparación con las de [O II] y [S II] son más débiles, sin embargo son útiles en regiones con un grado de ionización más alto ya que sus potenciales de ionización son mayores que los de [O II] y [S II]. El potencial de ionización para  $Cl^{++}$  es de 39.8 eV y para  $Ar^{+3}$  de 59.58 eV, mientras que para pasar al siguiente estado de ionización como  $Cl^{+3}$  y  $Ar^{+4}$  requieren energías de 53.24 y 74.84 eV respectivamente. Debido a que las líneas de los diferentes iones emitidas por diferentes pares de niveles de energía tienen diferentes densidades críticas<sup>1</sup>, sirven para diferentes zonas de densidad. En regiones de alta densidad las líneas de [O II] y [S II], que tienen densi-

<sup>1</sup>La densidad a la cual las tasas de desexcitación colisional y radiativa del nivel superior de la transición son iguales.

## 1. INTRODUCCIÓN

---

dades críticas bajas<sup>2</sup>, casi no se observan debido a que la desexcitación colisional es más eficiente. Suponiendo que se estén determinando densidades para nebulosas ionizadas en donde hay variaciones de densidad de un punto a otro de la nebulosa y todos los iones están presentes en zonas de distintas densidades, si usamos los cuatro diagnósticos anteriores, las densidades obtenidas con [O II] y [S II] corresponderán a regiones de baja densidad, mientras que las obtenidas con [Cl III] y [Ar IV], con densidades críticas más altas, serán un indicador de regiones de alta densidad en la nebulosa. El efecto de tener estructuras de densidad muy complejas dentro de los objetos se puede explorar mediante modelos de fotoionización que consideren estos cambios de densidad extremos.

En una nebulosa planetaria la densidad puede no ser constante debido a que durante la etapa de pérdida de masa como estrella AGB, los vientos pudieron arrastrar el material de la estrella de manera no uniforme y debido a la presencia de campos magnéticos se pudieron formar filamentos o zonas de gas más densas que otras, además pueden existir inestabilidades hidrodinámicas dentro de la nebulosa. En el caso de las nubes moleculares donde se forman las regiones H II la densidad no necesariamente es homogénea ya que existen grumos de material más denso que pueden sobrevivir a la expansión del frente de ionización y permanecen dentro de la región H II. Por tanto según la estructura en densidad de la nebulosa, diferentes diagnósticos pueden dar resultados distintos.

Se han realizado varios análisis de la densidad en objetos ionizados, muchos de ellos utilizando los 4 diagnósticos anteriores, uno de ellos fue el realizado por Saraph & Seaton (1970) donde se analizaron 11 nebulosas planetarias, para las cuales determinaron su densidad a partir de los cocientes de [O II], [S II], [Cl III], [Ar IV] y [K V] (las líneas de [K V] solo se detectan en nebulosas planetarias de alto grado de excitación), encontrando que en general las densidades obtenidas con [O II], [S II] y [Cl III] son similares, mientras que [Ar IV] y [K V] son mayores que las determinadas con los otros diagnósticos, atribuyendo esto a la existencia de variaciones de densidad dentro de las nebulosas planetarias. Por otra parte Aller & Epps (1976) calcularon densidades de [S II] y [Cl III] para 33 nebulosas planetarias que contaban con determinaciones de densidad a partir de [O II], encontrando que los valores de densidad a partir de [S II] eran más altos que los obtenidos con [O II] y [Cl III], lo cual está en desacuerdo con el trabajo anterior.

Stanghellini & Kaler (1989) realizaron un análisis similar al de Saraph y Aller, para los diagnósticos de [O II], [S II], [Cl III] y [Ar IV], utilizando determinaciones posteriores de probabilidades de transición para [O II] y fuerzas de colisión para [Ar IV] y [Cl III]. Además, incrementaron la muestra de nebulosas planetarias a 146, aunque no a

---

<sup>2</sup>Densidades críticas de los cuatro diagnósticos de densidad: [S II]  $1555 \text{ cm}^{-3}$ , [O II]  $3557 \text{ cm}^{-3}$ , [Cl III]  $7386 \text{ cm}^{-3}$  y [Ar IV]  $13,920 \text{ cm}^{-3}$ , suponiendo una temperatura de  $10,000 \text{ K}$ .

todas ellas se podía determinar la densidad con los cuatro diagnósticos, encontrando que en promedio el comportamiento de los diagnósticos es  $n_e[\text{O II}] \ll n_e[\text{S II}] < n_e[\text{Cl III}] \approx n_e[\text{Ar IV}]$ . Kingsburgh & English (1992) calculan densidades electrónicas para un grupo de 63 nebulosas planetarias, pero solo para los diagnósticos de [O II] y [S II], encontrando que para la mayoría de las nebulosas planetarias ambos diagnósticos arrojan resultados similares, estos resultados están en desacuerdo con lo encontrado por Stanghellini y Kaler. Por otro lado en el trabajo de Wang et al. (2004), no solo se hace una comparación entre los cuatro diagnósticos de densidad, sino que también se investiga un poco el efecto que tendría usar diferentes determinaciones de los datos atómicos para [O II], comparando dos diferentes determinaciones de las fuerzas de colisión para  $\text{O}^+$  y tres diferentes determinaciones de las probabilidades de transición seleccionando como el mejor conjunto de datos atómicos para  $\text{O}^+$  aquel con el que se obtienen resultados de [O II] similares a [S II]. Encuentran que en la mayoría de los más de 100 objetos medidos se cumple que  $n_e([\text{O II}]) \leq n_e([\text{S II}]) \approx n_e([\text{Cl III}]) < n_e([\text{Ar IV}])$ . La diferencia entre estos trabajos puede deberse al conjunto de datos atómicos que se utilizó en cada estudio, a que los objetos que se estudiaron no fueron los mismos en todos los análisis y a errores en la medida de los cocientes de intensidades.

La temperatura electrónica por otro lado, se determina a partir de cocientes de líneas provenientes del mismo ion que se generan en diferentes niveles y que tienen energías de excitación considerablemente diferentes (figura 1.5), por lo que existe una dependencia entre la población en cada nivel del ion con la temperatura, debido a la excitación por colisiones (Osterbrock & Ferland, 2006). Entre los cocientes de líneas utilizados para medir temperatura se encuentran [N II]  $\lambda 5755 / (\lambda 6548 + \lambda 6584)$ , [O II]  $\lambda 7320 + 30 / (\lambda 3726 + \lambda 3729)$ , [O III]  $\lambda 4363 / (\lambda 4959 + \lambda 5007)$  y [S III]  $\lambda 6312 / (\lambda 9069 + \lambda 9532)$ . A pesar de que las líneas de [O III]  $\lambda 4959$  y  $\lambda 5007$  son intensas en la mayoría de las nebulosas, no es el mismo caso para la línea auroral en  $4363 \text{ \AA}$  que en comparación con las otras dos de [O III] es más débil, además se encuentra cerca de Hg I  $\lambda 4358$ , que se ha vuelto más fuerte en el espectro del cielo debido a la contaminación lumínica, por lo que en algunos casos no se puede medir bien y no es posible utilizar este diagnóstico de temperatura en algunos objetos. El problema para medir la temperatura usando el cociente de azufre radica en que es necesario tener un espectro que cubra un amplio rango espectral como para tener mediciones de las líneas de [S III] en  $9069 \text{ \AA}$  y  $9532 \text{ \AA}$  en el infrarrojo, además estas líneas pueden tener contribución del cielo. La línea de [N II]  $\lambda 5755$  puede tener contribución por iones de  $\text{N}^{++}$  que se están recombinando y afectan a la intensidad de la línea auroral. Esta contribución debe ser corregida antes de ser utilizada o se estaría sobrestimando el valor de temperatura. La ventaja de utilizar [O II] como indicador de temperatura es que en principio las regiones donde se encuentran las líneas que se usan en este cociente se pueden medir bien en los espectros, sin embargo, como las líneas se encuentran muy separadas en longitud de onda la extinción interestelar afecta diferente a las líneas y si no se corrige bien por este efecto el cociente no será un buen indicador de temperatura, además se tiene que tener

## 1. INTRODUCCIÓN

precaución porque en algunos casos las líneas pueden tener contribución de recombinación y las líneas en 7320 Å y 7330 Å contribución de cielo. Todos los cocientes de temperatura dependen en cierta medida de la densidad, sin embargo, el cociente de [O II] depende más de la densidad que los diagnósticos anteriores.

Las temperaturas electrónicas se derivan comúnmente de las líneas de [N II] y [O III], ya que son los que llevan a determinaciones menos inciertas. La  $T_e$ [N II] suele usarse para caracterizar las zonas de menor grado de ionización mientras que  $T_e$ [O III] caracteriza las zonas de mayor grado de ionización. Generalmente se encuentran valores diferentes para estas dos temperaturas, pero hay acuerdo en líneas generales con lo esperado según los gradientes de temperatura predichos por los modelos de fotoionización.

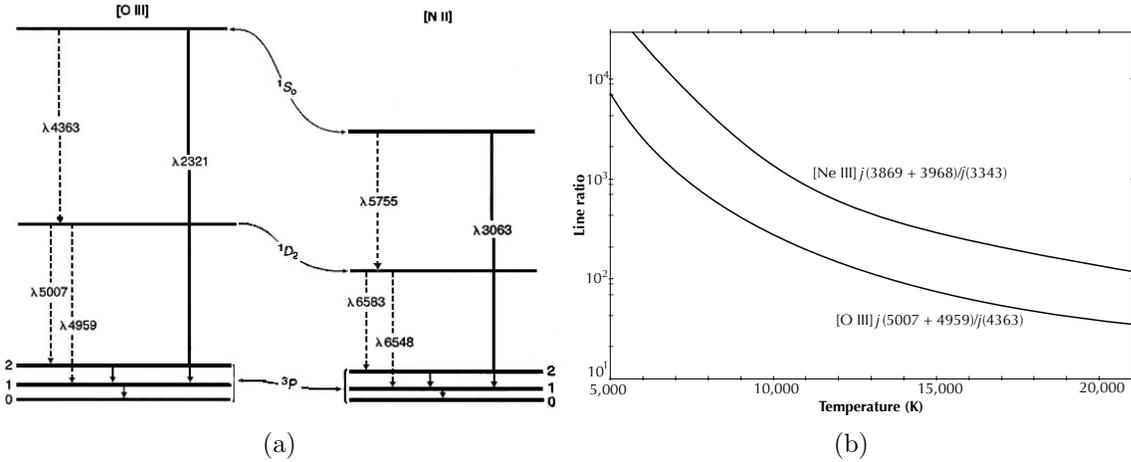


Figura 1.5: (a) Niveles de energía para [O III] y [S III]. (b) Variación de los cocientes de líneas que son sensibles a la temperatura en función de la temperatura, en el límite de baja densidad ( $n_e = 1 \text{ cm}^{-3}$ ). Figuras tomadas de Osterbrock & Ferland (2006)

### 1.3. Determinación de abundancias

A partir de las determinaciones de densidad y temperatura electrónica, es posible determinar la abundancia química de varios elementos en la nebulosa, mediante la determinación de las abundancias iónicas de ese elemento, ya que la intensidad observada de una línea brinda información sobre el número de iones responsables de su emisión. Las abundancias en nebulosas ionizadas se obtienen generalmente a partir de líneas de excitación colisional, normalizadas a  $H\beta$ . Para estimar la abundancia iónica de un elemento es necesario resolver las ecuaciones de equilibrio estadístico para conocer la población relativa del nivel superior a la transición con la cual se calcula la abundancia,

la probabilidad de transición y la diferencia de energía entre dos niveles, para calcular el coeficiente de emisión de la línea debido al ion.

Las ecuaciones de equilibrio estadístico dictan que el número de transiciones que llegan al nivel  $n$  es el mismo que el número de transiciones que salen de ese nivel, esto equivale a decir que la nebulosa se encuentra en un estado estacionario, lo cual es una buena primera aproximación. Los iones de los metales presentes en nebulosas ionizadas tienen niveles de energía muy cercanos al nivel base que se pueblan fácilmente por colisiones con electrones libres, pero dicho mecanismo se vuelve progresivamente menos eficiente para niveles de energía más grandes, por lo que solo los niveles más bajos se encuentran mayormente poblados, y se puede considerar al átomo como un sistema de  $n$ -niveles donde los niveles son poblados por transiciones colisionales y despoblados por transiciones colisionales y emisiones libres. En este caso se puede utilizar la aproximación:

$$\sum_{j \neq i} n_j n_e q_{ji} + \sum_{j > i} n_j A_{ji} = \sum_{i \neq j} n_i n_e q_{ij} + \sum_{j < i} n_i A_{ij}, \quad (1.1)$$

$$\sum_i n_i = n_{tot}, \quad (1.2)$$

donde  $n_e$  es la densidad electrónica,  $n_{tot}$  la densidad total del ion,  $n_i$  la densidad de iones con un electrón en el nivel  $i$ ,  $q_{ij}$  es la tasa de excitación colisional para  $i < j$  o desexcitación colisional para  $i > j$ ,  $A_{ij}$  es la probabilidad de transición desde el nivel  $i$  al nivel  $j$ .

Las tasas de excitación y desexcitación colisional de electrones  $q_{ij}$  entre dos niveles  $i$  y  $j$  con  $i < j$  se obtienen a partir de las ecuaciones (Osterbrock & Ferland, 2006) :

$$q_{ji} = \frac{8.629 \times 10^{-6}}{g(j)} \frac{\Upsilon(i, j; T)}{T^{1/2}} [\text{cm}^3 \text{s}^{-1}], \quad (1.3)$$

$$q_{ij} = \frac{g(j)}{g(i)} q_{ji} \exp \left[ \frac{-\Delta E_{ij}}{kT} \right], \quad (1.4)$$

## 1. INTRODUCCIÓN

---

donde  $g(i)$ , y  $g(j)$  son los pesos estadísticos de los niveles  $i$  y  $j$  respectivamente, mientras que el término  $\exp(-\Delta E_{ij}/kT)$  viene de la ecuación de Boltzmann, donde  $-\Delta E_{ij}$  es la energía de separación de los niveles,  $T$  es la temperatura electrónica en K y  $k$  es la constante de Boltzmann. El término  $\Upsilon(i, j; T)$  no tiene unidades y representa la fuerza de colisión efectiva entre dos niveles, que se obtiene al integrar las fuerzas de colisión  $\Omega(i, j; T)$  sobre la distribución de Maxwell-Boltzmann

$$\Upsilon(j, i; T) = \int_0^\infty \Omega(i, j; E) \exp(-E_j/kT) d(E_j/kT). \quad (1.5)$$

Las fuerzas de colisión,  $\Omega(i, j; T)$ , vienen de cálculos de física atómica y existen diferentes determinaciones. En la siguiente sección se explica más sobre estos valores.

Las expresiones 1.1 y 1.2 se utilizan también para calcular densidades y temperaturas electrónicas, fijando primero uno de estos dos parámetros ya sea temperatura o densidad y después buscando el valor del otro parámetro que reproduce el cociente de intensidades usado como diagnóstico (ver sección anterior). También permiten conocer las poblaciones de los niveles para una temperatura y densidad dada, una vez que las poblaciones se conocen se puede calcular la emisividad:

$$\epsilon_{ji} = n_j A_{ji} h \nu_{ji}. \quad (1.6)$$

Las abundancias iónicas, como ya se mencionó se obtienen relativas a  $H^+$ , a partir de las intensidades de las líneas

$$\frac{n(X^i)}{n(H^+)} = \frac{I(\lambda)}{I(H\beta)} \frac{\epsilon(H\beta)}{\epsilon(\lambda)}, \quad (1.7)$$

donde  $X^i$  representa al ion que emite la línea a la longitud de onda  $\lambda$ , el término  $\epsilon(\lambda)$  es el coeficiente de emisión de la línea debida al ion  $X^i$ , que depende de la temperatura y la densidad electrónica. El término de  $\epsilon(H\beta)$  es la emisividad de la línea de  $H\beta$ , que se encuentra tabulada en función de la temperatura y densidad.

Cuando se tiene la información sobre todos los iones de un elemento presentes en la nebulosa, la abundancia total es igual a la suma de todas las abundancias iónicas.

$$\frac{n(X)}{n(H)} = \sum_i \frac{n(X^i)}{n(H^+)}. \quad (1.8)$$

Sin embargo en la mayoría de los casos no se pueden observar todos los iones, ya sea porque la emisión de las líneas de dicho ion son muy débiles, no se cuenta con buena resolución espectral o porque se encuentran emitidas en un rango del espectro diferente del óptico, por lo que la suma de las abundancias iónicas debe ser corregida, para compensar la contribución de los iones que no se observaron. Para realizar la corrección se utilizan los factores de corrección por ionización (FCI). En la literatura se pueden encontrar diversos FCI establecidos a partir de modelos de fotoionización o basados en comparaciones entre potenciales de ionización de diferentes iones y aplicables a un tipo de objeto en particular (regiones H II, nebulosas planetarias, etc.). El factor de corrección se multiplica por la suma de las abundancias iónicas que se observaron:

$$\frac{n(X)}{n(H)} = FCI \left( \sum_i \frac{n(X^i)}{n(H^+)} \right). \quad (1.9)$$

Hay que tener en cuenta que los factores de corrección por ionización también introducen incertidumbres en los resultados.

## 1.4. Datos atómicos

La determinación de la densidad y temperatura electrónica, así como el cálculo de las abundancias iónicas, dependen de las fuerzas de colisión y las probabilidades de transición de los iones que junto con los niveles de energía son llamados datos atómicos. Los valores de estos datos atómicos se obtienen a partir de cálculos de mecánica cuántica, sin embargo, en muchas de estas determinaciones se realizan aproximaciones que ayudan a simplificar los cálculos, por ejemplo en la configuración de las interacciones entre los electrones, pero que no necesariamente reproducen la realidad, por lo que introducen incertidumbres que son difíciles de cuantificar con precisión.

La mayoría de estos parámetros atómicos como los niveles de energía o las fuerzas de colisión no se pueden medir experimentalmente en laboratorios por lo que se depende de los cálculos teóricos. En principio, los cálculos para cualquier parámetro atómico realizados con cualquier método o código deberían arrojar resultados similares, sin embargo, existen discrepancias considerables entre determinaciones de los valores de datos

## 1. INTRODUCCIÓN

---

atómicas realizadas por diferentes autores para un mismo ion, a pesar de que se siga una metodología similar en la forma de realizar los cálculos. Estas diferencias pueden ser atribuidas a las simplificaciones supuestas para realizar los cálculos. Además las aproximaciones realizadas en los cálculos de los datos atómicos pueden afectar diferente en diferentes rangos de temperatura, por ejemplo si algunos procesos que se pueden despreciar en un intervalo de temperatura pueden ser importantes en otro. En general las transiciones más fuertes están mejor estudiadas que las transiciones débiles, los niveles de energía tienen menos incertidumbres que las probabilidades de transición, así como las probabilidades de transición tienen menos incertidumbres que las fuerzas de colisión y es que cerca de los umbrales las fuerzas de colisión están dominadas por resonancias (Aggarwal, 1983).

Existen diversos factores que pueden afectar la determinación de los datos atómicos, y no todos los átomos pueden ser modelados con la misma precisión. Entre los factores que más afectan la determinación de los datos atómicos se encuentra la forma en que se establece la configuración de las interacciones en el átomo, principalmente para elementos ligeros ( $Z < 20$ ) (Aggarwal, 1998). Lo ideal sería incluir todas las interacciones en los cálculos, pero debido a las limitaciones computacionales es necesario establecer restricciones. Otro factor importante en el cálculo de datos atómicos son los operadores relativistas, por ejemplo las correcciones de masa y las interacciones entre espines. Generalmente entre más grande sea el número atómico del elemento, más grande es la contribución que tienen estos operadores relativistas y por tanto es más importante tomarlos en cuenta aunque en algunos casos pueden ser importantes para elementos ligeros (Aggarwal & Keenan, 2007). En los últimos años varios algoritmos han sido desarrollados con el fin de calcular datos atómicos precisos, cada uno con sus ventajas y desventajas. Los avances computacionales han permitido mejorar la forma de considerar la configuración de las interacciones y los efectos relativistas en el átomo, obteniendo un mayor grado de precisión en los cálculos, por otro lado permiten realizar cálculos atómicos para elementos con números atómicos grandes ( $Z > 30$ ).

Las probabilidades de transición se calculan principalmente a partir de códigos con multi-configuraciones de estructura atómica que toman en cuenta las correcciones relativistas usando la aproximación Breit-Pauli. Algunos códigos que funcionan bajo esta metodología son SUPERSTRUCTURE (Eissner et al., 1974) que calcula los términos de energía, coeficientes de acoplamiento y datos radiativos que incluyen las probabilidades de transición permitidas y no permitidas y coeficientes de cascada. Otros códigos que calculan cosas similares son CIV3 (Hibbert, 1975), GRASP (Grant et al., 1980), MCHF (Froese Fischer & Tachiev, 2004) y AUTOSTRUCTURE (Badnell, 2011). La mayoría de estos códigos se encuentran publicados y reciben modificaciones particulares al ser utilizados por otros autores en el cálculo de datos atómicos, sin embargo la base sigue siendo la misma. Para el caso de las fuerzas de colisión, los códigos más utilizados

son los que utilizan la metodología de matriz R estándar (RM) que permite incorporar operadores relativistas o la metodología de onda distorsionada (DW) donde las interacciones se introducen como perturbaciones en la ecuación de onda. Ejemplos de códigos que utilizan la aproximación Breit-Pauli junto con la matriz R son los propuestos por Berrington et al. (1978), Scott & Burke (1980) y Scott & Taylor (1982). Existen varias versiones de códigos que utilizan la metodología de onda distorsionada, pero los más utilizados son los de University College London (Eissner & Seaton, 1972).

Las diferencias entre distintas determinaciones pueden afectar de forma significativa los resultados finales de un análisis, por ejemplo la determinación total de la abundancia de un elemento en una nebulosa ionizada dependerá de las incertidumbres introducidas por utilizar un conjunto de probabilidades de transición y fuerzas de colisión al momento de determinar las abundancias iónicas, la temperatura y densidad electrónica. Un ejemplo para ilustrar cuánto puede afectar la elección de un conjunto de datos atómicos sobre otro se encuentra reportado por Luridiana & García-Rojas (2012), donde para un objeto Herbig-Haro en M42 se utilizaron tres conjuntos de datos atómicos para [S II] (Tayal & Zatsarinny, 2010; Ramsbottom et al., 1996; Podobedova et al., 2009) y se observó que la densidad determinada usando este diagnóstico podía cambiar hasta por un factor de 3, pasando de  $5000 \text{ cm}^{-3}$  a  $15000 \text{ cm}^{-3}$ .

Un ejemplo de las diferencias entre las determinaciones de datos atómicos se muestra en la tabla 1.1, que compara 4 determinaciones de las probabilidades de transición para tres iones de oxígeno, con observaciones hechas por Slinger et al. (2006) del brillo nocturno de la atmósfera. En el caso del cociente de las líneas de O I  $\lambda 5577/\lambda 2972$  es donde se pueden observar las mayores discrepancias entre las determinaciones teóricas y las observaciones.

Los datos atómicos son de importancia no solo para el estudio de nebulosas planetarias y regiones H II, sino también para estudios de la corona solar, novas, cuásares, modelos de atmósferas estelares, modelos de evolución estelar, etc. Es por eso que sus incertidumbres son una de las fuentes de error más importantes en cálculos astrofísicos.

Debido a que no existe una forma estandarizada para elegir el conjunto de datos atómicos a utilizar o un método para asignar cuánta incertidumbre se introduce en el resultado final debido a utilizar un conjunto de datos atómicos, los usuarios deben buscar la forma de evaluar qué conjunto de determinaciones utilizar, ya sea buscando consistencia entre los resultados como en el caso de las densidades o mediante comparaciones con otros cálculos u observaciones, teniendo en cuenta que el hecho de que exista un acuerdo entre distintas determinaciones no necesariamente implica que ambas sean correctas.

## 1. INTRODUCCIÓN

Ion	Transición	TFF	GMZ	SZ	Z	Obs	$\lambda(\text{\AA})$
O I	$A(^1D_2 - ^3P_2)$	6.503E-3	6.535E-3	6.446E-3			6300
	$A(^1D_2 - ^3P_1)$	2.101E-3	2.111E-3	2.151E-3			6364
	Cociente	3.10	3.10	3.00		2.997	
	$A(^1S - ^1D)$	1.26E+0	1.124E+0				5577
	$A(^1S - ^3P)$	7.877E-2	7.940E-2				2972
	Cociente	16.0	14.2			9.3	
O II	$A(^2D_{5/2} - ^4P_{3/2})$	4.123E-5			3.588E-5		3729
	$A(^2D_{3/2} - ^4P_{3/2})$	1.635E-4			1.810E-4		3726
	Cociente	0.252			0.198		
O III	$A(^1D_2 - ^3P_2)$	2.028E-2	2.041E-2	2.046E-2			5007
	$A(^1D_2 - ^3P_1)$	6.951E-3	6.995E-3	6.791E-3			4959
	Cociente	2.92	3.01	3.01			

Tabla 1.1: **Comparación de probabilidades de transición para iones prohibidos del oxígeno** - TFF: Tachiev & Froese Fisher (2001, 2002), GMZ: Galavís et al. (1997), SZ: Storey & Zeppen (2000). Z: Zeppen (1987). Obs: Slinger et al. (2006). Tabla tomada de Stasińska et al. (2012).

### 1.5. Análisis bayesiano

En estadística existen dos diferentes perspectivas, la interpretación frecuentista y la bayesiana, el desacuerdo entre ambos radica en la definición de probabilidad. En el enfoque frecuentista la probabilidad es el límite de la frecuencia relativa de un fenómeno en un gran número de repeticiones, es decir, la probabilidad de un evento esta relacionada con la frecuencia en que se ha observado. En el enfoque bayesiano el concepto de probabilidad se extiende a los grados de confianza que se tiene de dicho evento, la interpretación bayesiana se basa en un conocimiento limitado de las cosas. Afirma que sólo asocias una probabilidad a un evento porque hay incertidumbre sobre el mismo, es decir, porque no se conocen todos los hechos (VanderPlas, 2014). En realidad, un evento dado, o bien ocurrirá (probabilidad de 100 %) o bien no ocurrirá (probabilidad de 0 %), cualquier otra cosa es una aproximación que hacemos del problema a partir de nuestro conocimiento incompleto del mismo. Por lo tanto el análisis bayesiano se basa en la idea de refinar predicciones a partir de nuevas evidencias. En el enfoque bayesiano se definiría probabilidad como la expresión matemática que mide el nivel de conocimiento que tenemos para hacer una predicción. Estrictamente hablando es incorrecto decir “hay un 30 % de probabilidades de que ocurra el evento P”, sino que se debería decir “basado en el conocimiento actual, existe un 30 % de certeza de que dicho evento P ocurrirá”.

Muchas veces utilizamos el término de probabilidad informalmente para expresar nues-

tra información o creencia sobre una cantidad o situación, y esta manera de expresar información puede hacerse formal en un sentido matemático de acuerdo con los resultados obtenidos por Cox (1961). El teorema de Bayes provee un método razonable para actualizar una creencia en vista de nueva información. El proceso de generar conocimiento inductivo a través del teorema de Bayes se conoce como inferencia bayesiana. En términos generales los métodos bayesianos son herramientas de análisis que se derivan de los principios de la inferencia bayesiana, que sirven para:

- Estimación de parámetros con buenas propiedades estadísticas.
- Descripción cuidadosa de los datos observados.
- Hacer predicciones en caso de datos faltantes y pronósticos sobre datos futuros.
- Facilita estimar, seleccionar y validar modelos a partir de técnicas computacionales.

La base de la estadística bayesiana reside en la probabilidad condicional que es la probabilidad de que ocurra un evento  $B$ , sabiendo que también ocurre un evento  $A$ , es decir  $P(B | A)$ , relacionado a través del teorema de Bayes. La probabilidad de que sucedan  $A$  y  $B$  viene dada por:

$$P(AyB) = P(A)P(B | A). \quad (1.10)$$

Por otra parte:

$$P(AyB) = P(ByA) = P(B)P(A | B), \quad (1.11)$$

lo que es equivalente a tener:

$$P(B)P(A | B) = P(A)P(B | A). \quad (1.12)$$

Lo que significa que existen dos formas de obtener la probabilidad conjunta de  $A$  y  $B$ , si se tiene  $P(A)$ , entonces se multiplica por la probabilidad condicional  $P(B | A)$  o por el otro lado si se tiene  $P(B)$  entonces se multiplica por  $P(A | B)$ , de cualquiera de las dos formas debe obtenerse el mismo resultado. Al dividir entre  $P(B)$  obtenemos el teorema de Bayes.

## 1. INTRODUCCIÓN

---

$$P(A | B) = \frac{P(A) P(B | A)}{P(B)}, \quad (1.13)$$

donde:

- $P(A | B)$ : Es la probabilidad obtenida a posteriori dados los parámetros introducidos.
- $P(B | A)$ : Es la probabilidad de  $B$  dado que ya ha ocurrido  $A$ .
- $P(A)$ : representa la distribución o probabilidad a priori, de que  $A$  representa las características del fenómeno o modelo.
- $P(B)$ : representa la probabilidad de medir  $P(B)$  bajo todas las hipótesis mutuamente excluyentes, en términos prácticos es un término de normalización.

Los resultados matemáticos de Savage (1972) prueban que si  $P(B | A)$  y  $P(A)$  representan una creencia racional de una persona sobre  $A$ , entonces el teorema de Bayes es el método óptimo para actualizar esa creencia acerca de  $A$  cuando se tiene nueva información  $B$ . Estos resultados constituyen una fuerte justificación teórica para el uso del teorema de Bayes, sin embargo, muchas veces es difícil formular matemáticamente cuál es la probabilidad a priori, y en ocasiones se selecciona de manera subjetiva o por conveniencia para los cálculos y es esta selección subjetiva de la probabilidad a priori lo que ha sido controversial en el enfoque bayesiano.

La estadística bayesiana está demostrando su utilidad en ciertas estimaciones basadas en el conocimiento subjetivo de la probabilidad a priori y el hecho de que permitir revisar esas estimaciones en función de la evidencia empírica en distintos campos de la ciencia como genética, lingüística, psicología, procesamiento de imágenes, etc. En astrofísica hay varios ejemplos de aplicaciones del método bayesiano a problemas que difícilmente se pueden resolver con enfoques frecuentistas. Hogg et al. (2010) utilizando el enfoque bayesiano analizó la distribución de valores que pueden tomar las excentricidades de las órbitas de sistemas binarios o sistemas con planetas y determinó un valor máximo que puede tener la excentricidad de la órbita, que a través de análisis tradicionales siempre había sido sobreestimado. Aunque la mayoría de estas aplicaciones se han realizado en cosmología validando por ejemplo Gubitosi et al. (2015) utilizaron el método bayesiano para probar la validez de modelos inflacionarios en diferentes escenarios. También ha habido algunas aplicaciones en el campo de nebulosas ionizadas como el trabajo hecho en Quireza et al. (2007) donde se realiza una clasificación de una muestra grande de nebulosas planetarias de acuerdo con las clases definidas por

Peimbert, utilizando el análisis bayesiano para determinar la probabilidad de pertenencia de cada nebulosa planetaria a cada clase teniendo en cuenta la distribución de propiedades de nebulosas planetarias que se encuentran bien clasificadas.

## 1.6. Motivación y objetivo de la tesis

La determinación de las condiciones físicas y la composición química del gas es de gran utilidad en diversas áreas astrofísicas como ya se ha dicho en las secciones 1.1.1 y 1.1.2. El oxígeno es utilizado como un indicador de la metalicidad en objetos ionizados, sin embargo, mediciones hechas por diferentes autores pueden derivar en valores significativamente distintos. Un ejemplo de esto ocurre en la nebulosa planetaria NGC 6153, donde dos determinaciones de la abundancia de oxígeno a partir de líneas de excitación colisional  $8.69 \pm 0.08$  (Liu et al., 2000) y  $9.00 \pm 0.09$  (Pottasch, Deneffiel & Mo, 1986) implican composiciones químicas diferentes. Las diferencias en las determinaciones de abundancias pueden deberse a errores en las observaciones. En el caso de objetos extendidos las diferencias en abundancias pueden deberse a que los espectros se tomaron de dos regiones distintas de la nebulosa donde las condiciones físicas y el grado de ionización pueden ser distintos, lo que puede introducir sesgos en los diferentes resultados.

La forma de realizar el análisis es una de las fuentes más importantes de discrepancias y es que diferentes autores utilizan distintos diagnósticos para determinar densidad y temperatura electrónica junto con distintas determinaciones de datos atómicos y factores de corrección por ionización. Estas discrepancias en la manera de realizar el análisis introducen incertidumbres en los resultados que son difíciles de estimar, comenzando por el efecto de los datos atómicos ya que no existe un criterio definido para seleccionar el mejor conjunto y la mayoría de las veces los datos atómicos se eligen por conveniencia, por ejemplo, en el caso de la densidad electrónica los datos atómicos generalmente se seleccionan dependiendo de con cuáles se obtienen valores de densidad consistentes entre distintos diagnósticos. Además las determinaciones más recientes de datos atómicos no siempre son las mejores. Mendoza & Bautista (2014) concluyeron que los errores en los cálculos de los datos atómicos son menores al 10 % y determinaron temperaturas electrónicas para un conjunto de regiones H II que cuentan espectros de alta resolución tomando el 10 % como el error en temperatura introducido por los datos atómicos, pero de esta manera no están considerando las diferencias que hay entre distintas determinaciones de datos atómicos, la figura 1.6 muestra las diferencias entre temperaturas calculadas utilizando cuatro determinaciones de fuerzas de colisión para oxígeno. Las mayores discrepancias se alcanzan para temperaturas cercanas a 10,000 K, una temperatura que se alcanza fácilmente en nebulosas planetarias.

## 1. INTRODUCCIÓN

---

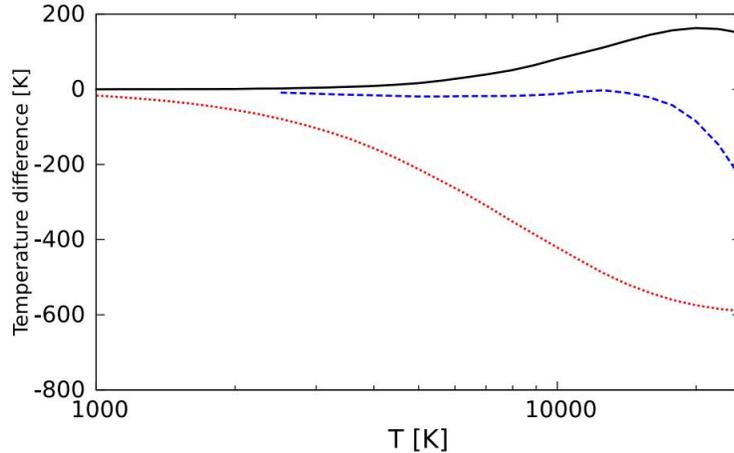


Figura 1.6: Diferencias entre las temperaturas electrónicas derivadas a partir del cociente  $\lambda 4363/(\lambda 4959 + \lambda 5007)$  para las fuerzas de colisión de Storey et al. (2014), con las que se obtienen usando las fuerzas de colisión de Lennon & Burke (1994) (línea negra), Aggarwal & Keenan (1999) (línea punteada azul) y Palay et al. (2012) (línea punteada roja). Figura tomada de Storey et al. (2014)

Al corregir por la presencia de iones no observados para determinar las abundancias totales se utilizan los factores de corrección por ionización determinados a partir de modelos de fotoionización o para un tipo de objeto en particular que muchas veces es distinto al que se está analizando. Existen distintas determinaciones de los FCI y algunos de ellos introducen sesgos dependiendo del grado de ionización del objeto, por tanto también son una fuente de incertidumbres y discrepancias en los resultados. Para la mayoría de los FCI no existen estimaciones de los errores que introducen a los cálculos. Por otra parte, el análisis de la estructura de densidad de las nebulosas ionizadas es importante para estimar la posibilidad de que exista algún tipo de gradiente de densidad, ya que tendría implicaciones en la forma de realizar el análisis de abundancias químicas y en los modelos hidrodinámicos de nebulosas planetarias ya que diferentes trabajos han mostrado que distintos diagnósticos de densidad para un mismo objeto llevan a determinaciones que no están de acuerdo entre sí.

El objetivo de este trabajo es analizar las diferentes fuentes de incertidumbre en la determinación de las condiciones físicas y composición química del gas ionizado, comenzando con el efecto que tiene utilizar distintas determinaciones de datos atómicos. En este trabajo, se han determinado densidades, temperaturas y abundancias totales para un conjunto de objetos ionizados utilizando los diagnósticos de densidad y temperatura más comúnmente empleados, para un número considerable de conjuntos de datos atómicos para diferentes iones. Aunque anteriormente se ha explorado el efecto que tienen los datos atómicos en los resultados, un estudio tan completo no se había realizado antes. A partir de este análisis se establecerán criterios para asignar probabilidades

a los diferentes conjuntos de datos atómicos que servirán como base para realizar el análisis bayesiano de la composición química de nebulosas planetarias y regiones H II que incluya otras fuentes de incertidumbre como los errores en las intensidades de las líneas y las incertidumbres debidas a los FCI.



En este capítulo se realiza una descripción de las muestras utilizadas, tanto de los objetos como de los datos atómicos. También se explica el proceso llevado a cabo para analizar los efectos que tiene utilizar las distintas determinaciones de datos atómicos, así como todas las combinaciones entre ellos, en el cálculo de la densidad, temperatura, abundancias iónicas y abundancias totales en nebulosas planetarias y regiones H II. Cabe mencionar que en la mayor parte del análisis, a menos que se indique lo contrario, no se han considerado los errores en las intensidades de las líneas ni en los factores de corrección por ionización, porque se quiere observar el efecto aislado de las incertidumbres que introducen los datos atómicos.

## 2.1. Muestra de datos atómicos

Como ya se ha descrito en el capítulo anterior, las líneas de emisión de los objetos ionizados pueden utilizarse para determinar las condiciones de temperatura, densidad y abundancias químicas del gas ionizado. Sin embargo la determinación de cada uno de estos parámetros depende de los datos atómicos, los cuales tienen asociadas incertidumbres difíciles de estimar pues son el resultado de cálculos de la mecánica cuántica en los cuales se han realizado aproximaciones, las cuales es difícil determinar cuánto se apegan a la realidad. Actualmente existe más de un conjunto de datos atómicos disponible para la mayoría de los iones, sin embargo todas estas determinaciones no se encuentran incluidas en el paquete NEBULAR de IRAF<sup>1</sup>, ya que solo tiene una opción de datos atómicos, a pesar de que desde hace aproximadamente dos décadas ha sido el programa más usado para el análisis de condiciones físicas y abundancias químicas a

---

<sup>1</sup>IRAF es distribuido por The National Optical Astronomy Observatory, el cual es operado por Association of Universities for The Research in Astronomy, Inc., en cooperación con The National Science Foundation.

## 2. ANÁLISIS

---

partir de líneas de emisión. A pesar de que NEBULAR no cuenta con una base de datos atómicos, sí permite cambiarlos leyéndolos a partir de archivos externos, aunque el proceso para realizar esto no es sencillo para el usuario. Otro programa para el análisis de líneas de emisión más reciente es PyNeb (Luridiana et al., 2015), un paquete desarrollado en Python que comparte muchas de las funcionalidades de NEBULAR pero con ciertas ventajas adicionales ya que cuenta con una base de datos atómicos bastante amplia de diversos iones y además permite cambiarlos fácilmente dentro del programa, lo cual constituye una ventaja para el análisis que se quiere realizar. En el apéndice A, se encuentra la tabla con los datos atómicos que tiene disponibles PyNeb para los iones  $O^+$ ,  $O^{++}$ ,  $N^+$ ,  $S^+$ ,  $Cl^{++}$ ,  $Ar^{+3}$  y para los iones que resultan de la recombinación de  $H^+$ ,  $He^+$  y  $He^{++}$ . Se han seleccionado estos iones ya que con ellos se pueden determinar valores de temperatura, densidad, abundancias iónicas y totales de O, Cl y N, siguiendo el procedimiento que se describe en secciones posteriores.

PyNeb tiene definida una combinación de datos atómicos que se toman por defecto, en caso de que no se indique otra cosa al momento de ejecutar el programa. La combinación predefinida se muestra en la tabla 2.1. Como uno de los objetivos del análisis es explorar cuánta incertidumbre se introduce en los cálculos de las condiciones físicas y abundancias químicas debido a utilizar distintos conjuntos de datos atómicos o combinaciones entre ellos, se utilizó como muestra de datos atómicos la base de datos de PyNeb y se consideraron todas las combinaciones posibles entre los datos atómicos para los iones mencionados. El número total de combinaciones es de 5,598,720, un número muy grande como para realizar todos los cálculos ya que hacerlo tomaría aproximadamente 40 días de cómputo ininterrumpido para una sola nebulosa, por lo que este procedimiento solo se podría aplicar a un número limitado de objetos. Sin embargo, para nuestros propósitos iniciales no es necesario realizar todos estos cálculos. Podemos reducir el número de combinaciones eligiendo un conjunto de datos atómicos para los iones  $H^+$ ,  $He^+$  y  $He^{++}$ , ya que las diferencias entre los datos atómicos de estos iones no afectan directamente a las determinaciones de las condiciones físicas en los objetos ni a las abundancias iónicas, de esta manera el número de combinaciones se redujo a 466,560 y el tiempo de cómputo se redujo a aproximadamente 80 horas. Debido a que estos iones son usados en los factores de corrección por ionización este criterio afecta directamente las determinaciones de la abundancia total de oxígeno e indirectamente a elementos que utilizan el oxígeno para determinar la abundancia total. Se realizó la prueba de cambiar el conjunto de coeficientes de recombinación de He en la combinación que viene por defecto en PyNeb y se realizaron todos los cálculos, con el objetivo de analizar las diferencias que podrían introducir otras determinaciones de He, la mayor diferencia que se obtuvo en la abundancia total de oxígeno es de 0.0021 dex, la cual se puede considerar despreciable.

Estas combinaciones se acomodaron en una matriz, que se da como entrada a un programa escrito en Python, que calcula densidad, temperatura, abundancias iónicas

y abundancias totales utilizando PyNeb y siguiendo el procedimiento que se describe en las secciones 2.3, 2.4 y 2.5. El programa lee la combinación de datos atómicos correspondiente y cambia los datos atómicos de acuerdo a la combinación que dicta la matriz. El total de combinaciones aún es grande, en la sección 2.6 se describe un método de muestreo que se utilizó para reducir el tiempo de cómputo, permitiendo realizar el análisis para un mayor número de objetos, además de que también permite incluir en el análisis los errores en las intensidades de las líneas y los errores debido a los factores de corrección por ionización mediante simulaciones Montecarlo. En el futuro también se espera incluir en el análisis determinaciones de datos atómicos para los 8 iones anteriores que no se encuentran en PyNeb, incluir otros iones que permitan determinar abundancias de otros elementos como Ar, S y Ne, etc., e incluir otras determinaciones de datos atómicos para los iones de He que en este trabajo no se han considerado con el fin de analizar la variación que generan en las determinaciones de las abundancias totales.

Ión	Probabilidades de transición	Fuerzas de colisión
O <sup>++</sup>	SZ00-WFD96	AK99
N <sup>+</sup>	GMZ97-WFD96	T11
O <sup>+</sup>	Z82-WFD96	P06-T07
S <sup>+</sup>	PKW09	TZ10
Cl <sup>++</sup>	M83-KS86	BZ89
Ar <sup>+3</sup>	MZ82	RB97
Coeficientes de recombinación		
H <sup>0</sup>	SH95	
He <sup>0</sup>	SH95	
He <sup>+</sup>	SH95	

Tabla 2.1: **Datos atómicos por defecto en PyNeb** - En la tabla se muestra la combinación de datos atómicos que vienen predefinidos en PyNeb, las referencias para las abreviaturas en los nombres de los datos atómicos pueden encontrarse en el apéndice A. Para los iones en que hay dos abreviaturas separadas por un guión indica que ambas determinaciones se utilizan en ese conjunto de datos atómicos pero para distintas transiciones del ion.

Al realizar los cálculos de todas las combinaciones de datos atómicos es difícil identificar qué conjunto de datos atómicos está produciendo mayores variaciones, o analizar cuál es el efecto de cambiar solo un conjunto de datos atómicos. Por esta razón se calcularon las condiciones físicas y las abundancias químicas, siguiendo el procedimiento que se explica en las siguientes secciones, partiendo de la combinación estándar de PyNeb y cambiando sólo un conjunto de datos atómicos a la vez, es decir la primera it-

## 2. ANÁLISIS

---

eración corresponde al conjunto predefinido o estándar de PyNeb, la segunda iteración comienza nuevamente con el conjunto predefinido pero se cambian las probabilidades de transición de  $O^{++}$ , en la tercera iteración se vuelve a iniciar con el conjunto predefinido cambiando las probabilidades de transición de  $O^{++}$  por otro conjunto de datos atómicos, para cada nueva iteración siempre se vuelve a la combinación base de PyNeb. En total se obtuvieron 26 iteraciones que sirven para identificar el efecto que tiene cambiar solo un conjunto de datos atómicos en las determinaciones de densidad, temperatura, abundancias iónicas y abundancias totales. La tabla 2.2 muestra cada uno de los datos atómicos que fue cambiado, los números del lado izquierdo se utilizarán para identificar cada una de las iteraciones y por lo tanto el efecto del dato atómico cambiado en cada iteración en gráficas posteriores.

No	Ion	Tipo	Referencia	No	Ion	Tipo	Referencia
1	Combinación		predefinida	14	$O^+$	$\Omega$	P76-McLB93-v1
2	$O^{++}$	$A_{ij}$	FFT04	15		$\Omega$	P76-McLB93-v2
3		$A_{ij}$	GMZ97-WFD96	16		$\Omega$	T07
4		$\Omega$	LB94	17	$S^+$	$A_{ij}$	TZ10-PKW09
5		$\Omega$	Pal12-AK99	18		$A_{ij}$	VVF96-KHOC93
6		$\Omega$	SSB14	19		$A_{ij}$	VVF96-M82a
7	$N^+$	$A_{ij}$	FFT04	20		$\Omega$	RBS96
8		$A_{ij}$	NR79-WFD96	21	$Cl^{++}$	$A_{ij}$	Fal99
9		$\Omega$	HB04	22		$A_{ij}$	M83
10		$\Omega$	LB94	23		$\Omega$	M83
11	$O^+$	$A_{ij}$	FFT04	24	$Ar^{+3}$	$A_{ij}$	MZ82a-KS86
12		$A_{ij}$	WFD96	25		$\Omega$	M83
13		$\Omega$	Kal09	26		$\Omega$	ZBL87

Tabla 2.2: **Iteraciones usando la combinación estándar** - La tabla muestra el dato atómico que se reemplaza en la combinación estándar de PyNeb, los símbolos  $A_{ij}$  indican que se cambiaron las probabilidades de transición, mientras que  $\Omega$  indica que fueron cambiados los valores de las fuerzas de colisión. Las referencias se encuentran en el apéndice A.

### 2.2. Muestra de objetos

Se han seleccionado nebulosas planetarias y regiones H II que tienen reportadas mediciones de intensidades de las líneas de interés en la literatura. La muestra principal está compuesta por 36 nebulosas planetarias y 9 regiones H II en las cuales se pueden medir las líneas necesarias para determinar los 4 diagnósticos de densidad ( $[O II]$ ,  $[S II]$ ,  $[Cl III]$ ,  $[Ar IV]$ ) y los dos diagnósticos de temperatura ( $[O III]$ ,  $[N II]$ ). Los espectros

seleccionados cuentan con buena resolución espectral y además son profundos. Estas dos características son importantes para tratar de evitar que líneas muy cercanas no puedan distinguirse individualmente como el caso del doblete de [O II]  $\lambda\lambda 3727, 3729$ , o que no se midan líneas debido a que son débiles como el caso de [Cl III]  $\lambda\lambda 5518, 5538$ . Las líneas de [Ar IV]  $\lambda\lambda 4711, 4740$  también son débiles, especialmente en el caso de nebulosas planetarias de baja excitación y regiones H II, donde muchas veces no se llegan a medir. Además existe el problema de que si la resolución espectral no es buena la línea [Ar IV]  $\lambda 4711.37$  puede tener contribución de la línea de He I  $\lambda 4713.17$ .

Las regiones H II que se han seleccionado se muestran en la tabla 2.3, donde la primera columna corresponde al nombre con el que se conoce comunmente a la región H II, la segunda sirve para identificar a la galaxia a la que pertenece la región (VL: Vía Láctea; LMC: Gran nube de Magallanes; SMC: Nube menor de Magallanes), la tercera columna es la referencia de donde fueron tomadas las intensidades de las líneas. La mayoría de las observaciones de estas regiones, se realizaron utilizando el telescopio VLT (Very Large Telescope) con el espectrógrafo UVES, con excepción de los espectros de NGC 6822V que fue observado usando el Focal Reducer Low Dispersion Spectrograph 1 (FORs1) en el VLT y N11B y N66 que se observaron con el NTT (New Technology Telescope) de 3.5 m.

Nombre	Galaxia	Referencia
M8	VL	1
M17	VL	1
M42	VL	2
NGC 3576	VL	3
NGC 3603	VL	4
NGC 6822V	NGC 6822	5
30 Doradus	LMC	6
N11B	LMC	7
N66	SMC	7

Tabla 2.3: **Muestra de regiones H II** - Referencias: (1) García-Rojas et al. (2007), (2) Esteban et al. (2004), (3) García-Rojas et al. (2004), (4) García-Rojas et al. (2006), (5) Peimbert & Peimbert (2005), (7) Tsamis et al. (2003)

En algunas nebulosas planetarias las observaciones se realizaron moviendo la rendija a través de la superficie de la nebulosa, por lo que en realidad se tiene un espectro promedio de toda la nebulosa. En la mayoría de los casos el espectro se obtuvo de una sola región de la nebulosa, generalmente la más brillante. La muestra completa de nebulosas planetarias seleccionadas se encuentra en la tabla 2.4, donde la primera columna corresponde al nombre común que con que se identifica al objeto, la segunda y tercera columna describen el nombre que recibe de acuerdo al catálogo de nebulosas planetarias de la Galaxia y el tamaño angular del objeto tomado del catálogo de Acker et al. (1992) respectivamente, la cuarta columna describe el tipo de observación real-

## 2. ANÁLISIS

---

izada, P:espectro obtenido cubriendo una región de la nebulosa, E:espectro obtenido escaneando la nebulosa. La última columna corresponde a las referencias de donde fueron tomadas las intensidades de las líneas.

Nombre	PNG	$\theta$ ( $\mu$ )	Tipo	Referencia
Cn 1-5	002.2-09.4	7.0	P	1
Cn 2-1	356.2-04.4	2.4	P	2
H 1-50	358.7-05.2	1.4	P	2
He 2-86	300.7-02.0	3.6	P	1
He 2-118	327.5+13.3	5.0	P	2
Hu 1-2	086.5-08.8	NA	E	3
IC 418	215.2-24.2	12.0	P	4
IC 2165	221.3-12.3	9.0	P	5
IC 4846	027.6-09.6	2.0	P	6
IC 5217	100.6-05.4	6.6	P	7
M 1-20	006.1+08.3	1.9	P	2
M 1-42	002.7-04.8	9.0	P	8
M 1-61	019.4-05.3	0.0	P	1
M 2-36	003.2-06.2	8.1	P	8
M 2-4	349.8+04.4	5.0	P	2
M 3-15	006.8+04.1	4.2	P	1
M 3-21	355.1-06.9	5.0	P	2
M 3-32	009.4-09.8	6.0	P	2
NGC 2867	278.1-05.9	14.0	P	9
NGC 5189	307.2-03.4	140	P	1
NGC 6153	341.8+05.4	24.0	E	10
NGC 6210	043.1+37.7	16.2	E	3
NGC 6369	002.4+05.8	38.0	P	1
NGC 6439	011.0+05.8	5.0	P	2
NGC 6567	011.7-00.6	7.6	P	2
NGC 6572	034.6+11.8	10.8	E	3
NGC 6620	005.8-06.1	8.0	P	2
NGC 6720	063.1+13.9	76.0	E	3
NGC 6741	033.8-02.6	8.0	E	3
NGC 6803	046.4-04.1	5.5	P	11
NGC 6826	083.5+12.7	25.0	E	3
NGC 6884	082.1+07.0	6.0	E	3
NGC 7009	037.7-34.5	28.5	P	12
NGC 7662	106.5-17.6	17.0	E	3
PC14	336.2-06.9	7.0	P	1
Pe 1-1	285.4+01.5	3.0	P	1

Tabla 2.4: **Muestra de nebulosas planetarias** - Referencias : (1) García-Rojas et al. (2012), (2) Wang & Liu (2007), (3) Wesson et al. (2005), (4) Sharpee et al. (2003), (5) Hyung (1994), (6)Hyung et al. (2001b), (7) Hyung et al. (2001a), (8) Liu et al. (2001), (9) García-Rojas et al. (2009), (10) Liu et al. (2000), (11) Liu et al. (2004), (12) Fang & Liu (2011),

## 2.3. Condiciones físicas

Como ya se ha mencionado en el capítulo 1, la densidad electrónica,  $n_e$ , se deriva a partir de las intensidades relativas de las líneas de un ion emitidas desde niveles energéticos diferentes pero con energías similares, mientras que la temperatura electrónica,  $T_e$ , se obtiene usando las intensidades relativas de líneas de emisión del mismo ion provenientes de niveles con energía de excitación muy diferente, cuyas intensidades relativas son sensibles a cambios en la temperatura electrónica. Las condiciones físicas determinadas para los objetos de la muestra descrita en la sección 2.2, se determinaron utilizando la instrucción *getTemDen* que viene en el software Pyneb, dicha instrucción resuelve las ecuaciones de equilibrio estadístico (ecuaciones 1.1, 1.2) para un átomo de 5 a 8 niveles, dependiendo del átomo. Con este mismo paquete se determinaron las abundancias iónicas a partir de líneas de excitación colisional y las abundancias iónicas de He a partir de líneas de recombinación. La metodología utilizada para seleccionar los datos atómicos utilizados ya se ha explicado en la sección 2.1.

Los diagnósticos de densidad utilizados para cada objeto son [O II]  $\lambda 3727/\lambda 3729$ , [S II]  $\lambda 6716/\lambda 6731$ , [Cl III]  $\lambda 5717/\lambda 5737$  y [Ar IV]  $\lambda 4711/\lambda 4740$ , las dos temperaturas se obtienen a partir de los cocientes [O III]  $\lambda 4363/(\lambda 4959 + \lambda 5007)$ , [N II]  $\lambda 5755/(\lambda 6548 + \lambda 6584)$ , que sirven para caracterizar dos zonas de temperatura para alto y bajo grado de ionización respectivamente.

Las densidades obtenidas usando distintos diagnósticos suelen arrojar valores similares por lo que como primera aproximación en los cálculos de densidad se puede suponer una densidad promedio. Para cada objeto se estimó la densidad a partir de los diagnósticos disponibles, suponiendo una temperatura electrónica inicial de 10,000 K, una vez que se obtienen los valores de densidad de los 4 diagnósticos, estos valores se promedian para obtener una densidad promedio. Usando el valor promedio de la densidad se calculan los valores de las dos temperaturas electrónicas, sin embargo es necesario tener una convergencia entre la densidad y temperatura. Para ello es necesario volver a calcular los 4 valores de los diagnósticos de densidad utilizando los valores de  $T_e$  encontrados. Para los diagnósticos de [O II] y [S II] se utilizó la temperatura de [N II], mientras que para [Cl III] y [Ar IV] se utilizó la temperatura de [O III]. Los nuevos valores de densidad se promedian y con la densidad promedio se estiman nuevos valores para las dos temperaturas, este proceso se itera varias veces hasta que la temperatura y densidad se mantienen prácticamente sin variaciones. El valor que se toma para la densidad electrónica es el promedio de las densidades finales obtenidas cuando se alcanza la convergencia, usando este valor para la densidad se estiman los valores finales para las dos temperaturas. En el caso de que la estructura en densidad sea diferente de lo que se espera, no se puede suponer una única densidad para toda la nebulosa

## 2. ANÁLISIS

---

por lo que este método para realizar el análisis no será válido, este es un aspecto que también se explorará en busca de evidencia que merezca suponer que existen gradientes o estructuras de densidad en los objetos ionizados.

### 2.4. Abundancias iónicas

Se determinaron las abundancias de los iones que pueden usarse para obtener las abundancias totales de He, O, N y Cl que son  $\text{He}^+$ ,  $\text{He}^{++}$ ,  $\text{O}^+$ ,  $\text{O}^{++}$ ,  $\text{N}^+$  y  $\text{Cl}^{++}$ . Para la determinación de todas las abundancias iónicas se supuso una densidad uniforme, dada por el promedio de las densidades obtenidas de los cuatro diagnósticos, y las temperaturas de [O III] y [N II] que caracterizan las regiones de alto y bajo grado de ionización.

La abundancia iónica de  $\text{He}^+$  se determinó usando la intensidad de la línea en 6678 Å utilizando  $T_e([\text{N II}])$ , mientras que la abundancia de  $\text{He}^{++}$  se determinó utilizando la intensidad de la línea en 4686 Å, pero en lugar de utilizar  $T_e([\text{N II}])$ , se usó  $T_e([\text{O III}])$ , ya que tanto  $\text{He}^{++}$  como  $\text{O}^{++}$  se encuentran en las zonas de alto grado de ionización. En el caso del oxígeno, la abundancia iónica de  $\text{O}^+$  se obtuvo a partir de las intensidades de las líneas en 3727 Å y 3729 Å, usando  $T_e([\text{N II}])$ , mientras que para  $\text{O}^{++}$  se utilizaron las líneas en 4959 Å y 5007 Å, aunque esta última en algunas nebulosas planetarias no se encontraba reportada, por lo que solo se utilizó la intensidad de la línea en 4959 Å, junto con  $T_e([\text{O III}])$ . El ion que se observa de nitrógeno es  $\text{N}^+$ , las líneas usadas para determinar la abundancia iónica en este caso son las que se encuentran en 6548 Å y 6584 Å, con  $T_e([\text{N II}])$ . Solo se determinaron estas abundancias iónicas, porque con ellas es posible determinar las abundancias totales de los correspondientes elementos, es por eso que a pesar de que se tienen medidas de las líneas de S, no se calcularon las abundancias iónicas, puesto que para determinar la abundancia total de azufre se requiere la abundancia iónica de  $\text{S}^{++}$ , para aplicar los factores de corrección por ionización para obtener S/H. Las abundancias de otros elementos se explorarán en el futuro.

## 2.5. Abundancias totales

La abundancia total de un elemento se obtiene sumando todos los iones de dicho elemento que se encuentran presentes en la nebulosa, sin embargo como no todos los iones se llegan a medir, la abundancia total se obtiene a partir de la suma de las abundancias de los iones observados corregida por un factor de ionización (ver ecuación 1.9). En el caso de nebulosas planetarias los FCI más utilizados hasta el momento son los de Kingsburgh & Barlow (1994), mientras que para regiones H II, se tienen varias determinaciones por ejemplo los propuestos por Izotov et al. (2006). El problema con estos FCI es que no hay una forma para determinar cuánta incertidumbre introducen en los cálculos. Recientemente Delgado-Inglada et al. (2014) propusieron un nuevo conjunto de factores de corrección por ionización que están basados en modelos de fotoionización y cuentan con la ventaja de que permiten estimar errores asociados a los FCI, y a menos que se indique lo contrario son los que se han utilizado en el análisis. A pesar de que estos factores de corrección por ionización fueron calculados para nebulosas planetarias se ha mostrado que también pueden aplicarse a regiones H II (Delgado-Inglada et al., 2015).

### Helio

Para la mayoría de las nebulosas planetarias de la muestra se puede medir la abundancia de los iones de  $\text{He}^+$  y  $\text{He}^{++}$ , por lo que la abundancia total de He se obtiene sumando simplemente la abundancia de estos dos iones ya que si se mide  $\text{He}^{++}$  podemos suponer que la cantidad de helio neutro es pequeña. En el caso de las regiones H II y nebulosas planetarias con grado de ionización muy bajo como IC 418 solo se pudo medir  $\text{He}^+$ , por lo que en estos objetos la presencia de helio neutro puede ser importante. Sin embargo, los factores de corrección por ionización que existen para estimar esta contribución no funcionan bien (Peimbert & Costero, 1969). Por tanto solo se determinó un límite inferior de He/H para los objetos en los que solo se puede determinar la abundancia de  $\text{He}^+$ .

### Oxígeno

Los iones usados para determinar la abundancia total de oxígeno son  $\text{O}^+$  y  $\text{O}^{++}$ . En algunos objetos podría haber  $\text{O}^{3+}$ , sin embargo, la emisión de este ion se detecta en el ultravioleta ( $[\text{O IV}] \lambda 1661$ ) y en el infrarrojo ( $[\text{O IV}] \lambda 25.8 \mu\text{m}$ ). En el caso de las regiones H II una buena aproximación de la abundancia total de oxígeno se puede obtener sumando directamente las abundancias de los iones de  $\text{O}^+ + \text{O}^{++}$ , es decir  $\text{FCI}(\text{O}^+ + \text{O}^{++}) = 1$ , ya que no se espera que haya una contribución significativa a la abundancia total debida a iones de mayor grado de ionización. En el caso de las

## 2. ANÁLISIS

---

nebulosas planetarias, donde la estrella central puede alcanzar temperaturas superiores a 100,000 K, la presencia de iones en estados de ionización mayores que  $O^{++}$  sí puede ser importante, por lo que es necesario aplicar el factor de corrección para el oxígeno en estos objetos

$$\log\text{FCI}(O^+ + O^{++}) = \frac{0.08v + 0.006v^2}{0.34 - 0.27v}, \quad (2.1)$$

donde

$$v = \frac{\text{He}^{++}}{(\text{He}^+ + \text{He}^{++})}. \quad (2.2)$$

La abundancia total de oxígeno se obtiene de la siguiente expresión:

$$\frac{O}{H} = \left( \frac{O^+}{H^+} + \frac{O^{++}}{H^+} \right) \text{FCI}(O^+ + O^{++}). \quad (2.3)$$

En las nebulosas planetarias donde no se pudo medir la abundancia iónica de  $\text{He}^{++}$  porque no se detectan sus líneas podemos inferir que la abundancia de este ion es baja en la nebulosa. En esos casos la abundancia total se obtuvo de la misma forma que en regiones H II, solo sumando las abundancias de los dos iones de oxígeno.

### Nitrógeno

La abundancia total de nitrógeno tanto para regiones H II como para las nebulosas planetarias se suele obtener a partir de la abundancia de  $N^+$ . En el caso del nitrógeno se utilizó el FCI de Peimbert & Costero (1969), que está basado en la similitud de los potenciales de ionización del  $N^+$  y el  $O^+$ , en lugar del propuesto por Delgado-Inglada et al. (2014), ya que existe evidencia de que este último puede tener dependencia con el grado de ionización del objeto (Delgado-Inglada et al., 2015)

$$\frac{N}{H} = \frac{N^+}{O^+} \frac{O}{H}. \quad (2.4)$$

**Cloro**

El cloro es menos abundante que el oxígeno en las nebulosas, por lo que las líneas de cloro en algunos objetos llegan a ser muy débiles, pero aún así para la muestra de objetos es posible medir la abundancia total de cloro a partir de la abundancia iónica de  $\text{Cl}^{++}$ , utilizando

$$\text{FCI}(\text{Cl}^{++}/\text{O}^+) = (4.1620 - 4.1622\omega^{0.21})^{0.75}, \quad (2.5)$$

donde

$$\omega = \frac{\text{O}^{++}}{(\text{O}^+ + \text{O}^{++})}. \quad (2.6)$$

Por el momento no se han estimado los errores en las abundancias totales debido a los FCI, ya que tampoco se están considerando los errores en las intensidades de las líneas, pero es posible incluir estas fuentes de incertidumbre si se muestrea de forma eficiente las combinaciones de datos atómicos. Esto forma parte del trabajo a realizar en el futuro.

## 2.6. Muestreo de combinaciones de datos atómicos

El número de combinaciones de datos atómicos es bastante grande y realizar todos los cálculos para cada objeto toma demasiado tiempo a pesar de que se han establecido restricciones para reducir el número de combinaciones, si además se agregaran a los cálculos simulaciones Montecarlo, que permitan considerar los errores en las intensidades de las líneas y los errores para los FCI, probablemente se tendría que esperar semanas para obtener los resultados. Realizar los cálculos de esta forma no es viable en términos de tiempo computacional, sería mejor tener una muestra representativa de todas las combinaciones de datos atómicos. Para realizar el muestreo se utilizó el algoritmo de Gibbs (Press et al., 2007). Este algoritmo genera una muestra aleatoria a partir de la distribución de probabilidad conjunta de dos o más variables aleatorias. El algoritmo de Gibbs forma parte de los métodos Markov Chain Montecarlo (MCMC) los cuales permiten generar una secuencia de muestras aleatorias de distribuciones multidimensionales, es decir, distribuciones que dependen de parámetros que a su vez tienen dependencia con otros parámetros. La ventaja de este tipo de método con respecto a muestrear directamente en las combinaciones es el que el número de iteraciones, para tener una muestra representativa de la distribución principal, es menor con el método de Gibbs.

En nuestro caso se tiene una distribución de valores que es resultado de todas las combinaciones de datos atómicos,  $\pi(\mathbf{x})$ , donde  $\mathbf{x}$  es un vector con componentes  $x_i$  que representan cada conjunto de probabilidades de transición o fuerzas de colisión que hay para cada ion, por ejemplo, el componente  $x_1$  es un vector que contiene todas las determinaciones de las probabilidades de transición para  $O^{++}$ , el componente  $x_2$  es el vector de fuerzas de colisión para  $O^{++}$ , etc. Generalmente los componentes  $x_i$  son vectores que contienen de 2 a 5 elementos, dependiendo de cuantos conjuntos de probabilidades de transición o fuerzas de colisión hay disponibles en PyNeb para cada ion.

Al iniciar las iteraciones del algoritmo de Gibbs es necesario definir una combinación de datos atómicos a partir de la cual inicia el muestreo, en este caso se definió la combinación que viene por defecto en PyNeb (tabla 2.1). Se dejan fijos todos los datos atómicos excepto uno de ellos que se sustituirá por otro conjunto de datos atómicos. Para cambiar los datos atómicos que se utilizan se van seleccionando secuencialmente los componentes  $x_i$ . Una vez seleccionado el componente se elige aleatoriamente uno de los elementos de este vector. Por ejemplo, supongamos que se seleccionó el componente  $x_2$ , este vector tiene 4 elementos que corresponden a las 4 determinaciones de fuerzas de colisión para  $O^{++}$  que se pueden elegir en PyNeb. De manera aleatoria se elige uno de estos elementos, supongamos que se elige SSB14 que corresponde a los cálculos de (Storey et al., 2014), este conjunto de datos se sustituye en la combinación predefinida

reemplazando a las fuerzas de colisión AK99 Aggarwal & Keenan (1999). Los cambios que se realizan en cada iteración se mantienen para el siguiente ciclo, es decir no se regresa a la combinación predefinida al iniciar otra iteración hasta que el muestreo se termine.

En cada iteración se obtiene una combinación de datos atómicos que se utiliza para realizar los cálculos de densidad y temperatura electrónica, abundancias iónicas y abundancias totales. Para reproducir la distribución original de resultados utilizando todas las combinaciones de datos atómicos cada resultado se pesa por el número de veces que debe aparecer ese conjunto de datos atómicos en la distribución total si no se estuviera muestreando.

El número necesario de iteraciones se determinó de tal forma que las diferencias entre cada intervalo de densidad, temperatura electrónica y abundancias químicas fuera menor al 10% entre la distribución de resultados determinada a partir de todas las combinaciones de datos atómicos y la distribución obtenida a partir del muestreo. Para hacer esto se utilizaron 16 nebulosas planetarias de la muestra para las cuales se determinaron las condiciones físicas y abundancias químicas usando todas las combinaciones de datos atómicos. Se determinó que el número de iteraciones que muestrea de forma eficiente el conjunto original de combinaciones de datos atómicos y reproduce la distribución de resultados ocurre a partir de 10,000 lo que reduce a menos de dos horas los cálculos realizados para todas las combinaciones de datos atómicos, mientras que sin hacer un muestreo el tiempo que tomaba realizar todos los cálculos era de aproximadamente 80 horas.

La figura 2.1 muestra la comparación entre la distribución de resultados para densidad electrónica utilizando todas las combinaciones de datos atómicos (línea negra) con la distribución que se obtiene muestreando las combinaciones de datos atómicos. El mismo análisis se realizó para las distribuciones de temperatura, abundancias iónicas y totales para las 16 nebulosas planetarias. Este algoritmo es recomendado como método de muestreo en casos donde las variables no son continuas, sino que toman valores discretos, y tampoco hay muchos valores para cada componentes como es nuestro caso.

## 2. ANÁLISIS

---

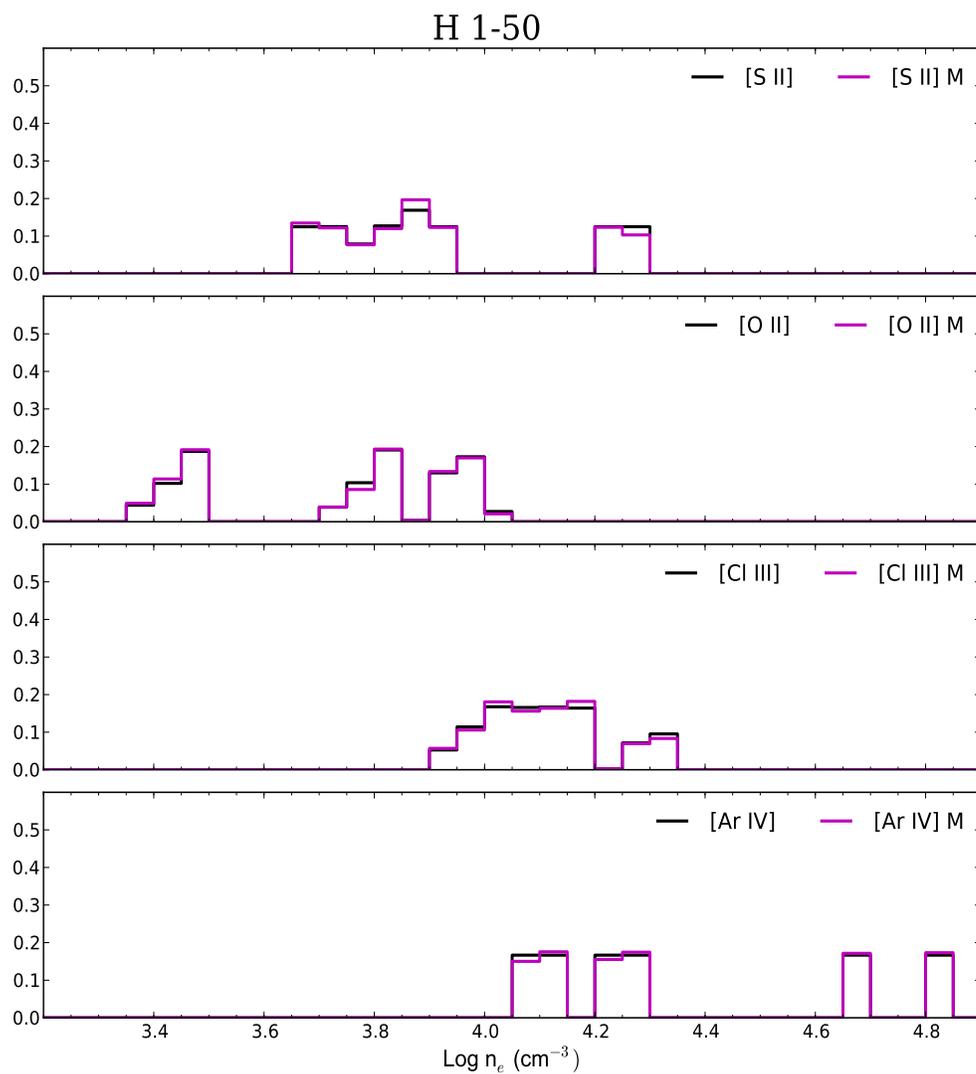


Figura 2.1: Comparación entre distribuciones de densidad para la nebulosa planetaria H 1-50, la línea negra representa la distribución de resultados obtenidos a partir de todas las combinaciones de datos atómicos, la línea magenta corresponde a la distribución obtenida a partir del muestreo.

## Resultados

---

En este capítulo se discuten los resultados obtenidos para la densidad, temperatura electrónica y abundancias iónicas y totales utilizando todas las combinaciones de datos atómicos. Se hace hincapié en los resultados obtenidos para la densidad y se explora si sería consistente suponer una única densidad para cada objeto utilizando los 4 diagnósticos. También se describe el procedimiento que puede usarse para asignar pesos a las probabilidades de transición utilizando el análisis bayesiano. Se incluye el cociente de [S III]  $\lambda 9532/\lambda 9069$  que aunque no se consideró para el análisis principal permite estudiar la dispersión que existe en las probabilidades de transición.

### 3.1. Densidad electrónica

Los resultados de calcular la densidad electrónica para las regiones H II y nebulosas planetarias usando los cuatro diagnósticos ([S II], [O II], [Cl III], [Ar IV]) con distintas combinaciones de datos atómicos se representan en histogramas que se encuentran en el apéndice B al final de la tesis. Para 16 nebulosas planetarias los resultados se calcularon para el total de combinaciones de datos atómicos, para el resto se obtuvieron muestreando en las combinaciones; en cada gráfica se indica la forma en cómo se obtuvieron los resultados. El tamaño usado para los intervalos es de 0.05 dex, este tamaño es menor que los errores que suelen reportarse para densidad considerando los errores en las intensidades de las líneas.

Las figuras 3.1 y 3.2, muestran los resultados de densidad obtenidos para H 1-50 e IC 418. Cada histograma se encuentra normalizado al número total de resultados. Las líneas de colores con números a un lado sirven para identificar el efecto de solo haber cambiado un conjunto de datos atómicos en la combinación que viene por defecto en PyNeb (tabla 2.2). En cada uno de los histogramas de densidad deberían observarse

### 3. RESULTADOS

---

las 26 iteraciones correspondientes, sin embargo, en algunos casos el cambiar sólo un dato atómico no afectaba el resultado, por lo que muchas de estas determinaciones de densidad coinciden en el mismo valor. En las gráficas solo se identifican aquellas determinaciones que difieren de las demás; las restantes se encuentran incluidas en la línea roja identificada como R. En cada uno de los histogramas de densidad, las líneas de colores que no se encuentran dentro de la línea roja R, corresponden a casos en los cuales se sustituyeron distintos datos atómicos para el mismo ion en la combinación estándar, por ejemplo en el caso del azufre las líneas 19 y 18 corresponden a dos determinaciones de las probabilidades de transición para  $S^+$  y la línea 20 corresponde a las fuerzas de colisión para  $S^+$  que no se encuentran en la combinación estándar. En el futuro también se explorará si este efecto puede usarse como otro criterio para asignar pesos estadísticos a los datos atómicos dependiendo de cuán de acuerdo están unos con otros.

Las figuras 3.1 y 3.2 representan comportamientos de los datos atómicos que siguen casi todos los objetos de la muestra. En el caso de IC 418 para el diagnóstico de azufre, no se observa la línea 17 que corresponde a las probabilidades de transición de Podobedova et al. (2009) debido a que el valor del cociente de  $[S II] \lambda 6716/\lambda 6731$  se sale del rango de validez dentro del cual es posible determinar una densidad usando este conjunto de datos atómicos pero en H 1-50 este conjunto de datos atómicos arroja los valores de densidad que se encuentran en mayor desacuerdo con otras determinaciones. Debido a que la densidad crítica de  $[S II]$  es menor que la de  $[O II]$ , se esperaría que las densidades determinadas usando el diagnóstico de  $[O II]$  fueran mayores que las determinadas con  $[S II]$ , sin embargo, esto no siempre se cumple ya que depende de la estructura de ionización de la nebulosa. Rubin (1989) analizó numéricamente los efectos de tener densidades no uniformes dentro de las nebulosas planetarias y encontró que  $n_e[S II] < n_e[O II]$  se cumple siempre que no exista estratificación en el frente de ionización dentro de la nebulosa, es decir, que dentro del frente de ionización las densidades sean mucho más bajas. Debido a que las líneas de  $[O II]$  se producen dentro de los límites del frente de ionización en caso de que existiera una estratificación en el frente de ionización la densidad dentro del frente de ionización sería menor que la densidad crítica para  $[O II]$ , por lo que favorecería la emisión de estas líneas, mientras que las líneas de  $[S II]$  que se forman más allá del frente de ionización no se verían afectadas por la disminución en densidad, por tanto se tendría  $n_e[O II] < n_e[S II]$ . En la mayoría de los histogramas se observa que para  $[O II]$  hay tres grupos de resultados, el primero de ellos corresponde a determinaciones de densidad utilizando las probabilidades de transición de Wiese et al. (1996) (línea 12), que son mucho más bajas en comparación con determinaciones utilizando otros conjuntos de datos atómicos. Este efecto se observa en la mayoría de los objetos a excepción de NGC 6720. Sin embargo no se puede asegurar que los datos atómicos de Wiese et al. (1996) sean malos solo porque llevan a determinaciones de densidad más bajas que el resto de los diagnósticos, porque como ya se dijo puede que se trate de un efecto del frente de ionización y las densidades críticas. Este tipo de escenarios donde la densidad cambia rápidamente de

un punto a otro pueden estudiarse utilizando modelos de fotoionización que consideren cambios drásticos en densidad. La mayoría de las determinaciones que se apartan de R se encuentran en el segundo grupo mientras que en el tercer grupo se encuentra la línea 11 que corresponde a las probabilidades de transición de Froese Fischer & Tachiev (2004). La separación que existe entre el segundo y tercer grupo es muy pequeña y en algunos casos están fusionados.

A diferencia del resto de los diagnósticos la dispersión que se observa en los resultados de densidad usando [Cl III] debido a diferentes combinaciones de datos atómicos es menor. El grupo de resultados que en algunos casos se aparta de los demás son los que están en combinación con las fuerzas de colisión de Mendoza & Zeippen (1983). Tanto en nebulosas planetarias como regiones H II, se observa que los resultados utilizando [Ar IV] son igual o mayores que las densidades determinadas usando [S II], [O II] y [Cl III]. Las densidades de [Ar IV] se distribuyen en tres grupos, el primero que contiene a la combinación predefinida y combinaciones que contienen las determinaciones de Zeippen et al. (1987), el segundo y tercer grupo lo conforman resultados obtenidos de combinaciones con Mendoza & Zeippen (1983) (línea 25). La dispersión entre el primer grupo con respecto del segundo y tercero en algunos objetos es muy grande. Tomando como ejemplo a H 1-50, hay una diferencia de 0.6 dex con respecto a R, que es donde la mayoría de los resultados converge y de 0.7 dex para el tercer grupo de resultados. La separación de estos resultados no ocurre solo con respecto a las determinaciones utilizando el mismo diagnóstico, sino que también están separadas de las densidades estimadas utilizando otros diagnósticos de densidad. A pesar de que puedan existir inhomogeneidades en el interior de las nebulosas planetarias o regiones H II, no se espera que existan saltos de densidad así de grandes por lo que se puede pensar que existen problemas en la determinación de este conjunto de datos atómicos. M 1-42 es la única nebulosa planetaria de la muestra donde la densidad determinada usando [Ar IV] es menor que la determinada con los otros tres diagnósticos. Tendría que explorarse cuánto contribuyen los efectos dinámicos dentro de las nebulosas planetarias a la disminución en densidad y determinar si es posible que se observen casos como el de M 1-42, o este efecto se deba a que las mediciones de intensidad no son confiables.

### 3. RESULTADOS

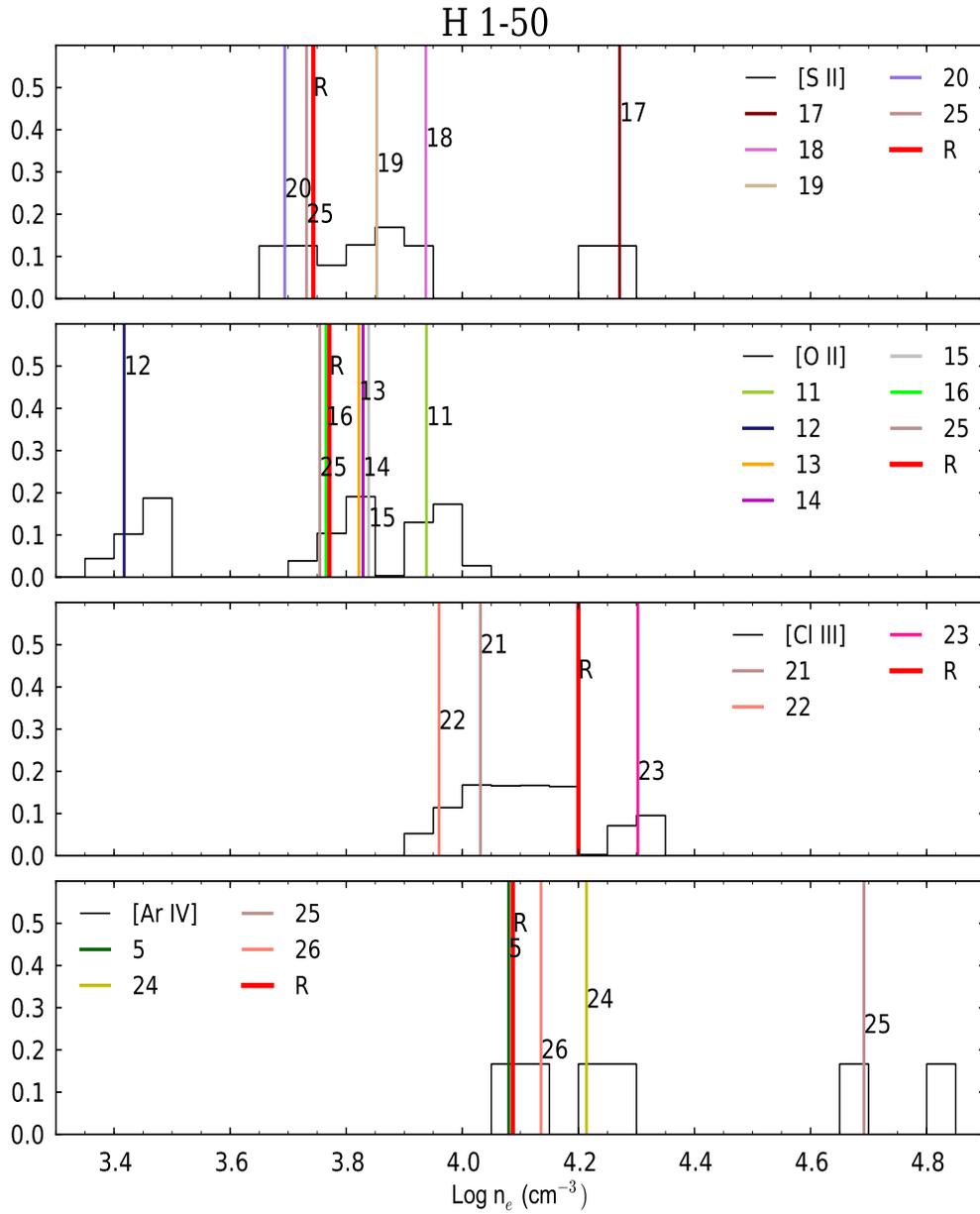


Figura 3.1: Histograma de la densidad de la nebulosa H 1-50, obtenido a partir de calcular los valores de densidad para todas las combinaciones, normalizada al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

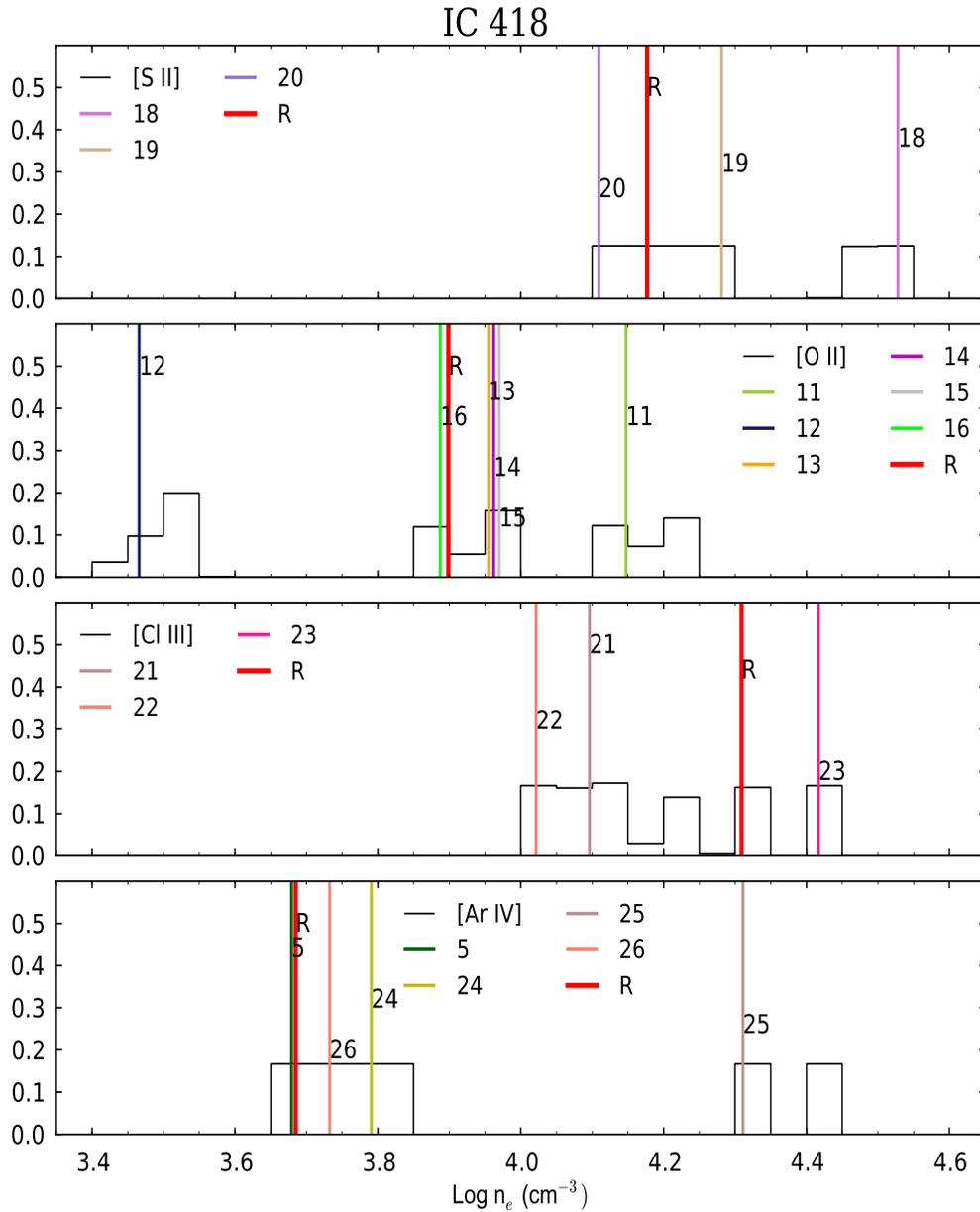


Figura 3.2: Histograma de la densidad de la nebulosa planetaria IC 418, obtenido a partir de calcular los valores de densidad para todas las combinaciones, normalizada al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

Debido a la estructura de ionización de las nebulosas se esperaría que la emisión del ion con el potencial de ionización más alto  $\text{Ar}^{+3}$  (40.74 eV) caracterizaría las partes más internas de la nebulosa, mientras que la emisión de  $\text{Cl}^{++}$  (23.81 eV),  $\text{O}^+$  (13.6

### 3. RESULTADOS

---

eV) y  $S^+$  (10.4 eV) provendría progresivamente de las partes más externas debido a que la densidad estaría decreciendo hacia afuera de la nebulosa hasta que cada uno de estos iones alcanzara su densidad crítica. En algunos objetos los resultados parecieran mostrar que existe este gradiente donde la densidad se incrementa hacia adentro de la nebulosa, como en NGC 6720 y NGC 6803, en otros parece que los resultados obtenidos con todos los diagnósticos están de acuerdo con la misma densidad, como H 1-50, sin embargo, en otros objetos, como IC 418, no se observa ninguna tendencia. Para este objeto se estimó qué efecto tiene considerar los errores en las intensidades de las líneas, por lo que se muestrearon las combinaciones de datos atómicos, siguiendo el proceso que se describió en la sección 2.6, y para cada combinación se realizó una simulación Montecarlo para los errores en las intensidades. Al graficar los resultados se observó que los histogramas para los cuatro diagnósticos de densidad coincidían en el mismo rango de densidad. Una interpretación errónea de este resultado sería que la densidad es la misma en toda la nebulosa. Sin embargo, debido a que hay combinaciones de datos atómicos que tienden a valores de densidad muy bajos o por el contrario muy altos si se encuentran en combinación con valores de intensidades que compensan el efecto de los datos atómicos se obtienen densidades que están de acuerdo entre sí. Para evitar esto se realizaron simulaciones Montecarlo para los errores en las intensidades pero solo para la combinación estándar de datos atómicos (figura 3.3) y se observa que dentro de los errores los cuatro diagnósticos de densidad coinciden en intervalos de densidad. Se determinó la probabilidad de que exista una única densidad en cada nebulosa planetaria o región H II considerando los errores en las intensidades de las líneas con simulaciones Montecarlo pero solo para la combinación de datos atómicos que viene predefinida en PyNeb. Esta probabilidad se determinó a partir de las distribuciones de densidad que resultan de aplicar el Montecarlo, primero definiendo en qué intervalo coinciden los cuatro diagnósticos de densidad y cuántos datos hay en ese intervalo para cada diagnóstico. Después se estima la probabilidad de observar el número de datos en ese intervalo. La probabilidad final se obtiene multiplicando las probabilidades individuales. Los resultados se muestran en la tabla 3.1. Aunque en este caso solo se consideró la combinación de datos atómicos que viene por defecto en PyNeb, este análisis se puede hacer para todas las combinaciones de datos atómicos utilizando el método de muestreo, asignando igual peso a cada conjunto de datos atómicos y en el futuro asignando pesos a cada conjunto de datos atómicos.

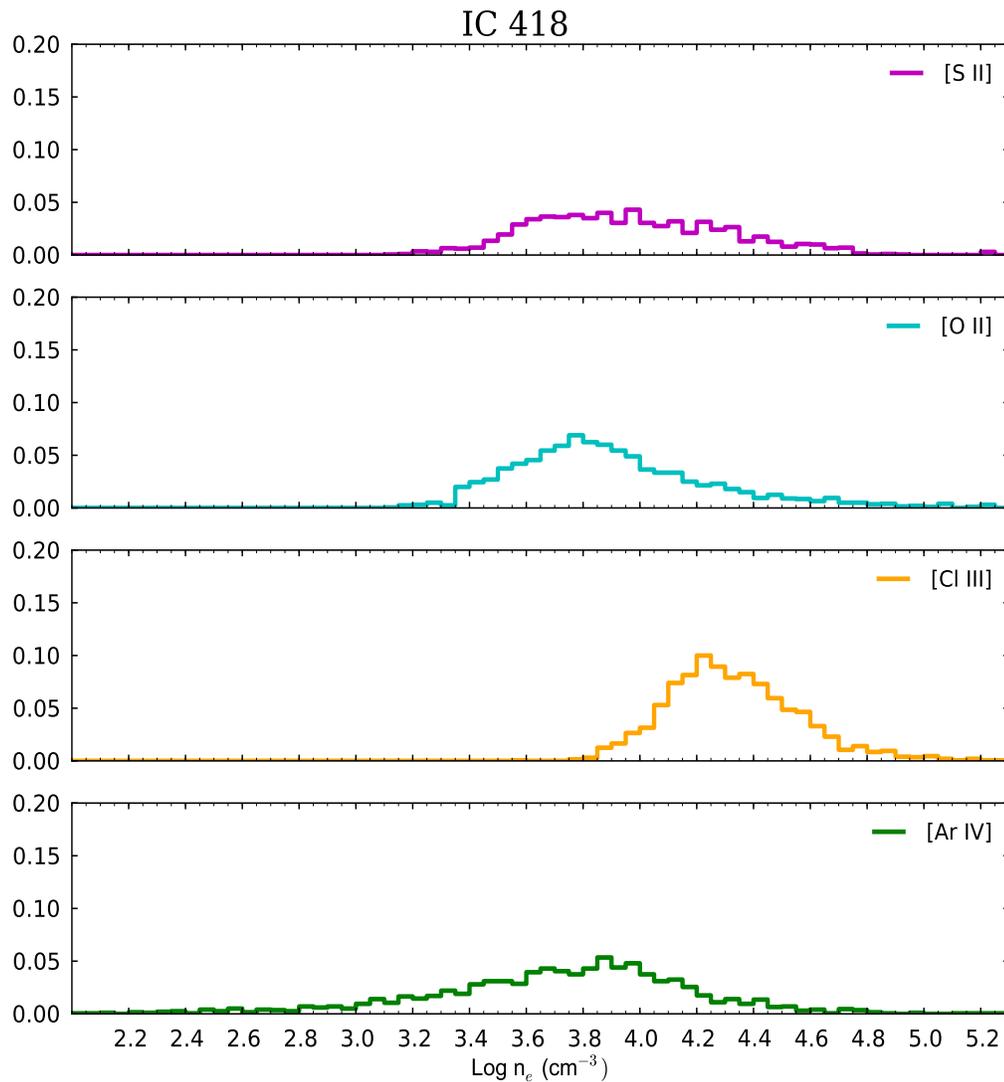


Figura 3.3: Histogramas del logaritmo de la densidad para IC 418 para los cuatro diagnósticos de densidad más utilizados, calculadas con la combinación estándar de datos atómicos de PyNeb, considerando los errores en las intensidades de las líneas utilizando simulaciones Montecarlo. El tamaño de los intervalos es de 0.05 dex.

En algunos casos la probabilidad de que haya una única densidad para toda la nebulosa planetaria es bastante alta como en IC 2165 y NGC 6369, sin embargo para 5 nebulosas planetarias y 3 regiones H II esa probabilidad es prácticamente cero como en NGC 6572. Para este objeto es posible que las líneas de [Cl III] tengan problemas, como que no se encuentren bien medidas, y por eso la probabilidad determinada sea tan baja. Lo mismo puede estar ocurriendo en otros objetos por lo que en estos casos, donde la

### 3. RESULTADOS

Nombre	Probabilidad	Nombre	Probabilidad	Nombre	Probabilidad
Nebulosas planetarias					
Cn 1-5	0.51	M 1-61	0.12	NGC 6567	0.08
Cn 2-1	$9.8 \times 10^{-7}$	M 2-36	0.70	NGC 6572	$3.0 \times 10^{-4}$
H 1-50	0.37	M 2-4	0.23	NGC 6620	0.60
He 2-86	$7.9 \times 10^{-9}$	M 3-15	0.31	NGC 6720	0.27
He 2-118	$4.2 \times 10^{-11}$	M 3-21	$1.0 \times 10^{-3}$	NGC 6741	0.45
Hu 1-2	0.74	M 3-32	0.14	NGC 6803	0.01
IC 418	0.17	NGC 2867	0.07	NGC 6826	0.62
IC 2165	0.91	NGC 5189	0.77	NGC 6884	0.27
IC 4846	0.43	NGC 6153	0.27	NGC 7009	$5.5 \times 10^{-6}$
IC 5217	0.74	NGC 6210	0.69	NGC 7662	0
M 1-20	0.14	NGC 6369	0.88	PC14	0.78
M 1-42	0.76	NGC 6439	0.48	Pe 1-1	0.71
Regiones H II					
M8	0.04	NGC 3576	$2.0 \times 10^{-3}$	30 Doradus	0.02
M17	0.08	NGC 3603	0.01	N11B	$3.1 \times 10^{-9}$
M42	$8.3 \times 10^{-6}$	NGC 6822V	$7.5 \times 10^{-5}$	N66	0.02

Tabla 3.1: **Probabilidad de que exista una única densidad en cada objeto** - La tabla muestra la probabilidad de que exista una única densidad en cada objeto si se consideran los errores en las intensidades de las líneas con simulaciones Montecarlo y utilizando la combinación estándar de datos atómicos de PyNeb (tabla 2.1).

probabilidad es muy baja, es necesario explorar más utilizando otras observaciones. En algunos casos como He 2-86 y He 2-118, probablemente no se puedan obtener mejores observaciones. No hay ningún intervalo de densidades en los que coincidan los cuatro diagnósticos de densidad para NGC 7662, por eso la probabilidad de densidad uniforme es cero en este objeto.

### 3.2. Temperatura electrónica

La temperatura electrónica en cada objeto se estimó a partir de la densidad promedio de los cuatro diagnósticos de densidad. La figura 3.4 muestra los histogramas de la densidad promedio normalizados al número total de resultados para las nebulosas planetarias H 1-50 e IC 418. El tamaño de los intervalos es de 0.05 dex. Al igual que en los otros gráficos de densidad se han colocado líneas de colores con números a un costado para identificar los conjuntos de datos atómicos que se cambian en la combinación de datos atómicos predefinida de PyNeb. Existe una dependencia entre la determinación de la temperatura con la densidad, sin embargo, hay diagnósticos de temperatura que se ven más afectados por variaciones de densidad como es el caso de

$T_e[\text{N II}]$  que es más sensible a densidad que  $T_e[\text{O III}]$ . En el caso de H 1-50 la densidad promedio es bimodal pero no en el caso de IC 418, este comportamiento en la densidad afecta las determinaciones de temperatura como puede observarse en las figuras 3.5 y 3.6 que muestran los histogramas del logaritmo de temperatura para H 1-50 e IC 418. El tamaño de cada intervalo es de 0.005 dex. Al igual que para la densidad se tomó este tamaño de intervalo ya que es menor que los errores que suelen reportarse para temperatura debido a errores en las intensidades de las líneas. Los histogramas se encuentran normalizados al número total de resultados. En cada gráfica se identifica el efecto de cada conjunto de datos atómicos con las líneas de colores que están numeradas.

Los valores del logaritmo de temperatura menores a 4.03 dex para  $T_e[\text{N II}]$  en H 1-50 que forman el primer pico se obtienen utilizando determinaciones de densidad por arriba de 4.1. Se comprobó utilizando la matriz de combinaciones de datos atómicos que estas densidades por arriba de 4.1 se obtienen a partir de combinaciones de datos atómicos que contienen las determinaciones de Podobedova et al. (2009) y Mendoza & Zeppen (1983) identificados con las líneas 17 y 25 respectivamente. La mayoría de las determinaciones de temperatura caen en el segundo pico.

El histograma de  $T_e[\text{O III}]$  tanto para H 1-50 como IC 418 contiene dos conjuntos de resultados, pero en este caso no se debe tanto al efecto de la densidad promedio como al efecto de los datos atómicos. Se comprobó que el primer pico es el resultado de utilizar las fuerzas de colisión de Palay et al. (2012). Los datos atómicos de Palay et al. (2012) se apartan bastante de otras determinaciones de fuerzas de colisión como puede verse en la figura 3.7. Las diferencias se encuentran muy marcadas para las transiciones 4-2 (4959 Å) y 4-3 (5007 Å) sobretodo para temperaturas mayores a 10,000 K, estas transiciones son importantes ya que las intensidades de estas líneas son utilizadas para determinar la temperatura junto con la transición 5-4 (4363 Å). A pesar de que los datos atómicos de Palay et al. (2012) lleven a determinaciones de temperatura que se encuentran en mayor desacuerdo con respecto a determinaciones utilizando otros datos atómicos, al comparar los histogramas de  $T_e[\text{N II}]$  y  $T_e[\text{O III}]$ , tanto para H 1-50 como IC 418, podemos observar que los datos atómicos introducen más incertidumbres en la temperatura determinada usando el diagnóstico de nitrógeno que el de oxígeno.

### 3. RESULTADOS

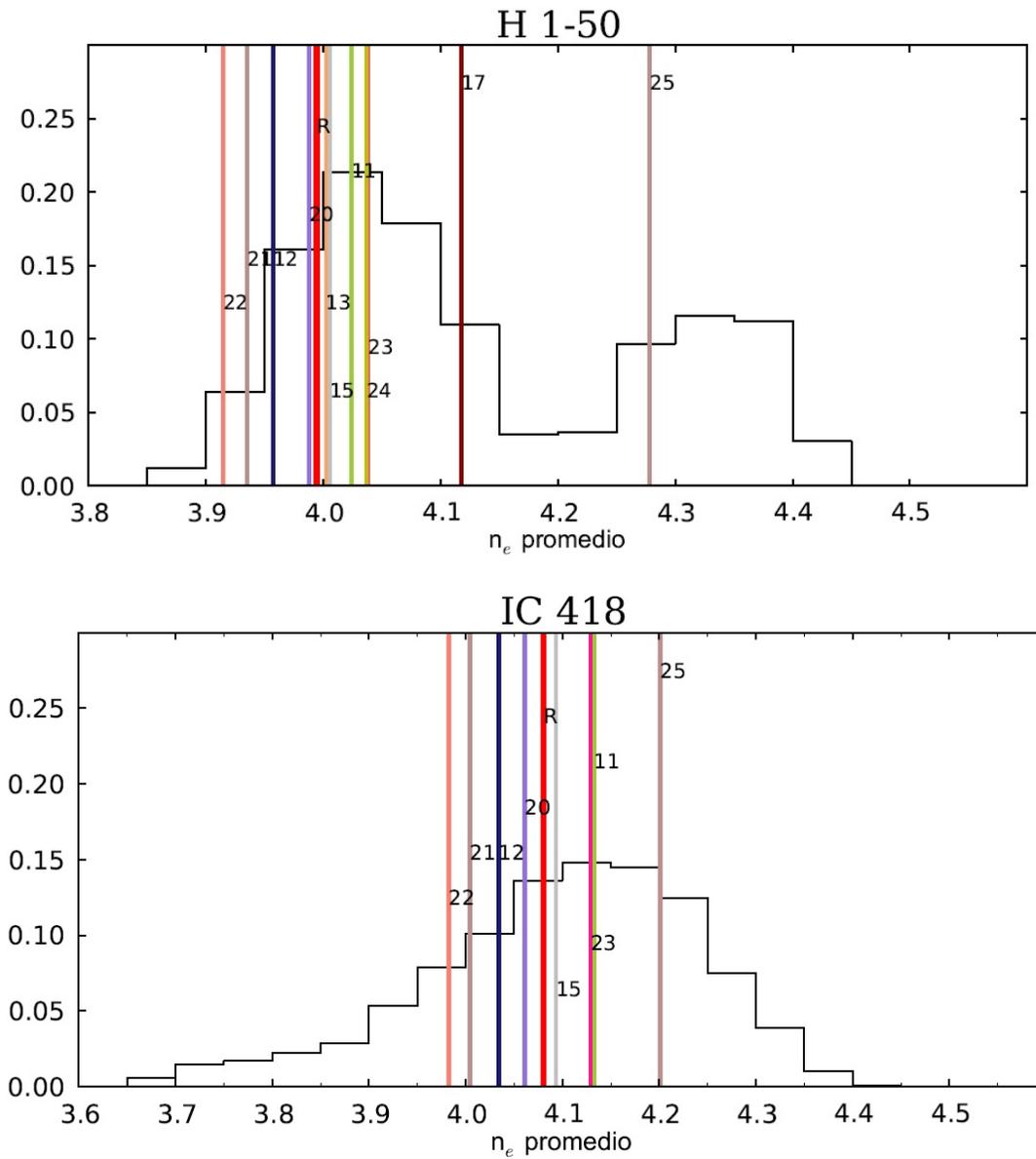


Figura 3.4: Histogramas de logaritmo de la densidad promedio para H 1-50 e IC 418. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

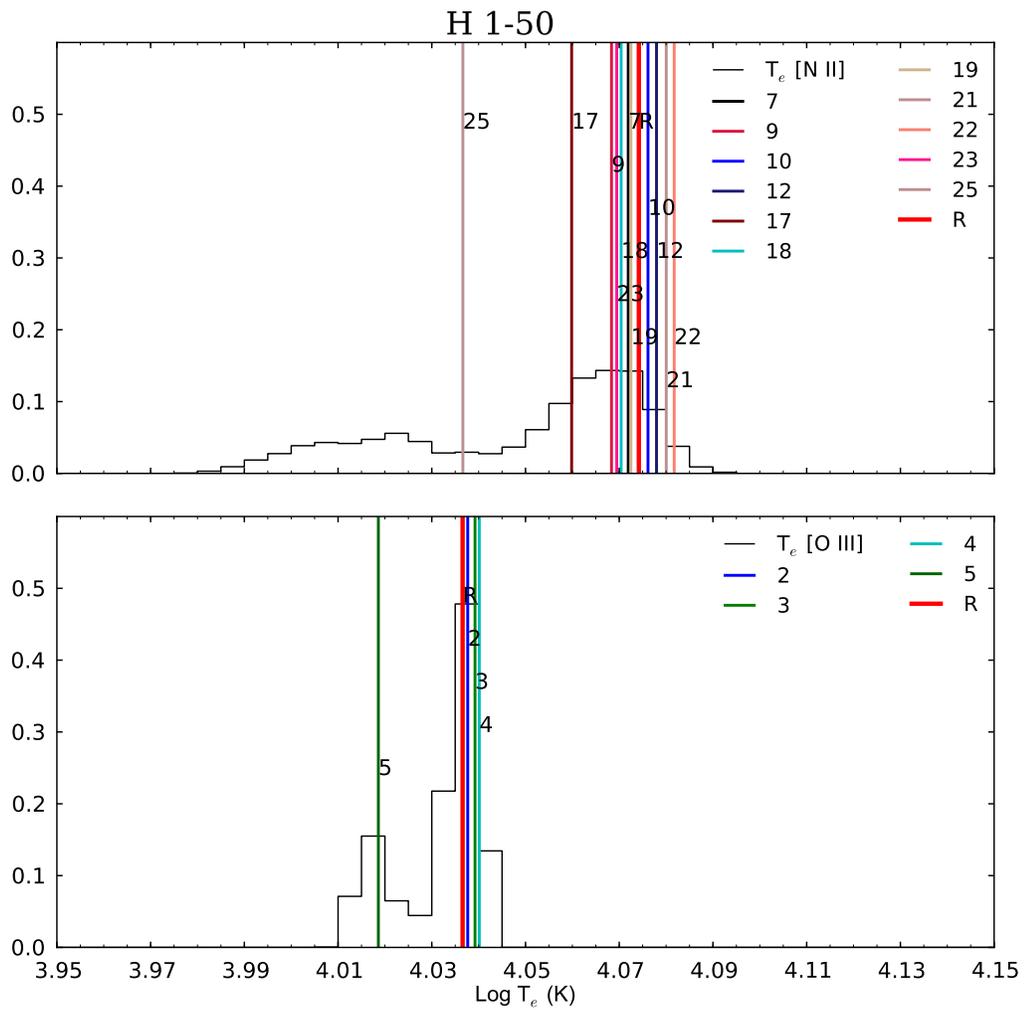


Figura 3.5: Histogramas de los dos diagnósticos de temperatura [N II] y [O III] para H 1-50, los histogramas se encuentran normalizados al número total de resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

### 3. RESULTADOS

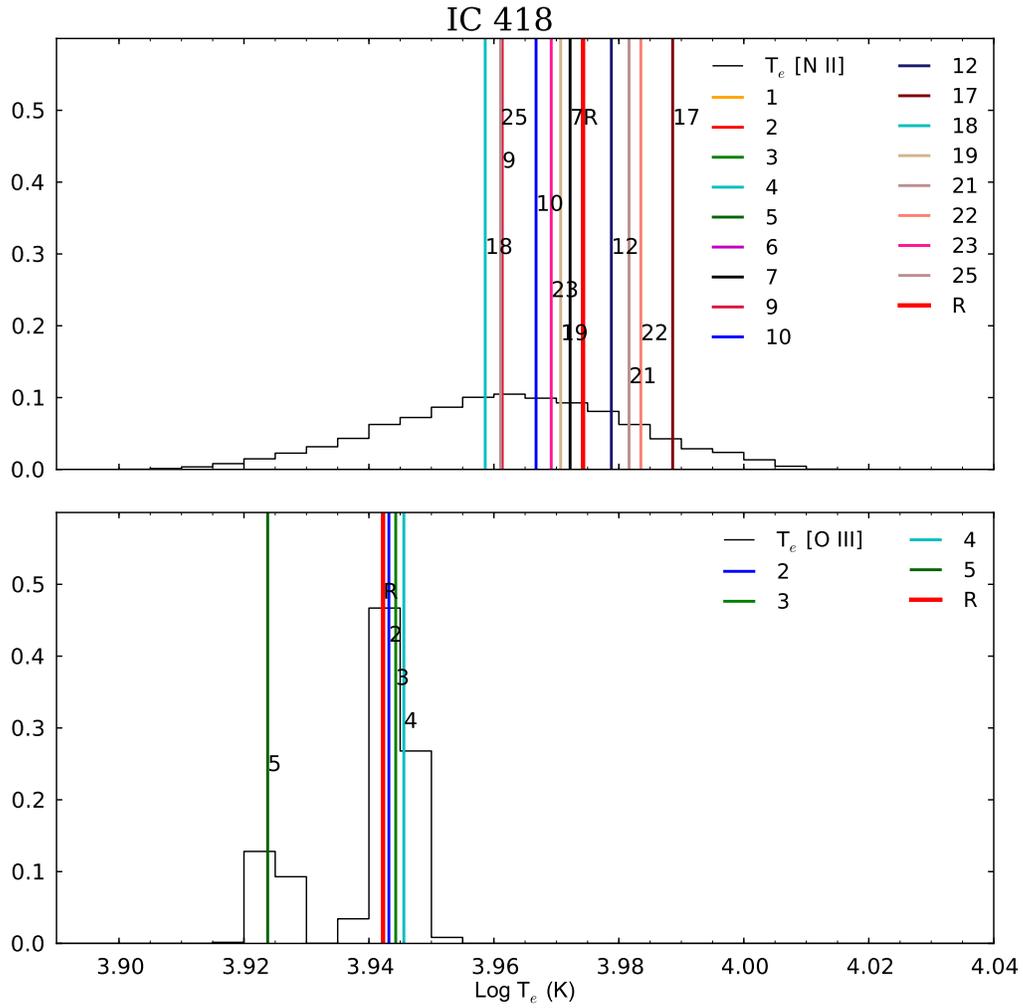


Figura 3.6: Histogramas de los dos diagnósticos de temperatura [N II] y [O III] para IC 418, los histogramas se encuentran normalizados al número total de resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

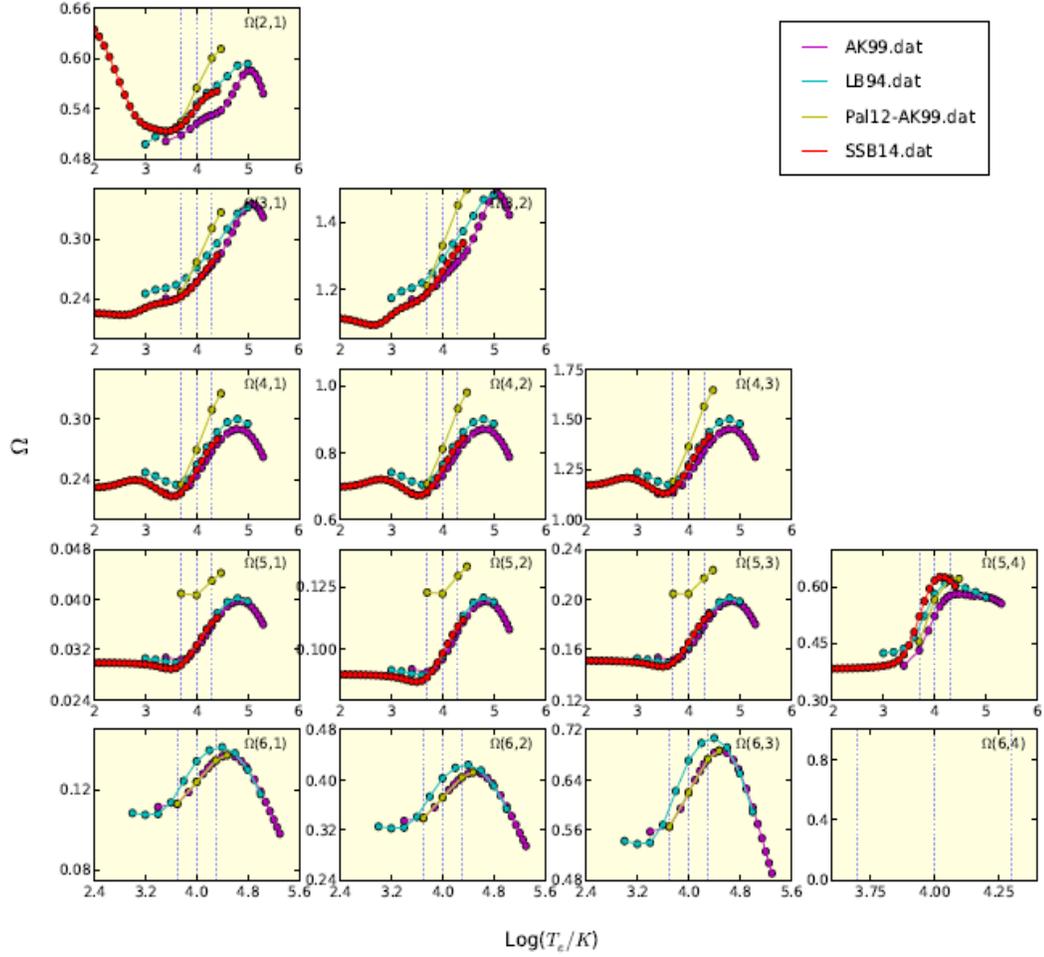


Figura 3.7: Diagrama comparativo de las distintas determinaciones de fuerzas de colisión que se encuentran disponibles en PyNeb para [O III] para distintas transiciones en función del logaritmo de la temperatura.

### 3.3. Abundancias iónicas y totales

Las abundancias iónicas se determinaron de acuerdo con el procedimiento que se describe en la sección 2.4 para los iones de  $\text{He}^+$ ,  $\text{He}^{++}$ ,  $\text{O}^+$ ,  $\text{O}^{++}$ ,  $\text{Cl}^{++}$  y  $\text{N}^+$ . Sin embargo, no se graficaron las abundancias iónicas de  $\text{He}^+$  y  $\text{He}^{++}$  debido a que para la mayoría de las nebulosas las abundancias iónicas de He son constantes sin importar la combinación de datos atómicos que se utilice. Esto se debe a que solamente se está usando un conjunto de coeficientes de recombinación para estos iones (aunque las diferencias en los resultados utilizando otros conjuntos disponibles no son grandes) y a que estas abundancias iónicas dependen poco de los valores usados para las condiciones físicas.

### 3. RESULTADOS

---

Los histogramas para las abundancias iónicas de H 1-50 e IC 418 se muestran en las figuras 3.8 y 3.9 respectivamente. Para estos histogramas ya no se pueden agrupar las líneas que muestran los efectos de cada uno de los conjuntos de atómicos como se hizo para la densidad y la temperatura electrónica ya que ahora se observa que cada una de las determinaciones de datos atómicos lleva a resultados diferentes en la abundancia iónica y en las abundancias totales. Esto es debido a que la determinación de abundancias depende de la densidad y temperatura utilizados en el cálculo por lo que las abundancias dependen aparte de los datos atómicos del ión del que se calcula la abundancia de datos atómicos relacionados con los iones utilizados en el cálculo de la densidad y temperatura electrónica.

Las líneas que identifican el efecto de cambiar un dato atómico de la combinación estándar de PyNeb se dividen en dos grupos en la mayoría de los objetos. Este efecto se aprecia mejor en la figura 3.8, donde para H 1-50 en cada uno de los histogramas de abundancia iónica hay dos grupos de líneas bien definidos. En IC 418 no se diferencian los dos grupos claramente, excepto en la abundancia de  $N^+$ , sin embargo, se observa que los conjuntos de datos atómicos identificados con los números 1, 7, 10, 13, 14, 16, 19, 22, 25 (ver tabla 2.2) siempre tienden a determinaciones de abundancias mayores que el resto de datos atómicos. Este comportamiento en los datos atómicos no puede ser explicado solo por la distribución bimodal de la densidad promedio, ya que para objetos donde la densidad sigue un comportamiento gaussiano aun así se observa la separación en dos grupos de los datos atómicos.

Las abundancias totales de oxígeno, cloro y nitrógeno se muestran en la figura 3.10 para H 1-50 y en la figura 3.11 para IC 418. La distribución de la abundancia total de nitrógeno en H 1-50 conserva los dos grupos de resultados que se obtienen debido al efecto de la densidad promedio y la temperatura electrónica. En varios objetos se sigue observando el agrupamiento de las líneas como se ve en la abundancia total de oxígeno en H 1-50, sin embargo, el comportamiento que siguen no es constante como en el caso de las abundancias iónicas, es decir, hay grupos de líneas que caracterizan valores altos de abundancias de oxígeno, pero ese mismo grupo arroja abundancias bajas de nitrógeno.

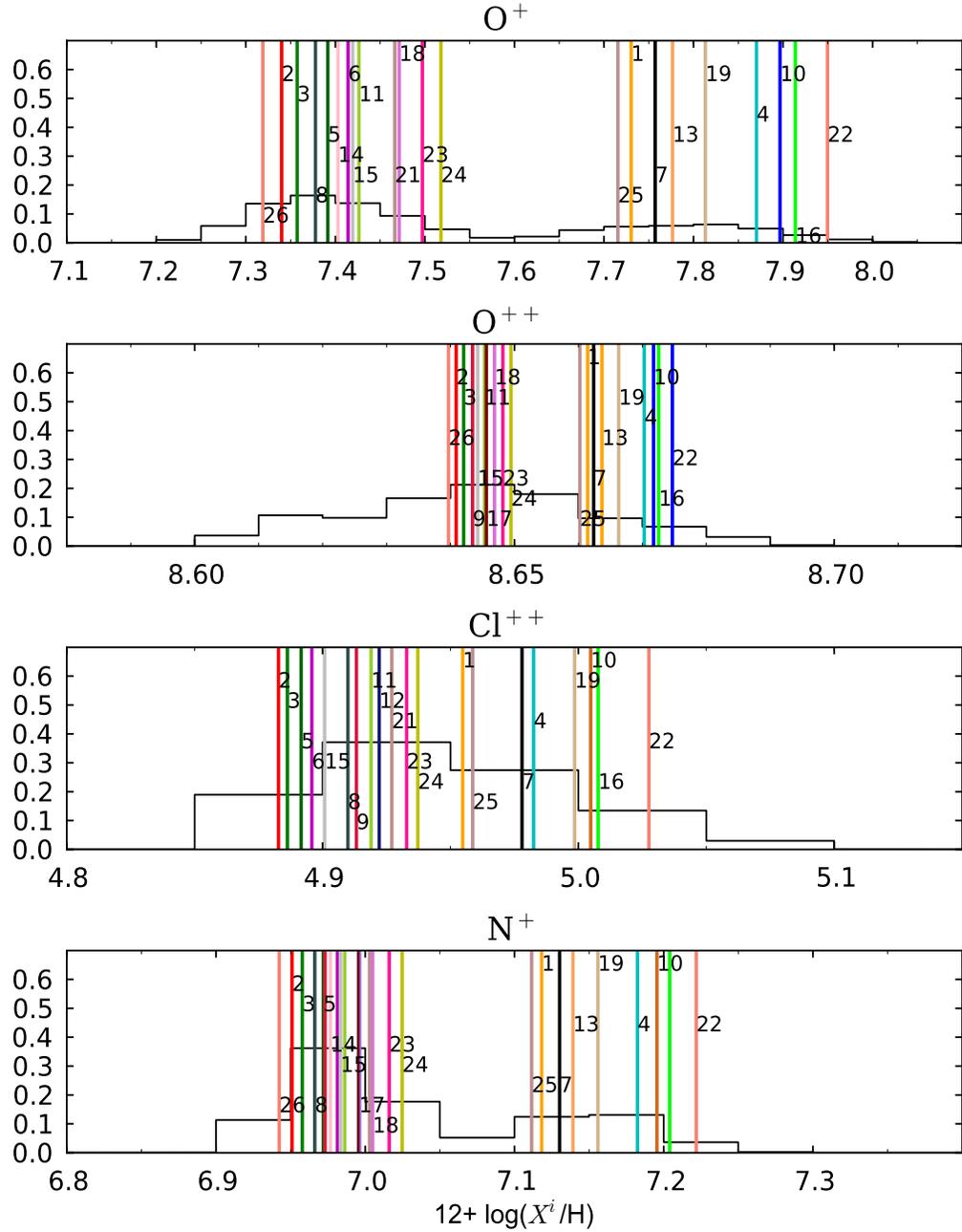


Figura 3.8: Histogramas de las abundancias iónicas para H 1-50. Los histogramas se encuentran normalizados al número total de resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

### 3. RESULTADOS

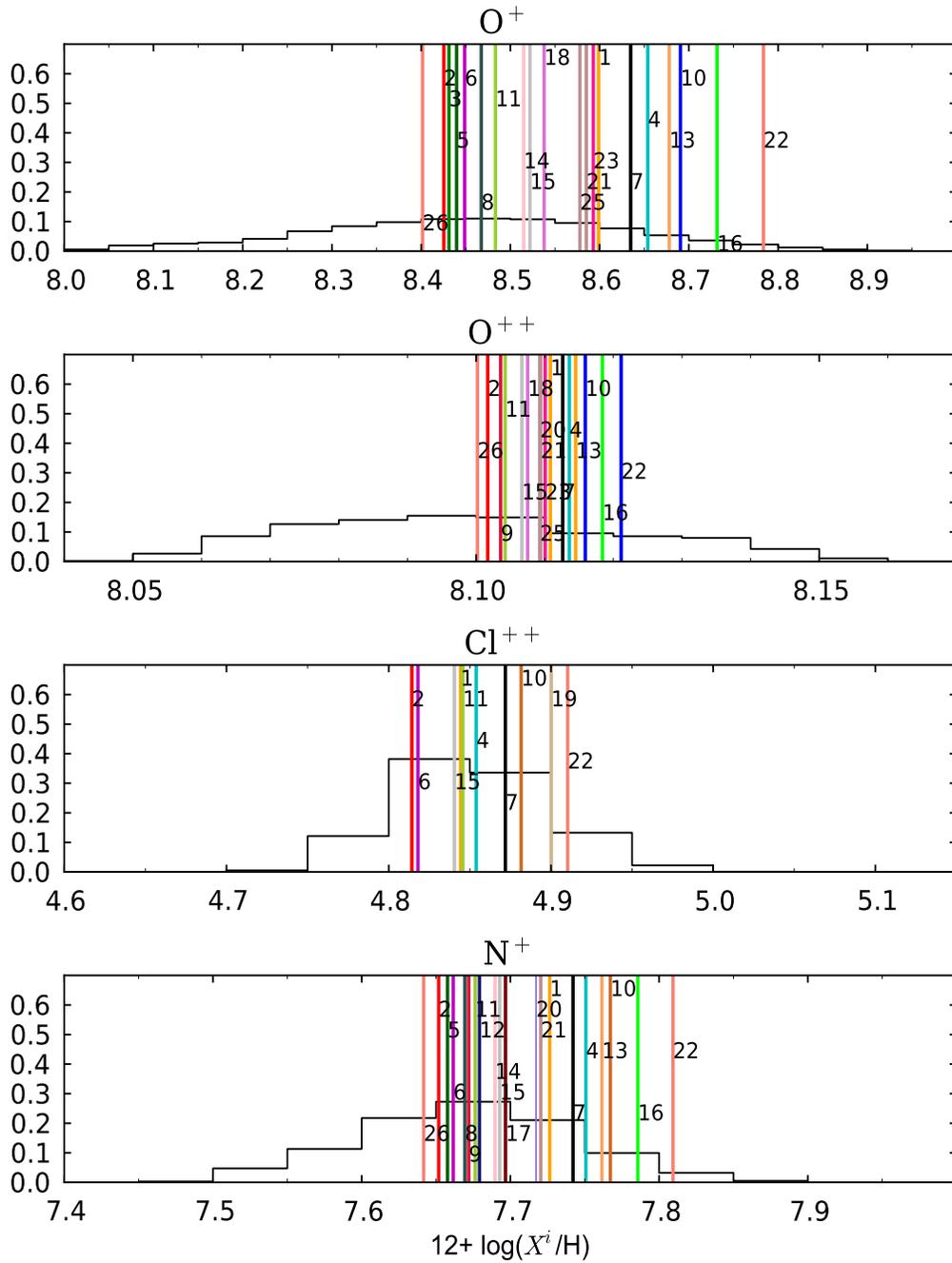


Figura 3.9: Histogramas de las abundancias iónicas para IC 418 los histogramas se encuentran normalizados al número total de resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

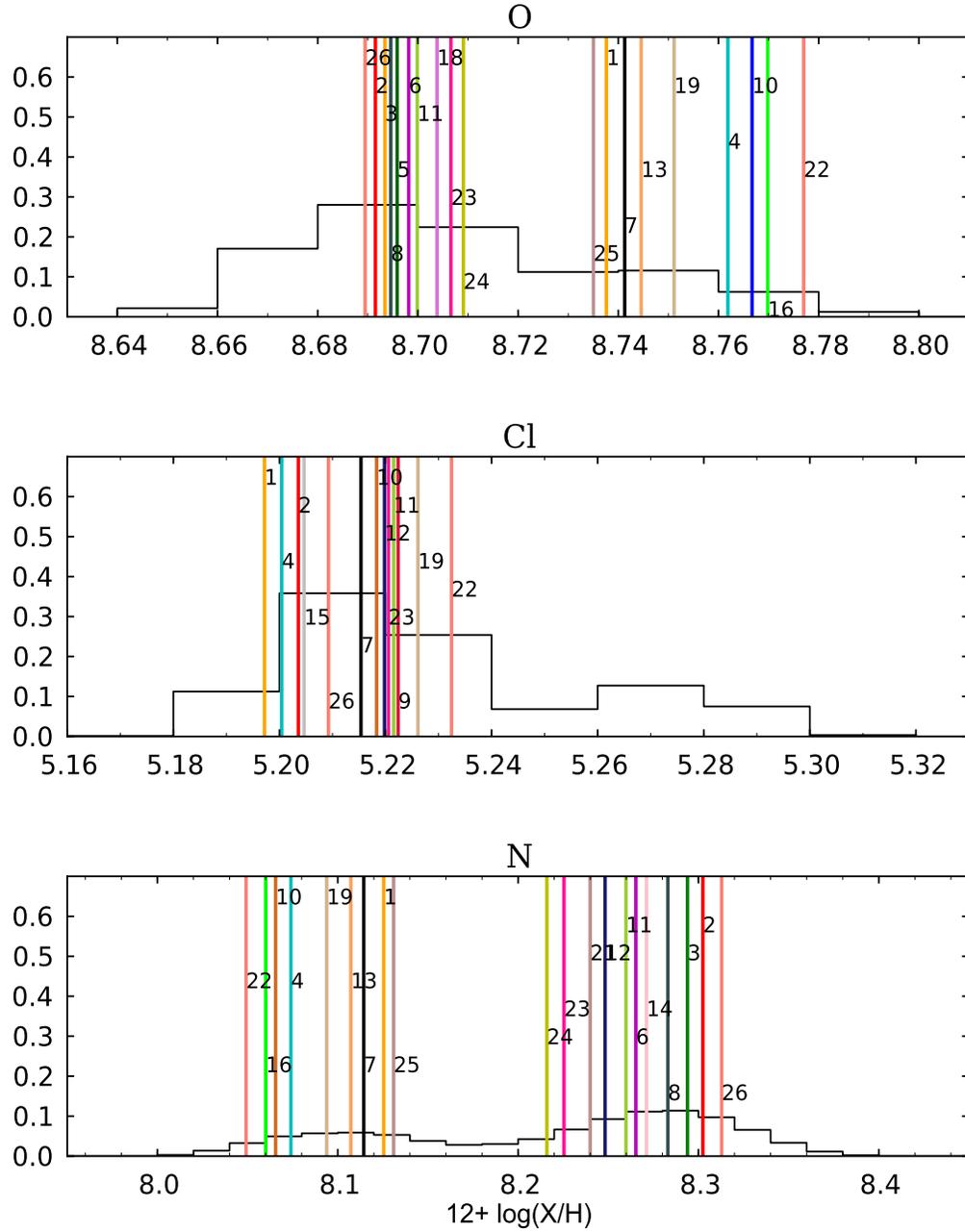


Figura 3.10: Histogramas de las abundancias totales de oxígeno, cloro y nitrógeno para H 1-50. Los histogramas se encuentran normalizados al número total de resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

### 3. RESULTADOS

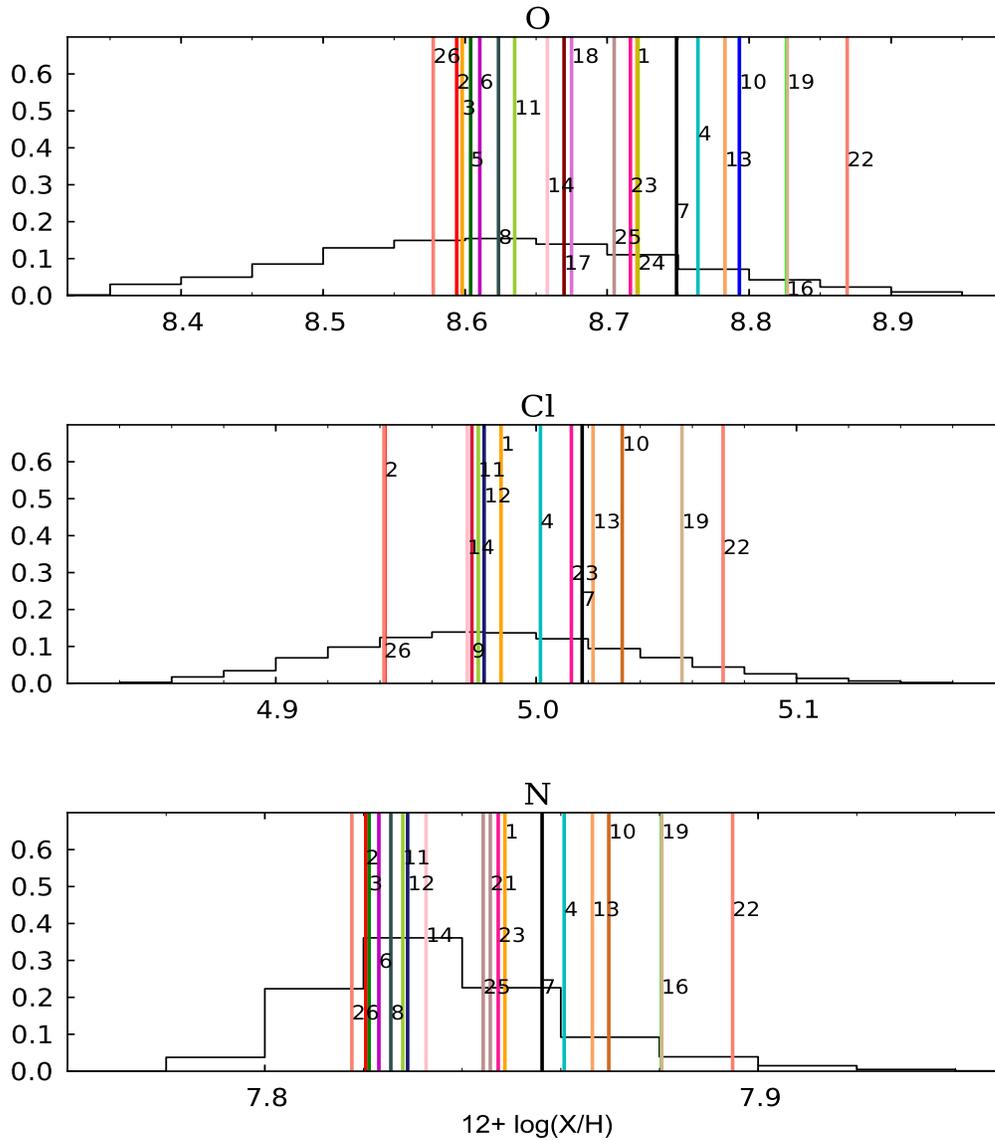


Figura 3.11: Histogramas de las abundancias totales de oxígeno, cloro y nitrógeno para IC 418. Los histogramas se encuentran normalizados al número total de resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

Lo que más incrementará la dispersión en la abundancia total del oxígeno, cloro y nitrógeno es considerar los errores en las intensidades de las líneas y en los factores de corrección por ionización, que se incluirán en el análisis mediante simulaciones Montecarlo muestreando las combinaciones de datos atómicos.

### 3.4. Probabilidades de transición

El cociente de líneas provenientes del mismo ion que se originan en el mismo nivel permiten estudiar las probabilidades de transición, como es el caso del cociente de líneas [O III]  $\lambda 5007/\lambda 4959$ , para el cual se han realizado distintas determinaciones a partir de cálculos teóricos como los obtenidos por Nussbaumer & Storey (1981) quienes determinaron el valor teórico de 2.88, Galavís et al. (1997) obtuvieron un valor de 2.89, Storey & Zeppen (2000) sugiere que el valor del cociente es 3.01 y la determinación más reciente de Froese Fischer & Tachiev (2004) de 2.89 coincide con la determinada por Galavís. Otras determinaciones basadas en observaciones son las obtenidas por Rosa (1985), Iye et al. (1987) y Florido et al. (2015) quienes calcularon que el valor del cociente es de  $3.03 \pm 0.03$ ,  $3.17 \pm 0.04$  y  $2.94 \pm 0.08$  respectivamente. La determinación hecha por Iye et al. (1987) es el valor más alto que se ha reportado para este cociente, y se aparta bastante de los cálculos teóricos. Como puede verse el paso del tiempo no parece reflejar una convergencia a un valor único, ni siquiera por parte de los valores observacionales, a pesar de que las líneas de [O III] en 4959 Å y 5007 Å se pueden observar con buena señal a ruido en los espectros de las nebulosas ionizadas. Análisis similares a los que se han realizado para el oxígeno pueden realizarse para otros cocientes de líneas siempre provengan del mismo nivel como las transiciones prohibidas de [N II]  $\lambda 6584/\lambda 6548$  y [S III]  $\lambda 9532/\lambda 9069$ .

En las figuras 3.12, 3.13 y 3.14 se encuentran graficados los valores de los cocientes teóricos de [O III], [N II] y [S III] respectivamente y los valores de los cocientes obtenidos de las observaciones en función del error, en porcentaje, del cociente. Las líneas de colores en cada gráfica representan las determinaciones teóricas que se encuentran disponibles en PyNeb y la línea negra en cada gráfica corresponde al valor de la media pesada por los errores, mientras que las estrellas y los triángulos en las figuras son las nebulosas planetarias y las regiones H II respectivamente. Como se observa en las figuras, no siempre hay acuerdo entre los valores observacionales y los valores teóricos. Tampoco hay mucho acuerdo entre el error asociado a cada valor observacional y su desviación con respecto al valor esperado según la mayoría de los otros valores. Hay que tener en cuenta que los errores son solamente estimaciones y además podrían estar sobrestimados para estos cocientes porque las líneas tienen poca separación en longitud de onda.

Para analizar las diferencias en el cociente de [O III], se han tomado las determinaciones de Storey & Zeppen (2000), Froese Fischer & Tachiev (2004) y Galavís et al. (1997) que se encuentran en PyNeb. En algunas nebulosas planetarias de la muestra la línea de [O III]  $\lambda 5007$  no se encontraba reportada, probablemente porque al ser muy intensa en algunos espectros se saturó, debido a esto se agregaron más nebulosas planetarias que sí tienen medidas las dos líneas de [O III] a la muestra original. Para estos objetos también se agregaron las líneas de [N II] y para los que tuvieran repor-

### 3. RESULTADOS

---

tadas líneas de [S III] también se incluyeron. En la tabla 3.2 se muestran las nebulosas planetarias que se agregaron, la primer columna corresponde al nombre común del objeto, la segunda el nombre de acuerdo con el catálogo de nebulosas planetarias de la Galaxia, la tercera y cuarta columna corresponden al tamaño angular del objeto que se encuentra reportado en el catálogo de Acker et al. (1992) y la referencia de donde fueron tomadas las intensidades de las líneas respectivamente.

Nombre	PNG	$\theta^a$ (")	Referencia
Hb4	003.1+02.9	6.2	1
H 1-35	355.7-03.5	2.0	2
H 1-41	356.7-04.8	9.6	2
H 1-42	357.2-04.5	5.8	2
H 1-54	002.1-04.2	4.8	2
IC 4593	025.3+40.8	13.0	3
IC 5117	089.8-05.1	1.2	4
JnEr 1	164.8+31.1	380.0	3
M 1-25	004.9+04.9	4.6	1
M 1-29	359.1-01.7	7.6	2
M 1-30	355.9-04.2	5.0	1
M 1-32	011.9+04.2	7.6	1
M 2-6	353.3+06.3	8.0	2
M 2-23	002.2-02.7	8.5	2
M 2-27	359.9-04.5	4.8	2
M 2-39	008.1-04.7	3.2	2
M 2-42	008.2-04.8	3.8	2
M 3-7	357.1+03.6	5.8	2
NGC 2392	197.8+17.3	19.5	3
NGC 3587	148.4+57.0	170.0	3
NGC 5307	312.3+10.5	12.5	5
NGC 5315	309.1-04.3	6.0	1

Tabla 3.2: **Nebulosas planetarias** - Referencias:(1) García-Rojas et al. (2012), (2) Wang & Liu (2007),(3) Delgado-Inglada et al. (2009), (4) Hyung et al. (2001b), (5) Ruiz et al. (2003).

En la gráfica 3.12 se observa que la mayoría de los cocientes de observaciones se distribuyen cerca de las determinaciones teóricas, especialmente las de Storey & Zeippen (2000). El valor promedio de las observaciones es de  $2.98 \pm 0.14$ .

En PyNeb se encuentran disponibles las determinaciones de las probabilidades de transición de Froese Fischer & Tachiev (2004), Nussbaumer & Rusca (1979) y Galavís et al. (1997) para  $N^+$ . Estas tres determinaciones coinciden en el mismo valor para el cociente teórico de 2.96, sin embargo, como se observa en la gráfica 3.13 la mayoría de

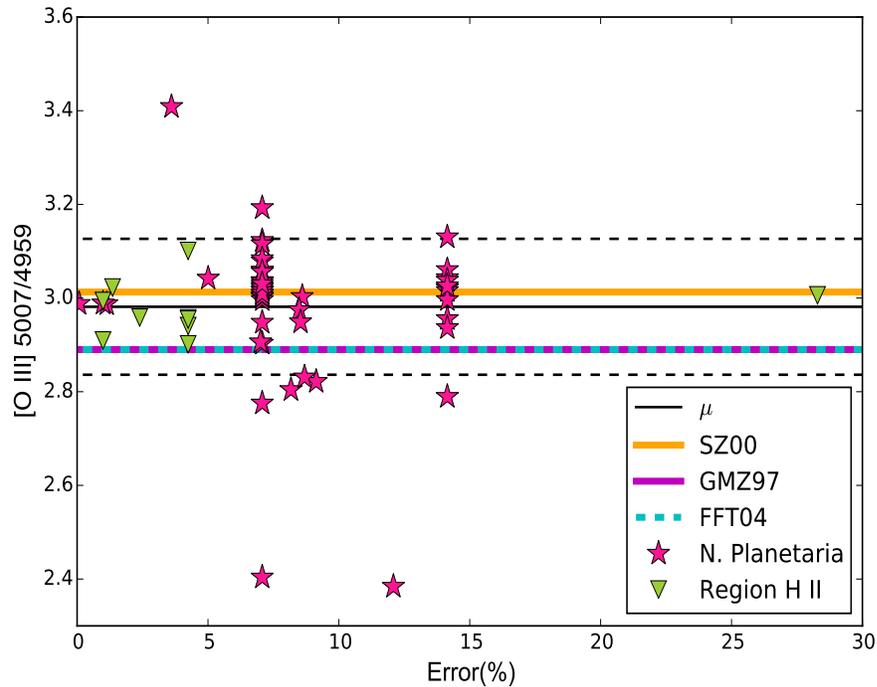


Figura 3.12: Comparación de las determinaciones teóricas de Galavís et al. (1997), Storey & Zeppen (2000), Froese Fischer & Tachiev (2004) del cociente [O III] 5007/4959 con observaciones de regiones H II y nebulosas planetarias. La línea negra continua corresponde al valor promedio de las observaciones y las líneas punteadas a la desviación estándar. Las observaciones se representan en función del porcentaje de error asignado por los distintos autores a los valores del cociente.

los cocientes que se obtienen de las observaciones están por arriba del valor teórico. La región H II N66 se obtuvo un valor del cociente de 1.38, mucho más bajo que para cualquier otra región H II o nebulosa planetaria por lo que no hay que descartar la posibilidad de que exista un problema con las observaciones para esta región. El valor del promedio de las observaciones es de  $3.03 \pm 0.25$  que se encuentra por encima de las determinaciones teóricas. Esto sugiere que serían necesarios nuevos cálculos de las probabilidades de transición para este ion.

El ion de  $S^{++}$  no se consideró en el análisis de condiciones físicas ni abundancias químicas ya que no todas las objetos tienen reportadas intensidades de líneas de [S III], sin embargo, para 7 nebulosas planetarias y 7 regiones H II se tienen medidas de las líneas de [S III]  $\lambda 9069$  y  $\lambda 9532$ . En PyNeb se encuentran disponibles tres determinaciones de probabilidades de transición para este ion que son las de Podobedova, Kelleher Wiese (2009), Kauffman Sugar (1986) y Mendoza Zeppen (1982). De estas

### 3. RESULTADOS

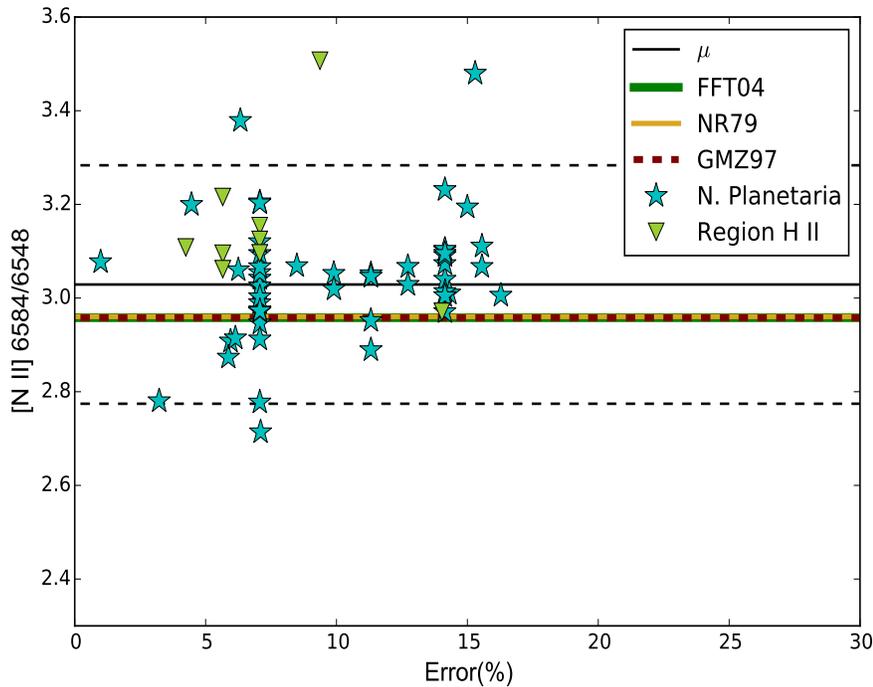


Figura 3.13: Comparación de las determinaciones teóricas de Nussbaumer & Rusca (1979), Galavís et al. (1997), Froese Fischer & Tachiev (2004) del cociente  $[N II] 6584/6548$  con observaciones de regiones H II y nebulosas planetarias. La línea negra continua corresponde al valor promedio de las observaciones y las líneas punteadas a la desviación estándar. Las observaciones se representan en función del porcentaje de error asignado por los distintos autores a los valores del cociente.

tres determinaciones teóricas la de Kauffman Sugar (1986) reporta un valor de 5.8 para el cociente y como se ve en la gráfica está bastante alejado de los otros cocientes teóricos, mientras que Podobedova, Kelleher Wiese (2009) y Mendoza Zeippen (1982) reportan un valor de 2.60 para el cociente, que parece estar de acuerdo con los cocientes observacionales. El promedio de las observaciones es  $2.34 \pm 0.64$  para este cociente.

Utilizando El método bayesiano puede aplicarse en estos tres casos para analizar las diferencias que existen entre las determinaciones teóricas de los cocientes de líneas con respecto de los cocientes observacionales y asignar probabilidades o pesos a cada conjunto de datos atómicos.

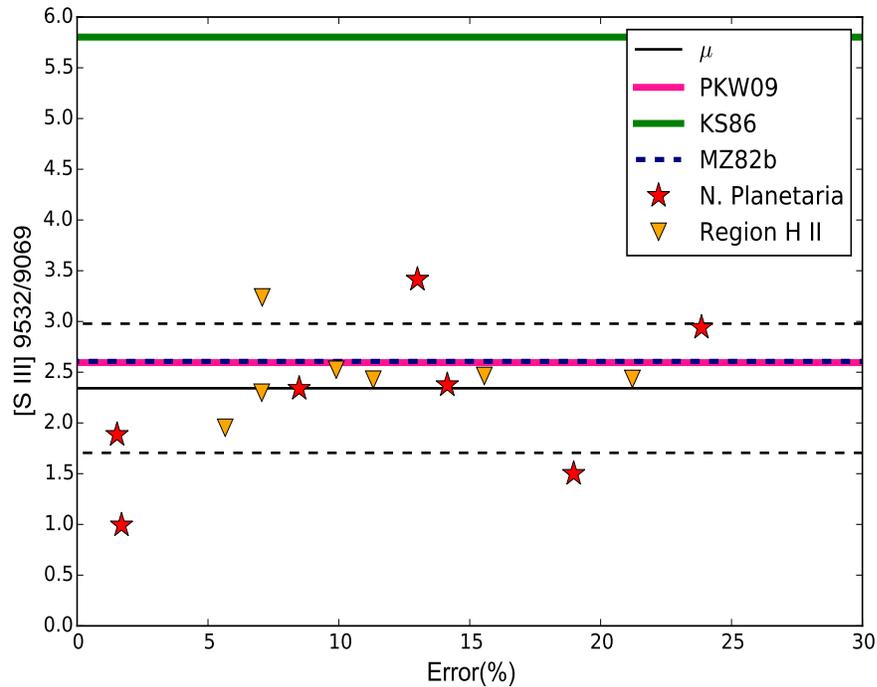


Figura 3.14: Comparación del cociente [S III] 9532/9069 para tres determinaciones teóricas con observaciones. con observaciones de regiones H II y nebulosas planetarias. La línea negra continua corresponde al valor promedio de las observaciones y las líneas punteadas a la desviación estándar. Las observaciones se representan en función del porcentaje de error asignado por los distintos autores a los valores del cociente.

### 3.4.1. Análisis bayesiano

El análisis bayesiano se realizó para los tres cocientes de líneas ([O III], [N II], [S III]) con la finalidad de asignar probabilidades a los datos atómicos dependiendo de qué tan de acuerdo están con las observaciones. Para ello se utilizó la fórmula del teorema de Bayes (ecuación 3.1):

$$P(T_i | O_j) = \frac{P(O_j | T_i) P(T_i)}{P(O_j)}, \quad (3.1)$$

donde  $T_i$  corresponden a las diferentes determinaciones teóricas, en este caso el subíndice  $i$  va de 1 a 3, debido a que se tienen 3 conjuntos de datos atómicos para cada cociente y  $O_j$  representa los valores de los cocientes de las observaciones, donde el subíndice  $j$

### 3. RESULTADOS

---

va de 1 a 61 para el caso de [O III] y [N II] y de 1 a 14 para [S III]. El subíndice  $j$  es el número de iteraciones que se llevan a cabo para cada cociente antes de determinar la probabilidad final.

El término  $P(O_j | T_i)$  es probabilidad de obtener un cociente observacional así o mas alejado del cociente teórico si este último es correcto. El valor de  $P(O_j | T_i)$  se estimó suponiendo una distribución gaussiana con media igual al cociente teórico  $T_i$  y una desviación estándar dada por el error en el cociente de las observaciones  $\sigma_{O_j}$ . Mientras que  $P(O_j)$  es el término que normaliza las probabilidades para que siempre sumen 1. El prior  $P(T_i)$  al inicio de las iteraciones para cada conjunto de datos atómicos es de  $1/3$ . Para la primera iteración se obtiene un valor de  $P(T_i | O_j)$  para cada determinación teórica, que se convertirá en el nuevo prior para la segunda iteración con el siguiente cociente observacional después de haber normalizado las probabilidades y así sucesivamente hasta terminar todas las iteraciones. Al final de las iteraciones se multiplican todas las probabilidades obtenidas de  $P(T_i | O_j)$  para obtener la probabilidad final de cada conjunto de datos atómicos.

Las probabilidades para cada conjunto de datos atómicos después de haber realizado el análisis bayesiano se encuentran en la tabla 3.3, estas probabilidades se utilizarán en un nuevo análisis donde servirán como pesos estadísticos para los datos atómicos.

Ion	Aij	Probabilidad
O <sup>++</sup>	SZ00	0.42
	GMZ97	0.29
	FFT04	0.29
N <sup>+</sup>	NR79	0.33
	FFT04	0.34
	GMZ97	0.33
S <sup>++</sup>	PKW09	0.55
	KS86	$3.42 \times 10^{-11}$
	MZ82b	0.44

Tabla 3.3: **Pesos determinados a partir del análisis bayesiano** - La tabla muestra las probabilidades o que se utilizarán como pesos para estos conjuntos de datos atómicos en los próximos análisis y que fueron determinadas a partir del análisis bayesiano.

## Conclusiones y trabajo futuro

---

En este capítulo se resumen los resultados y conclusiones obtenidos del análisis de los datos atómicos a la muestra de nebulosas planetarias y regiones H II que se recopiló de la literatura y se describen algunas propuestas que se tienen para continuar con este trabajo en el futuro.

### 4.1. Conclusiones

Las nebulosas planetarias y regiones H II tienen espectros con líneas de emisión producidas por distintos iones que pueden utilizarse para estimar las condiciones físicas y la composición química del gas ionizado, sin embargo, estas determinaciones tienen asociados incertidumbres debido a errores sistemáticos en las observaciones y a la metodología de análisis, estas incertidumbres dificultan la interpretación y comparación de los resultados.

En esta tesis se ha analizado una muestra de 36 nebulosas planetarias y 9 regiones H II tanto galácticas como extragalácticas tomadas de la literatura que cuentan con espectros profundos y de alta resolución espectral, la condición para la selección de la muestra es que para cada objeto se pudieran determinar los cuatro diagnósticos de densidad ( $[S II]$ ,  $[N II]$ ,  $[Cl III]$ ,  $[Ar IV]$ ) y que se midieran las temperaturas de  $[N II]$  y  $[O III]$  que sirven para caracterizar las zonas de bajo y algo grado de ionización en la nebulosa. Para estos objetos se determinaron valores de densidad, temperatura electrónica, abundancias iónicas y abundancias totales utilizando distintas determinaciones de datos atómicos y todas las combinaciones posibles entre ellos, utilizando como base de datos inicial los datos atómicos que se encuentran en PyNeb. Debido a que tomaba mucho tiempo realizar los cálculos de todas las combinaciones de datos atómicos para cada objeto se decidió que era necesario muestrear las combinaciones

## 4. CONCLUSIONES Y TRABAJO FUTURO

---

para reducir el tiempo de cómputo e incluir más objetos al análisis.

A partir de los métodos MCMC se desarrolló un algoritmo que permite muestrear las combinaciones de datos atómicos de manera eficiente reduciendo el tiempo de cómputo para los cálculos de las combinaciones de datos atómicos. La eficiencia de este algoritmo se comprobó utilizando 16 nebulosas planetarias que tienen calculados los valores de densidad, temperatura electrónica y abundancias químicas para todas las combinaciones de datos atómicos y observando que a partir de un cierto número de muestras las diferencias entre el número de resultados en cada intervalo de densidad era menor al 10 %. Se determinó el número de muestras necesarias para reproducir la distribución de resultados para todas las combinaciones ocurre cerca de 10,000. Este método de muestreo se utilizó en los cálculos de las condiciones físicas y composición química para el resto de las nebulosas ionizadas. Se determinó la probabilidad de que exista una única densidad en cada objeto, utilizando la combinación estándar de datos atómicos de PyNeb y considerando los errores en las intensidades. Los resultados muestran que para la mayoría de los objetos hay más de un 50 % de probabilidad de que la densidad sea uniforme en toda la nebulosa.

Se aplicó el análisis bayesiano a los cocientes teóricos de  $[\text{O III}] \lambda 5007/\lambda 4959$ ,  $[\text{N II}] \lambda 6584/\lambda 6548$  y  $[\text{S III}] \lambda 9532/\lambda 9069$  para los datos atómicos que se encuentran en PyNeb comparándolos con observaciones, con el fin de determinar probabilidades para los datos atómicos de cada cociente teórico que puedan servir como pesos estadísticos en futuros análisis que involucren estos datos atómicos. Al graficar los cocientes observacionales y los valores teóricos con respecto del porcentaje de error, para cada uno de los cocientes se observa que la dispersión de los cocientes observacionales no aumenta conforme aumenta el porcentaje de error, que es lo que se espera si los errores son gaussianos. Esto podría deberse a que los errores no son homogéneos, ya que al ser valores de intensidades obtenidos de la literatura los autores siguen diferentes metodologías para asignar los errores a las intensidades de las líneas. Para el caso del cociente de oxígeno dos determinaciones teóricas coinciden en el mismo valor, sin embargo las observaciones favorecen más al valor que se aparta, un caso similar ocurre para el cociente de azufre, solo que en este caso las observaciones favorecen a las determinaciones teóricas que están de acuerdo. Los tres cocientes de  $[\text{N II}]$  teóricos coinciden en el mismo valor, sin embargo, la mayoría de los cocientes observacionales se distribuyen por arriba de las determinaciones teóricas.

- El efecto que tienen los datos atómicos en las determinaciones de las condiciones físicas en nebulosas ionizadas no puede ser despreciado ya que las determinaciones de densidad para un solo objeto pueden variar hasta por casi 0.6 dex debido a la combinación de datos atómicos que se seleccione., mientras que la abundancia de O/H puede variar hasta en 0.7 dex.
- Se ha desarrollado un método de muestreo para las combinaciones de datos atómi-

cos y se ha comprobado su eficiencia, este método de muestreo se utilizará para futuros cálculos.

- Existen conjuntos de datos atómicos con tendencias a subestimar o sobrestimar la densidad como ya se ha discutido en los resultados.
- El comportamiento de la densidad en algunos objetos parece sugerir que existen estructuras en densidad dentro de la nebulosa que necesitan ser explorados, para ello es necesario considerar los errores en las intensidad de las líneas.
- A pesar de que las determinaciones teóricas de las probabilidades de transición para un ion estén de acuerdo entre sí, pueden estar en desacuerdo con las observaciones, como se observa en el caso de los cocientes observacionales de [N II].
- Aplicando el enfoque bayesiano al cociente de líneas que provienen del mismo nivel se pudieron determinar probabilidades para los datos atómicos, de acuerdo con cuánto estaban de acuerdo con las observaciones que servirán como pesos estadísticos para un nuevo análisis en el que se incluyan los errores en las intensidades de las líneas y en los factores de corrección por ionización.
- Los resultados obtenidos en este trabajo sirven como base para realizar un análisis bayesiano de la composición química de objetos ionizados que tenga en cuenta todas las fuentes de incertidumbre que dificultan la interpretación de los resultados.

### 4.2. Trabajo futuro

En este trabajo se ha realizado el análisis de los efectos de los datos atómicos para una muestra de 36 nebulosas planetarias y 9 regiones H II, sin embargo, la muestra se ha continuado ampliando y actualmente se tiene 40 nebulosas planetarias para las cuales se pueden medir 4 diagnósticos de densidad, la muestra se continuará ampliando conforme se publiquen datos de intensidades para otros objetos con el fin de mejorar el análisis.

Con la muestra actual que se tiene de objetos y el método desarrollado para muestrear las combinaciones de datos atómicos ya podría pensarse en escribir un primer artículo sobre el efecto que tienen los datos atómicos en los cálculos y que sería de interés para la comunidad.

Un método para asignar errores en los datos atómicos que planea explorarse para iones que tengan más de dos determinaciones consiste en estimar la media de los datos atómicos y suponiendo que siguen algún tipo de distribución conocida estimar su probabilidad dependiendo de cuán alejados se encuentran de la media. Se pueden incluir en el análisis datos atómicos de otros elementos como Ar, S, Ne, etc. con el fin de calcular sus abundancias totales. Además se incluirán en el análisis simulaciones Montecarlo para las intensidades de las líneas y los factores de corrección por ionización para cada una de las distintas combinaciones de datos atómicos haciendo uso del algoritmo de muestreo.

Para nebulosas que tengan otros espectros reportados en la literatura se pueden utilizar estas observaciones para comparar el efecto de los datos atómicos y explorar si este puede ser otro camino para asignar probabilidades a los datos atómicos. Además se explorará obtener nuevas observaciones de algunos objetos como por ejemplo M 3-32 para explorar si realmente muestra una estructura de densidad diferente a la de los otros objetos (ver figura [B.16](#)).

Como se ha visto los errores reportados por los autores para los errores en las intensidades son poco creíbles, por lo que en el análisis bayesiano se planea considerar una distribución de probabilidades para los errores.

Una posible opción para el trabajo futuro es explorar el efecto de tener estructuras de densidad dentro de las nebulosas planetarias mediante modelos de ionización que consideren estos efectos.

## Datos Atómicos en PyNeb

---

Los niveles de energía para cada elemento son los que se encuentran en la base de datos del Instituto Nacional de Estándares y Tecnología (NIST, por sus siglas en inglés)

Ion	Coeficientes de recombinación
$H^+$	SH95-casoA: Para todos los niveles.
	SH95: Para todos los niveles.
	SH95-casoB: Para todos los niveles.
$He^+$	SH95 : Para todos los niveles.
	SH95-casoA: Para todos los niveles.
$He^{++}$	SH95-casoA: Para todos los niveles.
	SH95: Para todos los niveles.
	SH95-casoB: Para todos los niveles.

Tabla A.1: **Coeficientes de recombinación disponibles en PyNeb** - En la tabla se encuentran listados todos los coeficientes de recombinación para los iones de  $H^+$ ,  $He^+$  y  $He^{++}$  que se encuentran en PyNeb.

## A. DATOS ATÓMICOS EN PYNEB

---

Ion	Probabilidad de transición
O <sup>++</sup>	FF04: Transiciones entre todos los niveles.
	WFD96: Transiciones entre nivel 6 con todos los niveles restantes
	GMZ97: Transiciones entre todos los niveles excepto nivel 6.
	SZ00: Transiciones entre los niveles 4-2, 4-3.
N <sup>+</sup>	WFD96: Transiciones entre todos los niveles excepto 4-2, 4-3.
	FF04: Transiciones entre todos los niveles
	WFD96: Transiciones entre nivel 6 con todos los niveles restantes
O <sup>+</sup>	GMZ97: Transiciones entre todos los niveles hasta nivel 5.
	WFD96: Transiciones entre nivel 6 con todos los niveles restantes.
	NR79: Transiciones entre todos los niveles hasta nivel 5.
	FF04: Transiciones entre todos los niveles.
S <sup>+</sup>	WFD96: Transiciones entre todos los niveles.
	WFD96: Transiciones entre nivel 6 con todos los niveles restantes
	Z82: Transiciones entre todos los niveles hasta nivel 5.
	PKW09: Transiciones entre todos los niveles.
	TZ10: Transiciones entre nivel 6 con todos los niveles restantes.
	PKW09: Transiciones entre resto de niveles hasta nivel 5.
Cl <sup>++</sup>	VVF96: Transiciones entre nivel 6 con todos los niveles restantes.
	M82: Transiciones entre todos los niveles hasta nivel 5.
	VVF96: Transiciones entre nivel 6 con todos los niveles restantes.
	KHOC93: Transiciones entre todos los niveles hasta nivel 5.
Ar <sup>+3</sup>	M83: Transiciones entre niveles 4-3.
	KS86: Transiciones entre niveles restantes.
	M83: Transiciones entre todos los niveles.
Ar <sup>+3</sup>	Fal99: Transiciones entre todos los niveles.
	MZ82: Transiciones entre todos los niveles.
	MZ82: Transiciones entre niveles 4-3.
Ar <sup>+3</sup>	KS86: Transiciones entre niveles restantes.

Tabla A.2: **Datos atómicos disponibles en PyNeb** - En la tabla se encuentran listados todas las probabilidades de transición que se encuentran en PyNeb.

---

Ion	Fuerzas de colisión
O <sup>++</sup>	AK99: Para todos los niveles.
	LB94: Para todos los niveles.
	AK99: Para los niveles 6-1, 6-2, 6-3.
	Pal12: Resto de los niveles.
	SSB14: Para todos los niveles.
N <sup>+</sup>	T11: Para todos los niveles.
	HB04: Para todos los niveles.
	LB94: Para todos los niveles.
O <sup>+</sup>	P06: Para todos los niveles excepto nivel 6.
	T07: Para todos los niveles hasta nivel 5.
	P76: Para niveles 3-2, 5-4.
	McLB93: Para todos los niveles excepto 3-2, 5-4.
	Kal09: Para todos los niveles.
S <sup>+</sup>	T07: Para todos los niveles.
	TZ10: Para todos los niveles.
Cl <sup>++</sup>	RBS96: Para todos los niveles.
	BZ96: Para todos los niveles.
Ar <sup>+3</sup>	M83: Para todos los niveles.
	RB97: Para todos los niveles.
	M83: Para todos los niveles.
	ZBL87: Para todos los niveles.

---

Tabla A.3: **Datos atómicos disponibles en PyNeb** - En la tabla se encuentran listados todas las fuerzas de colisión que se encuentran en PyNeb.

## A. DATOS ATÓMICOS EN PYNEB

---

Las abreviaturas de los conjuntos de datos atómicos corresponden a las siguientes referencias:

AK99 : Aggarwal & Keenan (1999)  
BZ89 : Butler & Zeippen (1989)  
Fal99 : Fritzsche et al. (1999)  
FFT04 : Froese Fischer & Tachiev (2004)  
GMZ97 : Galavís et al. (1997)  
HB04 : Hudson & Bell (2004)  
Kal09 : Kisielius et al. (2009)  
KHOC93 : Keenan et al. (1993)  
KS86 : Kauffman & Sugar (1986)  
LB94 : Lennon & Burke (1994)  
M83 : Mendoza & Zeippen (1983)  
McLB93 : McLaughlin & Bell (1993)  
MZ82 : Mendoza & Zeippen (1982)  
NR79 : Nussbaumer & Rusca (1979)  
P06 : Pradhan et al. (2006)  
P76 : Pradhan (1976)  
Pal12 : Palay et al. (2012)  
PKW09 : Podobedova et al. (2009)  
RB97 : Ramsbottom & Bell (1997)  
RBS96 : Ramsbottom et al. (1996)  
SH95: Storey & Hummer (1995)  
SSB14 : Storey et al. (2014)  
SZ00 : Storey & Zeippen (2000)  
T07 : Tayal (2007)  
T11 : Tayal (2011)  
TZ10 : Tayal & Zatsarinny (2010)  
VVF96 : Verner et al. (1996)  
WFD96 : Wiese et al. (1996)  
Z82 : Zeippen (1982)  
ZBL87 : Zeippen et al. (1987)

## Gráficas de densidad de los objetos

---

Las gráficas de densidad para los objetos de la muestra se presentan a continuación, para indicar si los resultados se obtuvieron a partir de calcular la densidad para todas las combinaciones de datos atómicos en las gráficas se ha colocado una C, si los resultados se obtuvieron a partir de l muestreo se coloca una M al inicio de la descripción de cada gráfica. Las líneas de colores con números al costado en cada una de las gráficas representan el efecto de cambiar un solo conjunto de datos atómicos de la combinación predefinida en PyNeb de acuerdo con la tabla 2.2. Todos los histogramas fueron normalizados al número total de resultados para cada diagnóstico. Las gráficas se encuentran separadas de acuerdo con el tipo de objeto, es decir si es región H II o nebulosa planetaria.

En algunos objetos las densidades determinadas para los cuatro diagnósticos de densidad parecen estar de acuerdo con que exista la misma densidad en toda la nebulosa como M 1-20 y M 2-4, NGC 6884, etc., mientras que en otros objetos pueden observarse un gradiente por ejemplo Cn 1-5, NGC 6720, NGC 6826, etc. En objetos como M 3-32 se ve lo que parece ser un gradiente inverso, donde las densidades determinadas con [Cl III] y [Ar IV] son menores que las determinadas con [S II] y [O II].

## B.1. Nebulosas Planetarias

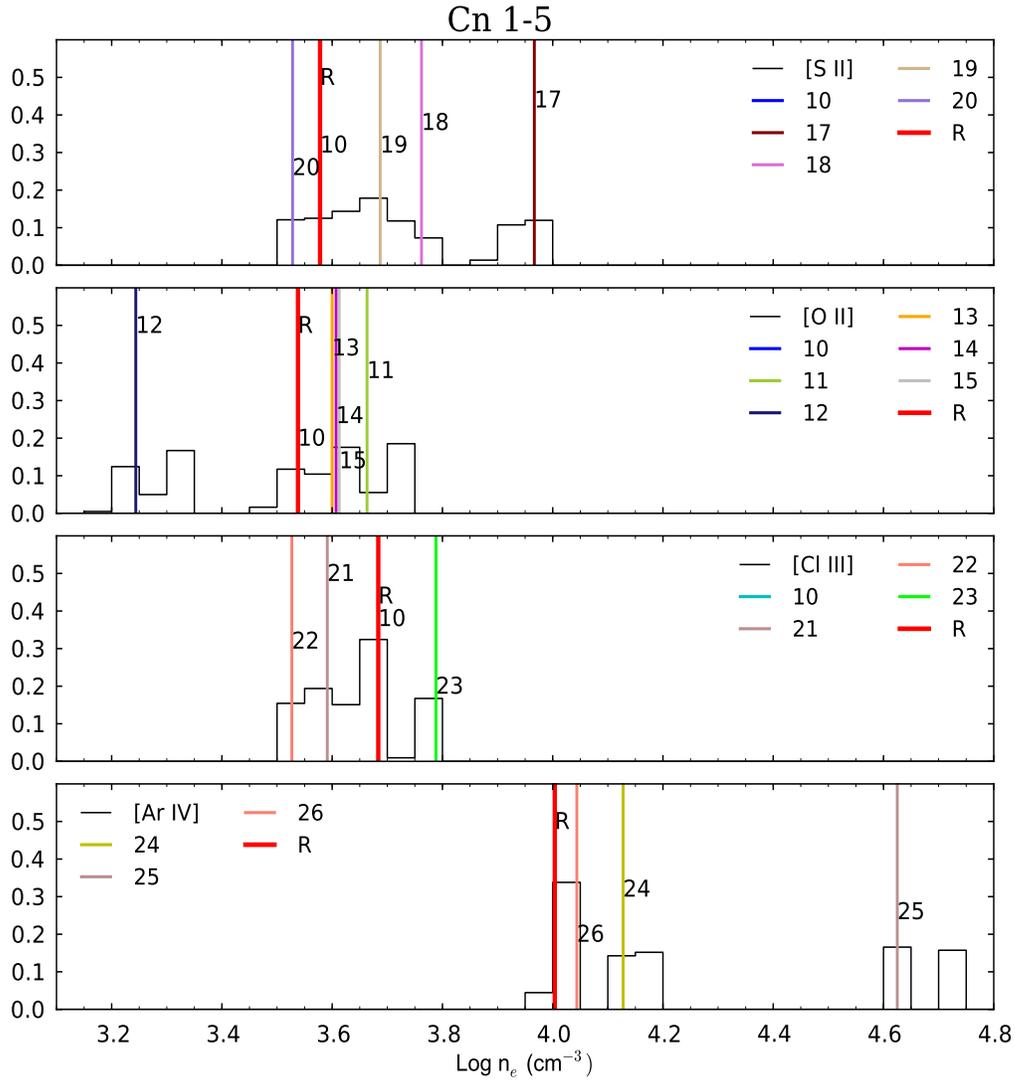


Figura B.1: (M) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria Cn 1-5, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

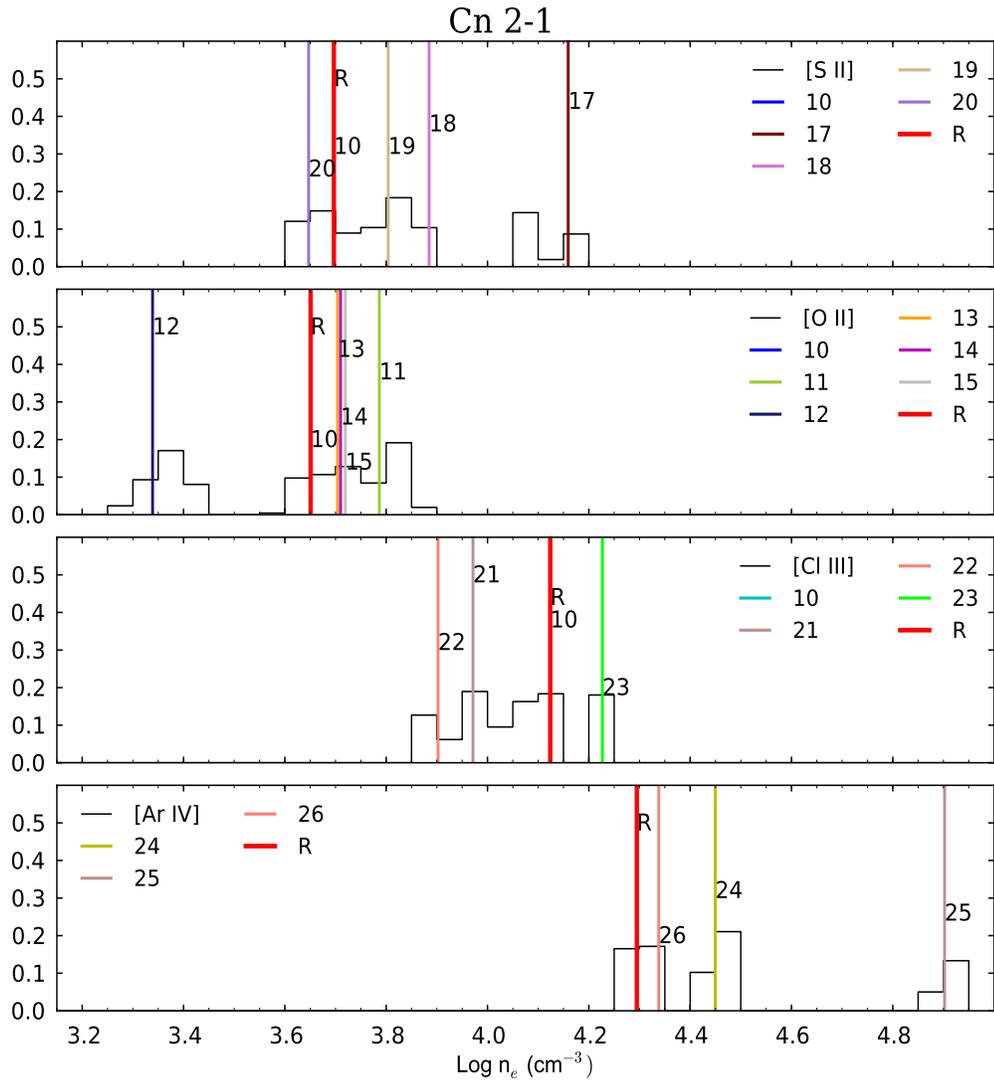


Figura B.2: (M) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria Cn 2-1, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

## B. GRÁFICAS DE DENSIDAD DE LOS OBJETOS

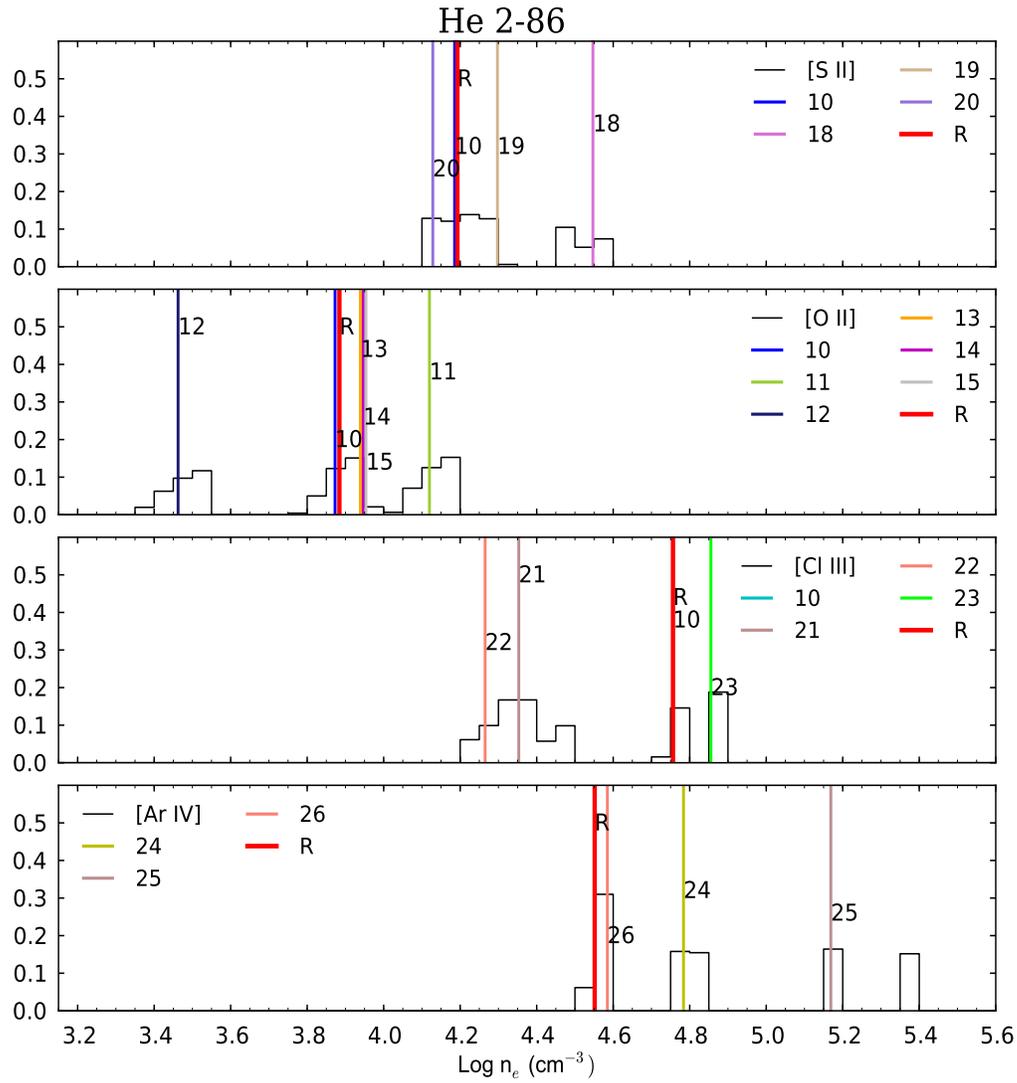


Figura B.3: (M) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria He 2-86, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

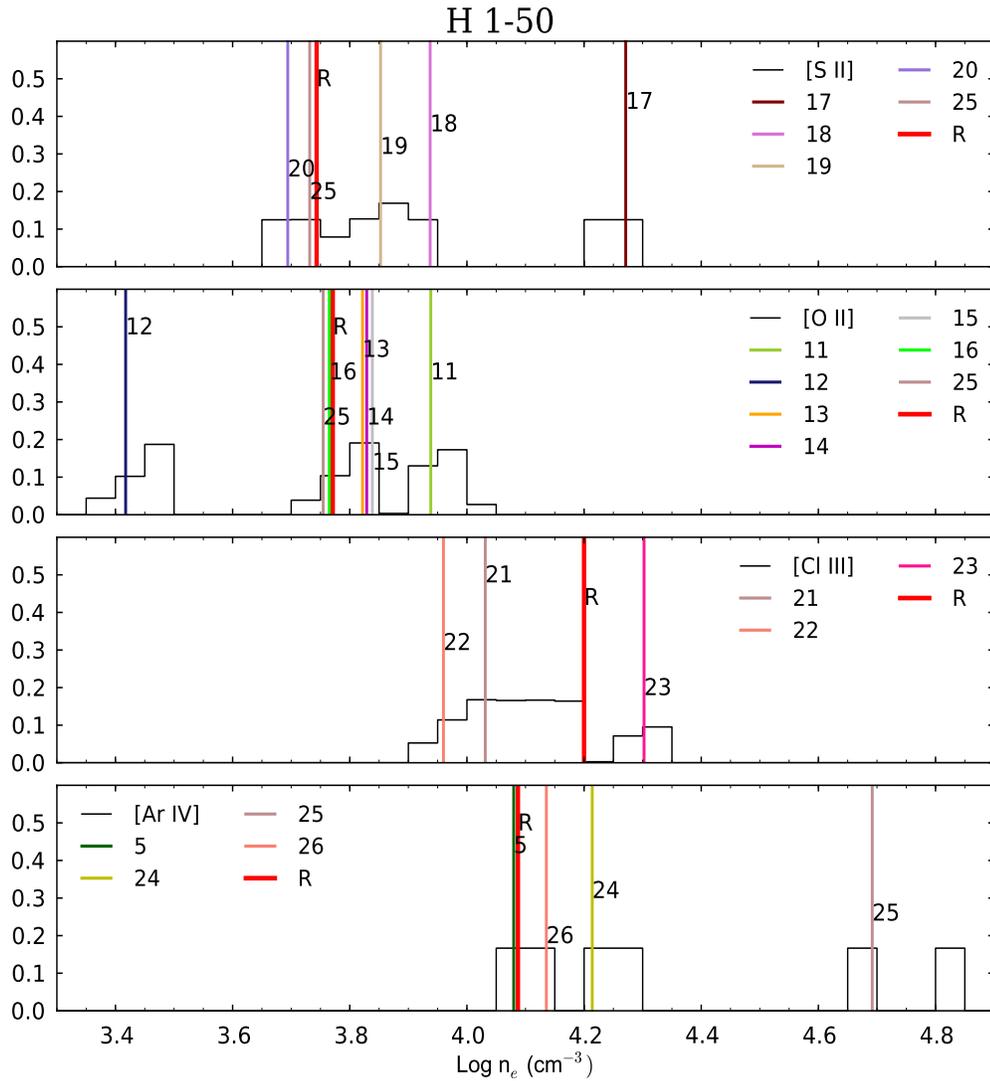


Figura B.4: (M) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria H 1-50, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

## B. GRÁFICAS DE DENSIDAD DE LOS OBJETOS

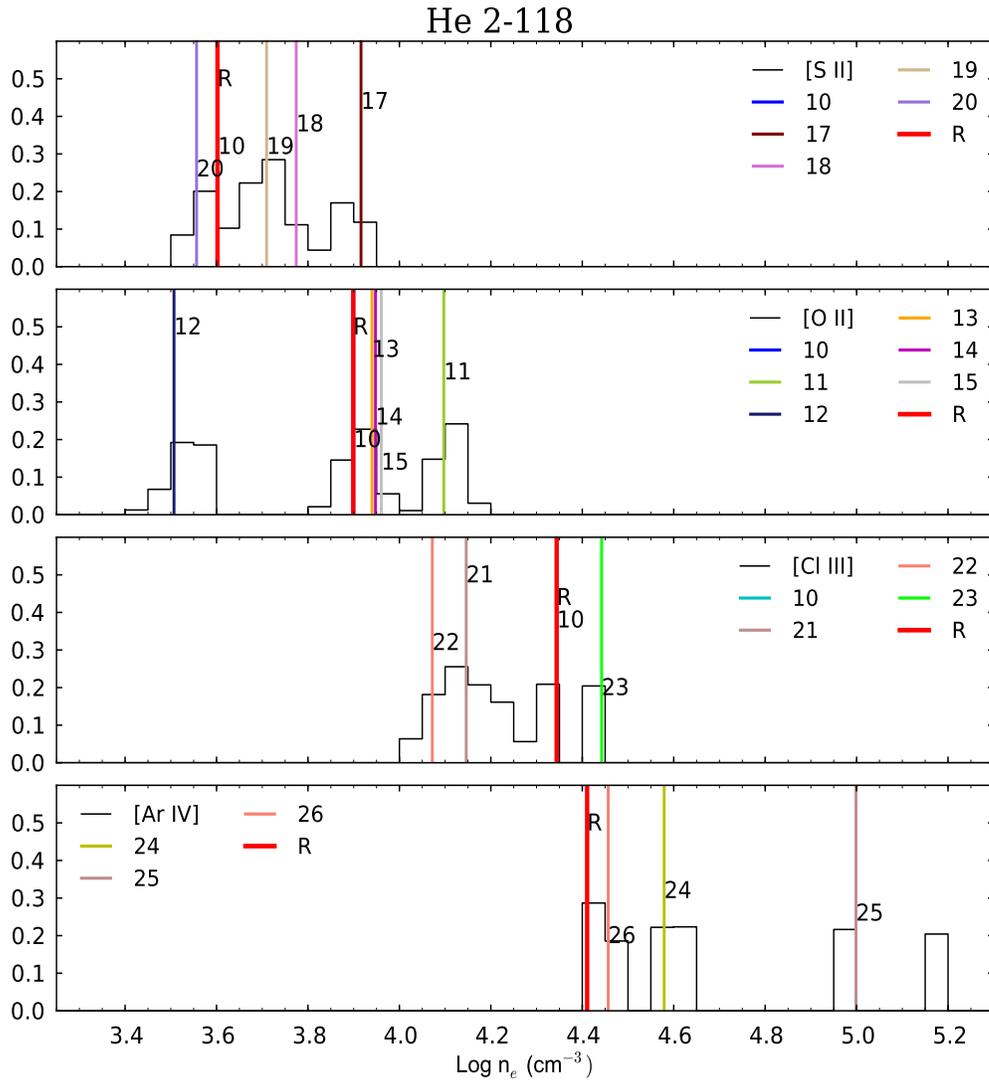


Figura B.5: (M) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria He 2-118, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

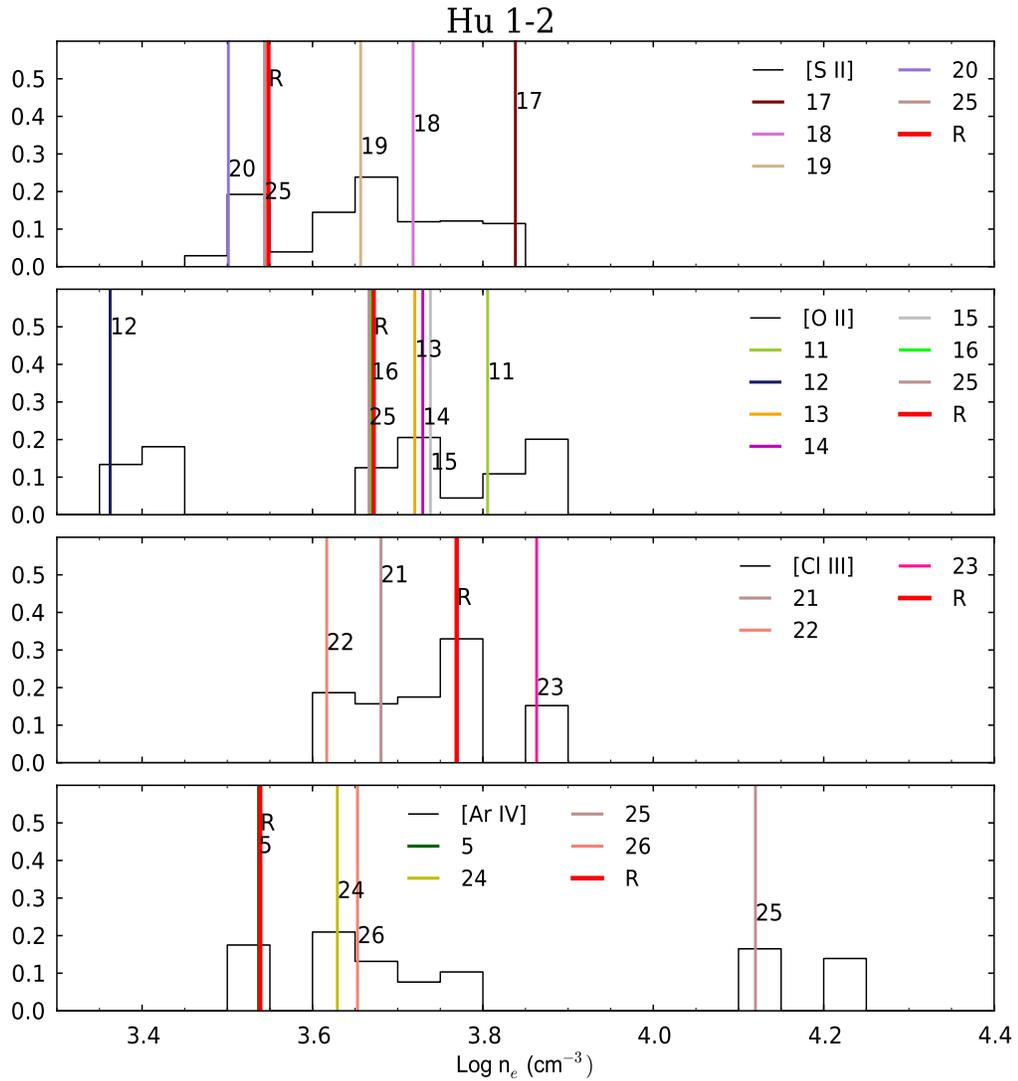


Figura B.6: (M) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria Hu 1-2, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

## B. GRÁFICAS DE DENSIDAD DE LOS OBJETOS

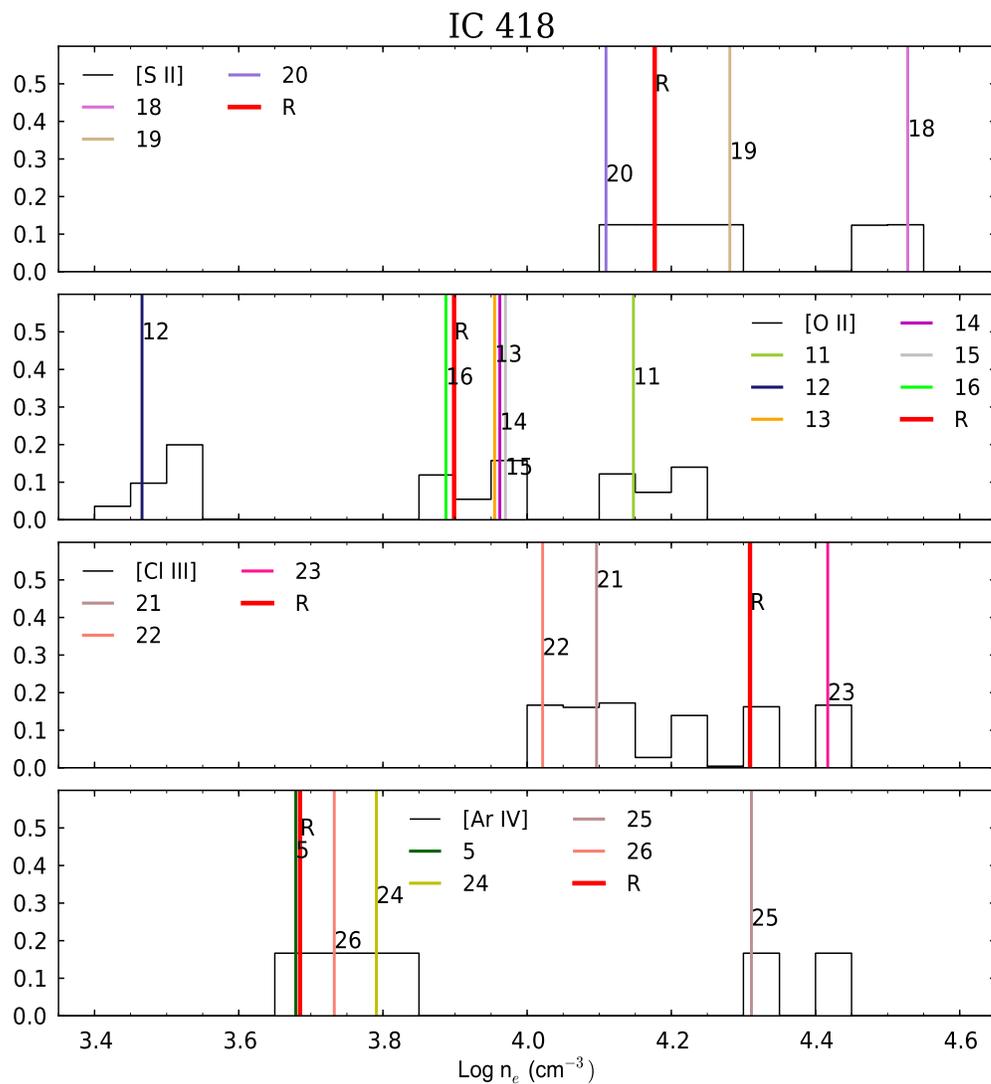


Figura B.7: (C) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria IC 418, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

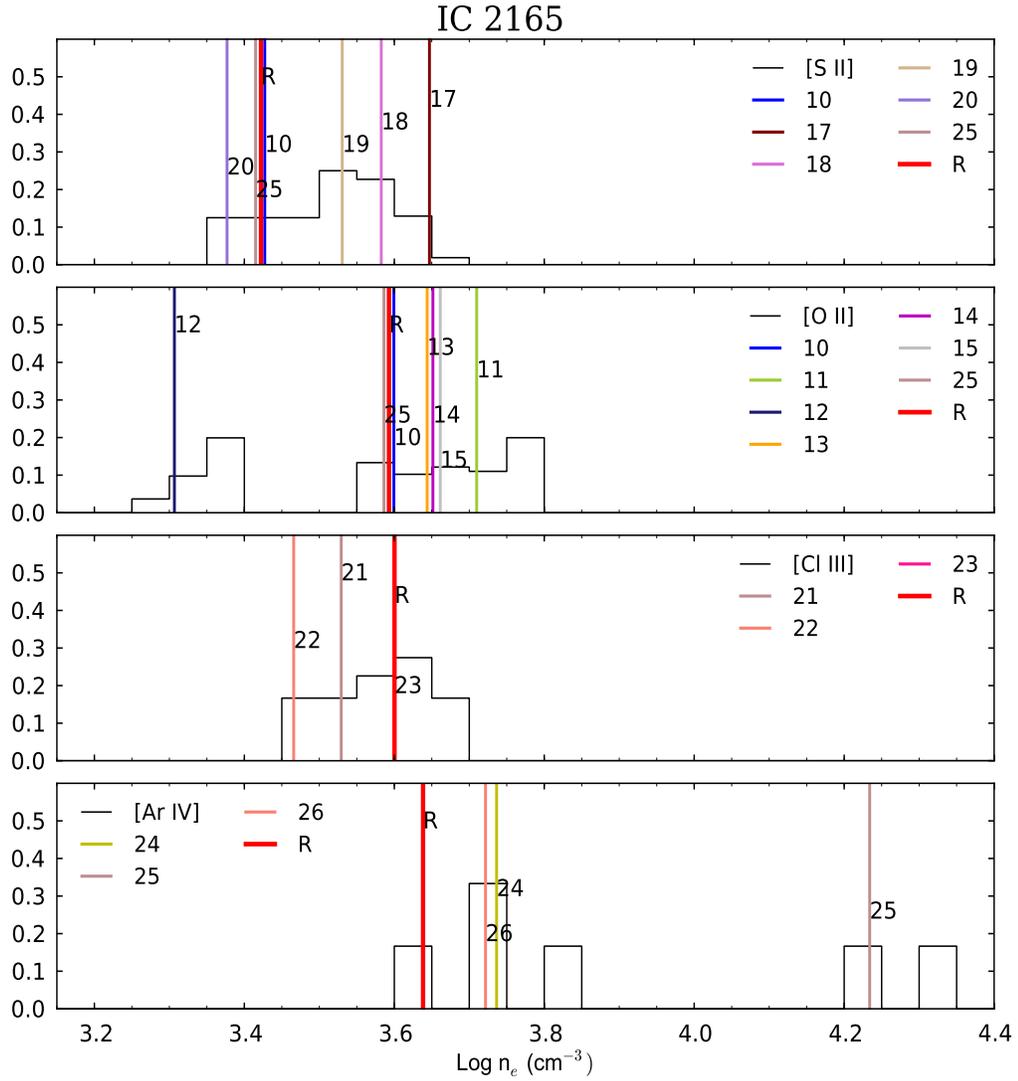


Figura B.8: (C) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria IC 2165, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

## B. GRÁFICAS DE DENSIDAD DE LOS OBJETOS

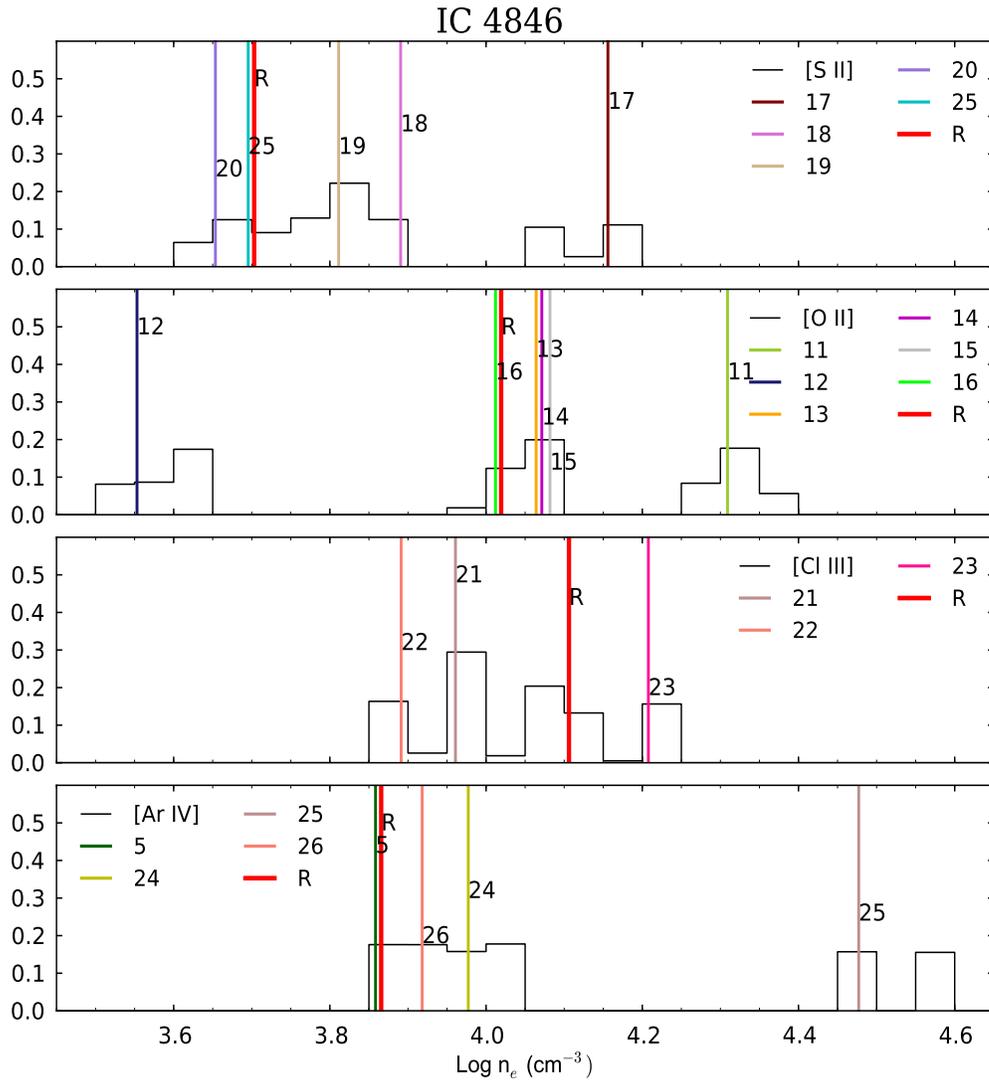


Figura B.9: (M) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria IC 4846, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

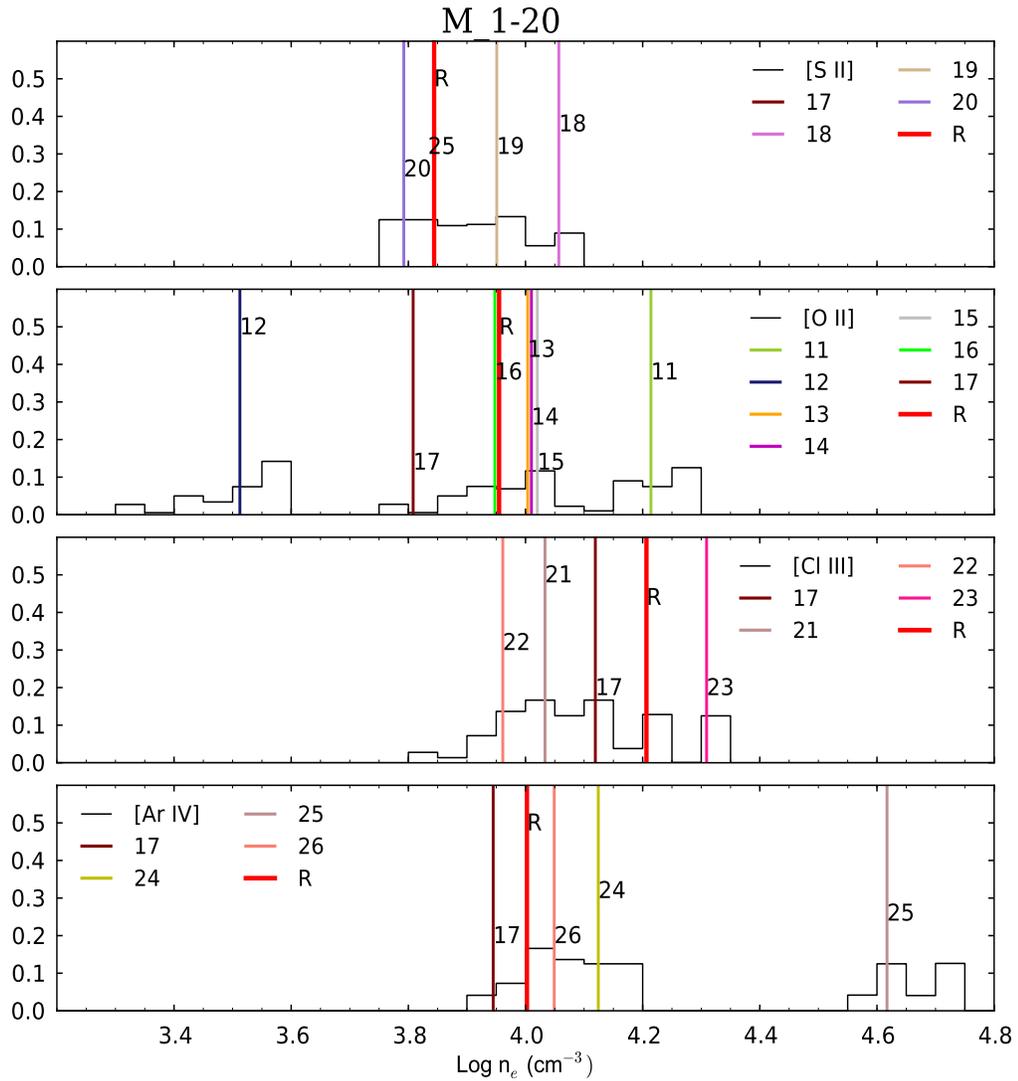


Figura B.10: (C) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria M 1-20, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

## B. GRÁFICAS DE DENSIDAD DE LOS OBJETOS

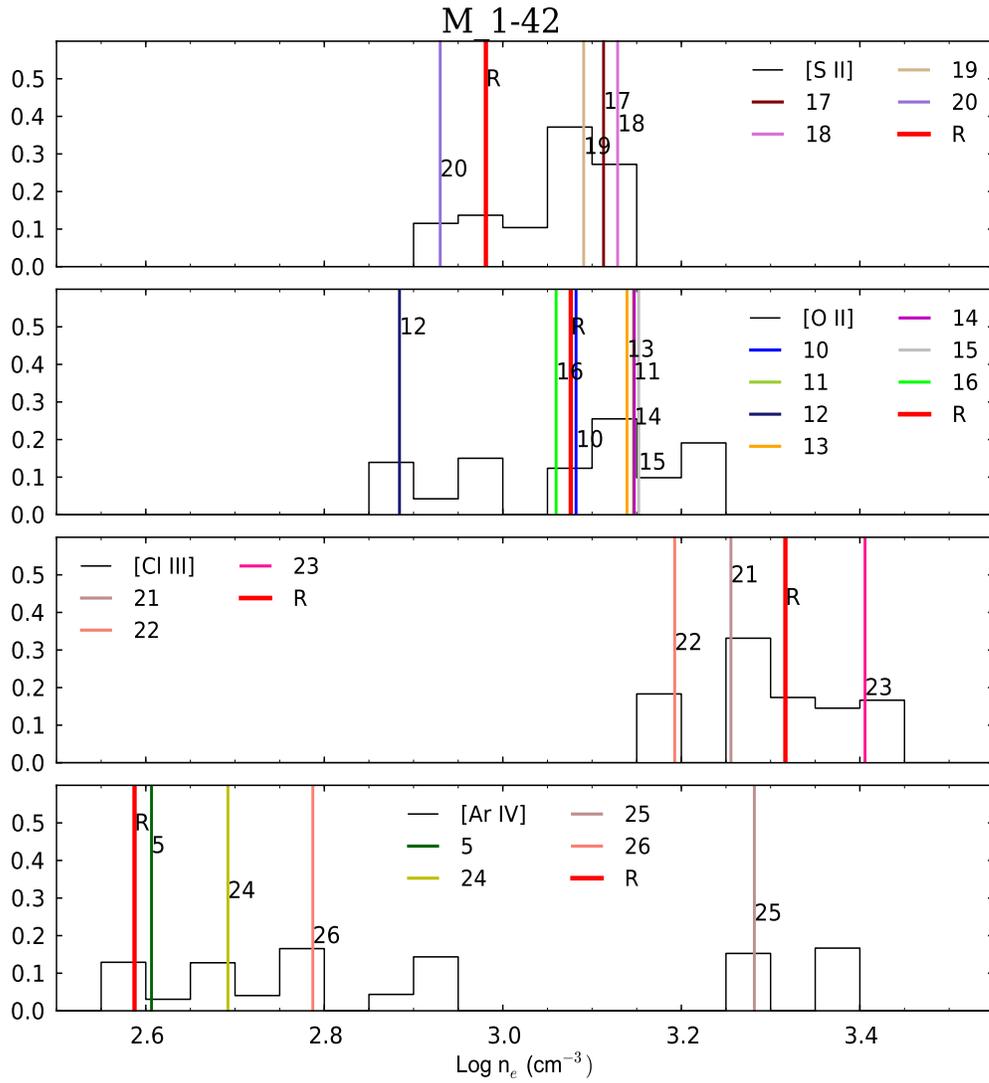


Figura B.11: (M) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria M 1-42, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

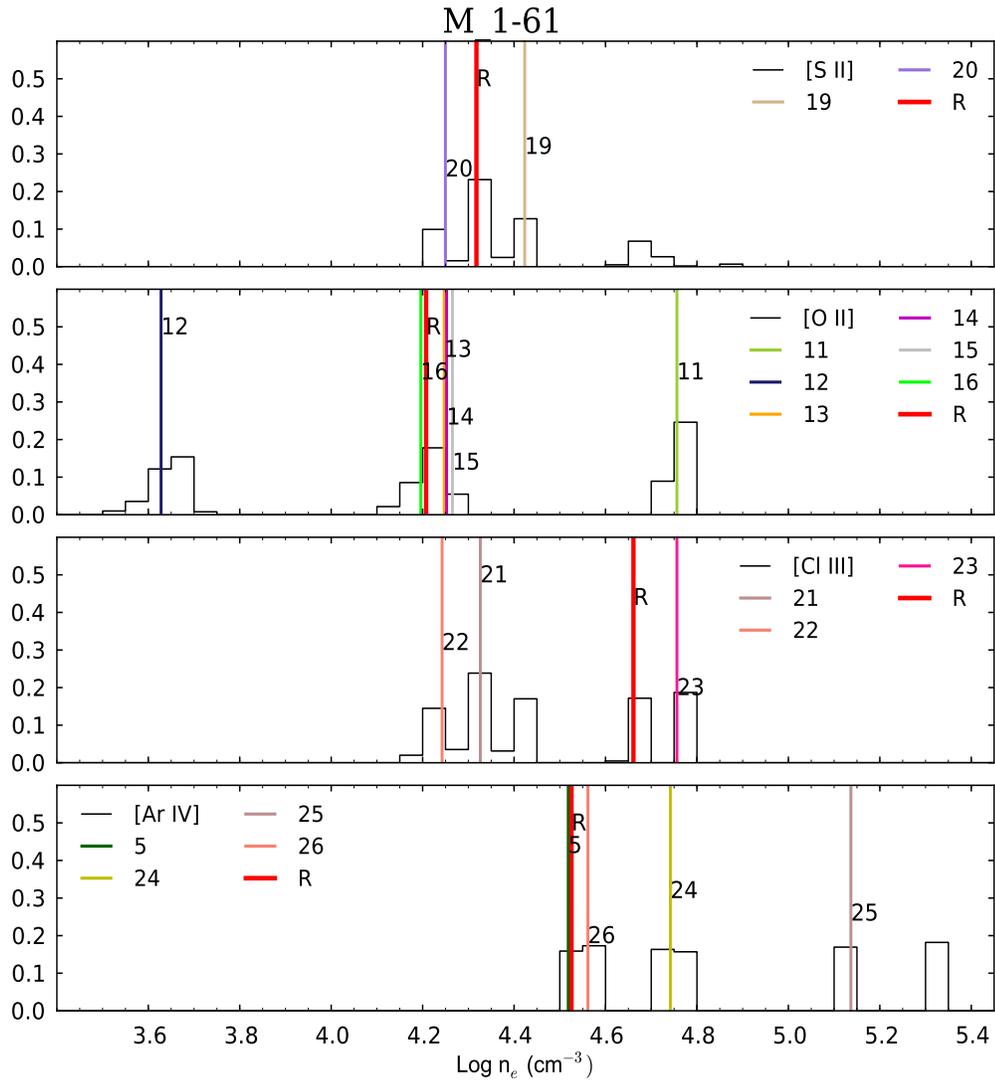


Figura B.12: (M) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria M 1-61, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

## B. GRÁFICAS DE DENSIDAD DE LOS OBJETOS

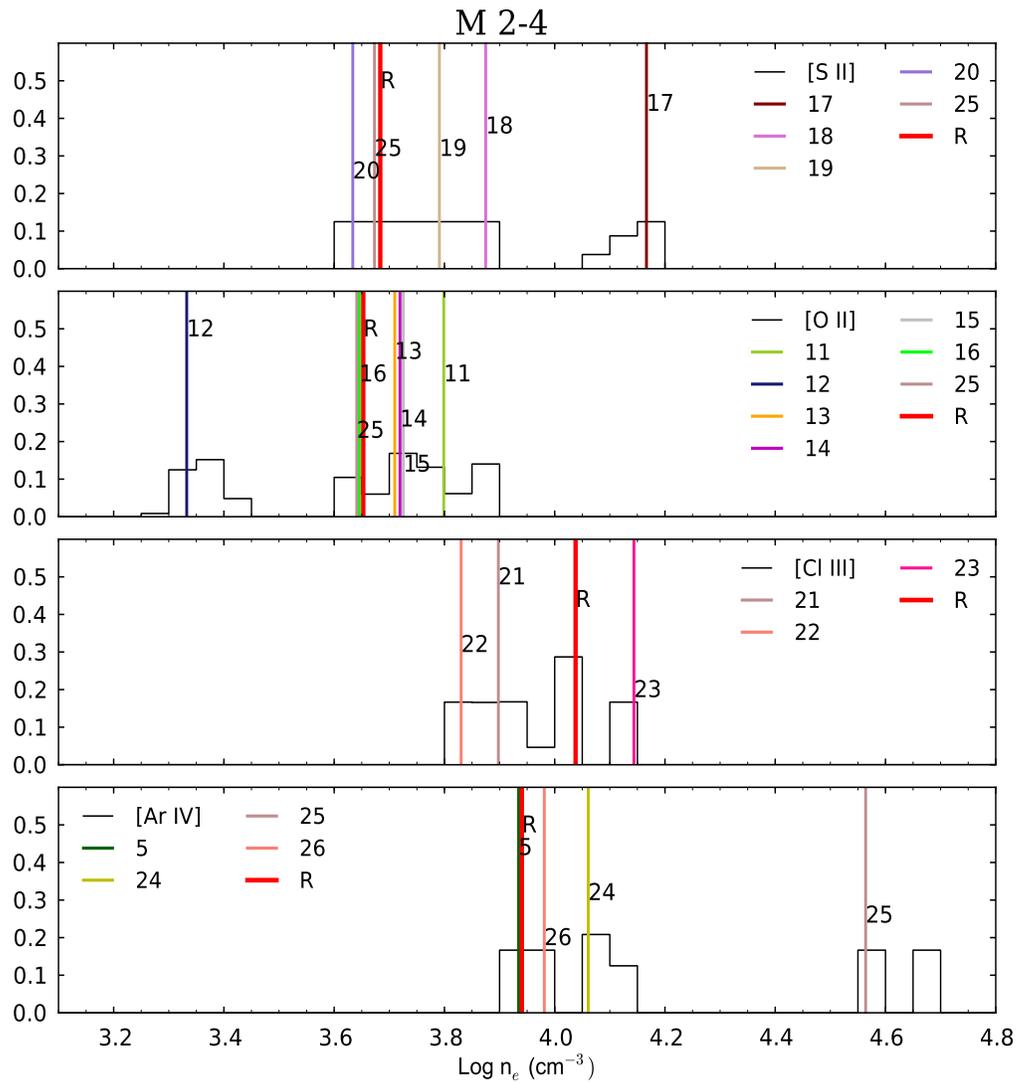


Figura B.13: (C) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria M 2-4, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

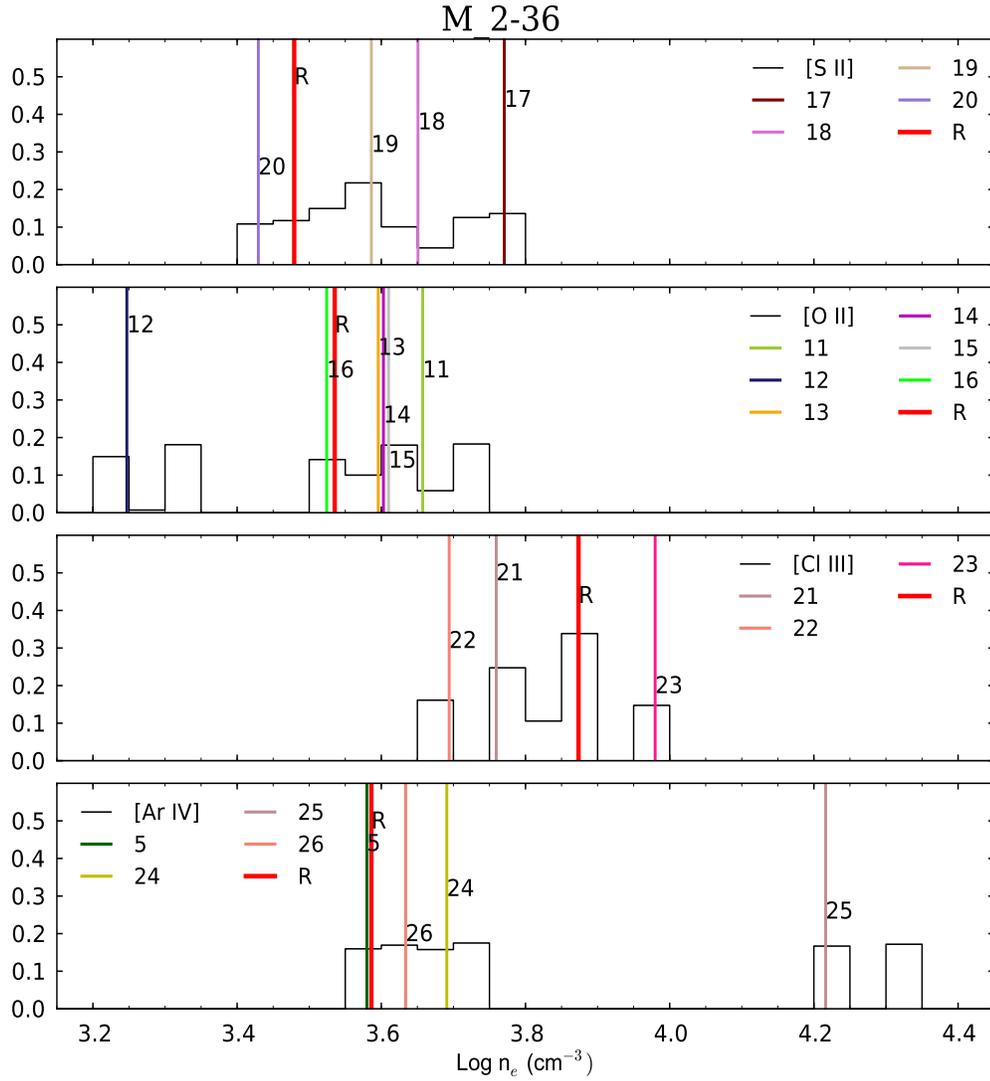


Figura B.14: (M) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria M 2-36, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

## B. GRÁFICAS DE DENSIDAD DE LOS OBJETOS

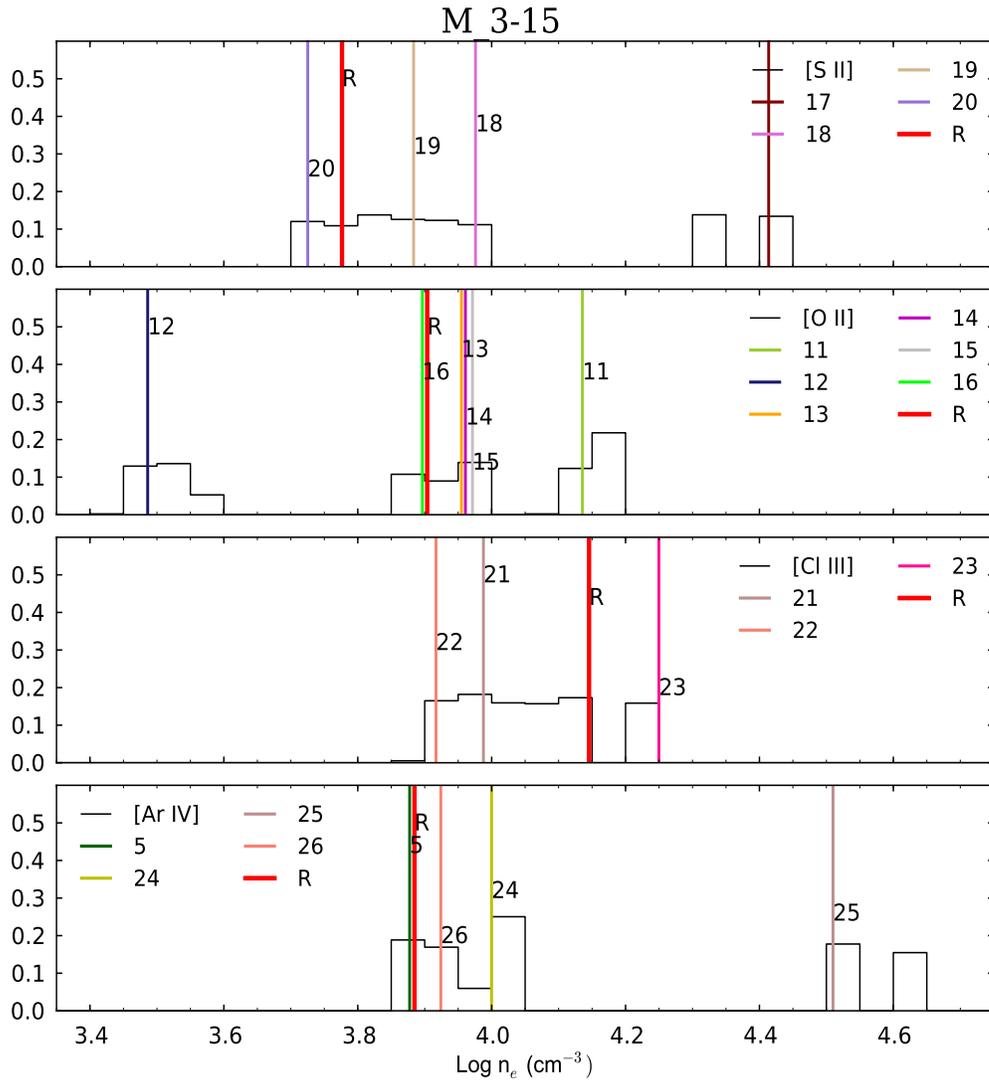


Figura B.15: (M) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria M 3-15, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

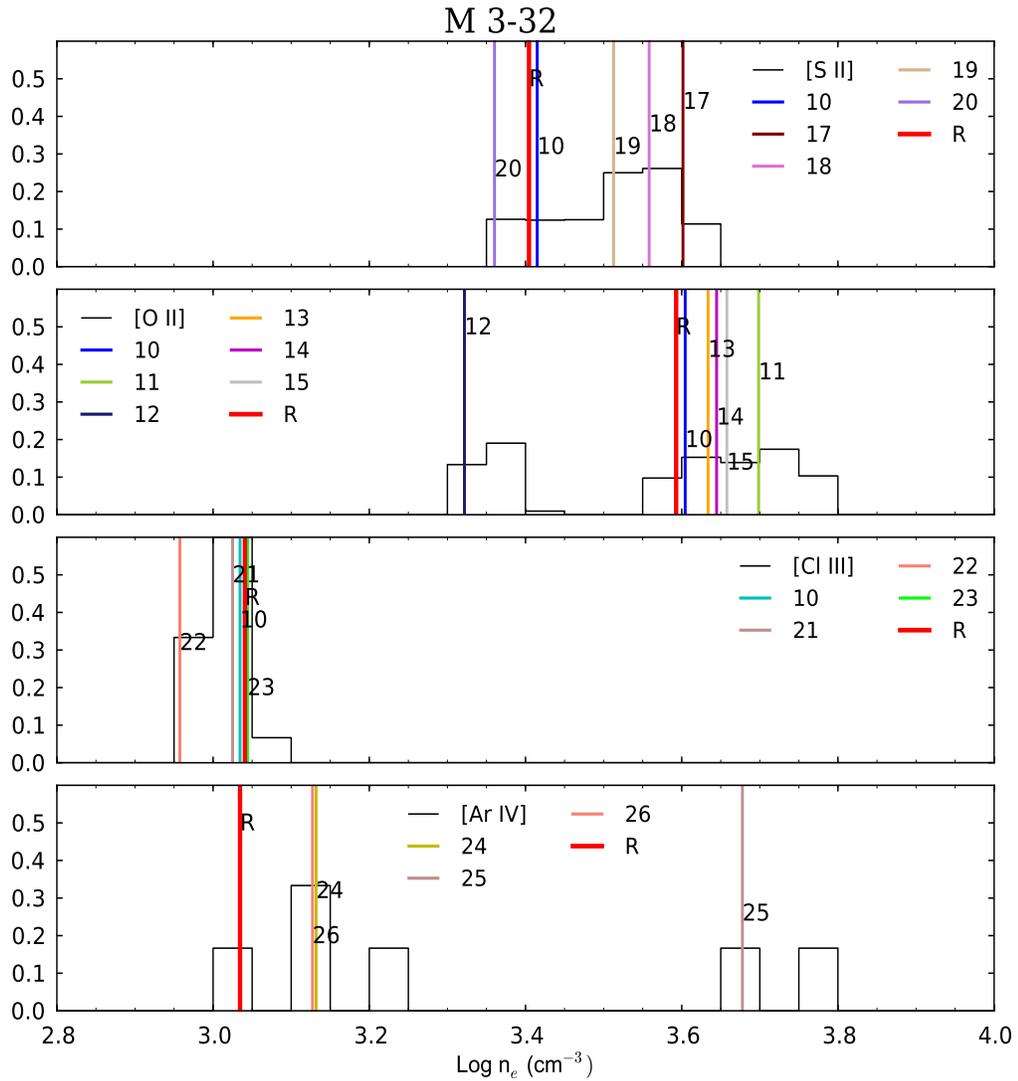


Figura B.16: (C) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria M 3-32, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

## B. GRÁFICAS DE DENSIDAD DE LOS OBJETOS

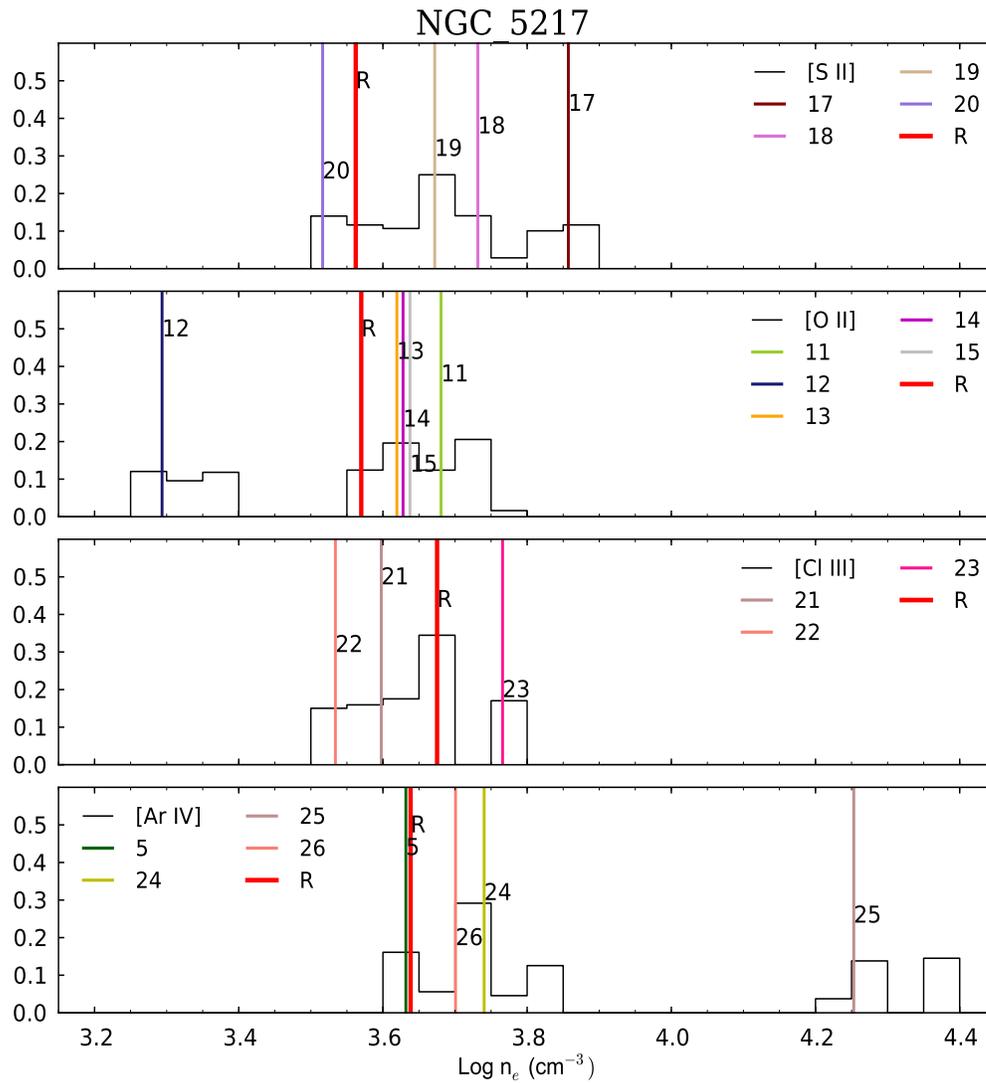


Figura B.17: (M) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria IC 5217, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

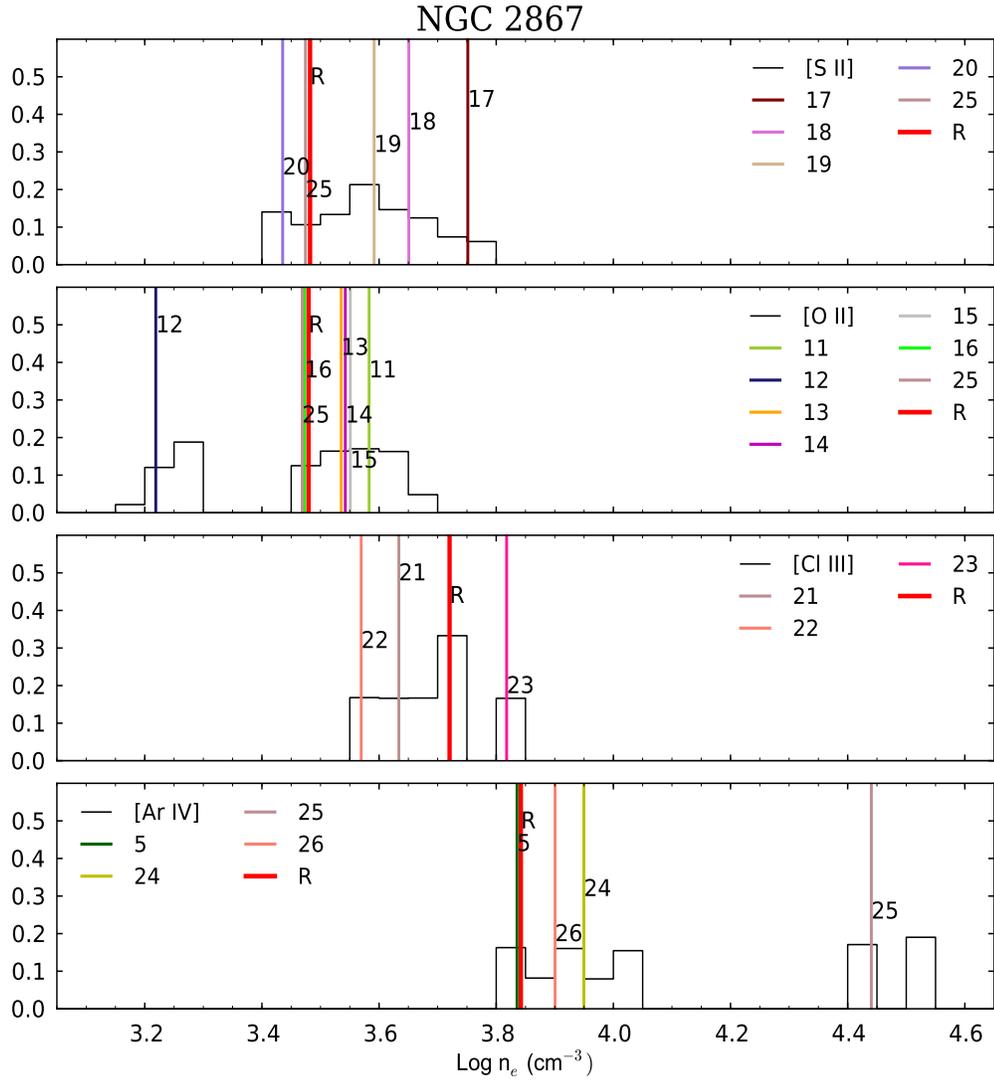


Figura B.18: (M) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria NGC 2867, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

## B. GRÁFICAS DE DENSIDAD DE LOS OBJETOS

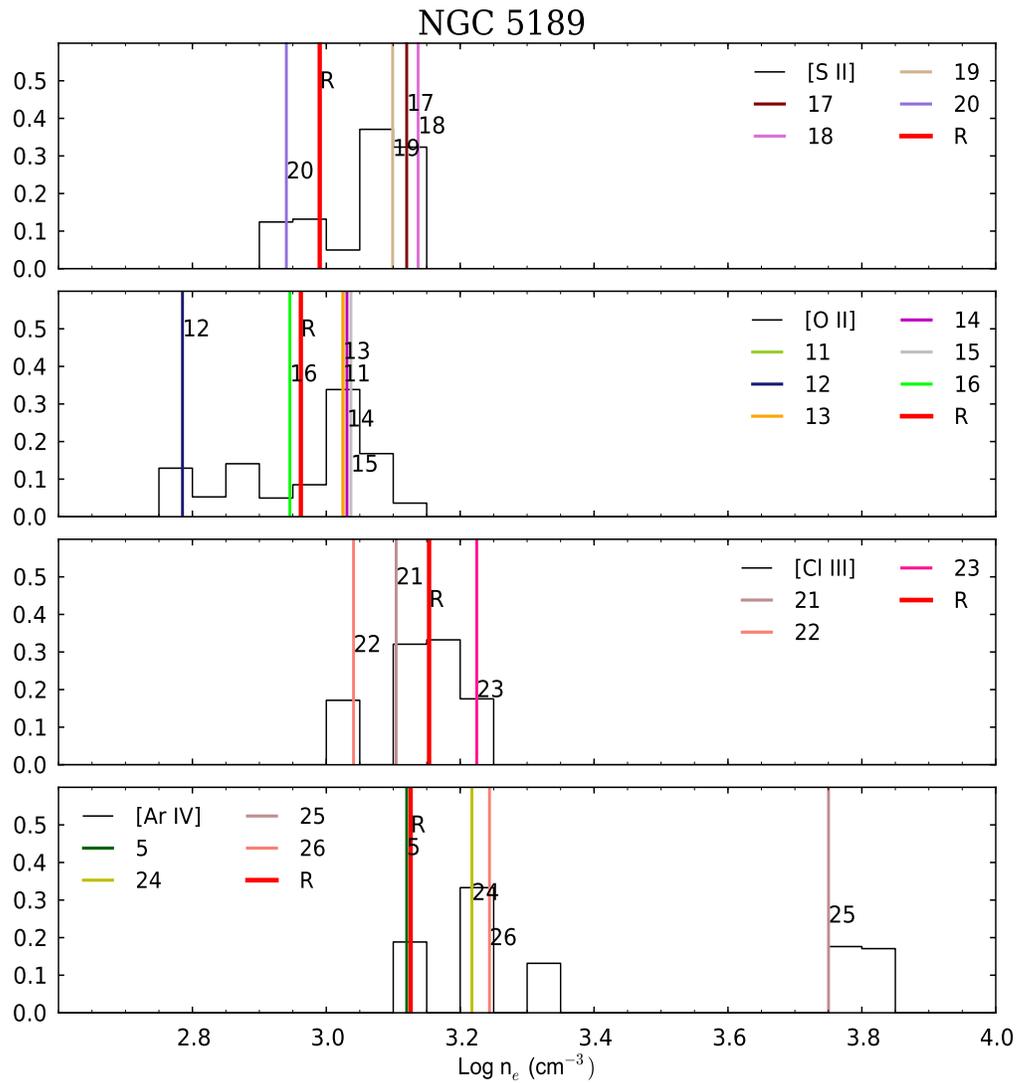


Figura B.19: (M) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria NGC 5189, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

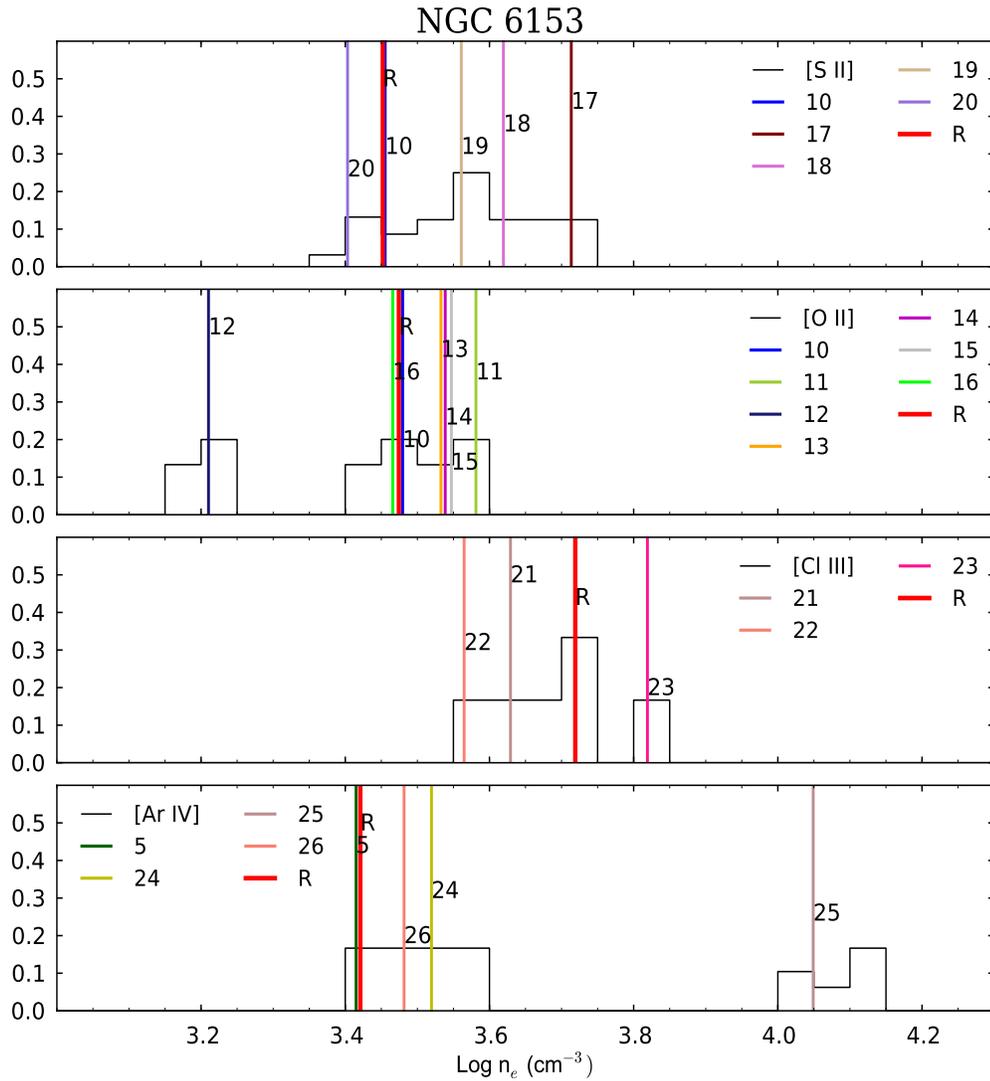


Figura B.20: (C) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria NGC 6153, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

## B. GRÁFICAS DE DENSIDAD DE LOS OBJETOS

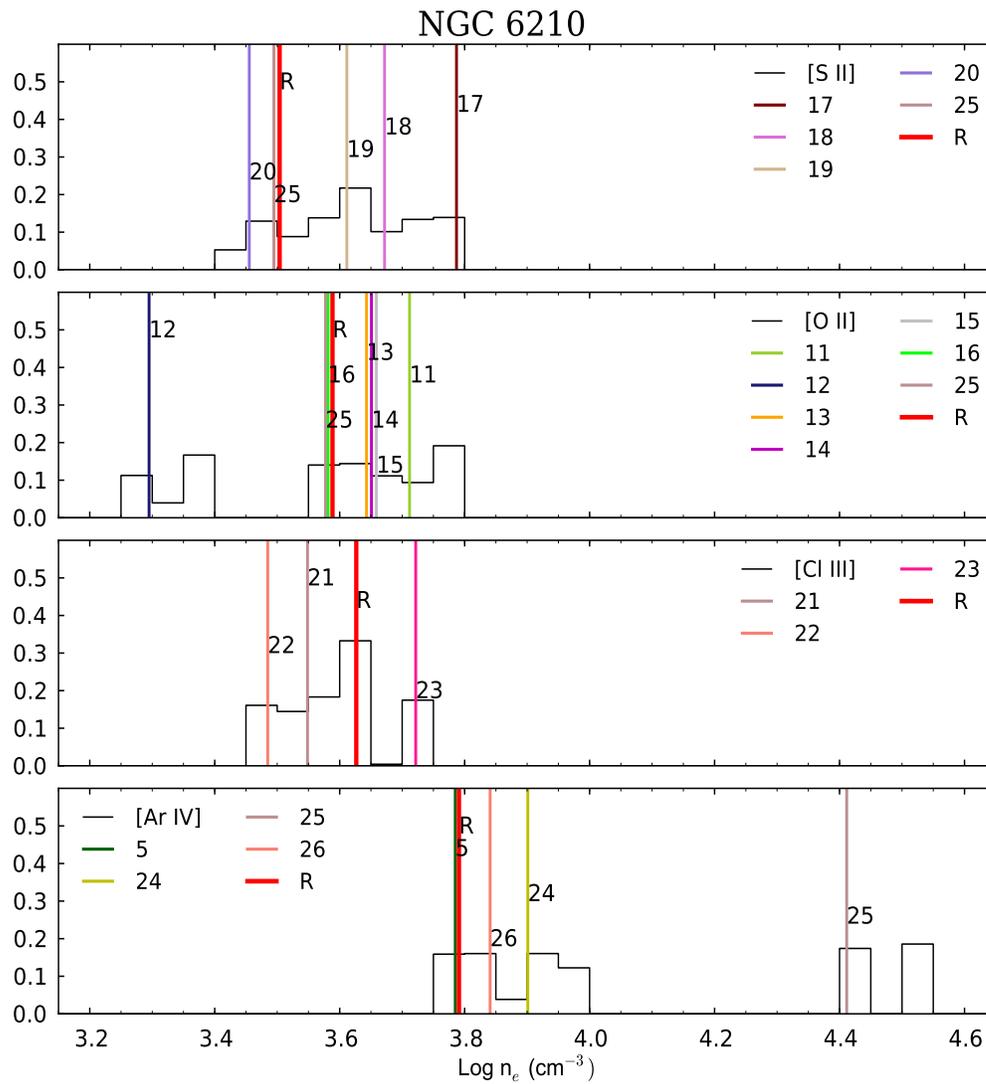


Figura B.21: (M) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria NGC 6210, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

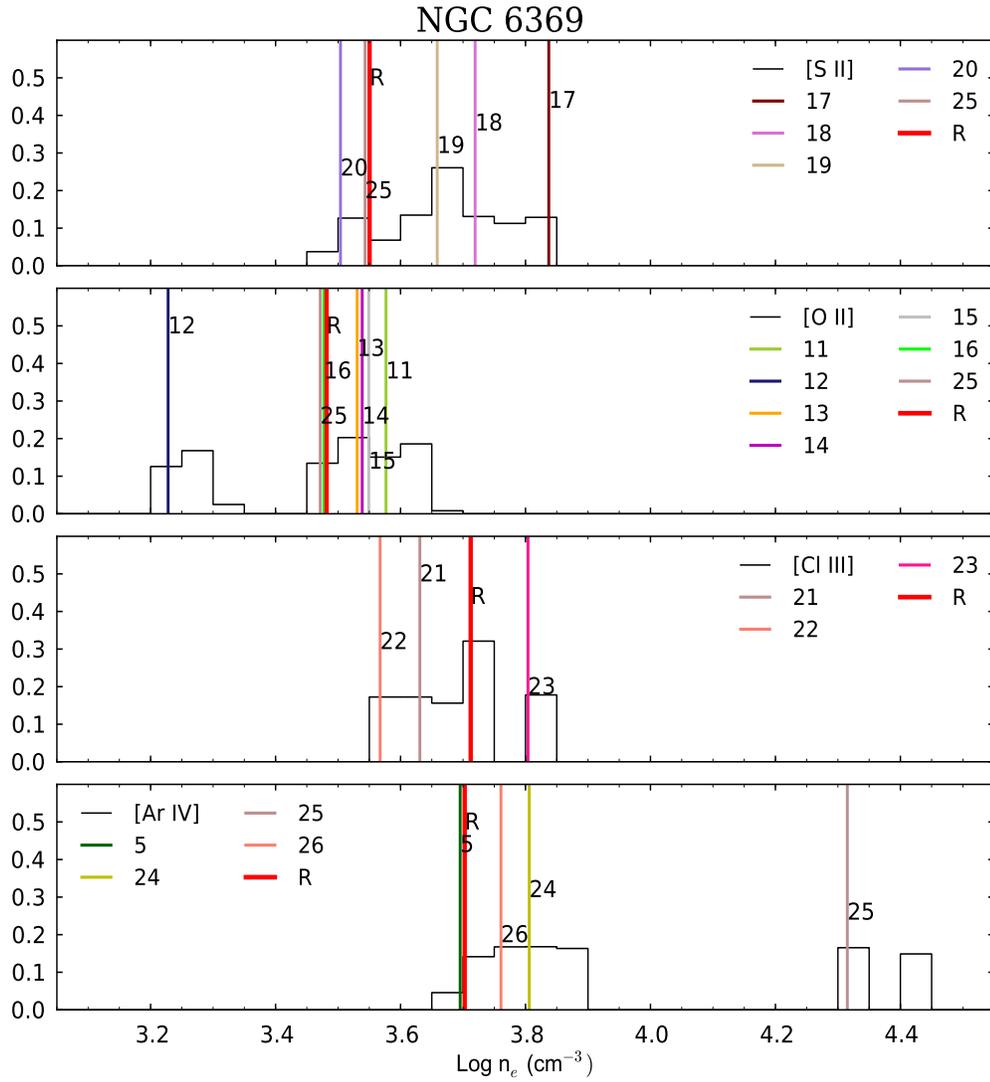


Figura B.22: (M) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria NGC 6369, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

## B. GRÁFICAS DE DENSIDAD DE LOS OBJETOS

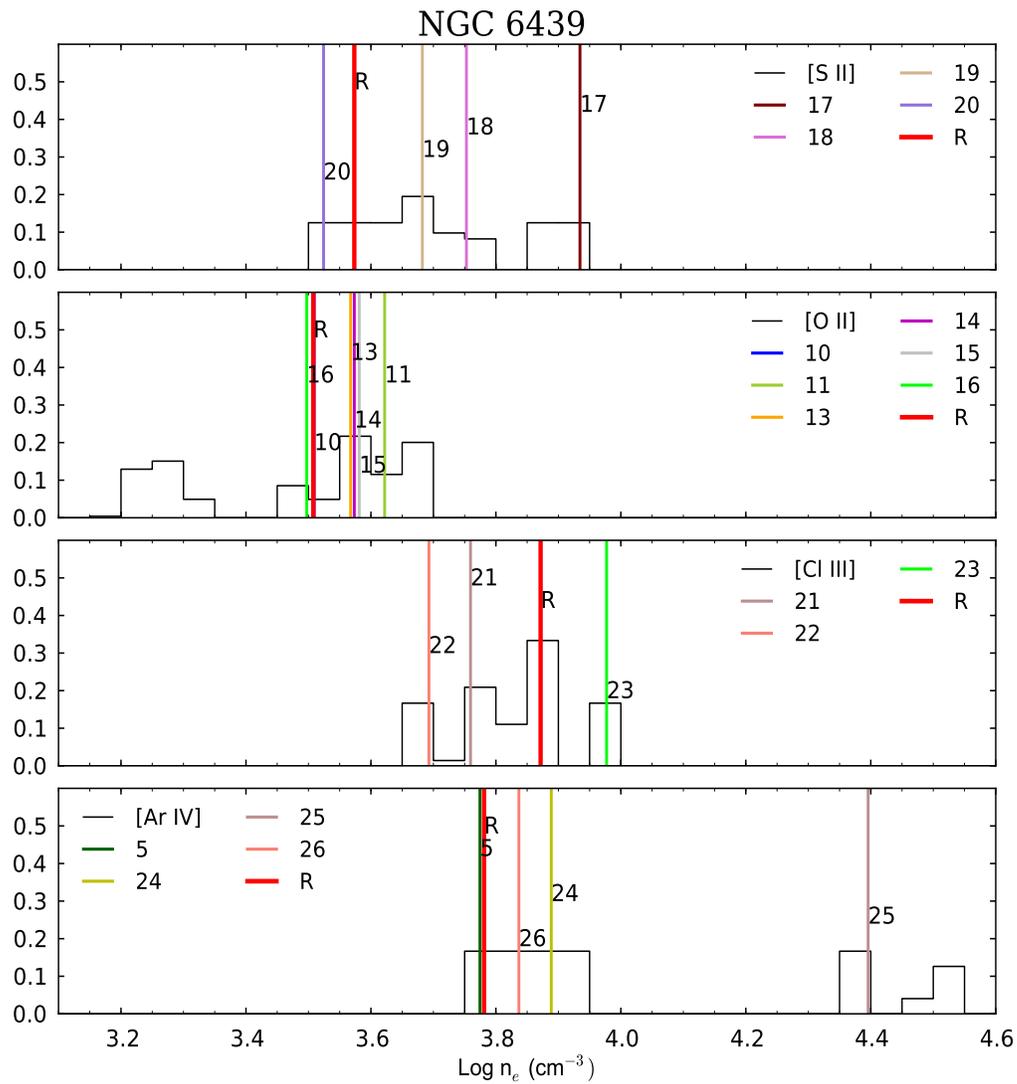


Figura B.23: (C) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria NGC 6439, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

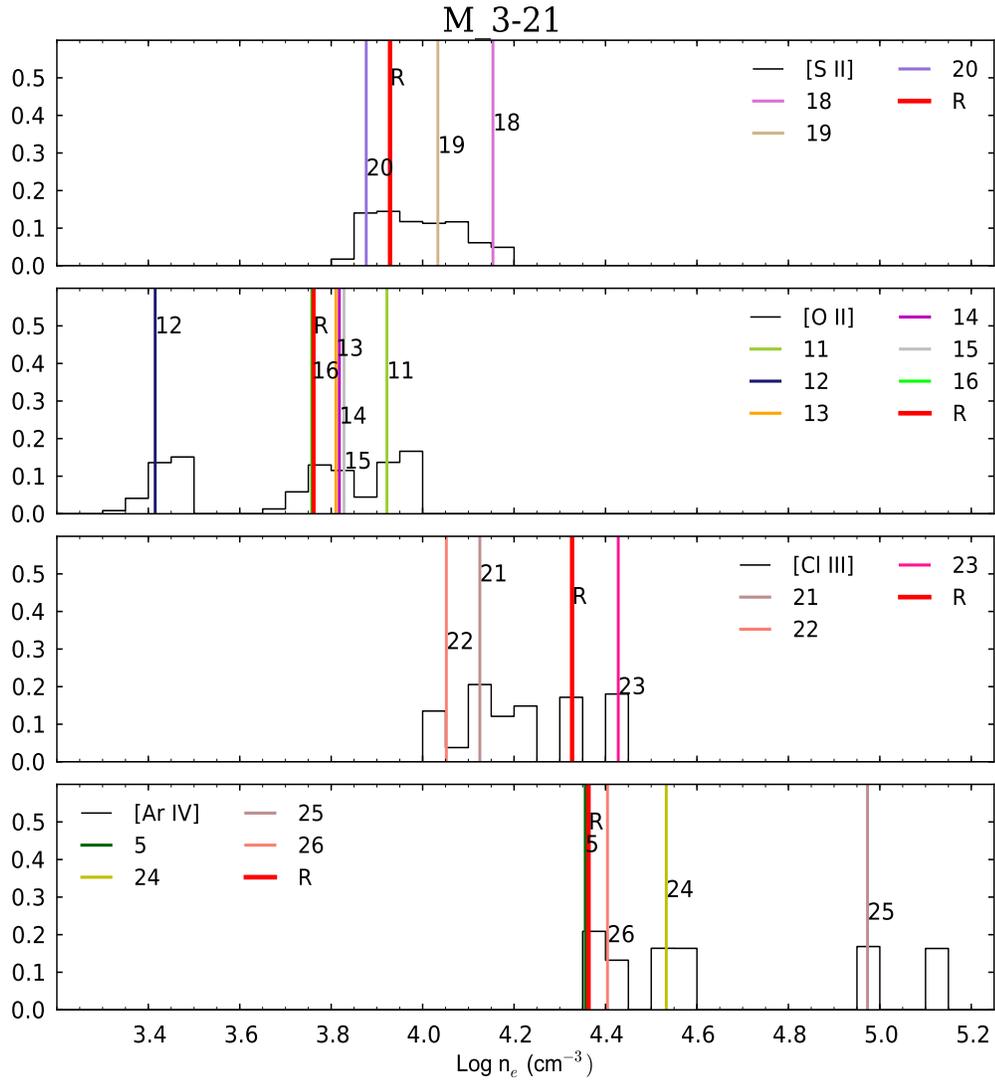


Figura B.24: (M) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria M 3-21, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

## B. GRÁFICAS DE DENSIDAD DE LOS OBJETOS

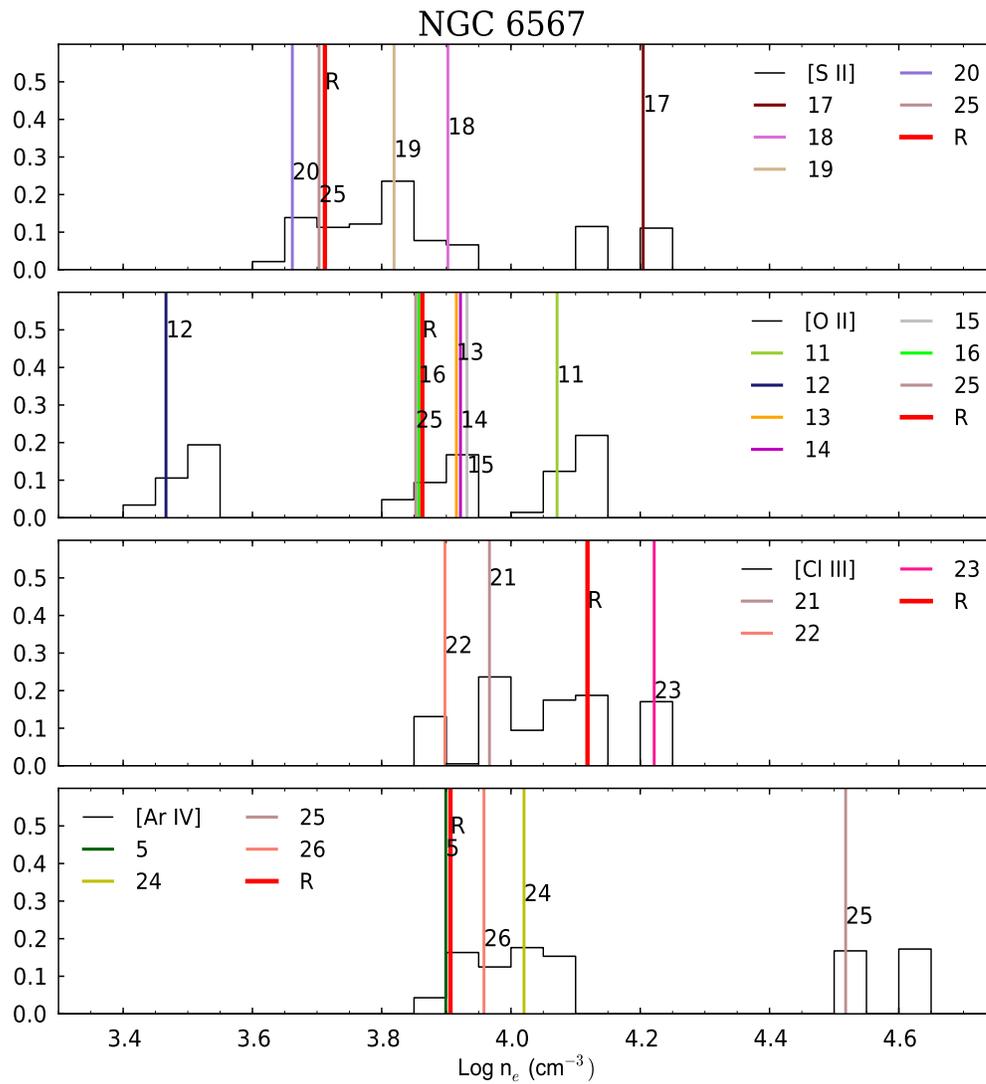


Figura B.25: (M) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria NGC 6567, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

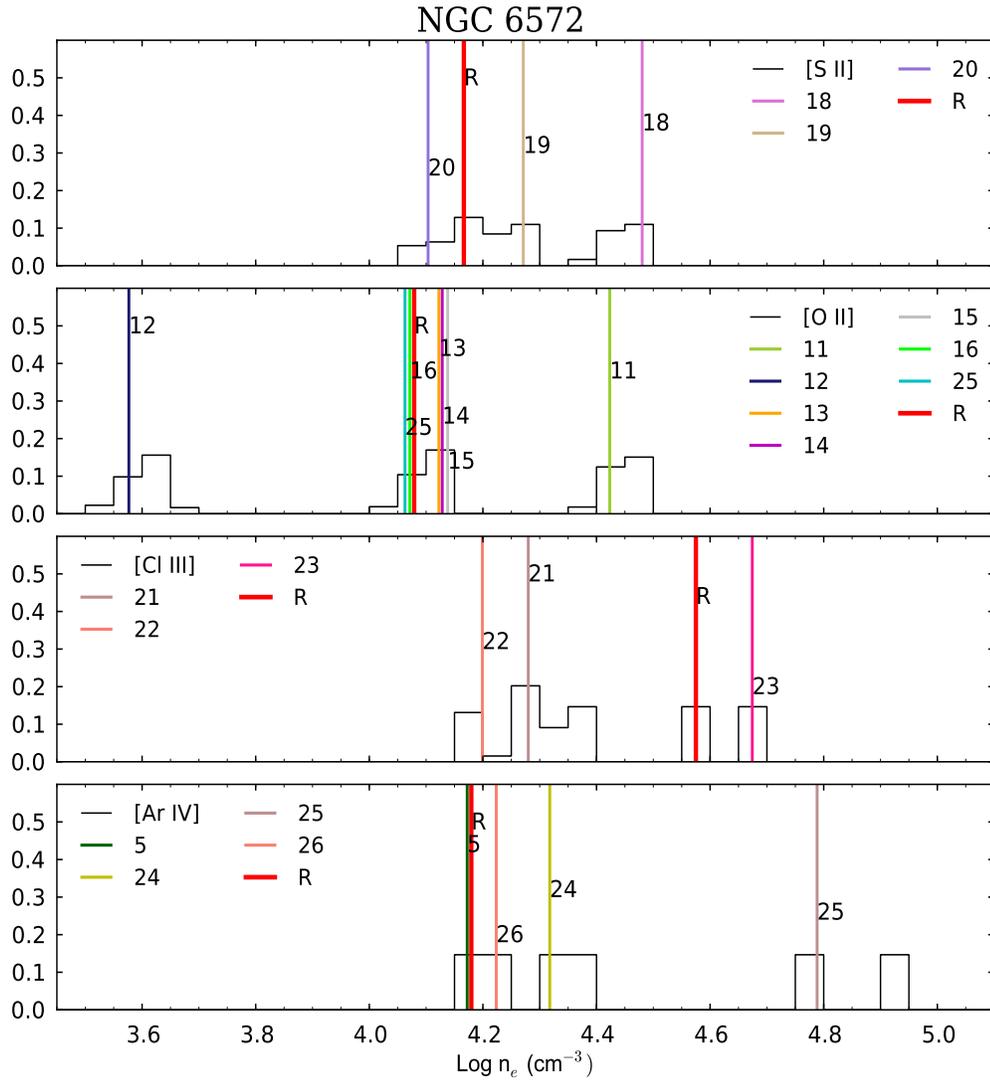


Figura B.26: (C) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria NGC 6572, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

## B. GRÁFICAS DE DENSIDAD DE LOS OBJETOS

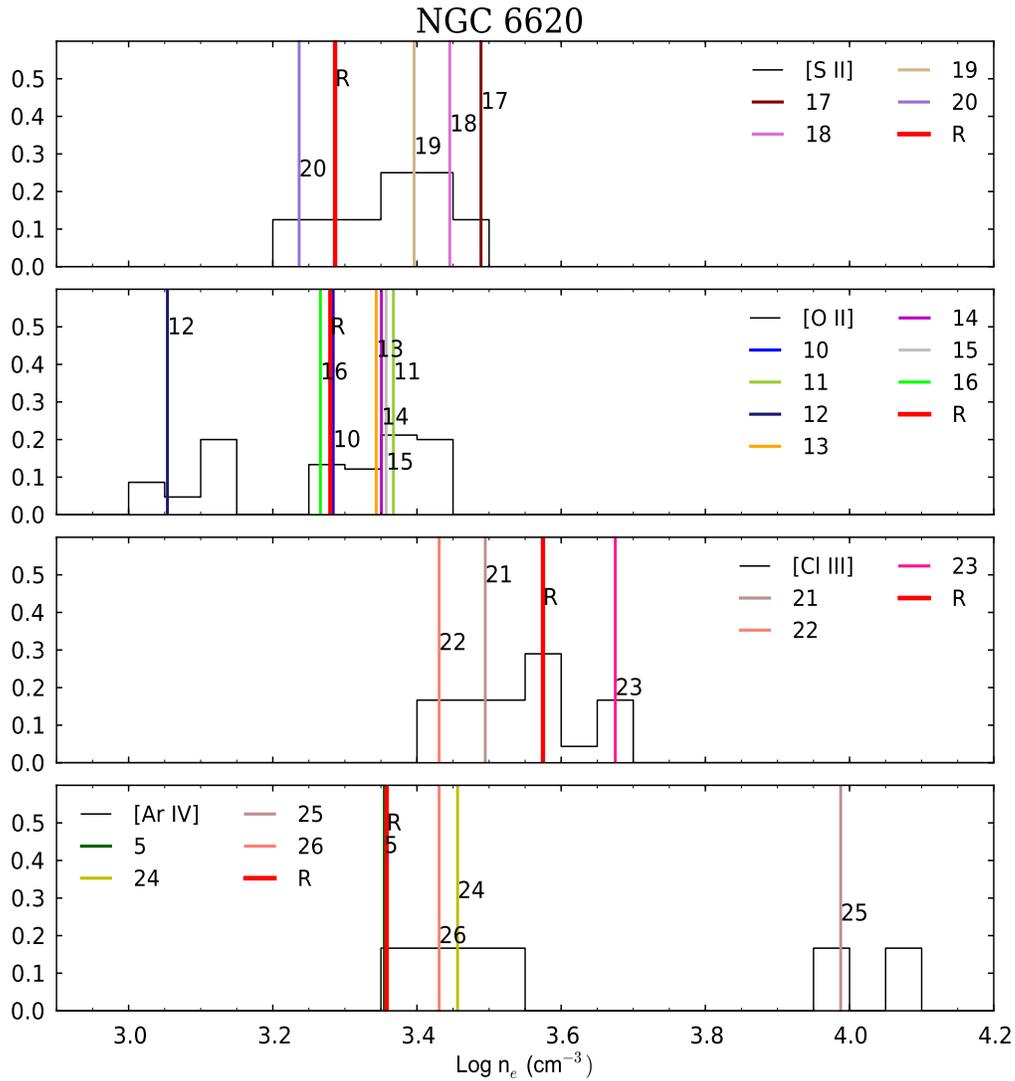


Figura B.27: (C) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria NGC 6620, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

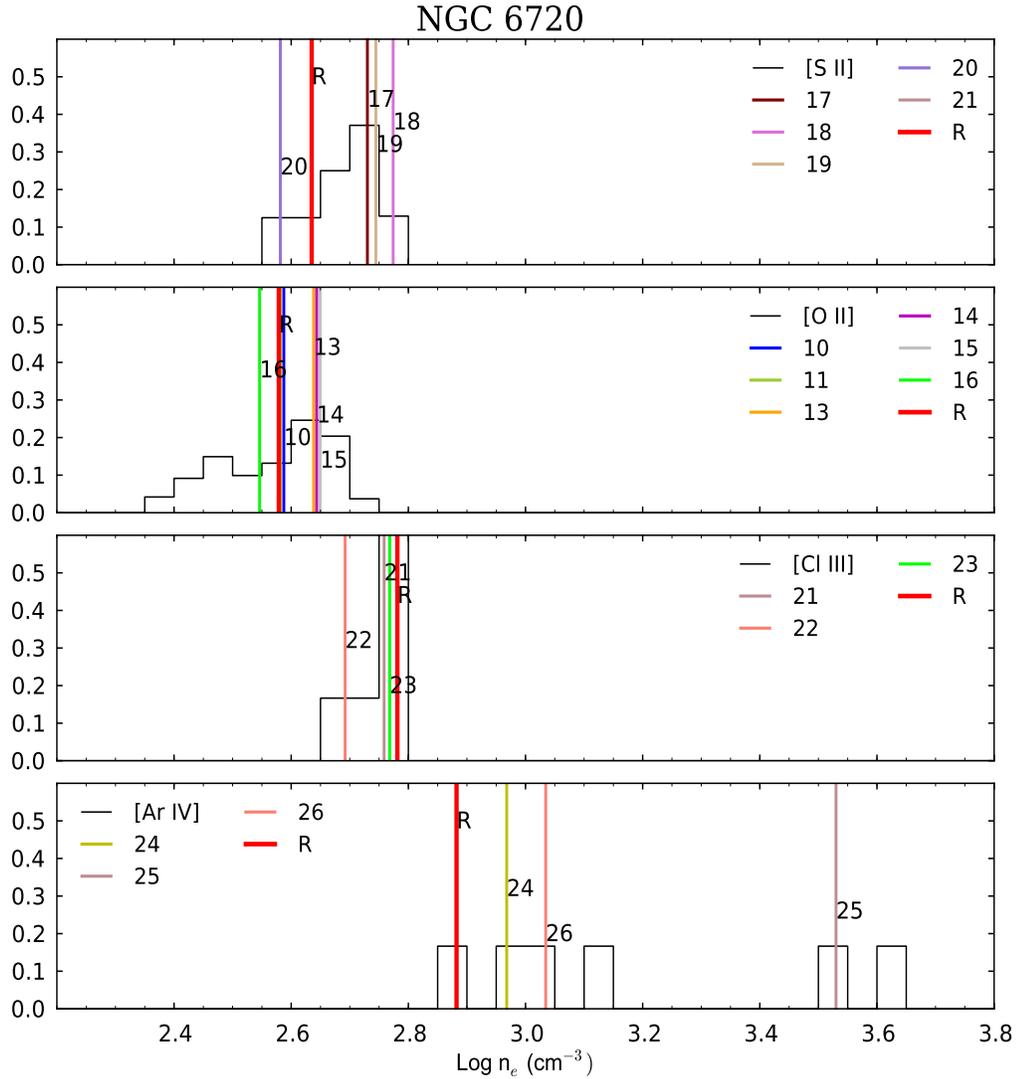


Figura B.28: (C) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria NGC 6720, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2..

## B. GRÁFICAS DE DENSIDAD DE LOS OBJETOS

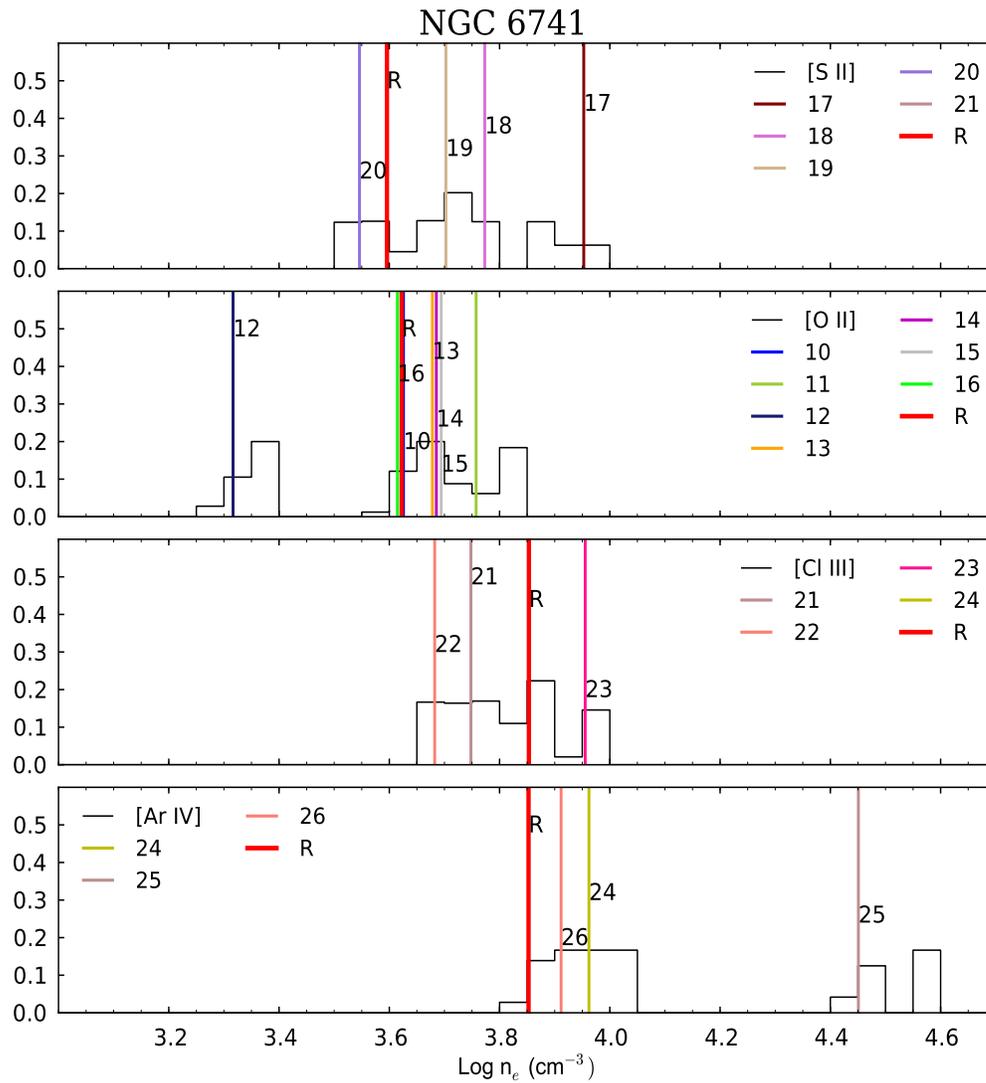


Figura B.29: (C) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria NGC 6741, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

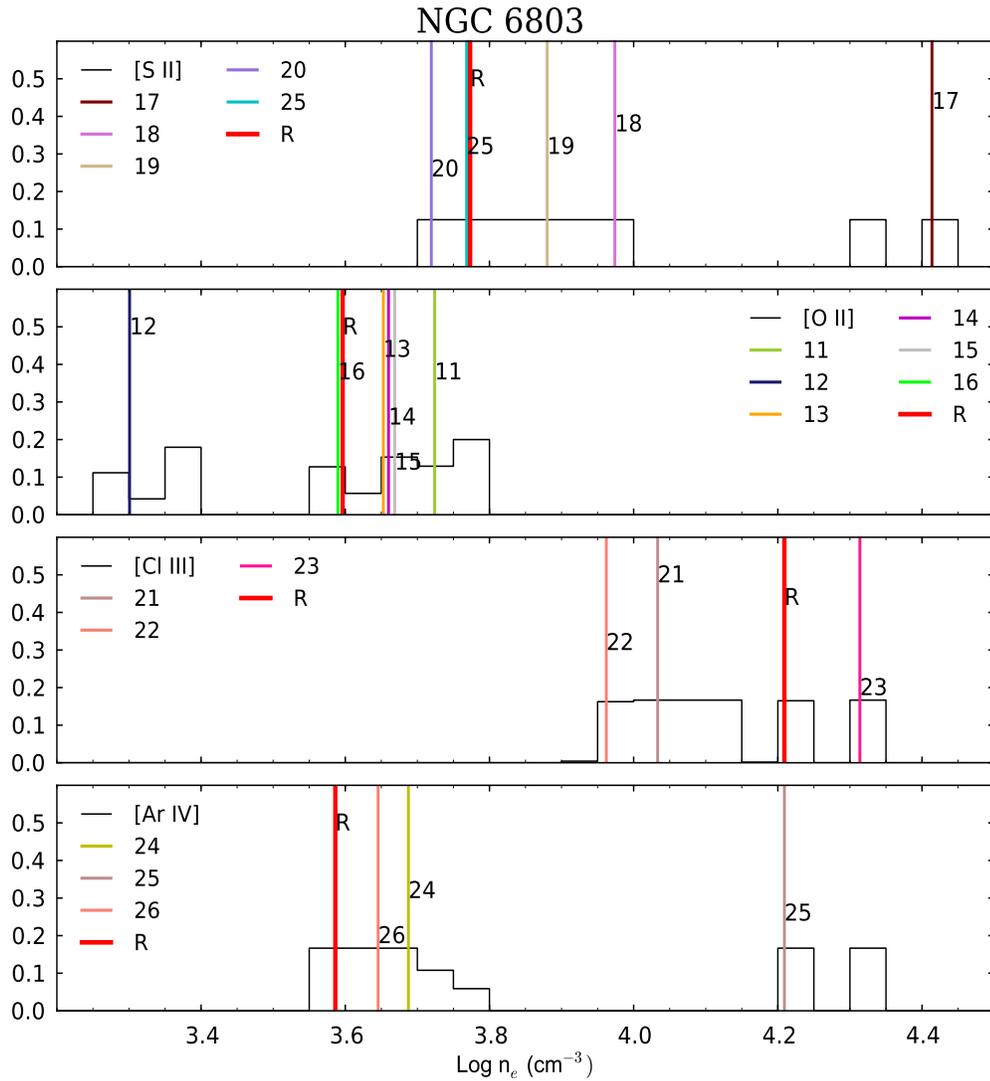


Figura B.30: (C) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria NGC 6803, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

## B. GRÁFICAS DE DENSIDAD DE LOS OBJETOS

### NGC 6826

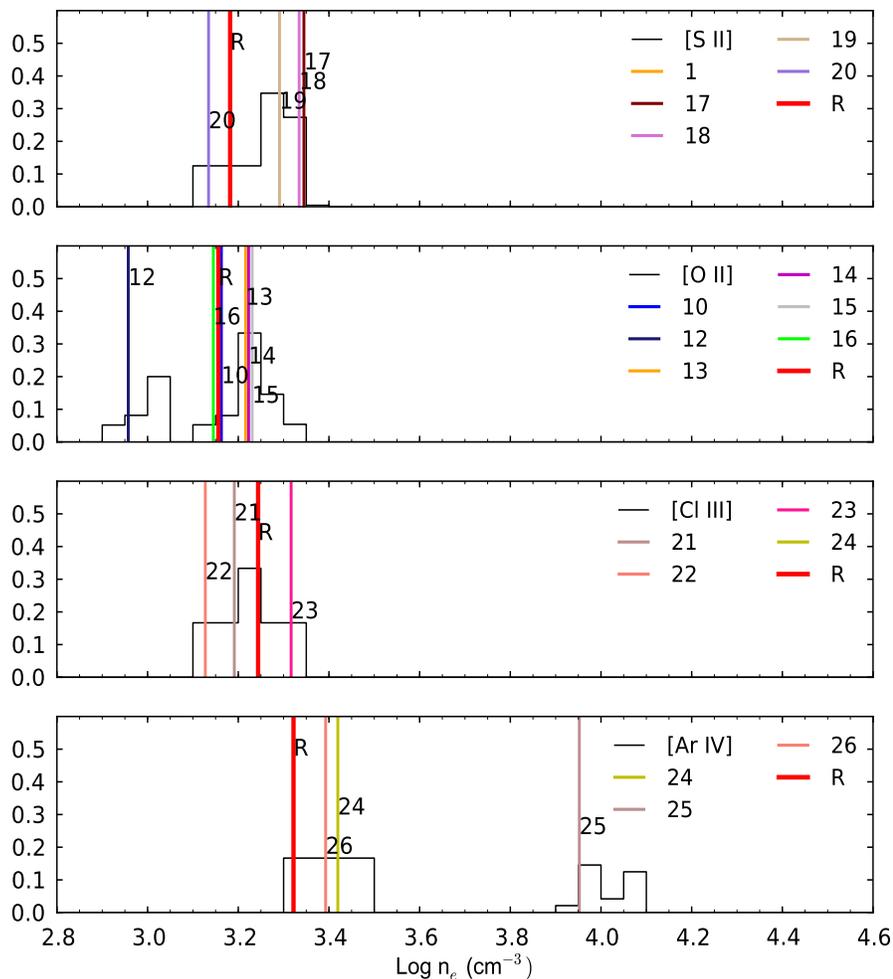


Figura B.31: (C) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria NGC 6826, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

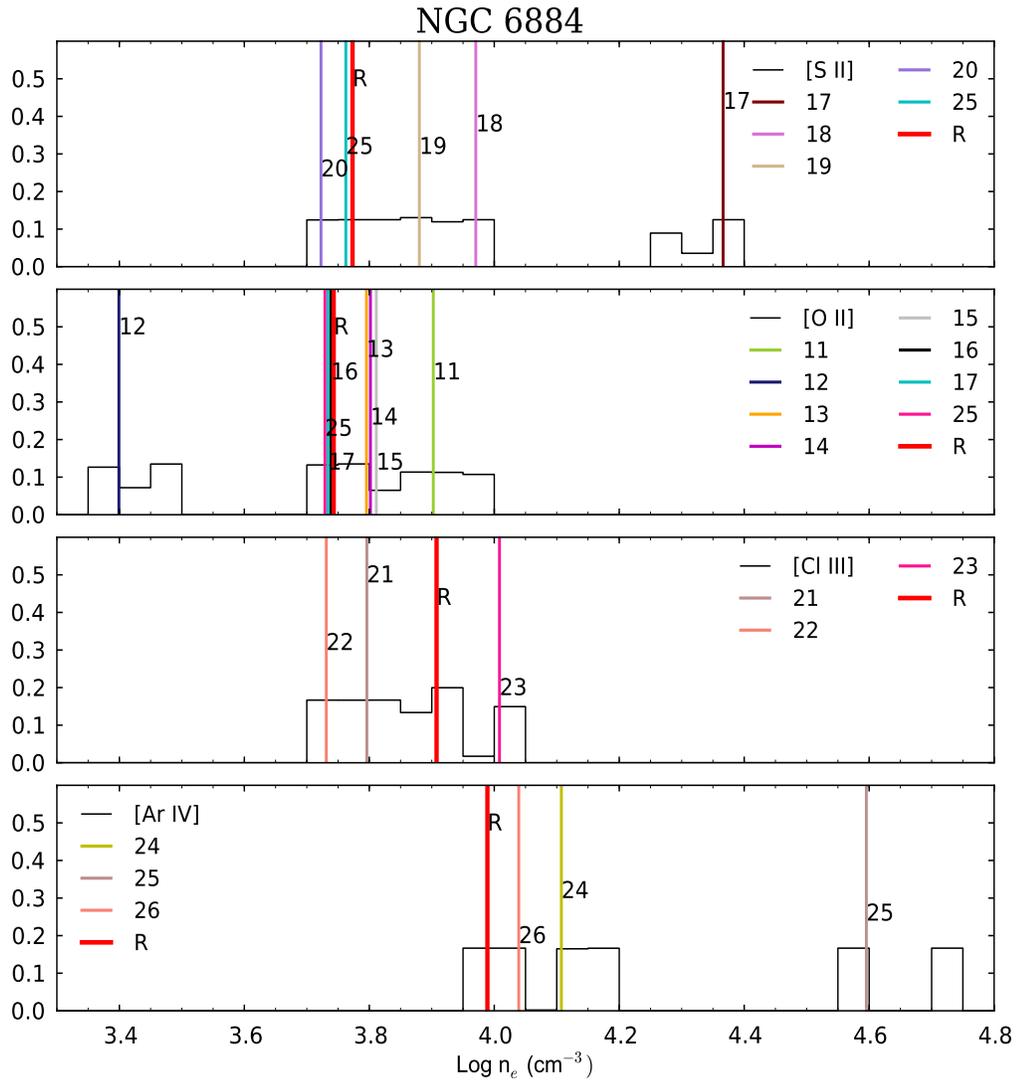


Figura B.32: (C) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria NGC 6884, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

## B. GRÁFICAS DE DENSIDAD DE LOS OBJETOS

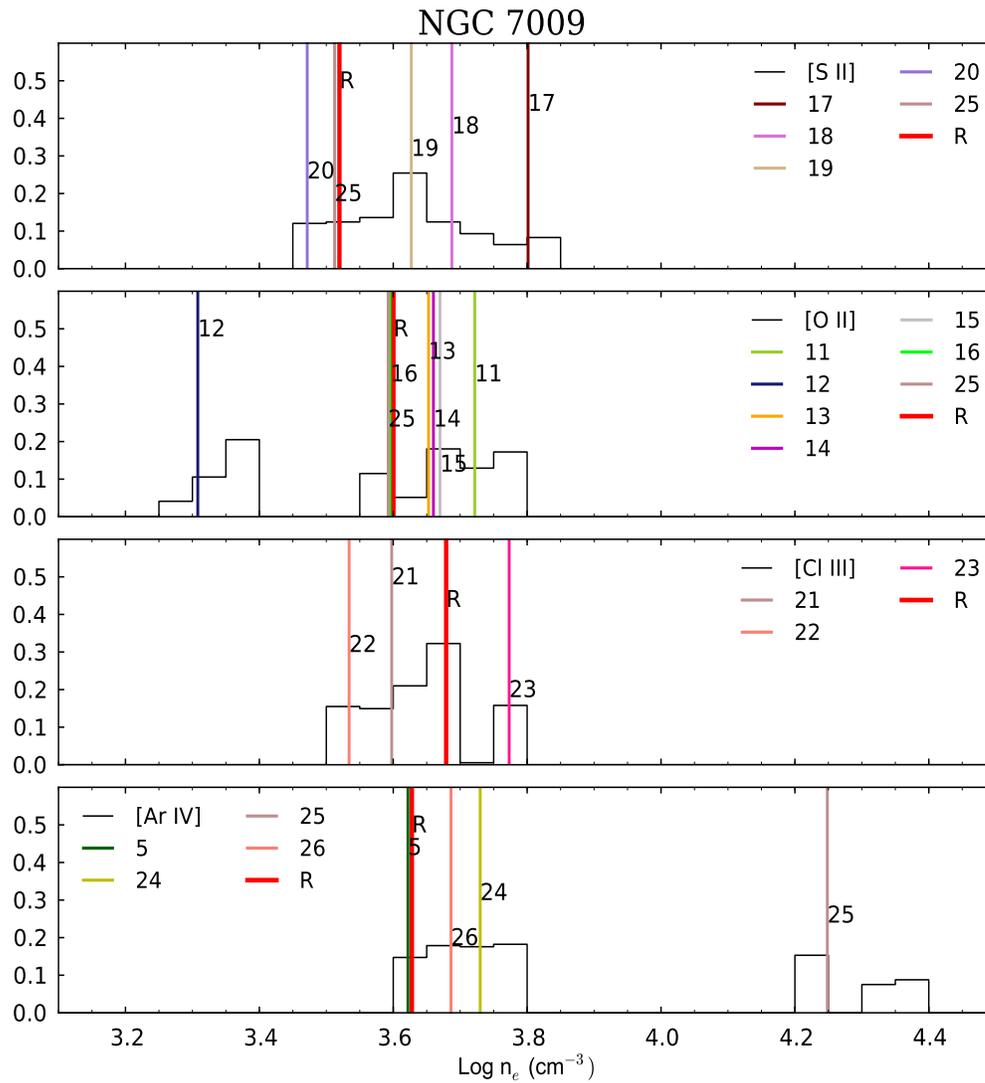


Figura B.33: (M) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria NGC 7009, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

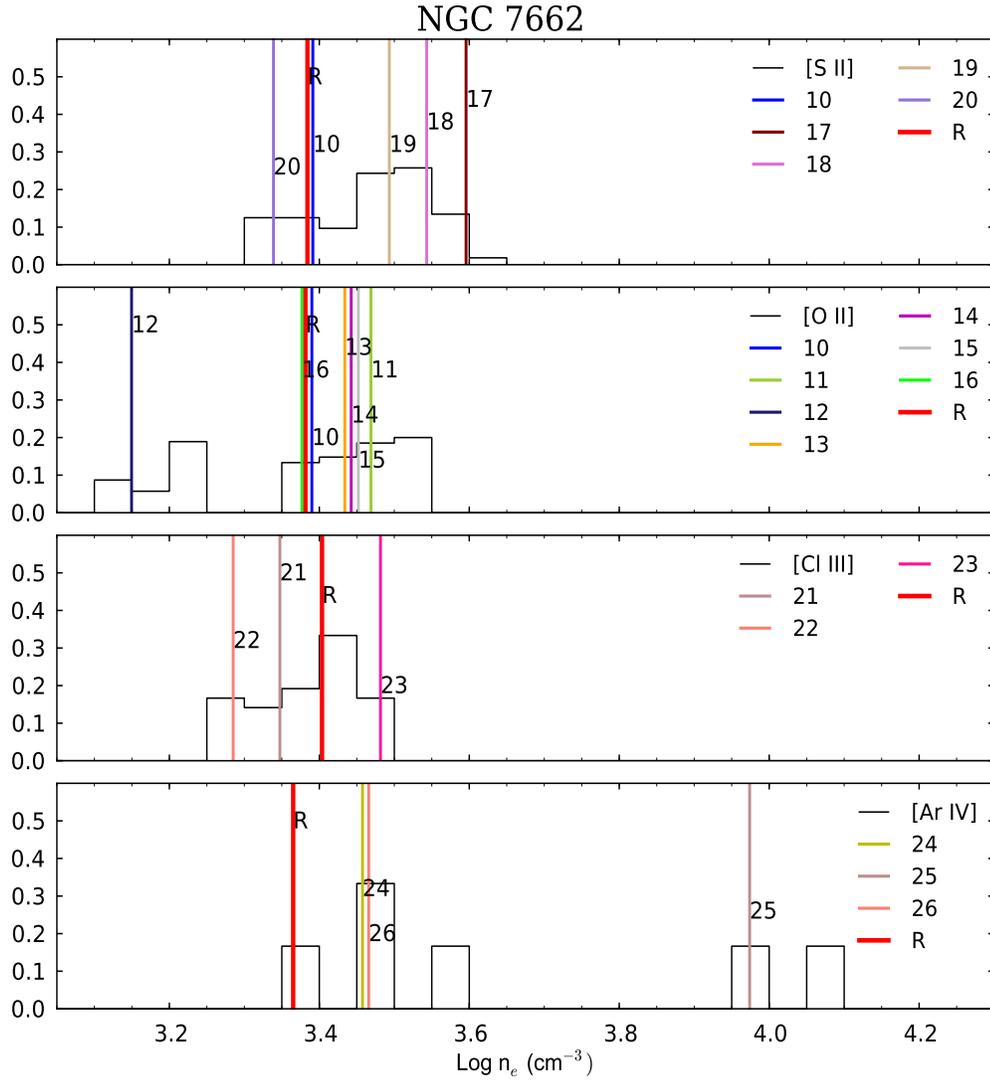


Figura B.34: (M) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria NGC 7662, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

## B. GRÁFICAS DE DENSIDAD DE LOS OBJETOS

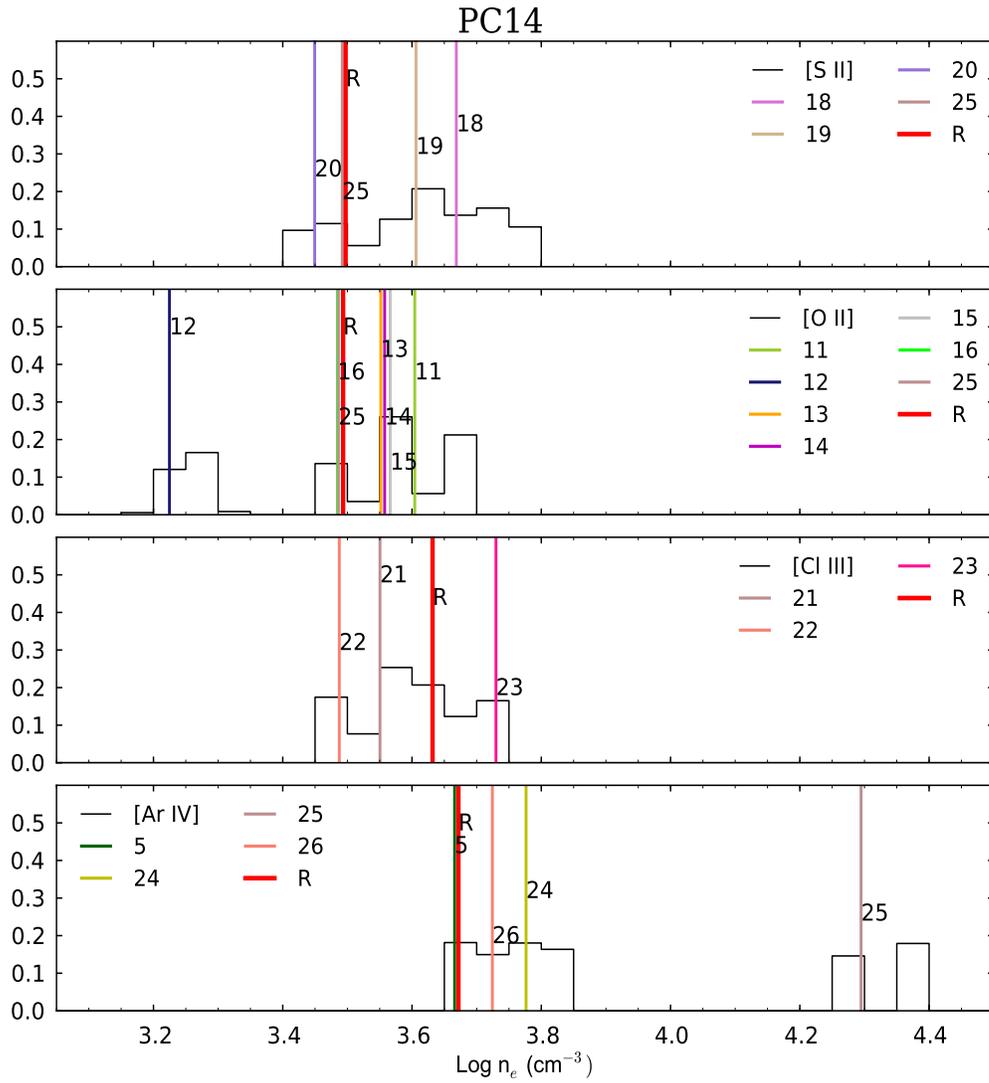


Figura B.35: (M) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria PC14, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

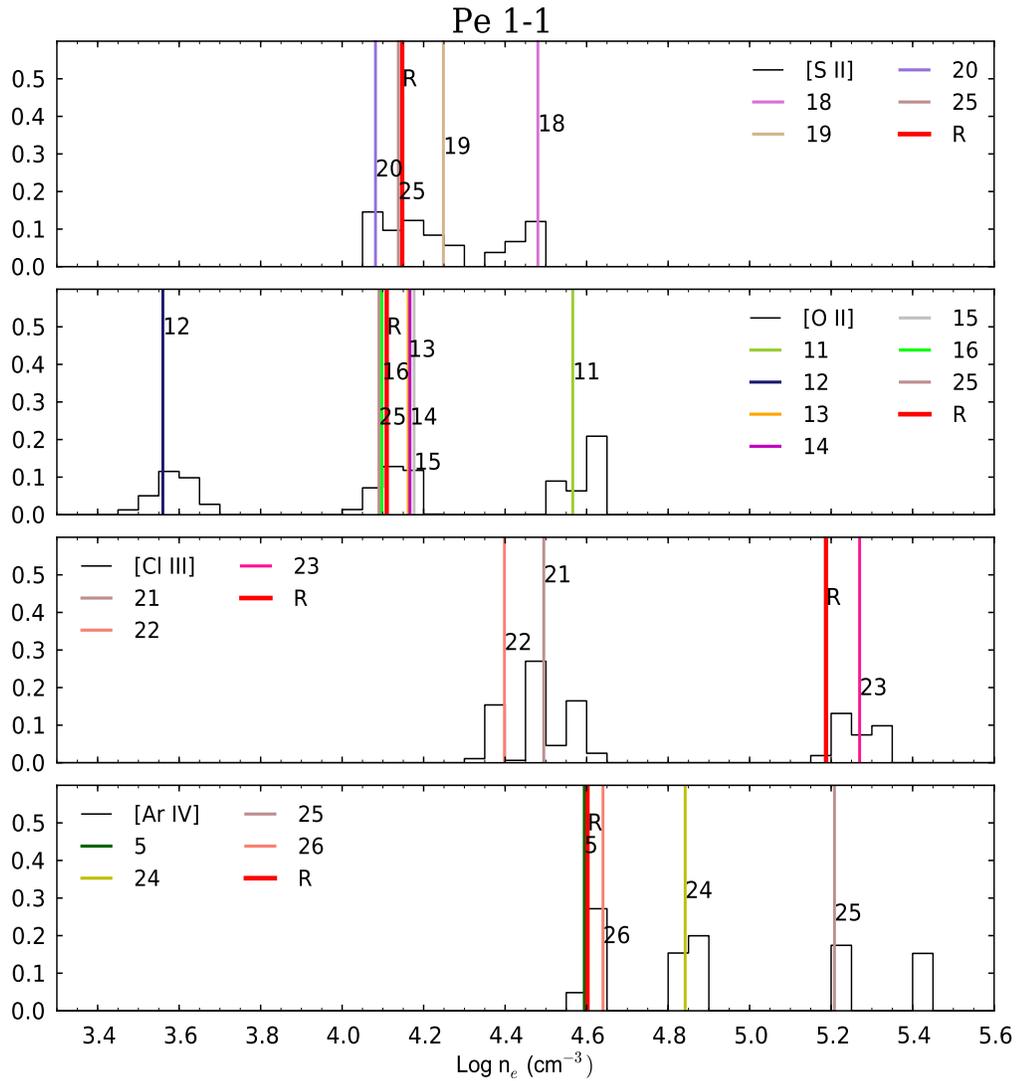


Figura B.36: (M) Histogramas del logaritmo de densidad para la nebulosa planetaria Pe 1-1, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

## B.2. Regiones H II

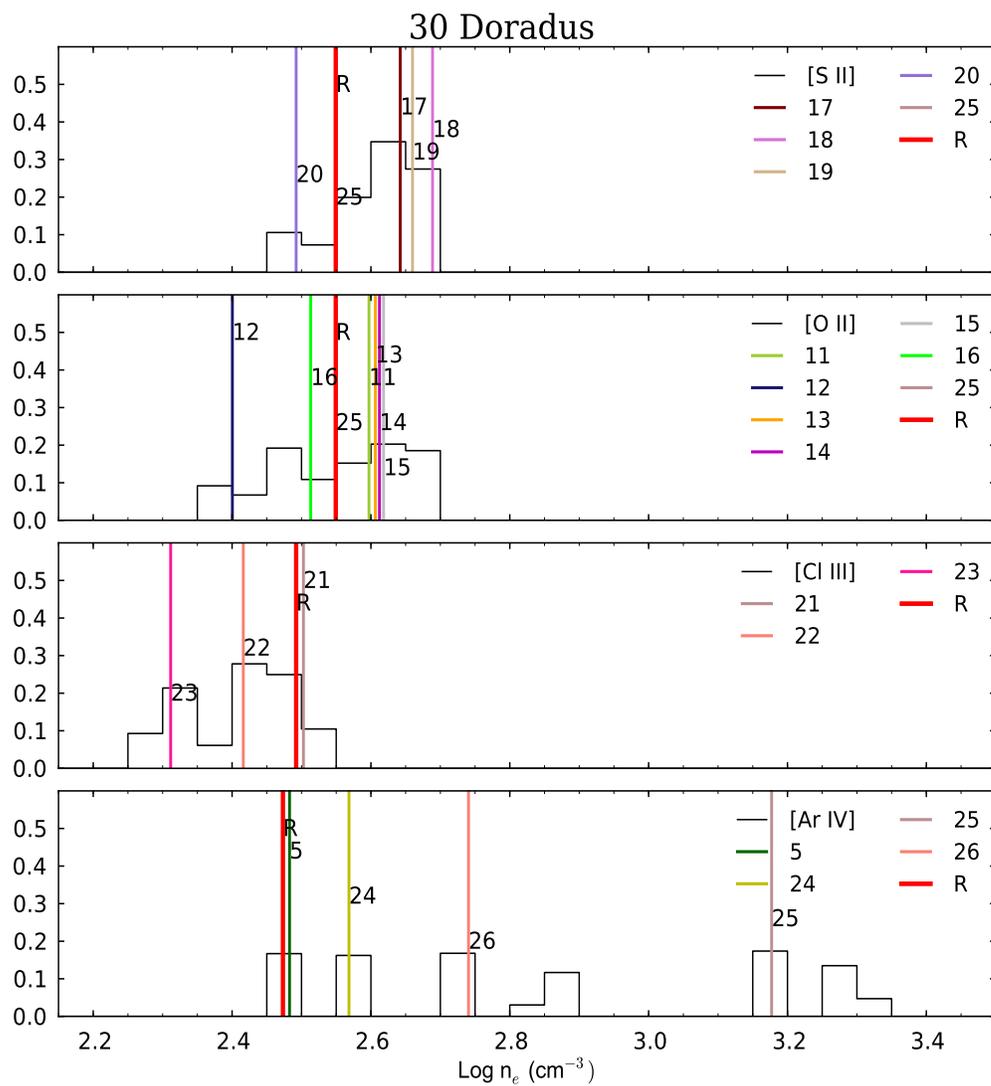


Figura B.37: (M) Histogramas del logaritmo de densidad para la región 30 Doradus, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

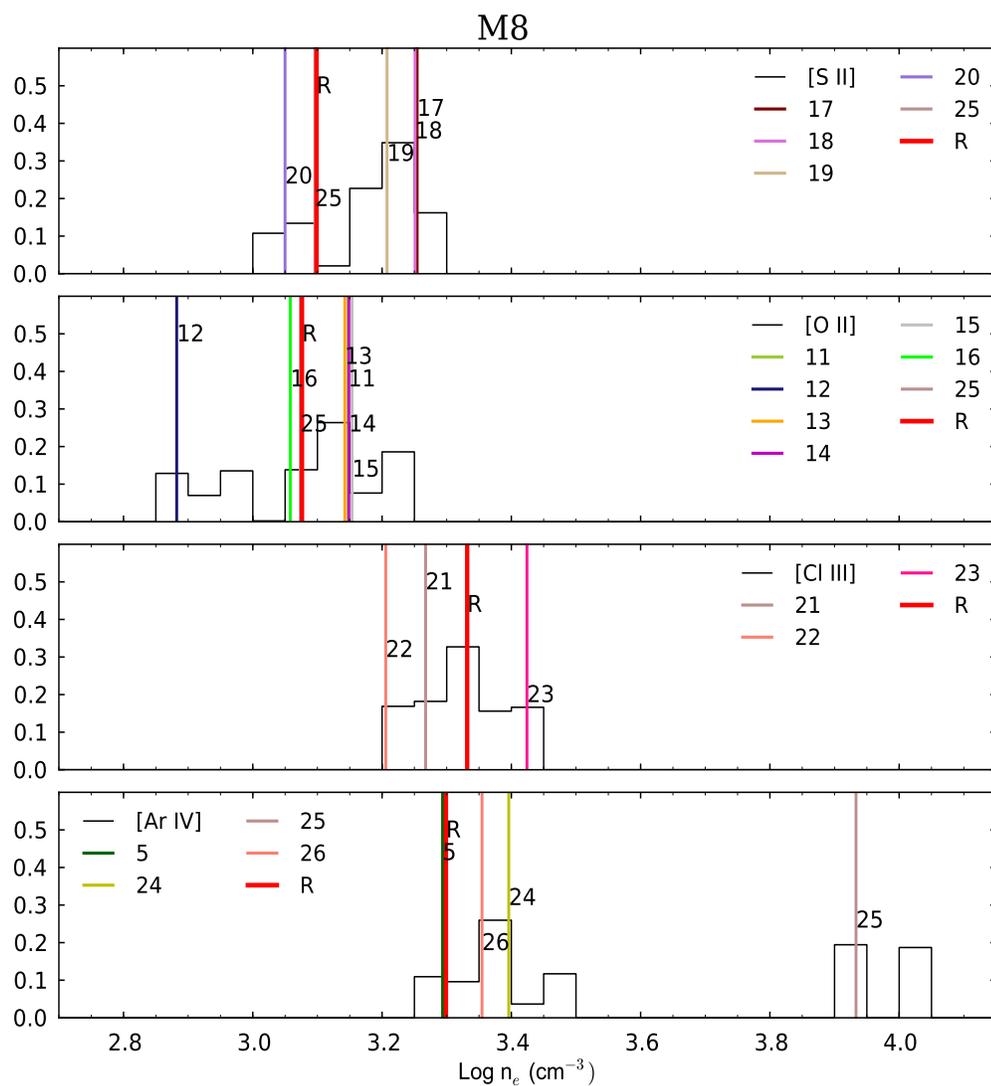


Figura B.38: (M) Histogramas del logaritmo de densidad para la región M8, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

## B. GRÁFICAS DE DENSIDAD DE LOS OBJETOS

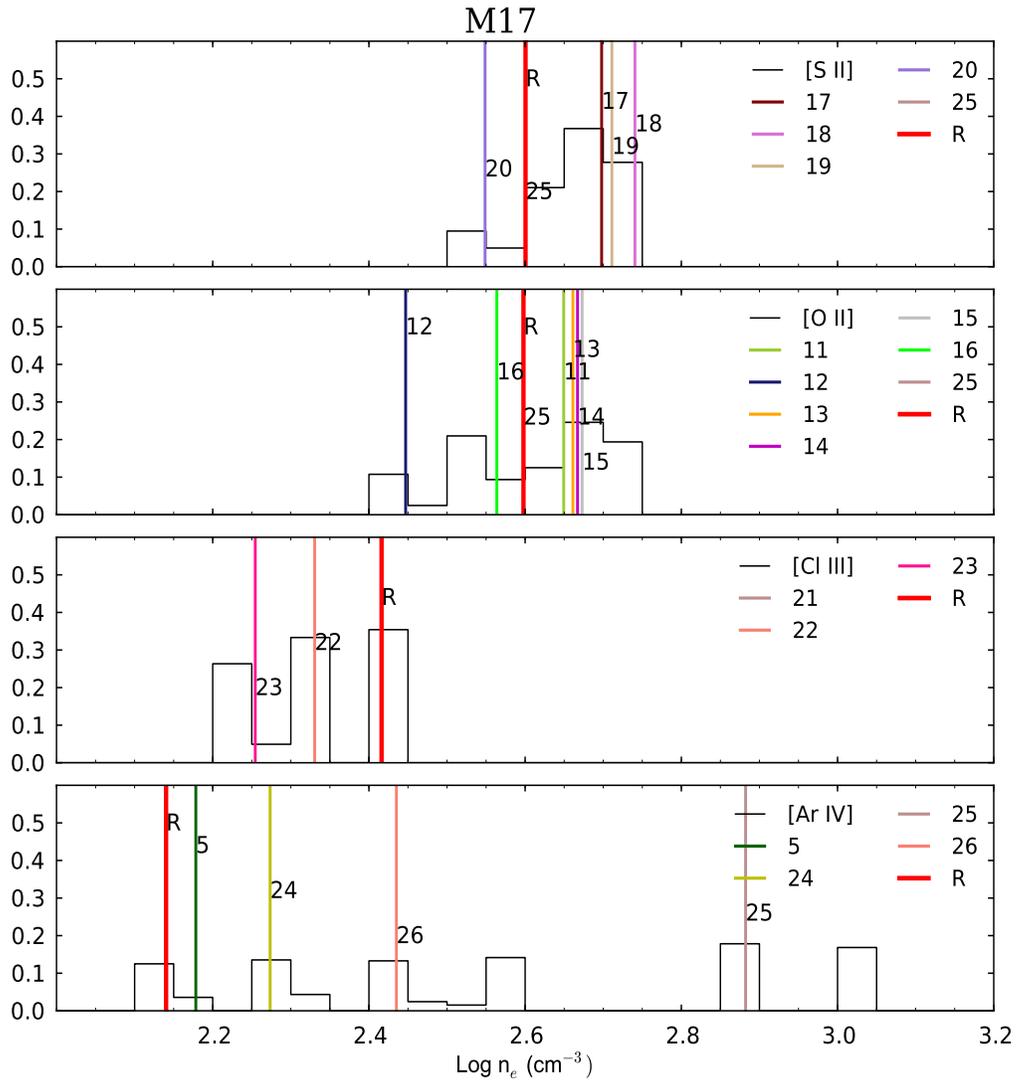


Figura B.39: (M) Histogramas del logaritmo de densidad para la región M17, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

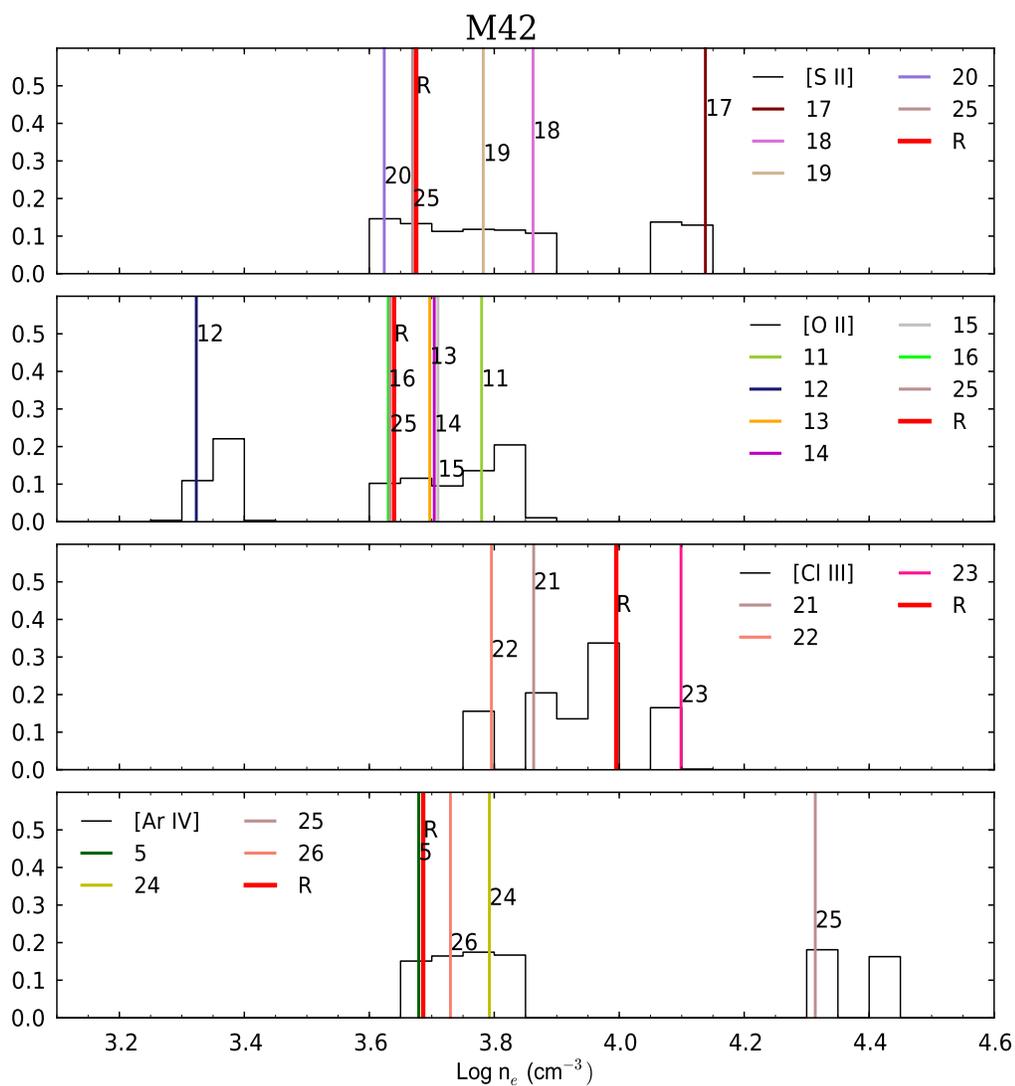


Figura B.40: (M) Histogramas del logaritmo de densidad para la región M42, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

## B. GRÁFICAS DE DENSIDAD DE LOS OBJETOS

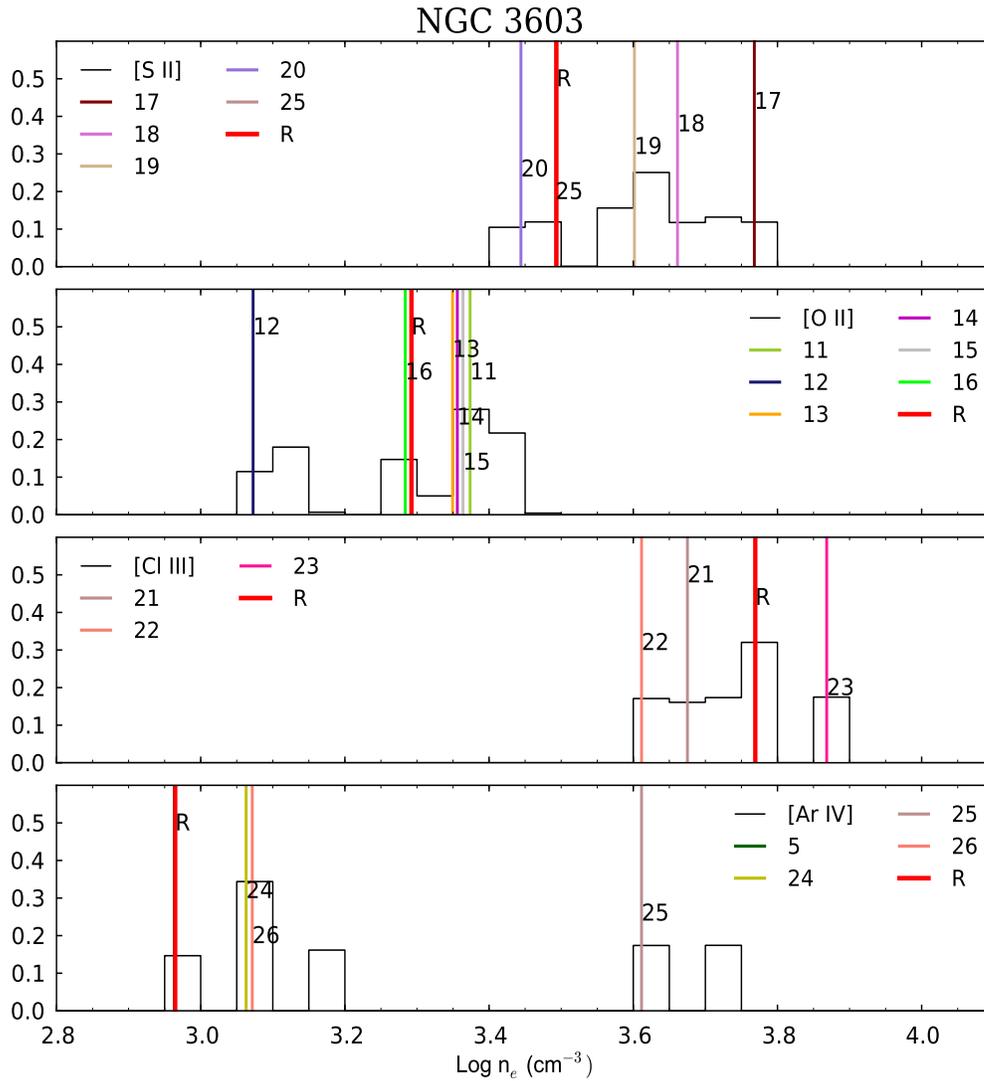


Figura B.41: (M) Histogramas del logaritmo de densidad para la región H II NGC 3603, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.

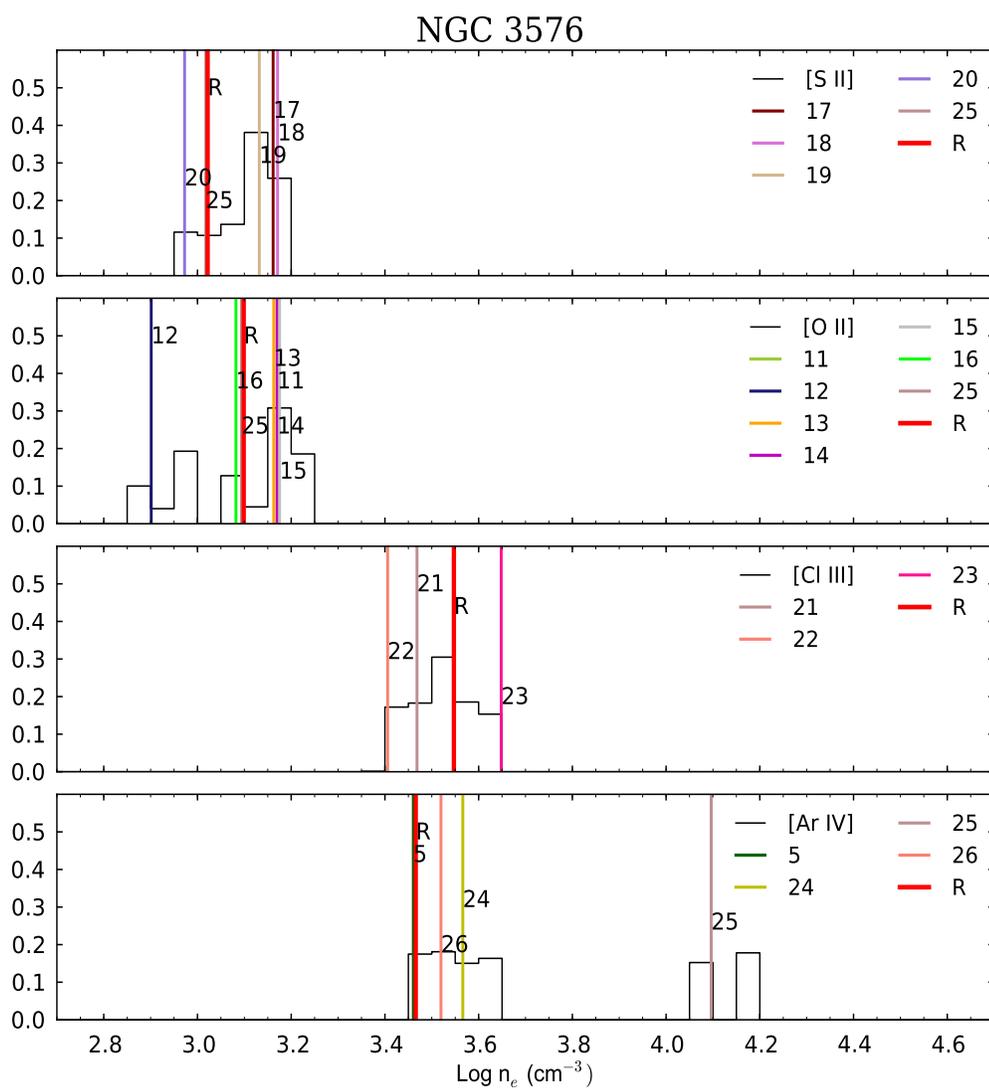


Figura B.42: (M) Histogramas del logaritmo de densidad para la región H II NGC 3576, los histogramas se encuentran normalizados al número total resultados. Los números y líneas de colores en cada histograma representan el resultado de cambiar solo un dato atómico de la combinación estándar, de acuerdo con la tabla 2.2.



# Índice de figuras

---

1.1. Imagen de la región H II M42 . . . . .	3
1.2. Imagen de la nebulosa planetaria NGC 6720 . . . . .	4
1.3. Diagrama HR, que muestra la evolución de una estrella de baja masa . . . . .	6
1.4. Esquemas de niveles de energía y variaciones de densidad . . . . .	7
1.5. Diagramas de temperatura . . . . .	10
1.6. Comparación de diferentes determinaciones de las fuerzas de colisión . . . . .	20
2.1. Distribución vs muestreo para H 1-50 . . . . .	36
3.1. Logaritmo de la densidad de H 1-50 . . . . .	40
3.2. Logaritmo de la densidad de IC 418 . . . . .	41
3.3. Logaritmo de la densidad de IC 418 considerando los errores en las intensidades . . . . .	43
3.4. Densidades promedio H 1-50 e IC 418 . . . . .	46
3.5. Diagnósticos de temperatura para H 1-50 . . . . .	47
3.6. Diagnósticos de temperatura para H 1-50 . . . . .	48
3.7. Diagrama de fuerzas de colisión para oxígeno . . . . .	49
3.8. Dispersión en abundancias iónicas . . . . .	51
3.9. Dispersión en abundancias iónicas . . . . .	52
3.10. Dispersión en abundancias totales . . . . .	53
3.11. Dispersión en abundancias totales . . . . .	54
3.12. Probabilidades de transición para $O^{++}$ . . . . .	57
3.13. Probabilidades de transición para $N^+$ . . . . .	58
3.14. Probabilidades de transición para $S^{++}$ . . . . .	59
B.1. Logaritmo de la densidad de Cn 1-5 . . . . .	70
B.2. Logaritmo de la densidad de Cn 2-1 . . . . .	71
B.3. Logaritmo de la densidad de He 2-86 . . . . .	72
B.4. Logaritmo de la densidad de H 1-50 . . . . .	73
B.5. Logaritmo de la densidad de He 2-118 . . . . .	74
B.6. Logaritmo de la densidad de Hu 1-2 . . . . .	75

B.7. Logaritmo de la densidad de IC 418 . . . . .	76
B.8. Logaritmo de la densidad de IC 2165 . . . . .	77
B.9. Logaritmo de la densidad de IC 4846 . . . . .	78
B.10. Logaritmo de la densidad de M 1-20 . . . . .	79
B.11. Logaritmo de la densidad de M 1-42 . . . . .	80
B.12. Logaritmo de la densidad de M 1-61 . . . . .	81
B.13. Logaritmo de la densidad de M 2-4 . . . . .	82
B.14. Logaritmo de la densidad de M 2-36 . . . . .	83
B.15. Logaritmo de la densidad de M 3-15 . . . . .	84
B.16. Logaritmo de la densidad de M 3-32 . . . . .	85
B.17. Logaritmo de la densidad de IC 5217 . . . . .	86
B.18. Logaritmo de la densidad de NGC 5189 . . . . .	87
B.19. Logaritmo de la densidad de NGC 5189 . . . . .	88
B.20. Logaritmo de la densidad de NGC 6153 . . . . .	89
B.21. Logaritmo de la densidad de NGC 6210 . . . . .	90
B.22. Logaritmo de la densidad de NGC 6369 . . . . .	91
B.23. Logaritmo de la densidad de NGC 6439 . . . . .	92
B.24. Logaritmo de la densidad de M 3-21 . . . . .	93
B.25. Logaritmo de la densidad de NGC 6567 . . . . .	94
B.26. Logaritmo de la densidad de NGC 6572 . . . . .	95
B.27. Logaritmo de la densidad de NGC 6620 . . . . .	96
B.28. Logaritmo de la densidad de NGC 6720 . . . . .	97
B.29. Logaritmo de la densidad de NGC 6741 . . . . .	98
B.30. Logaritmo de la densidad de NGC 6803 . . . . .	99
B.31. Logaritmo de la densidad de NGC 6826 . . . . .	100
B.32. Logaritmo de la densidad de NGC 6884 . . . . .	101
B.33. Logaritmo de la densidad de NGC 7009 . . . . .	102
B.34. Logaritmo de la densidad de NGC 7662 . . . . .	103
B.35. Logaritmo de la densidad de PC14 . . . . .	104
B.36. Logaritmo de la densidad de Pe 1-1 . . . . .	105
B.37. Logaritmo de la densidad de 30 Doradus . . . . .	106
B.38. Logaritmo de la densidad de M8 . . . . .	107
B.39. Logaritmo de la densidad de M17 . . . . .	108
B.40. Logaritmo de la densidad de M42 . . . . .	109
B.41. Logaritmo de la densidad de NGC 3603 . . . . .	110
B.42. Logaritmo de la densidad de NGC 3576 . . . . .	111

# Índice de tablas

---

1.1. Comparación de probabilidades de transición . . . . .	16
2.1. Datos atómicos por defecto en PyNeb . . . . .	25
2.2. Iteraciones de datos atómicos usando la combinación estándar . . . . .	26
2.3. Muestra de regiones H II . . . . .	27
2.4. Muestra de nebulosas planetarias . . . . .	28
3.1. Probabilidad de que exista una única densidad en cada objeto . . . . .	44
3.2. Nebulosas planetarias . . . . .	56
3.3. Probabilidades determinadas para datos atómicos . . . . .	60
A.1. Datos atómicos en PyNeb . . . . .	65
A.2. Datos atómicos en PyNeb . . . . .	66
A.3. Datos atómicos en PyNeb . . . . .	67



# Referencias

---

- Acker, A., Marcout, J., Ochsenbein, F., et al. 1992, Strasbourg - ESO catalogue of galactic planetary nebulae. (Garching: European Southern Observatory,, Part 1, Part 2 [27](#), [56](#))
- Aggarwal, K. M. 1983, Journal of Physics B: Atomic and Molecular Physics, 16, 2405 [14](#)
- . 1998, The Astrophysical Journal Suppl. Series, 118, 589 [14](#)
- Aggarwal, K. M., & Keenan, F. P. 1999, The Astrophysical Journal Supplement, 123, 311 [20](#), [35](#), [68](#)
- . 2007, Astronomy and Astrophysics, 463, 399 [14](#)
- Aller, L. H., & Epps, H. W. 1976, The Astrophysical Journal, 204, 445 [8](#)
- Amaral, L. H., Ortiz, R., Lepine, J. R. D., & Maciel, W. J. 1996, MNRAS, 281, 339 [4](#)
- Badnell, N. R. 2011, Computer Physics Communications, 182, 1528 [14](#)
- Balser, D. S., Goss, W. M., Bania, T. M., & Rood, R. T. 2006, The Astrophysical Journal, 640, 360 [4](#)
- Balser, D. S., Wenger, T. V., Anderson, L. D., & Bania, T. M. 2015, The Astrophysical Journal, 806, 199 [2](#)
- Bania, T. M., Rood, R. T., & Balser, D. S. 2010, in IAU Symposium, Vol. 268, IAU Symposium, ed. C. Charbonnel, M. Tosi, F. Primas, & C. Chiappini, 81–90 [4](#)
- Becker, S. A., & Iben, J. I. 1979, The Astrophysical Journal, 232, 831 [5](#)
- . 1980, The Astrophysical Journal, 237, 111 [5](#)
- Blöcker, T. 1995, Astronomy Astrophysics, 297, 727 [5](#)

- Butler, K., & Zeippen, C. J. 1989, *Astronomy and Astrophysics*, 208, 337 [68](#)
- Cox, R. T. 1961, *The Algebra of Probable Inference*, 1st edn., Vol. 1 (Baltimore: The Johns Hopkins Press) [17](#)
- Delgado-Inglada, G., Morisset, C., & Stasińska, G. 2014, *MNRAS*, 440, 536 [31](#), [32](#)
- Delgado-Inglada, G., Rodríguez, M., Mampazo, A., & Viironen, K. 2009, *The Astrophysical Journal*, 694, 1335 [56](#)
- Delgado-Inglada, G., Rodríguez, M., Peimbert, M., Stasińska, G., & Morisset, C. 2015, *MNRAS*, 449, 1797 [31](#), [32](#)
- Efremov, Y. N. 2009, arXiv:0909.4740 [2](#)
- Eissner, W., Jones, M., & Nussbaumer, H. 1974, *Computer Physics Communications*, 8, 270 [14](#)
- Esteban, C., García-Rojas, J., & Pérez-Mesa, V. 2009, *MNRAS*, arXiv:1506.05621 [2](#)
- Esteban, C., Peimbert, M., García-Rojas, J., et al. 2004, *MNRAS*, 355, 229 [27](#)
- Fang, X., & Liu, X.-W. 2011, *MNRAS*, 415, 181 [28](#)
- Florido, E., Zurita, A., Perez, I., et al. 2015, arXiv:1507.03465 [55](#)
- Fritzsche, S., Fricke, B., Geschke, D., Heitmann, A., & Sienkiewicz, J. E. 1999, *The Astrophysical Journal*, 518, 994 [68](#)
- Froese Fischer, C., & Tachiev, G. 2004, *Atomic Data and Nuclear Data Tables*, 87, 1 [14](#), [39](#), [55](#), [56](#), [57](#), [58](#), [68](#)
- Galavís, M. E., Mendoza, C., & Zeippen, C. J. 1997, *Astronomy Astrophysics Suppl. Ser.*, 123, 159 [16](#), [55](#), [56](#), [57](#), [58](#), [68](#)
- García-Rojas, J., Esteban, C., Peimbert, A., et al. 2007, *Rev. Mex. Astronomía y Astrofísica*, 43, 3 [27](#)
- García-Rojas, J., Esteban, C., Peimbert, M., et al. 2006, *MNRAS*, 368, 253 [27](#)
- . 2004, *The Astrophysical Journal Supp. Ser.*, 153, 501 [27](#)
- García-Rojas, J., Peña, M., Morisset, C., Mesa-Delgado, A., & Ruiz, M. T. 2012, *Astronomy Astrophysics*, 538, A54 [28](#), [56](#)
- García-Rojas, J., Peña, M., & Peimbert, A. 2009, *Astronomy Astrophysics*, 496, 139 [28](#)

- Grant, I., McKenzie, B., Norrington, P., Mayers, D., & Pyper, N. 1980, *Computer Physics Communications*, 21, 207 [14](#)
- Gubitosi, G., Lagos, M., Magueijo, J., & Allison, R. 2015, arXiv:1506.09143v1 [18](#)
- Herwig, F. 2005, *Annu. Rev. Astron. Astrophys.*, 43, 435 [5](#), [6](#)
- Hibbert, A. 1975, *Computer Physics Communications*, 9, 141 [14](#)
- Hogg, D. W., Myers, A. D., & Bovy, J. 2010, *The Astrophysical Journal*, 725, 2166 [18](#)
- Hou, L. G., Han, J. L., & Shi, W. B. 2009, *Astronomy Astrophysics*, 499, 473 [2](#)
- Hudson, C. E., & Bell, K. L. 2004, *MNRAs*, 348, 1275 [68](#)
- Hyung, S. 1994, *The Astrophysical Journal*, 90, 119 [28](#)
- Hyung, S., Aller, L. H., Feibelman, W. A., & Lee, W.-B. 2001a, *The Astrophysical Journal*, 122, 954 [28](#)
- Hyung, S., Aller, L. H., & Lee, W.-B. 2001b, *JSTOR*, 113, 1559 [28](#), [56](#)
- Iben, J. I. 1991, *IAU Symposium*, 145, 257 [5](#)
- Iye, M., Ulrich, M.-H., & Peimbert, M. 1987, *Astronomy Astrophysics*, 186, 84 [55](#)
- Izotov, Y., Stasinska, G., Meynet, G., Guseva, N. G., & Thuan, T. X. 2006, *Astronomy and Astrophysics*, 448, 955 [31](#)
- Karakas, A., & Lattanzio, J. C. 2007, *PASA*, 24, 103 [5](#)
- Kauffman, & Sugar. 1986, *JPCRD*, 15, 341 [68](#)
- Keenan, F. P., Hibbert, A., Ojha, P. C., & Conlon, E. S. 1993, *Physica Scripta*, 48, 129 [68](#)
- Kingsburgh, R. L., & Barlow, M. J. 1994, *MNRAS*, 271, 257 [31](#)
- Kingsburgh, R. L., & English, J. 1992, *MNRAS*, 259, 635 [9](#)
- Kisielius, R., Storey, P. J., Ferland, G. J., & Keenan, F. P. 2009, *MNRAS*, 397, 903 [68](#)
- Lennon, D. J., & Burke, V. M. 1994, *Astronomy Astrophysics Supl. Ser.*, 103, 273 [20](#), [68](#)
- Liu, X.-W., Luo, S.-G., Barlow, M. J., Dazinger, I. J., & Storey, P. J. 2001, *MNRAS*, 327, 141 [28](#)
- Liu, X.-W., Storey, P. J., Barlow, M. J., et al. 2000, *MNRAS*, 312, 585 [19](#), [28](#)

- Liu, Y., Liu, X.-W., Luo, S.-G., & Barlow, M. J. 2004, *MNRAS*, 353, 1231 [28](#)
- Luridiana, V., & García-Rojas, J. 2012, *Proceedings IAU Symposium*, 283, 139 [15](#)
- Luridiana, V., Morriset, C., & Shaw, A. 2015, *Astronomy Astrophysics*, 573, A42 [24](#)
- Maciel, W. J., & Lago, L. G. 2005, *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, 41, 383 [4](#)
- McLaughlin, B. M., & Bell, K. L. 1993, *The Astrophysical Journal*, 408, 753 [68](#)
- Mendoza, C., & Bautista, M. A. 2014, *The Astrophysical Journal*, 785, 91 [19](#)
- Mendoza, C., & Zeppen, C. J. 1982, *MNRAS*, 198, 127 [68](#)
- . 1983, *MNRAS*, 202, 981 [39](#), [45](#), [68](#)
- Nussbaumer, H., & Rusca, C. 1979, *Astronomy Astrophysics*, 72, 129 [56](#), [58](#), [68](#)
- Nussbaumer, H., & Storey, P. J. 1981, *Astronomy Astrophysics*, 99, 177 [55](#)
- Osterbrock, D. E., & Ferland, G. J. 2006, *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei*, 2nd edn., Vol. 1 (University Science Books) [2](#), [6](#), [7](#), [9](#), [10](#), [11](#)
- Palay, E., Nahar, S. N., Pradhan, A. K., & Eissner, W. 2012, *MNRAS*, 423, L35 [20](#), [45](#), [68](#)
- Peimbert, A., & Peimbert, M. 2005, *The Astrophysical Journal*, 634, 1056 [27](#)
- Peimbert, M., & Costero, R. 1969, *Boletín de los observatorios de Tonantzintla y Tacubaya*, 5, 31, 3 [31](#), [32](#)
- Podobedova, L. I., Kelleher, D. E., & Wise, W. L. 2009, *Journal of Physical and Chemical Reference Data*, 38, 171 [15](#), [38](#), [45](#), [68](#)
- Pradhan, A. K. 1976, *MNRAS*, 177, 31 [68](#)
- Pradhan, A. K., Montenegro, M., Nahar, S. N., & Eissner, W. 2006, *MNRAs*, 366, L6 [68](#)
- Press, W. H., Teukolsky, S. A., Vetterling, W. T., & Flannery, B. P. 2007, *Numerical recipes the art of scientific computing*, 3rd edn., Vol. 1 (Cambridge University Press) [34](#)
- Quireza, C., Rocha-Pinto, H. J., & Maciel, W. J. 2007, *Astronomy Astrophysics*, 475, 217 [18](#)
- Ramsbottom, C., & Bell, K. 1997, *ADNDT*, 1, 66 [68](#)

- Ramsbottom, C., Bell, K., & Stafford, R. 1996, *ADNDT*, 63, 57 [15](#), [68](#)
- Rosa, M. 1985, *The messenger*, 39, 15 [55](#)
- Rubin, R. H. 1989, *The Astrophysical Journal Supp. Ser.*, 69, 897 [38](#)
- Ruiz, M. T., Peimbert, A., Peimbert, M., & Esteban, C. 2003, *The Astrophysical Journal*, 595, 247 [56](#)
- Saraph, H. E., & Seaton, M. J. 1970, *MNRAS*, 148, 367 [8](#)
- Savage, L. J. 1972, *Fourth Berkeley Symposium*, 1, 575 [18](#)
- Schoenberner, D. 1983, *The Astrophysical Journal*, 272, 708 [5](#)
- Sharpee, B., Williams, R., Baldwin, J. A., & van Hoof, P. A. M. 2003, *The Astrophysical Journal*, 149, 157 [28](#)
- Slanger, T. G., Cosby, P. C., Sharpee, B. D., Minschwaner, K. R., & Siskind, D. E. 2006, *Journal of Geophysical Research*, 111, A12318 [15](#), [16](#)
- Stanghellini, L., & Kaler, J. B. 1989, *The Astrophysical Journal*, 343, 811 [8](#)
- Stasińska, G., Prantzos, N., Meynet, G., et al. 2012, *Oxygen in the Universe*, 1st edn., Vol. 54 (EAS Publication Series) [16](#)
- Storey, P. J., & Hummer, D. G. 1995, *MNRAS*, 272, 41 [68](#)
- Storey, P. J., Sochi, T., & Badnell, N. R. 2014, *MNRAS*, 441, 3028 [20](#), [34](#), [68](#)
- Storey, P. J., & Zeippen, C. J. 2000, *MNRAS*, 312, 813 [16](#), [55](#), [56](#), [57](#), [68](#)
- Tayal, S. S. 2007, *The Astrophysical Journal*, 171, 331 [68](#)
- . 2011, *The Astrophysical Journal*, 195, 12 [68](#)
- Tayal, S. S., & Zatsarinny, O. 2010, *The Astrophysical Journal Supplements*, 188, 32 [15](#), [68](#)
- Tsamis, Y. G., Barlow, M. J., X.-W, L., & Dazinger, I. J. Storey, P. J. 2003, *MNRAS*, 338, 687 [27](#)
- Tylenda, R., & Stasińska, G. 1989, *Astronomy Astrophysics*, 217, 209 [5](#)
- VanderPlas, J. 2014, arXiv:11411.5018v1 [16](#)
- Vassiliadis, E., & Wood, P. R. 1993, *The Astrophysical Journal*, 413, 641 [5](#)

- Verner, D., Verner, E., & Ferland, G. 1996, *Atomic Data and Nuclear Data Tables*, 64, 1 [68](#)
- Wang, W., & Liu, X.-W. 2007, *MNRAS*, 669 [28](#), [56](#)
- Wang, W., Liu, X.-W., Zhang, Y., & Barlow, M. J. 2004, *Astronomy & Astrophysics*, 427, 873 [9](#)
- Wesson, R., Liu, & Barlow, M. J. 2005, *MNRAS*, 362, 424 [28](#)
- Wiese, W. L., Fuhr, J. R., & Deters, T. M. 1996, *JPCRD*, Monograph 7, 403 [38](#), [68](#)
- Willson, L. A. 2000, *Annul. Rev. Astron. Astrophys.*, 38, 573 [5](#)
- Zeippen, C. J. 1982, *MNRAs*, 198, 111 [68](#)
- Zeippen, C. J., Butler, K., & Le Bourlot, J. 1987, *Astronomy and Astrophysics*, 188, 251 [39](#), [68](#)