



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA DE MÉXICO

FACULTAD DE CIENCIAS

RELACIÓN ENTRE EL FACTOR DE DISCREPANCIA DE
ABUNDANCIAS (ADF) Y LA MASA IONIZADA EN
NEBULOSAS PLANETARIAS

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL TÍTULO DE:

FÍSICA

P R E S E N T A :

BRENDA NALLELY JUÁREZ TORRES

TUTOR

DRA. MIRIAM DEL CARMEN PEÑA CÁRDENAS



CIUDAD UNIVERSITARIA, Cd. Mx., 2024



Universidad Nacional
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

Biblioteca Central



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

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

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

Índice general

Agradecimientos	VI
Resumen	VII
1. Introducción	1
1.1. Historia de las nebulosas planetarias	1
1.2. Evolución de una estrella de masa baja o intermedia	3
1.3. Algunas nociones de espectroscopía	6
2. El problema de la discrepancia de abundancias en nebulosas planetarias	11
2.1. Mecanismos de emisión	11
2.2. La discrepancia de abundancias y el ADF	12
2.2.1. Posibles explicaciones del ADF en NPs	13
2.3. Objetivos de este trabajo	16
3. Cálculo del ADF y la masa ionizada	17
3.1. La muestra de nebulosas planetarias	17
3.2. Factor de Discrepancia en Abundancias (ADF)	21
3.3. Masa Ionizada	22
3.3.1. Luminosidad $L(H\beta)$	23
3.3.2. Densidad Electrónica	26
4. Presentación y discusión de resultados	28
5. Conclusiones	35
A. Tablas	38
B. Prueba Estadística	66
B.1. Correlación	66
B.2. Coeficiente de correlación de Spearman	67
B.3. Desarrollo de la prueba estadística	68
C. Código Python	70

Índice de figuras

1.1.	Nebulosa Dumbbell o M27 tomada de la página de la NASA Astronomical Picture Of the Day (APOD).	2
1.2.	Diagrama de Hertzsprung-Russell (HR) que describe la evolución de una estrella con una masa inicial de $2M_{\odot}$. Crédito: (Herwig, 2005)	5
1.3.	Espectro de la nebulosa de Orión, mostrando las líneas de Balmer del hidrógeno y elementos pesados. Tomado de la tesis doctoral de Ángel R. López-Sánchez.	8
3.1.	Diagrama que muestra la definición entre longitud (l) y latitud (b) galáctica. Imagen tomada de: https://programmerclick.com/article/20911164525/	18
3.2.	Latitud galáctica con respecto a la longitud galáctica para la muestra de NPs. En azul los objetos con una estrella central identificada como sistema binario y en verde los que no se les conoce estrella binaria.	19
3.3.	Valores de X_G con respecto a los valores Y_G . En azul los objetos con una estrella central identificada como sistema binario y en verde los que no contienen estrella binaria..	20
3.4.	Izquierda: Valores de la altura sobre el plano con respecto al radio galactocéntrico. En azul los objetos con una estrella central identificada como sistema binario y en verde los que no. Derecha: Esta es una imagen ampliada de la figura de la izquierda de un rango de -8 a +8 para Z_G y de 0 a 15 para R_G donde ya no se observan los objetos del Halo.	21
3.5.	En esta figura se muestra un histograma que contiene todas las nebulosas de la muestra y el logaritmo de ADF, para ver la concentración de ADF, las barras azules indican las NP y las barras naranjas las NPb	22
4.1.	Valores del ADF con respecto a la M_{ion} obtenida con la densidad de líneas de [S II] en el caso de observaciones con rendija angosta.	29
4.2.	Valores del ADF con respecto a la M_{ion} obtenida a partir de la densidad de líneas de [Cl III], en el caso de rendija angosta.	30
4.3.	Valores del ADF con respecto a la M_{ion} obtenida con las densidades electronicas a partir de líneas de [S II](Caso global).	31
4.4.	Valores del ADF con respecto a la M_{ion} obtenida con las líneas de [Cl III] (Caso global).	32
4.5.	ADF contra periodo de la binaria, tomada de la pagina: https://nebulousresearch.org/adfs/	33

B.1. Imagen obtenida de <https://www.webyempresas.com/ejemplos-de-diagrama-de-dispersion/> 67

Índice de tablas

4.1. Resultados obtenidos en la prueba estadística, que demuestran la relación entre la masa ionizada y el ADF.	33
A.1. Coordenadas galácticas (PNG), distancias (kiloparsec), binaridad y tamaños (diámetro) de las nebulosas planetarias estudiadas. Nota: Las coordenadas galácticas fueron recopiladas directamente de la página de Wesson (2023), la distancias del trabajo de ?.	38
A.2. Valores de enrojecimiento, densidades electrónica a partir de las líneas [S II] y [Cl III] y temperatura electrónica Nota: $C(H\beta)$ es el coeficiente de extinción cada uno de estos datos tiene su referencia, $n_e([S II])$ es la densidad electrónica de la línea de azufre una vez ionizado mientras $n_e([Cl III])$ es la densidad electrónica de la línea de cloro dos veces ionizado. Finalmente la T_e se refiere a la temperatura electrónica en Kelvin, cada uno de estos datos contiene su respectiva referencia. . .	48
A.3. En esta tabla se presentan los tamaños de las PN, los tamaños de las rendijas utilizadas para medir el flujo de $H\beta$, así como los flujos globales y sus respectivas referencias. También se encuentra el dato de la luminosidad en unidades solares.	54
A.4. En esta tabla se presentan los ADF que fueron consultados de (Wesson, 2023), mientras que las ultimas 4 columnas se refieren a la Masa ionizada calculada con densidad de las líneas [S II] y [Cl III] y flujos de rendija o globales, en unidades solares.	60

*Dedicada a mi bebé,
sé que algún día leerás esto.*

Agradecimientos

Quisiera expresar mi profundo agradecimiento a todas las personas que contribuyeron de manera significativa en la realización de este trabajo y en el cumplimiento de mi sueño académico.

En primer lugar, quiero dedicar unas palabras de agradecimiento a mis padres, Felicitas Torres y Alfonso Juárez quienes desde pequeña impulsaron mis sueños y me apoyaron en todo momento, ustedes han sido mi fuente inagotable de apoyo, amor y motivación. Su sacrificio, paciencia y aliento constante han sido fundamentales en cada paso de mi trayectoria académica. A ustedes les debo todo lo que soy.

A mi hermana, Karen Juárez por su comprensión, aliento y hasta sus peleas, gracias por ser mi amiga constante. Tu apoyo me ha inspirado a seguir adelante incluso en los momentos más desafiantes.

A mi esposo Rafael Ruiz, mi compañero de vida quien a lo largo de mi carrera y proceso de titulación siempre me motivo a nunca rendirme. Tu paciencia, comprensión y amor incondicional me han dado la fortaleza para superar obstáculos y perseguir mis metas. Gracias por estar siempre a mi lado.

A mi mejor amiga, Xareni Durán que conocí en nuestro primer semestre de licenciatura, cuya amistad ha perdurado hasta hoy día y ha sido una fuente invaluable de alegría y apoyo durante este viaje. Con quien compartí tantas experiencias inolvidables durante la carrera y nuestro primer trabajo. Gracias por siempre escucharme y estar ahí.

A mis queridos compañeros del Instituto de Astronomía, quienes formaron parte de este viaje académico, sobre todo a Diego Hernández quien gracias a sus discusiones, colaboraciones y amistad hicieron que esta experiencia fuera aún más enriquecedora. A la Dra. Gloria Delgado quien fue la primera en creer en mí y darme el apoyo para realizar mi servicio social y posteriormente mi tesis. Aun que ya no pudimos concluir este trabajo juntas siempre me apoyó y orientó. A la Dra. Miriam Peña, mi asesora de tesis, por su orientación experta, su dedicación y su paciencia infinita. Su guía ha sido esencial en la realización de este proyecto y en mi desarrollo académico.

Finalmente, agradezco a mis familiares que, con su apoyo constante, me brindaron el ánimo necesario para superar los desafíos que surgieron a lo largo de mi proceso de titulación. A todos ustedes, les estoy eternamente agradecida.

Este logro no habría sido posible sin la contribución de cada uno de ustedes. Gracias por formar parte de este capítulo significativo en mi vida.

Resumen

En esta tesis se presenta un análisis sobre la historia, evolución y definición de las características más importantes de las nebulosas planetarias (NPs) con y sin un sistema estelar binario identificado. Se recabó esta información a partir de la literatura. También se calcularon las luminosidades en $H(\beta)$ y las masas ionizadas de las NPs, en unidades solares. La masa ionizada de cada NP se obtuvo a partir de las densidades derivadas para dos diferentes iones, azufre usando el cociente [S II] $I(\lambda 6731)/I(\lambda 6716)$ y cloro usando el cociente [Cl III] $I(\lambda 5537)/I(\lambda 5517)$. Las masas ionizadas fueron analizadas en relación con el factor de discrepancias en abundancias (ADF, por sus siglas en inglés) para 164 nebulosas planetarias cuya información destacada como la distancia, coordenadas galácticas, coeficiente de extinción, flujo en $H(\beta)$ y densidad electrónica se obtuvieron de la literatura.

Adicionalmente se realizaron gráficas que nos ayudaron a representar la posición (longitud y latitud galáctica) de las 164 NPs así como en coordenadas cartesianas galácticas que fueron calculadas a partir de la longitud y latitud, así como de la distancia heliocéntrica. En un histograma mostramos la concentración del número de NPs y ADF observando que en su mayoría son NPs con estrella central binaria identificada las que tienen un ADF extremo. Por otro lado se muestran 4 gráficas más que nos ayudaron a comparar las masas ionizadas calculadas y los ADF obtenidos de la literatura para visualizar una relación entre estos dos parámetros. Finalmente se realizó una prueba estadística con el método de Spearman para saber si había o no una relación entre el ADF y la masa ionizada calculada a partir de las densidades derivadas para dos diferentes iones; azufre [S II] $I(\lambda 6731)/I(\lambda 6716)$ y cloro [Cl III] $I(\lambda 5537)/I(\lambda 5517)$.

El resultado obtenido es que no se encuentra una relación entre los ADFs y las masas ionizadas como había sido sugerido por (Peimbert et al., 2017).

Capítulo 1

Introducción

1.1. Historia de las nebulosas planetarias

El objetivo principal de esta tesis es estudiar si existe una relación entre el factor de discrepancia de abundancias (ADF por sus siglas en inglés) y la masa ionizada de las nebulosas planetarias (NPs). Antes de abordar este problema, es importante describir qué son las NPs, su historia, su evolución y lo que conocemos sobre ellas. Gran parte de lo que se menciona en este capítulo se ha obtenido de Kwok (2001).

El primer registro de observación de una nebulosa planetaria (NP) se llevó a cabo en 1764 por Charles Messier. Él clasificó a este objeto como M27 dentro de su catálogo. Años más tarde John Herschel le dio el nombre de nebulosa *Dumbbell* por su parecido a una mancuerna (ver Fig.1.1).

En enero de 1779, Antoine Darquier de Toulouse descubrió otra NP, la nebulosa del *Anillo* o M57. El astrónomo la describió como *un objeto muy tenue, pero bien definido, tan grande como Júpiter y similar a un planeta que se desvanece*. Durante la siguiente década se descubrieron dos NPs más: la nebulosa *Pequeña Mancuerna* (M76) en septiembre de 1780 y la nebulosa *del Búho* (M97) en febrero de 1781. Las cuatro NPs mencionadas (M27, M57, M76, y M97) están incluidas en el catálogo Messier de 1784.

En 1781 los hermanos William y Caroline Herschel observaban el cielo en busca de nuevos objetos cuando descubrieron un planeta de color verdoso. Posteriormente



Figura 1.1: Nebulosa Dumbbell o M27 tomada de la página de la NASA Astronomical Picture Of the Day (APOD).

notaron que poseía varios satélites. Acababan de descubrir el planeta Urano y sus lunas. A raíz de este descubrimiento William fue nombrado astrónomo real por el rey Jorge III de Inglaterra (Planesas, 2007). En 1784 William Herschel bautizó con el nombre de nebulosas planetarias a algunos objetos difusos que observaba en el cielo. Según él estos objetos tenían una apariencia muy similar a la de los planetas Urano y Neptuno: *cascarones gaseosos huecos* donde el disco no se veía muy nítido sino difuso. En 1790 Herschel observa la NP NGC 1514 y se da cuenta de que la nebulosa tenía una estrella central rodeada de gas y polvo (Castrillón, 2021). Al darse cuenta de que la estrella estaba ubicada en el centro de la NP, él estableció que debía existir una relación entre la estrella y la NP. La confirmación de esto llegó en 1800 con el descubrimiento de la estrella central en M57 por Friedrich Von Hahn.

Kwok (2001) menciona que a principios del siglo XX se tenía la creencia de que las NPs tenían en su interior estrellas jóvenes recién formadas en la galaxia. Erróneamente se tenía la creencia de que las estrellas se volvían más frías a medida que se hacían más viejas y, como las estrellas centrales de las NPs son muy calientes, se suponía que debían ser estrellas jóvenes. Mediante el estudio de la distribución de las NPs en la Galaxia y la velocidad a la que se mueven, Heber Doust Curtis, astrónomo del Observatorio Lick en California, llegó a la conclusión de que las NPs tienen más en común con las estrellas viejas que con las estrellas jóvenes.

1.2. Evolución de una estrella de masa baja o intermedia

Una de las tareas más complicadas para los astrónomos ha sido el desarrollar teorías acertadas sobre la evolución de las estrellas. Mientras que la esperanza de vida de una persona no pasa de los 100 años, la vida de una estrella puede ser de millones o incluso miles de millones de años. Por ello se estudian varias estrellas a la vez en diferentes etapas de su vida para ir estableciendo un orden y tener un mejor entendimiento de la vida y evolución de las estrellas.

A continuación se explicará de forma resumida el nacimiento, vida y muerte de las llamadas estrellas de masa intermedia, aquellas con masas de entre 1 y 8 M_{\odot} (Koester & Reimers, 1996), estas estrellas son las que dan lugar a las NPs.

Nuestro sistema solar se originó hace unos 4.5 mil millones de años. La teoría más aceptada por la comunidad científica hasta ahora es la conocida como Teoría Nebular. Según esta teoría hubo un colapso que llevó a la formación de una nube solar primitiva, que ganó velocidad de rotación debido a la conservación del momento angular. La nube también comenzó a aumentar su presión, temperatura y densidad lo que ocasionó un colapso gravitatorio, comprimiéndola hasta un tamaño considerablemente inferior. En el centro de la nube se formó una protoestrella, que se convirtió en estrella al alcanzar una temperatura central de 10^6 K (Palla & Stahler, 1999) y comenzó a tener reacciones termonucleares en su núcleo.

Nos centraremos en el caso de una estrella con una masa de 1 M_{\odot} , la fusión del hidrógeno será su fuente de energía a través de la cadena protón-protón, donde dos protones chocan y emiten un neutrino y un positrón;

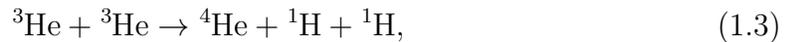


Nuestro nuevo núcleo tendrá un protón y un neutrón, tendrá la misma carga del hidrógeno, pero con una masa atómica superior, a este átomo de hidrógeno se le conoce como deuterio ${}^2\text{H}$ (isótopo del hidrógeno), una vez formado el deuterio un

núcleo de hidrógeno chocará con uno de deuterio produciendo la siguiente reacción;



esto es un nuevo núcleo con dos protones y un neutrón y energía radiante en forma de fotón (partícula γ), una vez producido el suficiente ${}^3\text{He}$ en la estrella se inicia la siguiente reacción que es la interacción entre dos núcleos de este isótopo de helio;



de esta interacción se obtiene un núcleo de ${}^4\text{He}$ que es muy estable y está formado por dos protones y dos neutrones. Esta serie de reacciones consta de varias etapas que involucran la fusión de núcleos de hidrógeno para formar núcleos de helio. A lo largo de este proceso, cuatro protones (núcleos de hidrógeno) se fusionan para formar un núcleo de ${}^4\text{He}$ y dos neutrinos, además de dos positrones.



A temperaturas y densidades tan altas los protones superan la repulsión electrostática lo que hace posible la fusión nuclear. El efecto túnel también es crucial para que este proceso ocurra, los protones deben superar la barrera de Coulomb y este efecto facilita la superación de la barrera de energía para fusionarse y liberar energía.

La etapa más larga de la vida de una estrella es precisamente está en la que se transforma el hidrógeno en helio, conocida como Secuencia Principal (SP). En la Figura 1.2 se muestra la SP en el diagrama de Hertzsprung-Russell (HR) para una estrella de masa similar a la del Sol. Este diagrama que permite visualizar la evolución de las estrellas, representa la luminosidad de una estrella (o magnitud absoluta) en función de la temperatura superficial (o color). La SP, que va desde el extremo superior izquierdo y atraviesa diagonalmente la gráfica, es una región del diagrama HR en la que se encuentran la mayoría de las estrellas del universo. Las estrellas más masivas, con luminosidad y temperatura altas, se encuentran ubicadas en la parte superior izquierda mientras que las estrellas menos masivas, más frías y menos luminosas, se

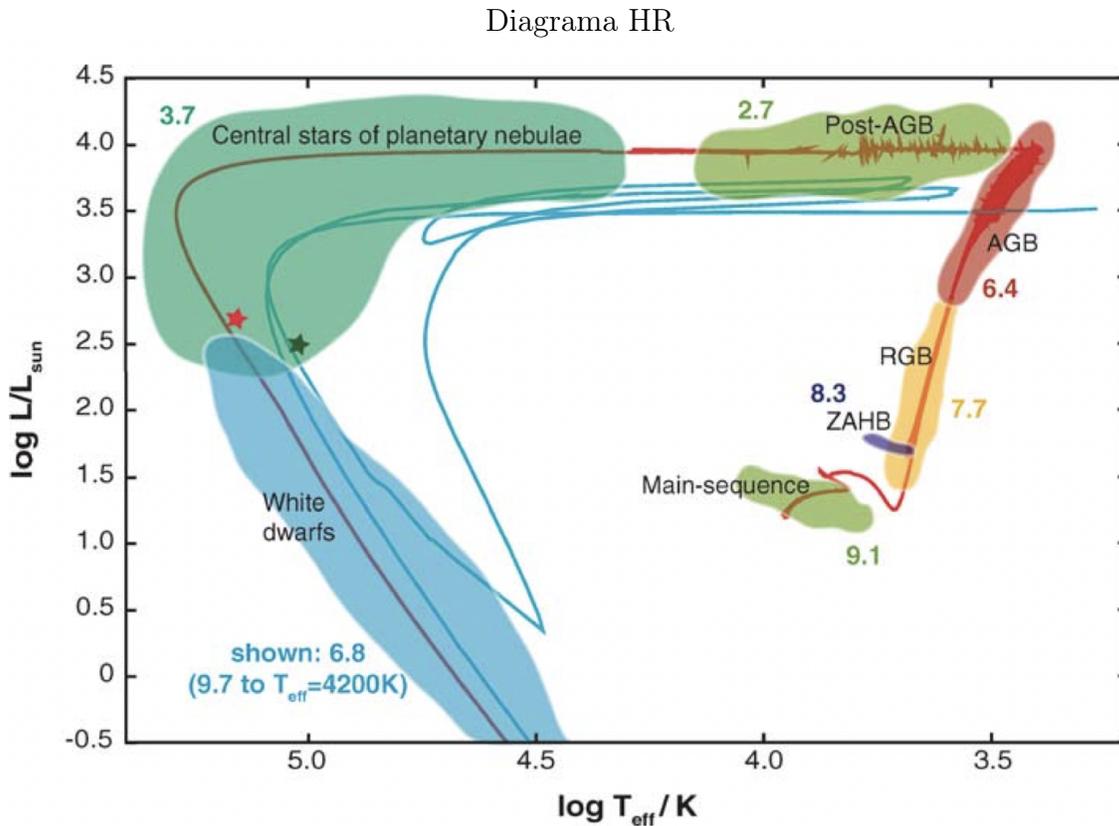


Figura 1.2: Diagrama de Hertzsprung-Russell (HR) que describe la evolución de una estrella con una masa inicial de $2M_{\odot}$. Crédito: (Herwig, 2005)

encuentran en la parte inferior derecha.

En el caso de una estrella como la nuestra, es decir el Sol, seguirá este proceso de transformación de hidrógeno en helio por aproximadamente unos 5 Gyr. Cuando se esté terminando la materia prima de este proceso las reacciones nucleares serán cada vez menos frecuentes lo que hará que la fuerza de gravedad venza a la presión, dando como resultado la contracción de la estrella, elevando su temperatura en el núcleo hasta 200 millones de grados, lo cual producirá una expansión de las capas externas de la estrella, dejando en la parte interna un núcleo muy denso y caliente mientras que en las capas más externas tendremos algo menos denso y caliente, obteniendo así una estrella Gigante Roja. Esta nueva fase origina nuevas reacciones nucleares entre los núcleos de helio comenzando con la creación de elementos más pesados cuando el núcleo estelar alcanza una temperatura de 200 millones de grados, como el carbono o el oxígeno mediante el proceso triple-alfa, en este punto la estrella desciende

ligeramente tanto su luminosidad como su tamaño. Este proceso triple-alfa consiste en la transformación de tres núcleos de ^4He en uno de ^{12}C . En este punto la estrella se mueve en el diagrama HR a la rama asintótica de las gigantes (AGB). La estructura de estas estrellas es: el núcleo está formado por oxígeno y carbono, rodeado por una cáscara de fusión de helio, rodeada de una cáscara de fusión de hidrógeno y finalmente una envoltura de hidrógeno.

Cuando el helio en el núcleo de la estrella empieza a agotarse esta quemará el helio en capas externas, y disminuirá su temperatura superficial lo que la lleva a hincharse hasta un tamaño de aproximadamente el doble de su tamaño en la fase de gigante roja. En esta fase la estrella alcanza su mayor luminosidad y se queda sin combustible nuclear, pero la estrella aún puede reactivar el quemado de hidrógeno en una capa externa, la posibilidad de quemar hidrógeno y helio traerá inestabilidad que dará lugar a pulsos térmicos los cuales causan la pérdida de masa de la estrella. Esta estrella acabará expulsando sus capas exteriores que serán ionizadas por el núcleo caliente de la estrella formando la nebulosa planetaria. En el final de esta etapa la estrella será una enana blanca.

Las enanas blancas son estrellas sumamente densas y compactas, la temperatura efectiva de una enana blanca es de aproximadamente 10,000 K (M. Eugenia, 2019) lo que la hace más caliente que el Sol. En resumen, las NPs son una fase al final de muchas estrellas de masa baja e intermedia (con menos de $8 M_{\odot}$). La fase de NP tiene una duración muy breve en comparación con otras fases de la vida de estas estrellas, entre 10,000 y 100,000 años dependiendo de la masa inicial de la estrella (Castrillón, 2021).

1.3. Algunas nociones de espectroscopía

El análisis espectral que se hace de las NPs proporciona información útil sobre los parámetros físicos del gas (como la densidad y la temperatura electrónicas) y sobre las abundancias químicas. Este análisis se remonta al año 1666 cuando Sir Isaac Newton demostró, con su experimento del prisma, que la luz del Sol estaba compuesta de

varios colores. Mediante el estudio del espectro solar se comprobó que este mostraba líneas oscuras producidas por la absorción de luz por parte de los átomos presentes en la atmósfera solar. La espectroscopía permite estudiar los diferentes elementos químicos presentes en atmósferas estelares y nebulosas del medio interestelar. En 1823 Joseph Von Fraunhofer logró observar cerca de 600 líneas oscuras en el espectro solar (M. Elizabeth, 2009) de las cuales logró medir la longitud de onda de 324.

El átomo de helio (segundo elemento más abundante del universo después del hidrógeno) fue el primer elemento químico en ser descubierto fuera de la tierra. Durante la observación de un eclipse solar, el astrónomo Norman Lockyer (Gasque Silva, 2000) determinó una línea con longitud de onda de 587,49 nm, la cual no pudo ser atribuida a ningún elemento, se pensó que solo se encontraba en el Sol y lo nombró Helio.

Fue Kirchhoff quien hizo las primeras identificaciones de líneas de absorción de Sodio, Hierro, Magnesio y algunos otros elementos pesados en el espectro solar. En años posteriores Anders Ångström identifica hidrógeno en la atmósfera del Sol y en 1864 William Huggins identifica la presencia de hidrógeno, hierro, sodio y calcio mientras estudia los espectros de otras estrellas. El 29 de agosto de ese mismo año Huggins toma una fotografía del primer espectro de una NP, la Nebulosa Ojo de Gato (NGC 6543) pero no encuentra las líneas de absorción como en el caso del Sol, sino que observó unas pocas e intensas líneas de emisión. Algunas de ellas eran líneas de Balmer del hidrógeno (ver figura 1.3) y otras permanecieron sin identificar durante algún tiempo.

Cuando el físico Gustav Kirchhoff y su colega el químico y físico Robert Bunsen publican su trabajo sobre el patrón único de las líneas espectrales, hacen posible que se pueda determinar la composición química por medio del estudio del espectro. Las leyes de Kirchhoff ofrecen la posibilidad de saber la naturaleza de la fuente emisora, esto con el tipo de espectro que producirá:

- Un objeto sólido o un gas caliente, denso y sometido a altas presiones producirá un espectro continuo, sin ninguna línea espectral. La fuente emite en todo el rango electromagnético.

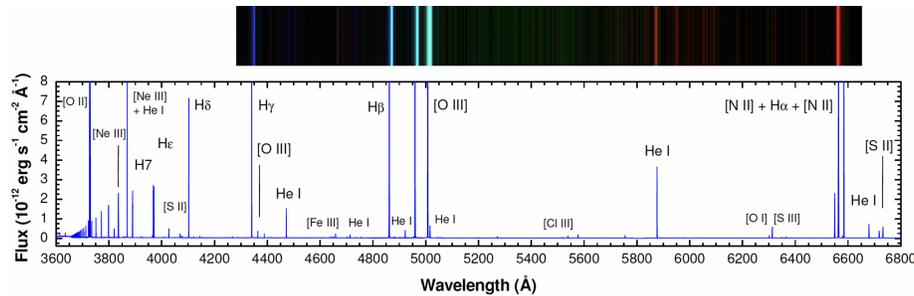


Figura 1.3: Espectro de la nebulosa de Orión, mostrando las líneas de Balmer del hidrógeno y elementos pesados. Tomado de la tesis doctoral de Ángel R. López-Sánchez.

- Un gas caliente, poco denso y a presiones bajas produce un espectro de líneas brillantes que se conoce como líneas de emisión. Estas líneas son las que se tienen en las NPs.
- Un gas frío, esparcido, poco denso frente a una fuente muy caliente y densa producirá líneas oscuras superpuestas al espectro continuo de la fuente caliente. A estas líneas se les llama de absorción.

Catalogar los espectros de varios elementos fue posible gracias a las leyes espectroscópicas enunciadas por Kirchhoff y Bunsen.

Cuando se empezó a estudiar el espectro de las nebulosas, muchos científicos midieron unas líneas que coincidían en el espectro con líneas verdes a 495.89 nm y 500.98 nm, las cuales no se pudieron ajustar a ningún elemento químico conocido en la tierra, los astrónomos de la época creyeron que se trataba de un nuevo elemento exclusivo de las NPs y se le dio el nombre de *Nebulio*, *Nebulo* o *Nefelio*. Sin embargo, cuando se trató de incorporar a la tabla periódica no se encontró lugar para un nuevo elemento con un peso atómico tan bajo.

Pasaron 60 años, para que Bowen (1979) demostrara que las líneas adjudicadas al *Nebulio* eran en realidad líneas prohibidas de oxígeno dos veces ionizado [O III]. El término de líneas prohibidas se debe, no necesariamente porque violaran las leyes de la física, sino más bien a que estas líneas eran imposibles de replicar en un laboratorio en la tierra, ya que era necesaria una densidad extremadamente baja (más baja que el mejor vacío obtenido). En las NPs ocurren estas condiciones donde las densidades

son tan bajas, de modo que los electrones en un estado excitado, que en condiciones terrestres decaen rápidamente por colisiones, pueden decaer radiativamente al estado base, dando lugar a las líneas prohibidas. Bowen (1979) encontró ocho líneas nebulares muy intensas que eran líneas prohibidas: entre ellas líneas del nitrógeno ionizado [N II] con $\lambda = 654.8nm$ y $\lambda = 658.4nm$, oxígeno ionizado [O II] con $\lambda = 372.7nm$, y oxígeno doblemente ionizado [O III] con $\lambda = 495.9nm$ y $\lambda = 500.7nm$

La naturaleza de las NPs hizo sencilla la identificación de estos objetos usando un prisma, ya que, mientras que una estrella muestra un espectro continuo que tiene líneas de absorción, las NPs muestran un espectro caracterizado por líneas de emisión intensas. Esta técnica ayudó a descubrir nuevas NPs en el Observatorio de Harvard entre 1890 y 1910 y, a principios de 1960, con el telescopio de 10 pulgadas en el Observatorio Mount Wilson. Posteriormente, la cámara fue trasladada a Sudáfrica por Karl Henize donde se descubrieron nuevas NPs en el cielo del hemisferio sur. A principios de la década de 1950, George Abell usó una colección fotográfica del atlas del cielo tomada en el Observatorio Palomar de la National Geographic Society para descubrir nuevas NPs.

Mientras tanto en México Guillermo Haro llevaba acabó una investigación donde utilizando la cámara astrofotográfica de tipo Schmidt del Observatorio de Tonantzintla en Puebla, junto con un prisma obtuvo placas espectroscópicas tomadas entre los años 1949 y 1951. Se identificaron 67 nuevas nebulosas planetarias (Haro, 1952). (Peimbert & Batiz, 1960) identificaron algunos objetos que por sus características espectroscópicas y apariencia llevaron a clasificarlas como nebulosas planetarias no conocidas hasta entonces. Se comparó con una lista de 537 objetos del Dr. Lubos Perek, ninguna de las planetarias que se presentan en este trabajo aparecieron en la lista del Dr. Perek. En este trabajo se identificaron 10 nuevas nebulosas planetarias. Por otro lado (Peimbert & Costero, 1961) encuentran 14 nuevos objetos cuyas características conducen a clasificarlos como nebulosas planetarias no identificadas con anterioridad.

En la década de 1920, con el desarrollo de la teoría cuántica, se combinó el conoci-

miento teórico de la Física Cuántica con las observaciones de las líneas nebulares para determinar la temperatura y la densidad de las NPs así como la abundancia de cada elemento atómico en relación con el hidrógeno. (Kwok, 2001) menciona que el pionero en este campo fue Donald H. Menzel del Observatorio de Harvard junto con su alumno Lawrence Aller, quien se convirtió en responsable de gran parte del desarrollo de la física moderna de las nebulosas transformando la astronomía de una ciencia puramente observacional a una disciplina moderna de la astrofísica. Los primeros en catalogar sistemáticamente estos objetos fueron Lubos Perek y Lubos Kohoutek. En 1964 tenían un catálogo de más de 1000 NPs. A finales del siglo XX ya se conocían alrededor de 1500 NPs en la Vía Láctea.

Capítulo 2

El problema de la discrepancia de abundancias en nebulosas planetarias

Se conocen dos tipos de nebulosas de emisión por fotoionización, las cuales brillan como consecuencia de la interacción de los fotones ultravioleta que son emitidos por una o más estrellas calientes y de los átomos que componen el gas. Estos dos tipos son las regiones H II, que son las excitadas por estrellas masivas y jóvenes, y las nebulosas planetarias, cuya fuente de ionización es una estrella de baja masa evolucionada, cuasi enana blanca.

En la presente tesis solo nos enfocaremos en hablar sobre las Nebulosas planetarias (NP).

2.1. Mecanismos de emisión

Hay tres mecanismos principales que producen líneas de emisión:

- Líneas de Recombinación (RLs): Se producen cuando un átomo ionizado se encuentra con un electrón libre con el que se puede recombinar para formar un ion menos ionizado que original. El electrón capturado queda en un nivel excitado del ión y buscará alcanzar el estado base decayendo por medio de transiciones radiativas. Cada transición generará un fotón que producirá las líneas de estudio, llegando así el ión en ocasiones a su nivel fundamental. Estas

líneas son conocidas como líneas permitidas debido a que satisfacen las reglas de selección para una transición de dipolo eléctrico. La mayoría de las RLs brillantes provienen de hidrógeno y helio aunque también se producen líneas de elementos pesados como el carbono, nitrógeno, y oxígeno, pero son más débiles debido a su menor abundancia.

- Líneas de excitación colisional (CELs): Las líneas excitadas colisionalmente o líneas prohibidas, tienen una probabilidad muy baja de ocurrir (ya que tienen que violar alguna de las reglas de selección). Ocurren en un lugar con muy baja densidad. Ocurren en un ion que pueda alcanzar un estado excitado de mayor energía necesitando la ayuda de electrones libres y por medio de energía cinética transferida al ion se producirá un aumento de excitación, el ion vuelve a su estado de menor energía por medio de transiciones radiativas, éstas generaran fotones prohibidos o de excitación colisional.
- Fotoexcitación: Algunas de las líneas permitidas de elementos como el oxígeno son más brillantes que lo esperado por recombinación porque son excitadas por la luz de las estrellas o por otras líneas nebulares. El ejemplo a estas líneas son las de Bowen que se producen porque hay coincidencia entre las longitudes de onda de dos líneas. Algunos de los fotones emitidos por los átomos de He^{++} son absorbidos por los átomos de O^{++} y luego re emitidos. Ya que la interpretación de las líneas de fluorescencia es complicada es preferible que no se utilicen para derivar parámetros físicos o químicos en nebulosas y de hecho es importante identificarlas para evitarlas en los cálculos.

La mayoría de las líneas más fuertes en nebulosas ionizadas son CELs (Osterbrock & Ferland, 2006).

2.2. La discrepancia de abundancias y el ADF

Uno de los problemas más importantes en el estudio de las abundancias de elementos químicos de NPs y regiones H II es que las abundancias calculadas con líneas

de recombinación (RLs) y con líneas de excitación colisional (CELs) no son iguales. La diferencia entre ambas recibe el nombre de factor de discrepancia de abundancias (ADF por sus siglas en inglés). Esteban et al. (2009) define el ADF como la diferencia logarítmica entre las abundancias derivadas de los RLs y CELs, posteriormente la definición es solo el cociente de abundancias (sección 3.2)

$$ADF(X^{i+}) = \log(X^{i+}/H^+)_{RLs} - \log(X^{i+}/H^+)_{CELs} \quad (2.1)$$

donde X^{i+} corresponde al estado de ionización i del elemento X .

Este problema está presente tanto en NPs como en regiones H II pero alcanza valores más extremos en las primeras. El ADF típico en regiones H II está entre 1.5 y 3 (Peimbert et al., 2017) mientras que para las NPs los valores se encuentran entre 1.5 y 5 (Corradi et al., 2015; Peimbert et al., 2017). Los valores más extremos que se han encontrado en la literatura son los de las NPs Abell 30, Abell 46, Abell 58 y Hf2-2, con valores de 700 (Wesson et al., 2003), 120 (Corradi et al., 2015), 90 (Wesson et al., 2008) y 83 Wesson et al. (2018), respectivamente.

2.2.1. Posibles explicaciones del ADF en NPs

Este problema lleva aproximadamente 75 años sin resolverse (Wyse, 1942). Han surgido muchísimos intentos para conocer de dónde proviene esta discrepancia. A continuación haremos un recuento cronológico de las teorías más estudiadas y mencionadas recabadas por García-Rojas et al. (2019).

Osterbrock (1960) menciona que la inhomogeneidad en densidades y la morfología de las nubes pueden ser los causantes de esta discrepancia.

Peimbert (1967) encuentra que las temperaturas electrónicas T_e calculadas a partir de la discontinuidad de Balmer del H I son considerablemente menores que las derivadas mediante las líneas prohibidas de [O III] y propone la variación en la estructura espacial de temperaturas de las nebulosas gaseosas como posible causa de la discrepancia de abundancias.

Peimbert & Costero (1969) proponen un esquema para corregir abundancias calculadas a partir de CELs por la presencia de una falta de homogeneidad en la temperatura.

Torres-Peimbert et al. (1980) proponen por primera vez que las causas de la discrepancia en abundancias entre líneas CELs y RLs podrían ser explicados si se consideran las variaciones de temperatura espacial sobre el volumen observado. A dichas fluctuaciones de temperatura en estas nebulosas foto-ionizadas surgieron posibles causas para su explicación.

Liu et al. (2000) proponen un modelo nebular donde estas regiones tiene incrustaciones rica en metales con una deficiencia de H . Esta hipótesis se probó para A 30 (Wesson et al., 2003) y A 58 (Wesson et al., 2008), estas NPs presentan un ADF de los más altos. El origen de estas posibles inclusiones sigue siendo una tema de debate, Henney & Stasińska (2010) enlistan algunas de las soluciones para NPs.

Wesson et al. (2003) explican el origen de los nodos de A 30 usando el escenario de “renacimiento” en el que la estrella central de la NP alcanza la etapa de enana blanca y experimenta un pulso de helio tardío, lo que provoca una nueva eyección de materia altamente procesada en la vieja NP (Iben Jr et al., 1983). Caso similar pasa en A 58 que es una NP deficiente de hidrógeno, morfológicamente similar a A 30 que contiene un nodo deficiente de hidrógeno (Guerrero & Manchado, 1996) así pues, el nudo fue expulsado en una explosión similar a una nova presumiblemente como un pulso de helio tardío. Existen algunas dificultades en este escenario de *renacimiento* (conocido en inglés como born-again), ya que la teoría nos dice que el material expulsado será rico en carbono (Iben Jr et al., 1983). Puede ser que algunas NPs deficientes de hidrógeno estén relacionadas con las novas clásicas.

En algunas NPs con un ADF extremo pueden existir regiones frías, ionizadas y ricas en elementos pesados. Estas discrepancias en lugar de implicar incertidumbres muy grandes en la determinación pueden reflejar el hecho de que los CELs y RLs muestran diferentes partes de una nebulosa con condiciones físicas muy diferentes (Wesson et al., 2003).

García-Rojas & Esteban (2007) proponen que el ADF en NPs extremas tiene un origen de su discrepancia distinto al de las regiones H II y NPs cuyos ADF se encuentran dentro de lo “normal”.

Nicholls et al. (2012) sugieren que una distribución de energía fuera de equilibrio de Maxwell-Boltzman de los electrones libres, podría explicar las discrepancias de abundancias debidas a la presencia de una larga cola de electrones hipertérmicos que contribuyen a un aumento en la intensidad de los CELs. Sin embargo, tuvieron poco apoyo teórico (Draine & Kreich, 2018) y observacional (Zhang et al., 2016). Ferland et al. (2016) demostraron que la distancia sobre la que cambian las tasas de calentamiento es mucho más larga que las distancias sobre las que pueden viajar los electrones hipertérmicos y que las escalas de tiempo para termalizar a estos electrones son mucho menores que las escalas de calentamiento o enfriamiento.

Corradi et al. (2015) hacen un estudio a tres de nebulosas con un ADF superior al normal, A 63, Ou 5 y A 46. El ADF de A 43 es el segundo más alto registrado en una planetaria, solo por debajo de A 30, la cual también podría contener un sistema binario (Wesson et al., 2003). A 46, A 63 y Ou 5 tienen estrellas centrales binarias, con períodos orbitales cortos (10 h), se observa que la emisión de RLs aumenta en regiones centrales de las NPs y donde el ADF alcanza un valor superior.

Las teorías antes mencionadas son las más estudiadas como posibles soluciones a estas discrepancias, se destaca que el origen del problema puede presentar diferentes soluciones dependiendo de sus orígenes físicos (Espíritu & Peimbert, 2021) aunque algunas se han adaptado bastante a ciertos grupos de NPs, ninguno de estos escenarios ha reproducido completamente el comportamiento observado entre RLs y CELs, por lo tanto no se ha llegado a la solución en este problema.

Peimbert et al. (2017) dividen a las NPs en dos grupos. El primero está formado por las NPs clásicas que proceden de una estrella aislada y tienen una composición química homogénea. Los ADFs en este grupo de NPs se encuentran entre 1.4 y 10, con un valor típico de 2.3. No tienen inclusiones gaseosas de alta densidad o de temperatura baja, también tienen masas ionizadas típicas en el rango de $0.05 M_{\odot}$ a $0.40 M_{\odot}$.

El segundo grupo está formado por NPs con una composición química no homogénea que tiene inclusiones ricas en elementos pesados de alta densidad y baja temperatura en la envoltura gaseosa, posiblemente producidos por una binaria cercana y valores del ADF entre 10 y 100, estas NPs presentan grandes inhomogeneidades de temperatura.

2.3. Objetivos de este trabajo

El objetivo principal de esta tesis es explorar si existe una relación entre la masa ionizada y el ADF utilizando una muestra de NPs lo más extensa posible que incluye tanto NPs con estrella binaria como otras que, en principio, no lo son. Corradi et al. (2015) proponen dos grupos de NPs y son caracterizados posteriormente de una forma más clara por Peimbert et al. (2017), se espera que un mayor ADF esté asociado a una masa ionizada menor.

En el Capítulo 3 se recopilan todos los parámetros necesarios para obtener la masa ionizada de las NPs así como los ADFs. En el Capítulo 4 se muestran y discuten los resultados. Finalmente, en el Capítulo 5 se presentan las conclusiones.

Capítulo 3

Cálculo del ADF y la masa ionizada

3.1. La muestra de nebulosas planetarias

La muestra estudiada en este trabajo consiste en 164 nebulosas planetarias (NPs) galácticas recopiladas por R. Wesson¹. Se selecciona este grupo de NPs por ser el más numeroso con medidas de ADF disponibles en la literatura. La Tabla A.1 contiene el nombre de todas las NPs estudiadas en este trabajo, especifica si sus estrellas centrales son o no binarias, se listan sus distancias heliocéntricas, coordenadas galácticas, el diámetro, coordenadas X_G , Y_G y Z_G y radio galactocéntrico R_G , en kilopársec.

Las coordenadas galácticas permiten una descripción más adecuada de la posición de los objetos en relación con el plano galáctico y el centro de la galaxia. La longitud galáctica (l) representa el ángulo que forma la proyección del objeto en el plano galáctico y la posición del Sol con respecto a la dirección Sol-centro galáctico, mientras que la latitud galáctica (b) representa el ángulo que forma la posición del objeto y el Sol con respecto al plano galáctico. Como se puede apreciar en la Figura 3.1 la longitud y latitud del Sol tienen ambas un valor de 0° .

Las distancias heliocéntricas (D) que se han usado son de Hernández-Juárez et al. (2023)

¹<https://www.nebulousresearch.org/adfs/>

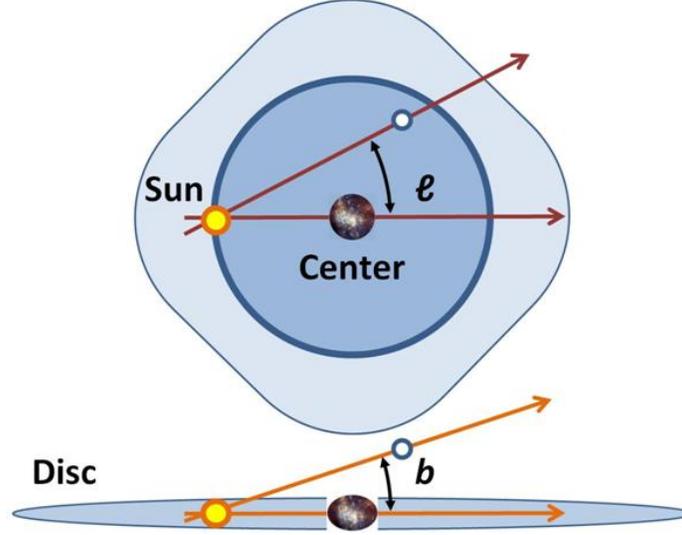


Figura 3.1: Diagrama que muestra la definición entre longitud (l) y latitud (b) galáctica. Imagen tomada de: <https://programmerclick.com/article/20911164525/>

Las coordenadas X_G , Y_G y Z_G vienen dadas por las siguientes ecuaciones:

$$X_G = D \cos b \cos l, \quad (3.1)$$

$$Y_G = D \cos b \sin l, \quad (3.2)$$

$$Z_G = D \sin b. \quad (3.3)$$

Las coordenadas del Sol son $X_G = 0$ kpc, $Y_G = 0$ kpc y $Z_G = 0$ kpc.

La distancia galactocéntrica se calcula como:

$$R_G = \sqrt{(X_G - X_{CG})^2 + (Y_G - Y_{CG})^2}, \quad (3.4)$$

donde X_{CG} y Y_{CG} son las coordenadas del centro galáctico, $X_{CG} = 8$ kpc, $Y_{CG} = 0$ kpc, $Z_{CG} = 0$ kpc (Stanghellini & Haywood, 2010)

La Figura 3.2 muestra la distribución de las NPs en coordenadas galácticas. En azul se muestran las NPs con una estrella central binaria identificada (en adelante NPb) y en verde el resto de NPs. Se observa una concentración de NPs cerca del centro galáctico ($l = 0^\circ$, $b = 0^\circ$), esta concentración disminuye conforme nos acercamos al anti centro galáctico ($l = 180^\circ$, $b = 0^\circ$). Casi todas las NPs tienen latitudes en el

intervalo $-30 < b < 40$. Encontramos que las NPs con latitudes más extremas son BoBn1 que tiene un valor de $b = -76.1$ y H4-1 con un valor $b = +88.1$, estas NPs se localizan en el halo de la galaxia y las podemos identificar a simple vista en la figura 3.2

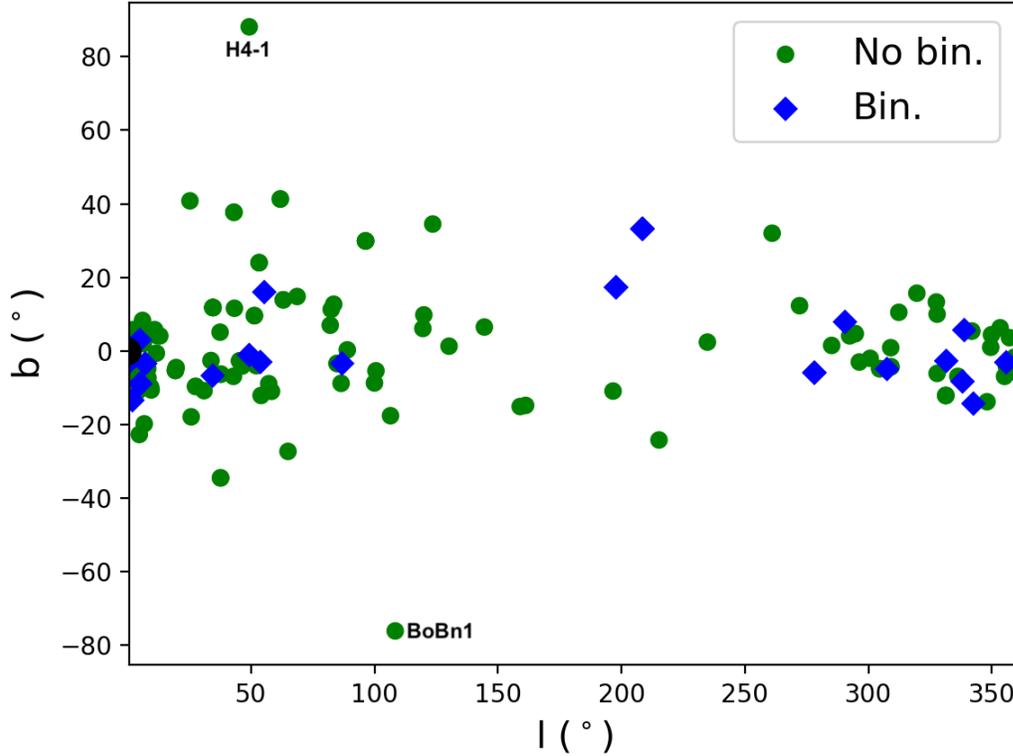


Figura 3.2: Latitud galáctica con respecto a la longitud galáctica para la muestra de NPs. En azul los objetos con una estrella central identificada como sistema binario y en verde los que no se les conoce estrella binaria.

La Figura 3.3 muestra la posición de las NPs en coordenadas X_G y Y_G . Igual que en la figura anterior, los puntos azules representan las NPs con una estrella central binaria identificada, éstas se encuentran en la región $-1.8 \text{ kpc} < X_G < 8.8 \text{ kpc}$ y $-2.6 \text{ kpc} < Y_G < 5.3 \text{ kpc}$, mientras que las NPs que no contienen un sistema binario se ubican en la región $-4.4 \text{ kpc} < X_G < 26 \text{ kpc}$ y $-37.6 \text{ kpc} < Y_G < 19.4 \text{ kpc}$. La NP con el valor más alto de Y_G es Sp4-1, un objeto del halo galáctico con $Y_G = 19.39 \text{ kpc}$. La NP con un valor más alto de X_G es Hen2-436 con $X_G = 26.02 \text{ kpc}$ que se observa a simple vista en la figura. Esta NP se encuentra en la galaxia enana

esferoidal Sagitario, la cual forma parte del grupo local por lo que tiene un valor alto para el eje X.

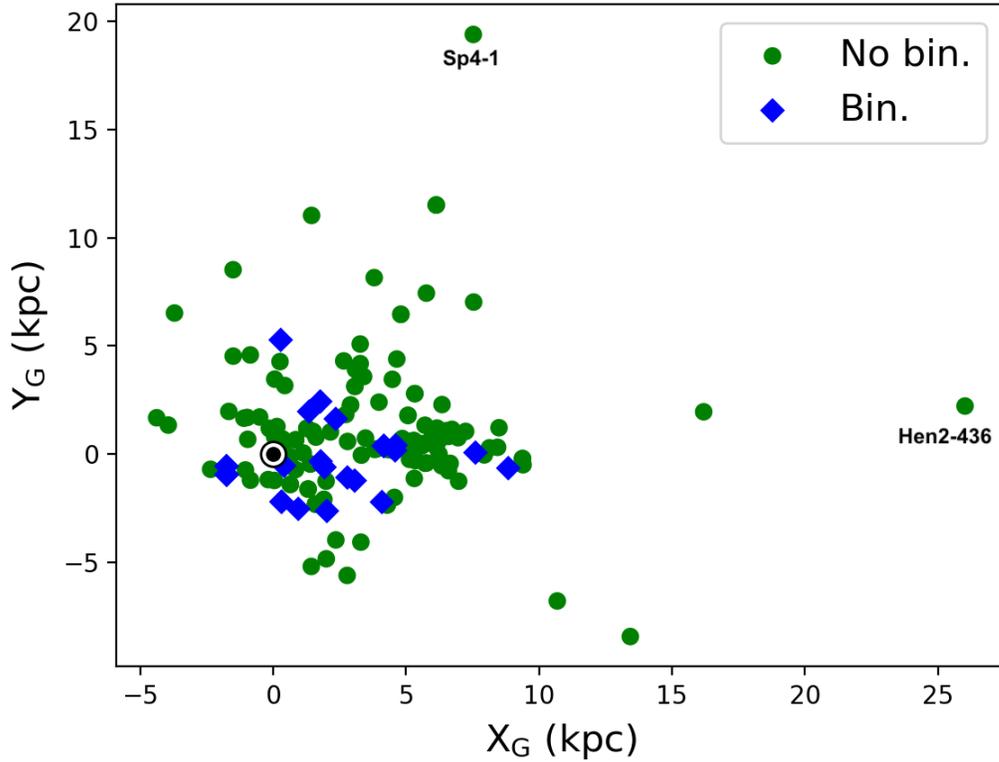


Figura 3.3: Valores de X_G con respecto a los valores Y_G . En azul los objetos con una estrella central identificada como sistema binario y en verde los que no contienen estrella binaria..

Finalmente en las Figura 3.4 muestra la distribución de las NPs en el plano Z_G y R_G . Se observan casi todas las NPs de la muestra, ya que se delimitó la gráfica para valores entre $-30 < Z_G < 30$ y de $0 < R_G < 20$. En general las alturas son muy pequeñas ($-5 \text{ kpc} < Z_G < 5 \text{ kpc}$), con algunas excepciones que son visibles. Todas las nebulosas con estrella binaria tienen valores entre $-1.1 \text{ kpc} < Z_G < 1.31 \text{ kpc}$, mientras que los valores de R_G son positivos y se encuentran entre $0.4 \text{ kpc} < R_G < 9.8 \text{ kpc}$, en tanto que las nebulosas sin estrella binaria identificada tienen valores entre $-19.39 \text{ kpc} < Z_G < 17.4$ y $0.07 \text{ kpc} < R_G < 19.4$. Las NPs que son parte del halo no se les ha identificado binariedad debido a que están mucho más alejadas.

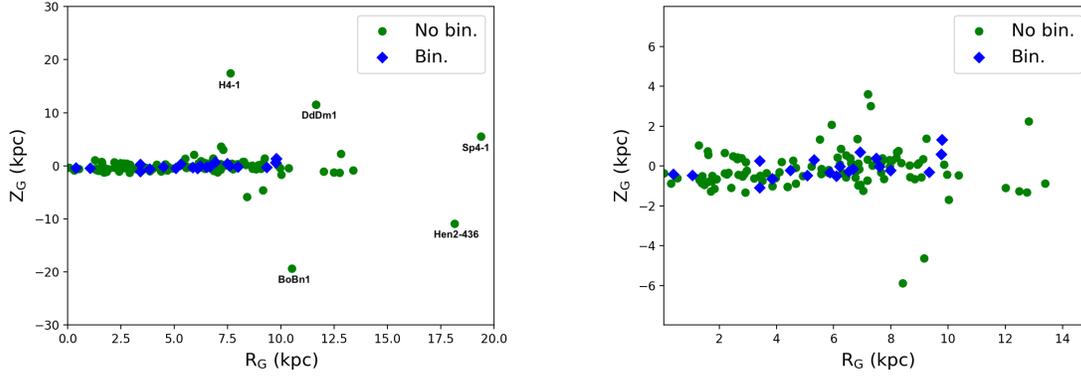


Figura 3.4: **Izquierda:** Valores de la altura sobre el plano con respecto al radio galactocéntrico. En azul los objetos con una estrella central identificada como sistema binario y en verde los que no.

Derecha: Esta es una imagen ampliada de la figura de la izquierda de un rango de -8 a $+8$ para Z_G y de 0 a 15 para R_G donde ya no se observan los objetos del Halo.

3.2. Factor de Discrepancia en Abundancias (ADF)

El factor de discrepancia de abundancias, también conocido como ADF por sus siglas en inglés, fue descrito en detalle en el Capítulo 2. Los ADF de las NPs de la muestra estudiada en este trabajo se tomaron directamente de la literatura y fueron obtenidos por los distintos autores mediante la ecuación:

$$ADF = \frac{O^{++}(RL)}{O^{++}(CEL)}. \quad (3.5)$$

que es el cociente de las abundancias de O^{++} a partir de las RLs y de las CELs. La tabla A.4 muestran los valores del ADF recopilados cuyos valores se tomaron de la página de Wesson (2023). La Figura 3.5 muestra un histograma de los valores del ADF para todas las NPs de la muestra. Se observa que tenemos una mayor concentración de NPs (más de 40 objetos) con ADF pequeños, mientras que para las NPs con una binaria se puede observar una distribución más extendida considerando las 25 nebulosas recopiladas en el presente trabajo. Observamos en la parte derecha de nuestro histograma que las nebulosas con un $\log ADF > 1.5$ son solo binarias. Se muestra un caso atípico donde el $\log ADF$ es negativo, este dato corresponde a M2-39 cuyo ADF es menor a 1, Wang & Liu (2007) mencionan que el ADF de este

objeto puede no ser preciso e indicaría que la abundancia medida con CEL es mayor.

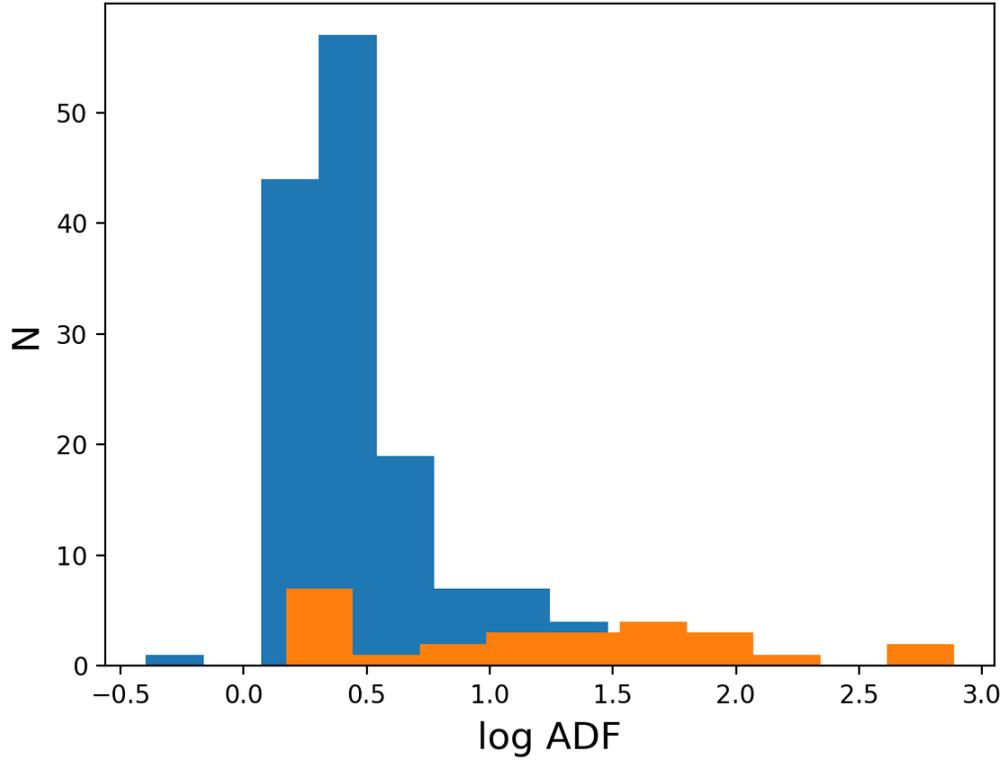


Figura 3.5: En esta figura se muestra un histograma que contiene todas las nebulosas de la muestra y el logaritmo de ADF, para ver la concentración de ADF, las barras azules indican las NP y las barras naranjas las NPb

3.3. Masa Ionizada

Stasińska et al. (2013) proponen calcular la masa ionizada de una NP de la siguiente manera:

$$M_{ion} = \frac{37.5L(H\beta)}{n_e}, \quad (3.6)$$

donde $L(H\beta)$ es la luminosidad en $H(\beta)$, M_{ion} se refiere a la masa ionizada, ambas magnitudes están en unidades solares y n_e es la densidad electrónica que se encuentra en partículas por centímetro cúbico. Entonces, para cada NP se calcularon y

recopilaron respectivamente los valores de la densidad electrónica, Tabla A.2 y la luminosidad, Tabla A.3. Estos datos los describiremos a continuación. Cabe mencionar que se tomaron en cuenta dos luminosidades ya que los flujos a los que llamamos "Globales" son aquellos en los que los autores especifican que se calculan para toda la nebulosa mientras que los flujos a los que llamamos de "Rendija" tienen que ver con el tamaño de la rendija utilizada y el tamaño de la NP. Cuando el tamaño de esta rendija era superior al tamaño de la NP, se tomaba como un dato "global", de lo contrario solo lo tomabamos como de "rendija". Cada uno de estos datos aparece en la tabla A.3. Por lo anterior, se verá que en las tablas A.3 y A.4 se tienen dos luminosidades, dos flujos, dos masas ionizadas calculadas usando la densidad dada por los iones [S II] y [Cl III].

3.3.1. Luminosidad $L(H\beta)$

La luminosidad de una NP, en unidades solares, se puede expresar como:

$$L(H\beta) = \frac{4\pi(D \times 3.1 \times 10^{21})^2 F(H\beta) \times 10^{c(H\beta)}}{3.83 \times 10^{33}}, \quad (3.7)$$

donde D es la distancia en kilopársecs (kpc), $c(H\beta)$ es el coeficiente de extinción y $F(H\beta)$ es el flujo en $(H\beta)$ ($erg\ cm^{-2}s^{-1}$). A continuación se describen estos tres parámetros y se menciona de dónde se obtuvieron (tablas A.1, A.2 y A.3).

Distancia

A continuación se resumen los métodos estadísticos e individuales que han sido utilizados para calcular las distancias de las nebulosas planetarias (la recopilación de estos métodos se ha tomado de Navarro Jiménez 2005).

Métodos estadísticos: Se basan principalmente en suponer constantes algunas de las propiedades de la nebulosa o la estrella central. Estos métodos contienen una cierta incertidumbre, ya que se hacen diferentes suposiciones que pueden no ser válidas para todas las NPs.

Método de Shklovsky: considera constante la masa ionizada de la nebulosa y con

base en esto calcula la distancia a partir del tamaño angular y la emisión en H_β corregida por extinción. Este método fue utilizado por Frew et al. (2015) y Stanghellini et al. (2008)

Masa de polvo constante: este otro método que fue propuesto por Tajitsu & Tamura (1997) se basa en los flujos infrarojos medidos con el satélite IRAS de las NPs. Se supone que los granos de polvo en las NPs emiten como cuerpo negro a cierta temperatura y se asume una masa total de polvo constante para todas las NPs.

Métodos individuales:

Métodos de paralajes trigonométricos: son utilizados para determinar distancias a objetos cercanos, solo podía ser utilizado para NPs con $D \leq 400pc$. Sin embargo recientemente el número de objetos con paralajes determinadas creció importantemente gracias al satélite GAIA.

Paralajes espectroscópicos: mediante este método es posible determinar la distancia a una estrella conociendo su tipo espectral, ya que con base en modelos podemos obtener su magnitud absoluta. Este método resulta poco útil para NPs, ya que está diseñado para estrellas de secuencia principal y no es el caso de las estrellas centrales en las NPs, sin embargo es posible utilizar el método cuando la NP es parte de un sistema binario.

Expansión de la nebulosa o paralajes de expansión: mide la velocidad de expansión radial de la nebulosa y su expansión angular aparente, con esto se puede determinar la distancia a una NP, siempre y cuando supongamos que la velocidad es constante durante el intervalo de tiempo utilizado y que el tamaño aparente de la nebulosa ya sea en el visible o en el radio aumenta con esta velocidad. Este caso es útil para NPs cercanas y se requiere observaciones de varios años.

Método de extinción: se basa en suponer la posible determinación de la relación entre el enrojecimiento interestelar y la distancia a estrellas situadas aproximadamente sobre la misma línea de visión. Una vez que se encontró la relación se puede calcular la distancia a cualquier objeto galáctico que esté localizado en la misma dirección, siempre que se determine su enrojecimiento de manera independiente. La ventaja de este método es que no depende de ningún modelo de evolución estelar ni hace gene-

realizaciones sobre la estructura o propiedades físicas de las NPs como en los métodos estadísticos.

Para el caso de las NPs estudiadas en la presente tesis, el valor de las distancias se obtuvo del trabajo de Hernandez Juárez et al., 2024, el cual recopiló las distancias heliocéntricas con menor incertidumbre, y en su trabajo menciona con que método se obtuvo esta distancia, de los ya descritos anteriormente. Solo en 4 casos no se proporcionó una distancia por lo que fueron buscadas en otras referencias.

Flujo en $H\beta$

Vamos a hablar sobre el flujo de radiación. La intensidad específica (I) mide cuánta radiación pasa por un lugar en un tiempo y dirección específicos. Imagina la luz del sol llegando a una superficie. Cuando esta luz llega desde un ángulo, medimos la energía que trae usando I. Luego, usamos un detector, como una cámara, para medir el flujo de la radiación cuando no vemos la fuente completa. Esto nos dice cuánta energía llega en total desde todas las direcciones. El flujo (F) es como una flecha que muestra la dirección de toda esa energía. Si la emisión de la fuente es igual en todas direcciones, el flujo es cero. También podemos medir el flujo en diferentes longitudes de onda de la radiación. Cuando miramos una esfera brillante en todas direcciones, el flujo que llega hasta nosotros se relaciona con la intensidad y la distancia. (Osterbrock, 1960)

Esta cantidad es un parámetro crucial para la observación de nebulosas planetarias y suele derivarse de la fotometría realizada a través de filtros de banda estrecha (Acker et al., 1991)

Los datos para el flujo en $H\beta$ se recopilaron en artículos específicos enumerados en la Tabla A.3. Mencionamos cuáles fueron las aperturas de las rendijas utilizadas, que en su mayoría fueron menores a 2 segundos de arco. Estos datos corresponden a la columna [4], que es el flujo que pasa a través de estas rendijas.

Por otro lado, nos encontramos con situaciones en las que el tamaño de la rendija era mayor que el tamaño de la nebulosa, por lo cual los consideramos "Flujos Globales"(columna [5]). Estos son aquellos flujos de objetos cuyos tamaños eran inferiores al tamaño de la apertura de la rendija o en cada artículo se especificaba que se había

calculado un flujo total. La luminosidad y el flujo luminoso están relacionados mediante la Ley del Inverso del Cuadrado de la Distancia, que describe cómo la cantidad de luz que llega a un observador disminuye a medida que aumenta la distancia desde una fuente de luz. Esta ley establece que la luminosidad (L) y el flujo luminoso (F) están inversamente relacionados de la siguiente manera:

$$L = 4\pi D^2 F \quad (3.8)$$

Coefficiente de Extinción $c(H\beta)$

El coeficiente de extinción representa la absorción de la luz que ocurre en el camino. La luz de las estrellas y objetos brillantes del universo están oscurecidas por nubes de polvo y gas que se encuentran entre el emisor y el receptor. Este coeficiente nos permite corregir el espectro observado. Usualmente se mide la razón entre dos líneas de emisión que no son afectadas por la temperatura o por la densidad del gas de nuestra nebulosa, usualmente este cociente se usa entre las líneas de $H\alpha$ y $H\beta$. El problema de la absorción es más evidente hacia el centro galáctico.

El coeficiente de extinción de las 164 NPs estudiadas en el presente trabajo se encuentra en la Tabla A.2 con sus respectivas referencias tomadas de la literatura.

$$\log \frac{I(\lambda)}{I(H\beta)} = \log \frac{F(\lambda)}{F(H\beta)} - c(H\beta)f(\lambda), \quad (3.9)$$

donde $I\lambda/I(H\beta)$ supone el valor teórico y $F\lambda/F(H\beta)$ el observado.

3.3.2. Densidad Electrónica

Osterbrock & Ferland (2006) mencionan que la densidad electrónica o la densidad de electrones puede determinarse a partir de las relaciones de intensidad medidas de pares de líneas, emitidas por un solo ion de dos niveles con casi la misma energía pero con diferentes probabilidades de transición radiativa.

La densidad electrónica en NPs es la cantidad de electrones presentes en cierta

región de la NP por unidad de volumen, por lo que una alta densidad implicaría un gran número de electrones en una región lo que tendría implicaciones en la estructura o evolución de la nebulosa. Sin embargo es importante destacar que la densidad electrónica es solo uno de los muchos factores que pueden afectar la estructura y evolución de las NPs. Estos datos se recopilaron de la literatura, se mencionan en la Tabla A.2 así como sus referencias. Nos hemos enfocado en recopilar la densidad electrónica calculada con el cociente de las líneas de [S II] $I(\lambda 6731)/I(\lambda 6716)$ y [Cl III] $I(\lambda 5537)/I(\lambda 5517)$.

Capítulo 4

Presentación y discusión de resultados

Esta tesis está inspirada en el trabajo de Corradi et al. (2015) y Peimbert et al. (2017).

Corradi et al. (2015) resaltan que los ADF más grandes se alcanzan en nebulosas planetarias cuya estrella central es un sistema de estrellas binarias cercanas. También encuentran que este tipo de objetos tienen una masa ionizada baja, entre $0.001M_{\odot}$ y $0.1M_{\odot}$.

Para comprobar si existe o no una relación entre el ADF y la masa ionizada de las NPs, estudiamos una muestra de 164 objetos, 26 de ellos con una estrella binaria identificada. A continuación se muestran los resultados obtenidos de este estudio.

Las figuras 4.1 y 4.2 muestran el logaritmo del ADF en función del logaritmo de la masa ionizada obtenida de rendijas usando las densidades electrónicas de las líneas de [S II] y [Cl III], respectivamente. Mientras que las figuras 4.3 y 4.4 muestran de igual manera la masa ionizada pero considerando un flujo total o global.

Peimbert et al. (2017) mencionan que típicamente las NPs presentan $2 \lesssim ADF \lesssim 5$, con base en esto se ve que de los 26 datos de NPs con binaria identificada (NPb) el 73.07% tienen un $ADF > 5$, el 26.93% tienen un $ADF < 2$ por lo que ninguna de las NPb cumple con $2 \lesssim ADF \lesssim 5$. Haciendo el mismo análisis para las NPs sin una binaria identificada, de las 138 NPs el 17.73% tiene un $ADF > 5$, el 27.66% tiene un

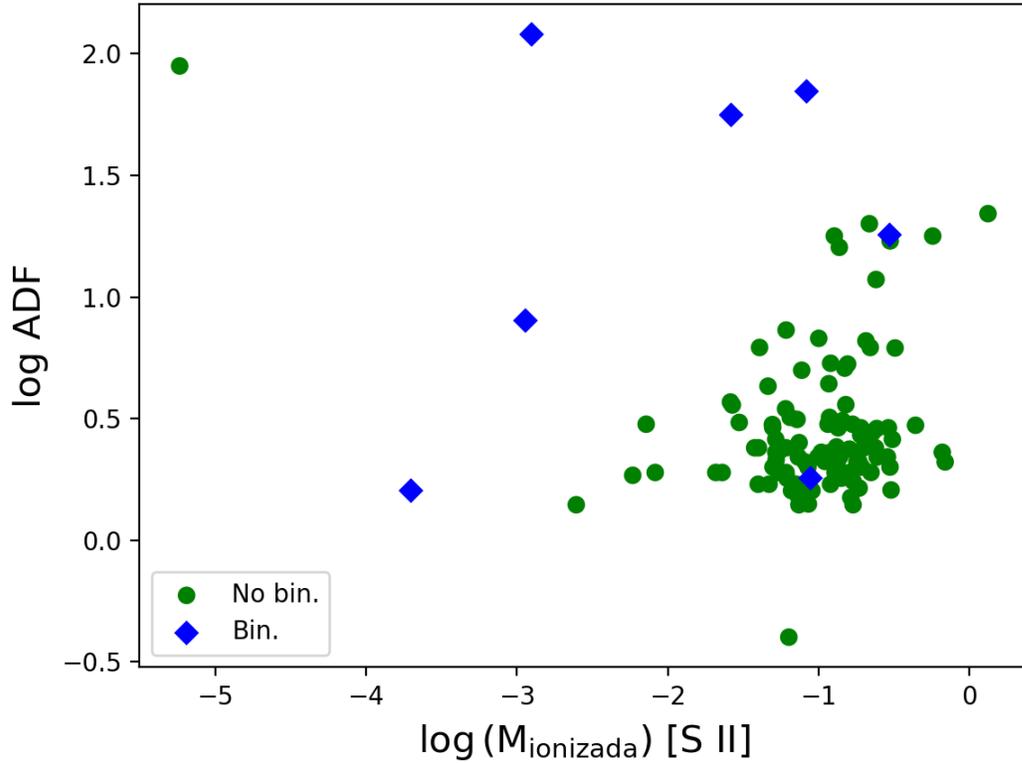


Figura 4.1: Valores del ADF con respecto a la M_{ion} obtenida con la densidad de líneas de [S II] en el caso de observaciones con rendija angosta.

$ADF < 2$ y el 54.61 % cumple con $2 \lesssim ADF \lesssim 5$. Así con estos datos podemos decir que la premisa de que las NPs con una binaria identificada son las que en su mayoría tienen los ADF más extremos es cierta, esto también se pudo observar en la figura 3.5 de la sección 3 aunque no podríamos decir que sea una condición necesaria, las NPs con ADF mayores a 5 sin binaria identificada también se muestran en la tabla A.4. Además hay NPs con una binaria identificada que no necesariamente tienen un ADF grande, tal es el caso de NGC 5189, NGC 2392, IC 4776 y MyCn 18 que tienen ADF menores que 2.

Wesson et al. (2018) concluyen que todas las NP con estrella binaria central con períodos menores de 1.15 días tendrían un $ADF > 10$ y $n_e < 1000 \text{cm}^3$. Este camino podría ser uno muy interesante, ya que en la página de donde se recopilaron las NPs, el autor nos muestra la figura 4.5 donde se compara el ADF y el período en días de

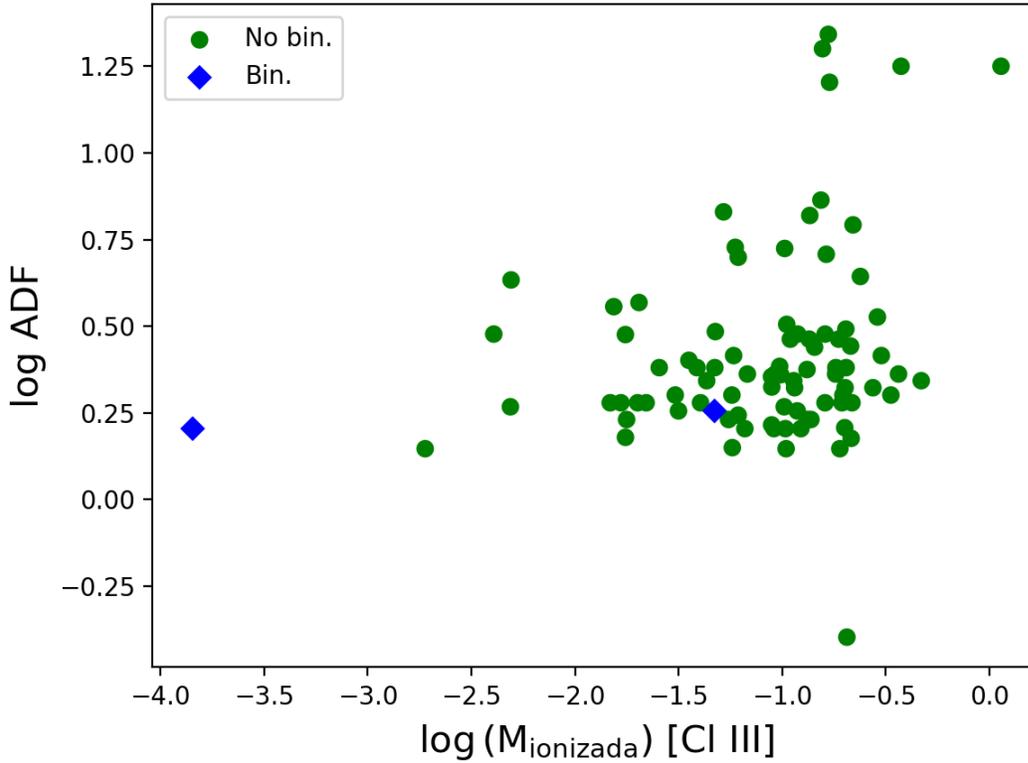


Figura 4.2: Valores del ADF con respecto a la M_{ion} obtenida a partir de la densidad de líneas de [Cl III], en el caso de rendija angosta.

22 binarias, podemos observar, como menciona el autor, que aquellas binarias con períodos más cortos tienen ADF extremos >5 , mientras que a períodos más largos el ADF es menor a 5. Se observa un caso diferente para Sp3 (Figura: 4.5).

Un dato atípico como se mencionó en la sección 3 en el que el ADF es menor a 1 es el de M2-39, (Wang & Liu, 2007) mencionan que este es un caso raro y tiene datos inusuales, por lo que lo deja fuera del análisis estadístico y se abren a la opción de mejorar los datos para saber si esta NP tiene un núcleo denso de emisión de alta excitación. Se consideran abundancias bastantes inciertas dadas sus peculiaridades como una densidad electrónica inferior a 10000 cm^{-3} y se pide manejar con precaución.

Retomando la hipótesis de Corradi et al. (2015) sobre la relación de la masa ionizada y el ADF, se realizó una gráfica donde se comparan el logaritmo del ADF

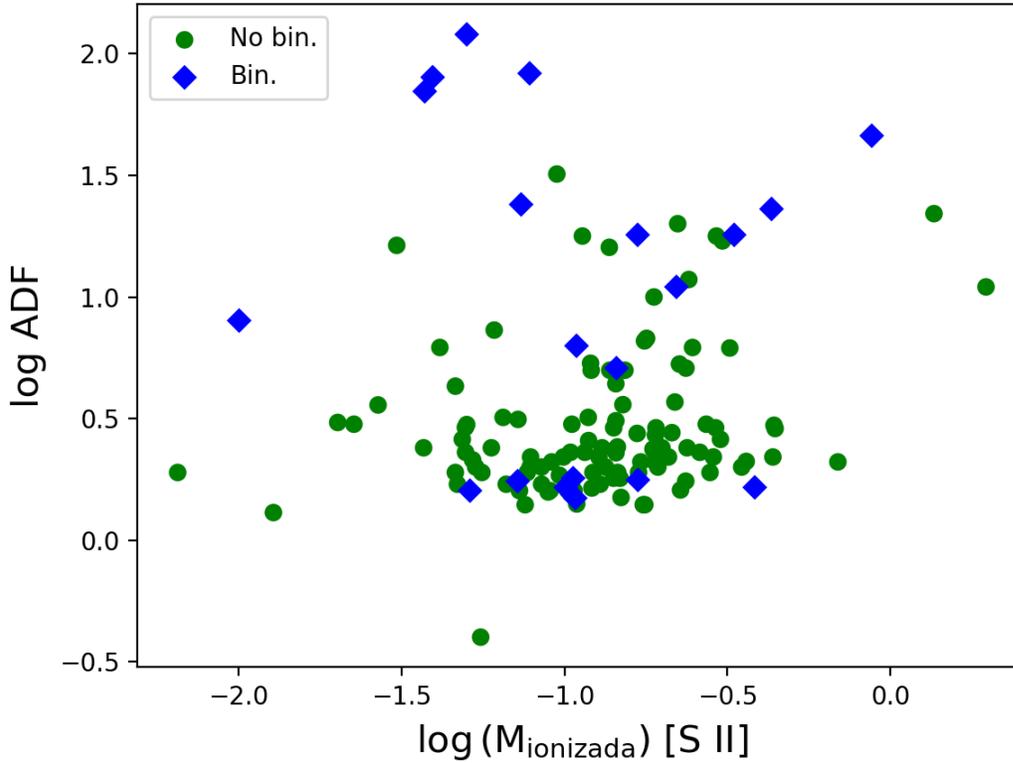


Figura 4.3: Valores del ADF con respecto a la M_{ion} obtenida con las densidades electronicas a partir de líneas de [S II](Caso global).

en función del logaritmo de la masa ionizada obtenida con la densidad del ion de [S II]. Se esperaba que en las figuras 4.1 y 4.3 los rombos azules que representan a las binarias estuvieran en la parte superior izquierda, esto solo para las que tienen un ADF extremo y mientras más pequeño fuera el ADF, los rombos se desplazarían hacia la parte inferior derecha de la gráfica. En la gráfica sí se observa que la mayoría de las NPs no binarias (círculos verdes) se encuentran concentrados en esta zona, pero para las NPs con estrella binaria no se muestra lo esperado.

En la comparación realizada en las figuras 4.2 y 4.4, se examina el logaritmo del Factor de Discrepancia en abundancias (ADF) respecto al logaritmo de la masa ionizada, considerando las densidades de las líneas de [Cl III]. En la revisión de la literatura, se observó que hay escasa evidencia de nebulosas que confirmen su participación en un sistema binario. En particular, en la figura 4.2, se encontró un limitado

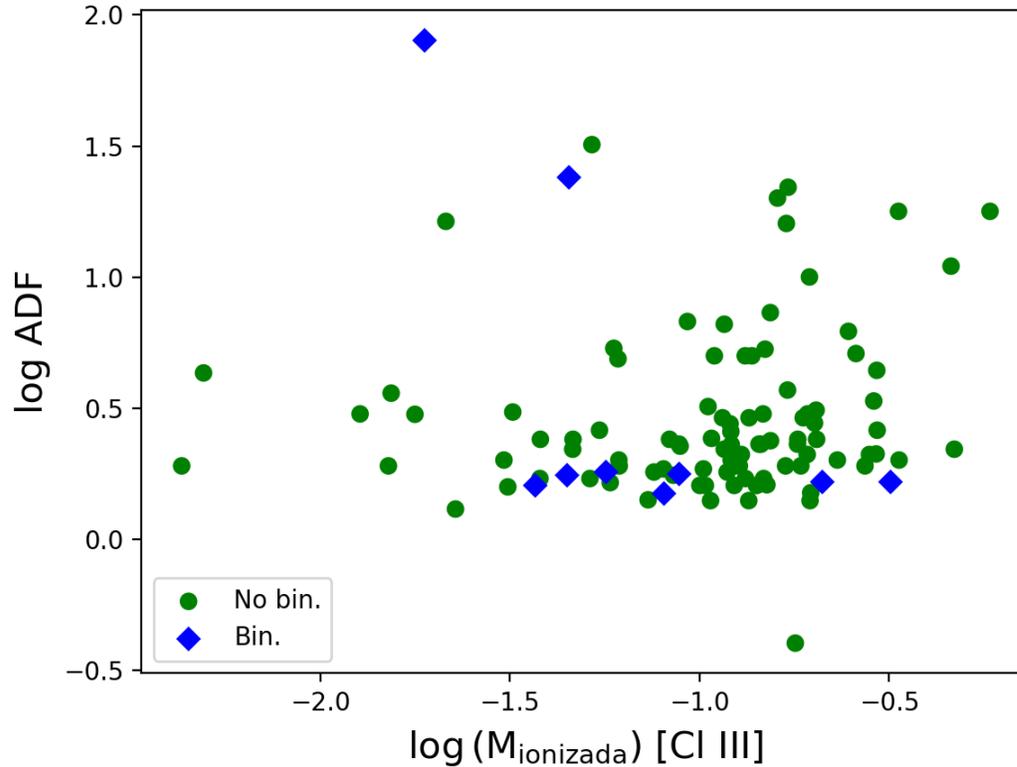


Figura 4.4: Valores del ADF con respecto a la M_{ion} obtenida con las líneas de [Cl III] (Caso global).

conjunto de datos sobre la densidad electrónica relacionada con este ion, lo que impide llegar a conclusiones definitivas.

Al no tener en las figuras los resultados esperados se volvieron a buscar los datos y las referencias, si bien se modificaron algunos de estos datos y se realizaron nuevamente los cálculos y figuras, no hubo cambios significativos que ayudaran a mostrar en nuestras figuras las hipótesis de Peimbert et al. (2017) y Corradi et al. (2015). No solo nos quedamos con los resultados que se podrían apreciar a simple vista (en este caso nuestras figuras) sino que también se realizó una prueba estadística cuya explicación y desarrollo se encuentra explicada a detalle en el Apéndice B.

A continuación se presentan los resultados obtenidos de la prueba estadística con la **Correlación de Spearman** y se interpretan los mismos.

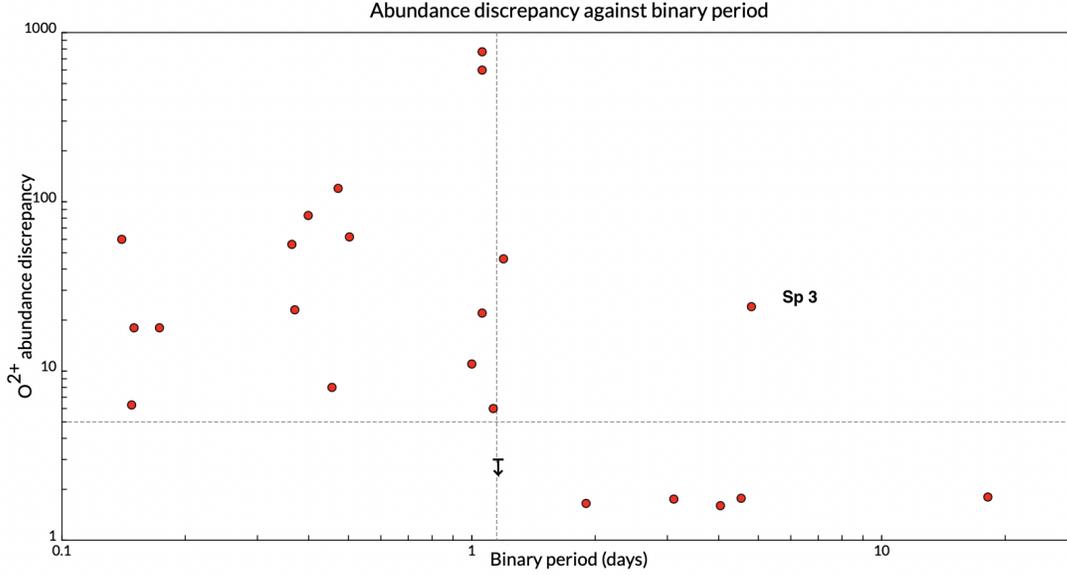


Figura 4.5: ADF contra periodo de la binaria, *tomada de la pagina:*
<https://nebulousresearch.org/adfs/>

Dato para la M_{ion}	Número de Datos	R_s	P_v
[S II] Rendija	110	0.11741518	0.1109
[Cl III] Rendija	89	0.2017132	0.0290
[S II] Global	129	0.149519	0.0453
[Cl III] Global	105	0.12533355	0.1013

Tabla 4.1: Resultados obtenidos en la prueba estadística, que demuestran la relación entre la masa ionizada y el ADF.

donde R_s es el coeficiente de Spearman y P_v es el p valor. Los valores P para el ion de [S II] para la rendija y [Cl III] global fueron mayores a 0.1 lo que nos dice que no hay correlación entre nuestras dos magnitudes al menos con estos datos, en este caso el logaritmo del ADF y el logaritmo de las masas ionizadas como ya se podía observar en las figuras 4.1 y 4.4. Para el ion de [S II] global y [Cl III] de rendija debemos rechazar la hipótesis nula y aceptar que sí hay correlación, aunque no es muy fuerte y eso nos lo dice el R_s . Si la correlación fuese muy fuerte y positiva esperaríamos que $R_s = 1$, pero en este caso R_s está entre 0.2 y 0.15 por lo que podemos decir que hay una débil correlación (y por eso no se puede apreciar a simple vista en las figuras 4.3 y 4.2)

En un futuro podríamos explorar con un mayor número de datos y datos más homo-

gének para volver a buscar correlaciones.

Capítulo 5

Conclusiones

En este trabajo se recopilieron datos de un grupo de 164 nebulosas planetarias, de las cuales 26 tienen una estrella central binaria identificada, se obtuvieron de la literatura datos como la distancia, coordenadas galácticas, flujo en $H(\beta)$, coeficiente de extinción, tamaños, densidad electrónica calculada a partir de las líneas de azufre [S II] $I(\lambda 6731)/I(\lambda 6716)$ y cloro [Cl III] $I(\lambda 5537)/I(\lambda 5517)$ y el ADF.

En primer lugar se analizaron las distancias y las posiciones de este amplio conjunto de nebulosas planetarias entre las cuales hay una muestra importante de objetos con estrella binaria. En el análisis de la distribución de estos objetos en la galaxia, considerando su latitud y longitud galáctica, se encuentra que la mayoría de los objetos están cerca del plano de la galaxia y en la dirección del centro galáctico, aunque hay unos pocos objetos a mayor distancia del plano galáctico que se identifican con nebulosas planetarias del halo galáctico.

Se calcularon las posiciones X,Y,Z de los objetos, tomando la posición del Sol como el origen de coordenadas y la dirección Sol-centro galáctico como el eje de las X. Del análisis de esta distribución se encuentra que la mayoría de los objetos están en la dirección del centro galáctico con valores de X que varían entre -5 kpc (dirección del anticentro galáctico) y 10 kpc hacia el centrogaláctico. En relación a la distribución en Y, la mayoría de los objetos tiene valores entre -10 y 10 kpc. Y para la distribución en Z (altura sobre el plano galáctico) la mayoría de los objetos tiene Z pequeño entre -3 y 3 kpc, excepto las nebulosas planetarias del halo que tiene valores de Z mayores,

-20 y +20 kpc. Hay un objeto peculiar a una distancia extrema de X del orden de 20 y 25 kpc, y Y de -40 kpc. Es la NP Hen 2-436 (PN G004.8-22.7) a la cual Otsuka et al. (2011) le atribuyen una distancia de 24.8 kpc y la ubican como miembro de la galaxia esferoidal de Sagitario.

En este trabajo nuestro objetivo principal era verificar la hipótesis de Corradi et al. (2015) sobre la relación que existe entre la binaridad y el ADF y por otro lado Peimbert et al. (2017), de una posible relación entre los ADFs y la masa ionizada de la nebulosa para lo cual se calcularon las masas ionizadas siguiendo expresiones de la literatura. No se encontró una relación entre la masa ionizada y el ADF como lo menciona Peimbert et al. (2017). En las figuras 4.1, 4.2, 4.3 y 4.4 podemos observar visualmente que no existe relación aparente entre las variables. (Se realizaron las figuras en PYTHON, el código se muestra en el apéndice C)

Para poder respaldar lo anterior se realizó una prueba estadística, (coeficiente de Spearman) cuyo contenido más detallado se encuentra en el apéndice B. Se utilizó el coeficiente de correlación de Spearman, ya que como se puede ver en las figuras no se visualiza una relación. Los resultados obtenidos se observan en la tabla 4.1 donde enumeramos la R de Spearman y el valor P que en caso de ser menor a 0.1 nos diría que hay una correlación, en este caso algunos de los P valores fueron mayores a 0.1, ion de [S II] de rendija y [Cl III] global por lo que se concluye que no hay correlación en estos datos. Por otro lado los resultados obtenidos para el ion de [S II] global y [Cl III] de rendija se rechazó la hipótesis nula y se aceptó una correlación que no por tener un R_s pequeño se concluye una débil correlación. Como se mencionó antes, en un futuro se podría buscar mayor número de datos, así como datos más homogéneos para buscar una correlación.

En cuanto a la hipótesis de (Corradi et al., 2015) que las planetarias con estrella central binaria tuvieran los ADF más grandes, hay algunos objetos que no cumplen con esta condición, aunque podría ser que en la literatura aún no se compruebe que sea o no binaria alguna de las planetarias que en nuestra muestra aparece como que no lo es.

El factor de discrepancia de abundancia (ADF) es un problema aun abierto en

la astrofísica de las nebulosas gaseosas. Como se discutió en el capítulo 2 se ha relacionado esta discrepancia con la inhomogeneidad en densidades y la morfología (Osterbrock, 1960), las fluctuaciones de temperatura (Peimbert, 1967), las incrustaciones ricas en metales (Liu et al., 2000) entre otras hipótesis menos fuertes. Un artículo reciente de (Méndez-Delgado et al., 2023) indica que en las regiones HII las fluctuaciones de temperatura serían las causantes del ADF.

El artículo de Peña et al. (2017) propone que los CEL y los RL se emiten en zonas que tienen diferentes temperaturas en las nebulosas planetarias, los CEL dependen en gran medida de la temperatura electrónica por lo que se emiten en zonas de altas temperaturas mientras que los ORL los hacen en zonas de baja temperatura.

Apéndice A

Tablas

Tabla A.1: Coordenadas galácticas (PNG), distancias (kiloparsec), binaridad y tamaños (diámetro) de las nebulosas planetarias estudiadas.

Nota: Las coordenadas galácticas fueron recopiladas directamente de la página de Wesson (2023), la distancias del trabajo de ?.

Nombre	PNG	Distancia (kpc)	Bin.	Tamaño (arcseg)	Referencia tamaño	X_G (kpc)	Y_G (kpc)	Z_G (kpc)	R_G (kpc)
Abell30(J1)	208.55 + 33.28	2.38	Sí	127	Cahn & Kaler (1971)	-1.748	-0.951	1.306	9.794
Abell30(J3)	208.55 + 33.28	2.38	Sí	127	Cahn & Kaler (1971)	-1.748	-0.951	1.306	9.794
Abell30(J4)	208.55 + 33.28	2.38	Sí	127	Cahn & Kaler (1971)	-1.748	-0.951	1.306	9.794
Abell46	55.41 + 16.03	2.48	Sí	63	Corradi et al. (2015)	1.353	1.962	0.685	6.930

Continúa en la siguiente página

Tabla A.1 – Continuación de la tabla

Nombre	PNG	Distancia (kpc)	Bin.	Tamaño (arcseg)	Referencia tamaño	X_G (kpc)	Y_G (kpc)	Z_G (kpc)	R_G (kpc)
Abell58	37.60 – 5.16	5.68	No	44	Wesson et al. (2008)	4.482	3.452	–0.511	4.928
Abell63	53.89 – 3.02	3.01	Sí	44.9	Corradi et al. (2015)	1.771	2.428	–0.159	6.685
BoBn1	108.37 – 76.18	19.96	No	2.2	Otsuka et al. (2010)	–1.503	4.525	–19.382	10.525
Cn1-5	2.29 – 9.48	4.56	No	7	Wang & Liu (2007)	4.494	0.180	–0.751	3.510
Cn1-5	2.29 – 9.48	4.56	No	7	Wang & Liu (2007)	4.494	0.180	–0.751	3.510
Cn2-1	356.29 – 4.41	6.69	No	2.4	Wang & Liu (2007)	6.656	–0.432	–0.514	1.411
DdDm1	61.94 + 41.39	17.38	No	0.6	Clegg et al. (1987)	6.133	11.506	11.491	11.657
DdDm1	61.94 + 41.39	17.38	No	0.6	Clegg et al. (1987)	6.133	11.506	11.491	11.657
Fg1	290.5 + 7.92	2.73	Sí	16	Cahn et al. (1992)	0.947	–2.533	0.376	7.494
H1-35	355.73 – 3.47	5.74	No	2	Wang & Liu (2007)	5.714	–0.427	–0.347	2.326
H1-40	359.71 – 2.69	7.95	No	3.8	Moreno et al. (1988)	7.941	–0.040	–0.373	0.071
H1-41	356.76 – 4.8	5.37	No	9.6	Wang & Liu (2007)	5.343	–0.302	–0.449	2.675
H1-42	357.27 – 4.54	5.15	No	5.8	Wang & Liu (2007)	5.128	–0.245	–0.408	2.882
H1-50	358.72 – 5.28	9.42	No	10	Perek & Kohoutek (1967)	9.378	–0.210	–0.867	1.394
H1-50	358.72 – 5.28	9.42	No	10	Perek & Kohoutek (1967)	9.378	–0.210	–0.867	1.394
H1-54	2.11 – 4.2	8.47	No	4.8	Wang & Liu (2007)	8.442	0.311	–0.620	0.540
H4-1	49.3 + 88.14	17.42	No	2.7	Kohoutek & Martin (1981)	0.369	0.429	17.411	7.643
Hb4	3.17 + 2.92	3.83	No	6.2	Perek & Kohoutek (1967)	3.819	0.212	0.195	4.186
Hen2-118	327.57 + 13.33	13.01	No	5	Perek & Kohoutek (1967)	10.685	–6.789	3.000	7.301
Hen2-155	338.8 + 5.68	3.01	Sí	14.5	Cahn et al. (1992)	2.793	–1.083	0.298	5.319

Continúa en la siguiente página

Tabla A.1 – Continuación de la tabla

Nombre	PNG	Distancia (kpc)	Bin.	Tamaño (arcseg)	Referencia tamaño	X_G (kpc)	Y_G (kpc)	Z_G (kpc)	R_G (kpc)
Hen2-158	327.88 – 6.13	15.95	No	2	Cahn & Kaler (1971)	13.431	–8.432	–1.703	10.030
Hen2-161	331.54 – 2.78	4.66	Sí	10	Cahn et al. (1992)	4.092	–2.218	–0.226	4.494
Hen2-283	355.79 – 3.09	8.88	Sí	5	Wesson (2023)	8.843	–0.651	–0.479	1.065
Hen2-436	4.87 – 22.72	28.31	No	10	Perek & Kohoutek (1967)	26.019	2.217	–10.934	18.155
Hen2-73	296.39 – 3.07	6.27	No	3.3	Wesson (2023)	2.783	–5.609	–0.336	7.660
Hen2-86	300.71 – 2.08	4.62	No	5.6	Cahn & Kaler (1971)	2.358	–3.969	–0.168	6.899
Hen2-96	309.02 + 0.89	5.24	No	4	Cahn & Kaler (1971)	3.299	–4.071	0.081	6.219
Hen3-1357	331.31 – 12.16	5	No	4	Wesson (2023)	4.288	–2.346	–1.053	4.392
Hen3-1357(ESO)	331.31 – 12.16	5	No	4	Wesson (2023)	4.288	–2.346	–1.053	4.392
Hen3-1357(SALT)	331.31 – 12.16	5	No	4	Wesson (2023)	4.288	–2.346	–1.053	4.392
Hf2-206L	5.13 – 8.9	4.23	Sí	18.6	Cahn & Kaler (1971)	4.162	0.374	–0.654	3.856
Hf2-216M	5.13 – 8.9	4.23	Sí	18.6	Cahn & Kaler (1971)	4.162	0.374	–0.654	3.856
Hf2-218W	5.13 – 8.9	4.23	Sí	18.6	Cahn & Kaler (1971)	4.162	0.374	–0.654	3.856
Hu1-1	119.66 – 6.75	7.55	No	5	Wesson et al. (2005)	–3.710	6.515	–0.887	13.401
Hu1-2	86.54 – 8.83	4.33	No	8.3	Liu et al. (2004b)	0.258	4.271	–0.665	8.842
Hu2-1	51.48 + 9.68	5.06	No	2.6	Ruiz-Escobedo & Peña (2022)	3.106	3.903	0.851	6.259
Hu2-1	51.48 + 9.68	5.06	No	2.6	Wesson et al. (2005)	3.106	3.903	0.851	6.259
IC1747	130.27 + 1.39	2.58	No	13	Wesson et al. (2005)	–1.667	1.968	0.063	9.865
IC2003	161.27 – 14.89	4.31	No	8.6	Wesson et al. (2005)	–3.945	1.338	–1.108	12.019

Continúa en la siguiente página

Tabla A.1 – Continuación de la tabla

Nombre	PNG	Distancia (kpc)	Bin.	Tamaño (arcseg)	Referencia tamaño	X_G (kpc)	Y_G (kpc)	Z_G (kpc)	R_G (kpc)
IC351	159.06 – 15.19	4.86	No	7	Wesson et al. (2005)	−4.380	1.676	−1.273	12.493
IC3568	123.65 + 34.53	2.41	No	10	Liu et al. (2004b)	−1.099	1.654	1.365	9.248
IC418	215.21 – 24.28	1.4	No	12	Cahn & Kaler (1971)	−1.043	−0.736	−0.576	9.073
IC4191	304.586 – 4.83	2.82	No	5	Perek & Kohoutek (1967)	1.595	−2.313	−0.237	6.810
IC4191	304.586 – 4.83	2.82	No	5	Perek & Kohoutek (1967)	1.595	−2.313	−0.237	6.810
IC4406	319.68 + 15.74	1.15	No	35	Perek & Kohoutek (1967)	0.844	−0.716	0.312	7.192
IC4593	25.33 + 40.83	3.15	No	13	Cahn & Kaler (1971)	2.154	1.020	2.060	5.934
IC4699	348.02 – 13.85	5.59	No	5	Cahn & Kaler (1971)	5.309	−1.127	−1.338	2.917
IC4776	2.1 – 13.44	4.72	Sí	7.5	Cahn & Kaler (1971)	4.588	0.168	−1.097	3.416
IC4846	27.64 – 9.64	6.1	No	2	Cahn & Kaler (1971)	5.328	2.790	−1.021	3.863
IC4846	27.64 – 9.64	6.1	No	2	Cahn & Kaler (1971)	5.328	2.790	−1.021	3.863
IC4997	58.33 – 10.979	5.15	No	2.5	Wesson (2023)	2.654	4.303	−0.981	6.862
IC5217	100.62 – 5.4	4.68	No	6.6	Wesson et al. (2005)	−0.859	4.579	−0.440	9.972
K648	65 – 27.3	10.12	No	1	Perek & Kohoutek (1967)	3.801	8.150	−4.642	9.169
M1-20	6.18 + 8.36	7.07	No	2.5	Wesson (2023)	6.954	0.753	1.028	1.289
M1-25	4.939 + 4.936	5.6	No	4.6	Cahn & Kaler (1971)	5.559	0.480	0.482	2.488
M1-29	359.11 – 1.71	3.32	No	7.6	Wang & Liu (2007)	3.318	−0.052	−0.099	4.682
M1-30	355.9 – 4.26	5.8	No	5	Perek & Kohoutek (1967)	5.769	−0.414	−0.431	2.269
M1-31	6.45 + 2.01	5.16	No	—	—	5.124	0.579	0.181	2.934
M1-32	11.97 + 4.23	3.56	No	7.6	Cahn & Kaler (1971)	3.473	0.736	0.263	4.586

Continúa en la siguiente página

Tabla A.1 – Continuación de la tabla

Nombre	PNG	Distancia (kpc)	Bin.	Tamaño (arcseg)	Referencia tamaño	X_G (kpc)	Y_G (kpc)	Z_G (kpc)	R_G (kpc)
M1-33	13.11 + 4.15	5.88	No	4.8	Cahn & Kaler (1971)	5.712	1.330	0.426	2.647
M1-42	2.73 – 4.85	4.37	No	9	Liu et al. (2004a)	4.349	0.207	–0.369	3.656
M1-42	2.73 – 4.85	4.37	No	9	Liu et al. (2004a)	4.349	0.207	–0.369	3.656
M1-60	19.79 – 4.52	6.77	No	10	Kapusta & Olive (1990)	6.350	2.285	–0.534	2.818
M1-61	19.4 – 5.34	5.4	No	1.8	Wang & Liu (2007)	5.071	1.786	–0.503	3.430
M1-61	19.4 – 5.34	5.4	No	1.8	Wang & Liu (2007)	5.071	1.786	–0.503	3.430
M1-73	51.9 – 3.86	5.32	No	5	Wesson et al. (2005)	3.275	4.177	–0.358	6.306
M1-74	52.22 – 4.01	9.43	No	5	Wesson et al. (2005)	5.763	7.435	–0.659	7.764
M2-23	2.22 – 2.78	5.05	No	8.5	Wang & Liu (2007)	5.040	0.195	–0.245	2.966
M2-24	356.98 – 5.8	9.46	No	6.8	Cahn & Kaler (1971)	9.399	–0.496	–0.956	1.484
M2-27	359.95 – 4.59	6.26	No	4.8	Wang & Liu (2007)	6.240	–0.005	–0.501	1.760
M2-31	6.04 – 3.62	5.94	No	5.1	Moreno et al. (1988)	5.895	0.624	–0.375	2.195
M2-33	2.02 – 6.22	8.19	No	5.8	Wang & Liu (2007)	8.137	0.287	–0.887	0.318
M2-36	3.28 – 6.19	6.17	No	8	Liu et al. (2001)	6.124	0.351	–0.665	1.909
M2-36	3.28 – 6.19	6.17	No	8	Liu et al. (2001)	6.124	0.351	–0.665	1.909
M2-39	8.14 – 4.75	8.61	No	3.2	Wang & Liu (2007)	8.494	1.215	–0.713	1.312
M2-4	349.8 + 4.46	7.11	No	5	Wang & Liu (2007)	6.976	–1.255	0.553	1.620
M2-42	8.22 – 4.84	7.34	No	3.8	Wang & Liu (2007)	7.239	1.046	–0.619	1.293
M2-6	353.35 + 6.31	6.68	No	8	Wang & Liu (2007)	6.595	–0.769	0.734	1.602
M3-15	6.8 + 4.16	5.34	No	4.2	Cahn & Kaler (1971)	5.288	0.631	0.387	2.784

Continúa en la siguiente página

Tabla A.1 – Continuación de la tabla

Nombre	PNG	Distancia (kpc)	Bin.	Tamaño (arcseg)	Referencia tamaño	X_G (kpc)	Y_G (kpc)	Z_G (kpc)	R_G (kpc)
M3-21	355.1 – 6.95	6.41	No	5	Wang & Liu (2007)	6.340	−0.543	−0.776	1.747
M3-27	43.35 + 11.69	6.53	No	1	Wesson et al. (2005)	4.650	4.390	1.323	5.522
M3-29	4 – 11.1	5.73	No	8.2	Wang & Liu (2007)	5.609	0.392	−1.103	2.423
M3-32	9.4 – 9.88	6.7	No	6	Wang & Liu (2007)	6.512	1.078	−1.150	1.837
M3-33	9.63 – 10.65	6.94	No	5	Wang & Liu (2007)	6.724	1.141	−1.283	1.711
M3-34	31.06 – 10.89	4.73	No	5.6	Wesson et al. (2005)	3.979	2.396	−0.894	4.681
M3-7	357.12 + 3.61	5.4	No	5.8	Wang & Liu (2007)	5.382	−0.271	0.340	2.631
Me2-2	100.03 – 8.76	8.75	No	5	Wesson et al. (2005)	−1.506	8.516	−1.333	12.763
MPAJ1759-3007	0.5 – 3.18	7.62	Sí	25	Wesson (2023)	7.608	0.066	−0.423	0.398
MyCn18	307.54 – 4.94	3.33	Sí	4	Bojičić et al. (2021)	2.021	−2.631	−0.287	6.532
NGC1501	144.56 + 6.55	1.18	No	52	Cahn et al. (1992)	−0.955	0.680	0.135	8.981
NGC2022	196.68 – 10.94	2.5	No	19	Cahn & Kaler (1971)	−2.351	−0.705	−0.474	10.375
NGC2392inner	197.87 + 17.4	1.93	Sí	46	Cahn et al. (1992)	−1.753	−0.565	0.577	9.769
NGC2392outer	197.87 + 17.4	1.93	Sí	46	Cahn et al. (1992)	−1.753	−0.565	0.577	9.769
NGC2440	234.83 + 2.41	1.48	No	16	Perek & Kohoutek (1967)	−0.852	−1.209	0.062	8.934
NGC2867-1	278.15 – 5.93	2.24	Sí	14	Cahn & Kaler (1971)	0.316	−2.206	−0.231	7.994
NGC2867-2	278.15 – 5.93	2.24	Sí	14	Cahn & Kaler (1971)	0.316	−2.206	−0.231	7.994
NGC3132	272.11 + 12.39	1.25	No	30	Chu et al. (1987)	0.045	−1.220	0.268	8.048
NGC3242	261.05 + 32.05	1.41	No	25	Chu et al. (1987)	−0.186	−1.181	0.748	8.271
NGC3918	294.68 + 4.7	1.55	No	19	Cahn & Kaler (1971)	0.645	−1.404	0.127	7.488

Continúa en la siguiente página

Tabla A.1 – Continuación de la tabla

Nombre	PNG	Distancia (kpc)	Bin.	Tamaño (arcseg)	Referencia tamaño	X_G (kpc)	Y_G (kpc)	Z_G (kpc)	R_G (kpc)
NGC3918	294.68 + 4.7	1.55	No	19	García-Rojas et al. (2015)	0.645	-1.404	0.127	7.488
NGC40	120.01 + 9.86	1.98	No	48	Liu et al. (2004b)	-0.976	1.689	0.339	9.133
NGC5189	307.2 - 3.45	0.68	Sí	140	Cahn & Kaler (1971)	0.410	-0.541	-0.041	7.609
NGC5307	312.36 + 10.57	2.88	No	12.5	Cahn & Kaler (1971)	1.908	-2.092	0.528	6.442
NGC5315	309.11 - 4.39	2.09	No	6	Cahn et al. (1992)	1.315	-1.617	-0.160	6.878
NGC5315	309.11 - 4.39	2.09	No	6	Cahn & Kaler (1971)	1.315	-1.617	-0.160	6.878
NGC5882	327.81 + 10.08	2.39	No	14	Cahn & Kaler (1971)	1.991	-1.254	0.418	6.138
NGC6153	341.84 + 5.43	1.48	No	24	Cahn & Kaler (1971)	1.400	-0.459	0.140	6.616
NGC6153	341.84 + 5.43	1.48	No	24	Cahn & Kaler (1971)	1.400	-0.459	0.140	6.616
NGC6210	43.1 + 37.75	2.2	No	16.2	Liu et al. (2004b)	1.270	1.189	1.347	6.834
NGC6210	43.1 + 37.75	2.2	No	16.2	Liu et al. (2004b)	1.270	1.189	1.347	6.834
NGC6302	349.5 + 1.05	0.65	No	44.5	Cahn & Kaler (1971)	0.639	-0.118	0.012	7.362
NGC6326	338.19 - 8.38	3.34	Sí	12.5	Cahn & Kaler (1971)	3.068	-1.228	-0.487	5.083
NGC6337	349.35 - 1.11	1.82	Sí	51	Chu et al. (1987)	1.788	-0.336	-0.035	6.221
NGC6369	2.43 + 5.84	1.14	No	38	Chu et al. (1987)	1.133	0.048	0.116	6.867
NGC6439	11.01 + 5.89	6.31	No	5	Wang & Liu (2007)	6.161	1.199	0.648	2.195
NGC6543S	96.46 + 29.95	1.37	No	19.5	Acker et al. (1991)	-0.134	1.180	0.684	8.219
NGC6543S	96.46 + 29.95	1.37	No	19.5	Acker et al. (1991)	-0.134	1.180	0.684	8.219
NGC6543S	96.46 + 29.95	1.37	No	19.5	Acker et al. (1991)	-0.134	1.180	0.684	8.219
NGC6565	3.53 - 4.62	3.92	No	13.6	Wang & Liu (2007)	3.900	0.241	-0.316	4.107

Continúa en la siguiente página

Tabla A.1 – Continuación de la tabla

Nombre	PNG	Distancia (kpc)	Bin.	Tamaño (arcseg)	Referencia tamaño	X_G (kpc)	Y_G (kpc)	Z_G (kpc)	R_G (kpc)
NGC6567	11.74 – 00.64	2.86	No	7.6	Wang & Liu (2007)	2.800	0.582	–0.032	5.232
NGC6572	34.62 + 11.84	1.86	No	10.8	Liu et al. (2004b)	1.498	1.034	0.382	6.584
NGC6572	34.62 + 11.84	1.86	No	10.8	Liu et al. (2004b)	1.498	1.034	0.382	6.584
NGC6572	34.62 + 11.84	1.86	No	10.8	Liu et al. (2004b)	1.498	1.034	0.382	6.584
NGC6572	34.62 + 11.84	1.86	No	10.8	Liu et al. (2004b)	1.498	1.034	0.382	6.584
NGC6620	5.88 – 6.14	6.31	No	8	Wang & Liu (2007)	6.241	0.643	–0.675	1.873
NGC6644	8.39 – 7.31	4.95	No	2.6	Cahn et al. (1992)	4.857	0.716	–0.630	3.223
NGC6720	63.17 + 13.97	0.8	No	76	Liu et al. (2004b)	0.350	0.693	0.193	7.681
NGC6720	63.17 + 13.97	0.8	No	76	Liu et al. (2004b)	0.350	0.693	0.193	7.681
NGC6741	33.8 – 2.69	3.29	No	8	Liu et al. (2004b)	2.731	1.828	–0.154	5.577
NGC6778	34.59 – 6.72	2.88	Sí	15.8	Cahn & Kaler (1971)	2.355	1.624	–0.337	5.874
NGC6790	37.89 – 6.3	3.71	No	7	Liu et al. (2004b)	2.910	2.265	–0.407	5.571
NGC6790	37.89 – 6.3	3.71	No	7	Liu et al. (2004b)	2.910	2.265	–0.407	5.571
NGC6803	46.44 – 4.12	4.95	No	5.5	Wesson et al. (2005)	3.402	3.578	–0.356	5.826
NGC6807	42.96 – 6.92	10.38	No	2	Wesson et al. (2005)	7.541	7.022	–1.251	7.037
NGC6818	25.85 – 17.91	1.88	No	20	Cahn & Kaler (1971)	1.610	0.780	–0.578	6.438
NGC6826	83.56 + 12.79	1.31	No	25	Liu et al. (2004b)	0.143	1.269	0.290	7.959
NGC6833	82.53 + 11.34	11.34	No	2	Wesson et al. (2005)	1.445	11.024	2.230	12.826
NGC6879	57.22 – 8.91	6.12	No	5	Wesson et al. (2005)	3.273	5.083	–0.948	6.941
NGC6884	82.13 + 7.09	3.22	No	6	Liu et al. (2004b)	0.438	3.165	0.397	8.198

Continúa en la siguiente página

Tabla A.1 – Continuación de la tabla

Nombre	PNG	Distancia (kpc)	Bin.	Tamaño (arcseg)	Referencia tamaño	X_G (kpc)	Y_G (kpc)	Z_G (kpc)	R_G (kpc)
NGC6891	54.19 – 12.11	2.83	No	15	Wesson et al. (2005)	1.619	2.244	−0.594	6.764
NGC7009	37.76 – 34.57	1.3	No	28	Cahn et al. (1992)	0.846	0.656	−0.738	7.184
NGC7009	37.76 – 34.57	1.3	No	28	Cahn et al. (1992)	0.846	0.656	−0.738	7.184
NGC7026	89 + 0.37	3.46	No	20	Wesson et al. (2005)	0.060	3.459	0.022	8.661
NGC7027	84.92 – 3.49	0.78	No	14	Acker et al. (1991)	0.069	0.775	−0.047	7.969
NGC7027	84.92 – 3.49	0.78	No	14	Acker et al. (1991)	0.069	0.775	−0.047	7.969
NGC7662	106.55 – 17.6	1.87	No	17	Liu et al. (2004b)	−0.508	1.709	−0.565	8.678
Ou5	86.91 – 3.48	5.29	Sí	48	Corradi et al. (2015)	0.285	5.273	−0.321	9.345
PB8	292.44 + 4.16	5.25	No	5	Cahn et al. (1992)	1.999	−4.840	0.381	7.710
PC14	336.28 – 6.99	5.02	No	7	Cahn & Kaler (1971)	4.562	−2.004	−0.611	3.980
Pe1-1	285.45 + 1.5	5.39	No	3	Cahn & Kaler (1971)	1.435	−5.193	0.141	8.371
Pe1-9	5.03 + 3.06	4.63	Sí	12.4	Cahn & Kaler (1971)	4.606	0.405	0.247	3.419
Sp3	342.51 – 14.31	2.09	Sí	36	Perek & Kohoutek (1967)	1.932	−0.609	−0.517	6.099
Sp4-1	68.78 + 14.8	21.51	No	—	—	7.527	19.386	5.495	19.392
Vy1-2	53.35 + 24.05	8.81	No	4.6	Ruiz-Escobedo & Peña (2022)	4.802	6.455	3.590	7.203
Vy1-2	53.35 + 24.05	8.81	No	4.6	Wesson et al. (2005)	4.802	6.455	3.590	7.203
Vy2-1	7.04 – 6.83	6.69	No	7	Wang & Liu (2007)	6.592	0.814	−0.796	1.626
Vy2-2	45.49 – 2.70	4.39	No	3.1	Ruiz-Escobedo & Peña (2022)	3.074	3.127	−0.207	5.835

Continúa en la siguiente página

Tabla A.1 – Continuación de la tabla

Nombre	PNG	Distancia (kpc)	Bin.	Tamaño (arcseg)	Referencia tamaño	X_G (kpc)	Y_G (kpc)	Z_G (kpc)	R_G (kpc)
Vy2-2	45.49 – 2.70	4.39	No	3.1	Ruiz-Escobedo & Peña (2022)	3.074	3.127	-0.207	5.835
Wray16-423	6.87 – 19.86	17.34	No	2.6	Otsuka (2015)	16.192	1.951	-5.891	8.421

Tabla A.2: Valores de enrojecimiento, densidades electrónica a partir de las líneas [S II] y [Cl III] y temperatura electrónica

Nota: $C(H\beta)$ es el coeficiente de extinción cada uno de estos datos tiene su referencia, $n_e([S II])$ es la densidad electrónica de la línea de azufre una vez ionizado mientras $n_e([Cl III])$ es la densidad electrónica de la línea de cloro dos veces ionizado. Finalmente la T_e se refiere a la temperatura electrónica en Kelvin, cada uno de estos datos contiene su respectiva referencia.

Nombre	$c(H\beta)$	Referencia $c(H\beta)$	$n_e([S II])$ (cm^{-3})	Referencia $n_e([S II])$	$n_e([Cl III])$ (cm^{-3})	Referencia $n_e([Cl III])$	T_e (K)	Referencia T_e
Abell30(J1) *	1.02	Wesson et al. (2003)	—	—	—	—	17960	Wesson et al. (2003)
Abell30(J3) *	0.64	Wesson et al. (2003)	—	—	—	—	16680	Wesson et al. (2003)
Abell30(J4) *	1.26	Simpson et al. (2022)	—	—	—	—	14675	Simpson et al. (2022)
Abell46 *	0.22	Corradi et al. (2015)	340	Corradi et al. (2015)	—	—	12750	Corradi et al. (2015)
Abell58	1.04	Wesson et al. (2008)	2730	Wesson et al. (2008)	—	—	20800	Wesson et al. (2008)
Abell63 *	0.55	Corradi et al. (2015)	600	Corradi et al. (2015)	—	—	8750	Corradi et al. (2015)
BoBn1	0.09	Otsuka et al. (2010)	5740	Otsuka et al. (2010)	3590	Otsuka et al. (2010)	13650	Otsuka et al. (2010)
Cn1-5	0.49	Wang & Liu (2007)	4570.881	Wang & Liu (2007)	3311.31	Wang & Liu (2007)	8770	Wang & Liu (2007)
Cn1-5	0.56	García-Rojas et al. (2012)	3780	García-Rojas et al. (2012)	4320	García-Rojas et al. (2012)	8780	García-Rojas et al. (2012)
Cn2-1	1.07	Wang & Liu (2007)	5011.87	Wang & Liu (2007)	7762.47	Wang & Liu (2007)	10250	Wang & Liu (2007)
DdDm1	0.06	Henry et al. (2008)	4900	Otsuka et al. (2009)	7410	Otsuka et al. (2009)	11730	Otsuka et al. (2009)
DdDm1	0.137	Wesson et al. (2005)	—	—	—	—	12300	Wesson et al. (2005)
Fg1 *	0.52	Wesson et al. (2018)	290	Wesson et al. (2018)	—	—	11000	Wesson et al. (2018)
H1-35	1.51	Wang & Liu (2007)	48977.88	Wang & Liu (2007)	34673.68	Wang & Liu (2007)	9060	Wang & Liu (2007)
H1-40	2.41	García-Rojas et al. (2018)	11150	García-Rojas et al. (2018)	—	—	10140	García-Rojas et al. (2018)
H1-41	0.65	Wang & Liu (2007)	1288.24	Wang & Liu (2007)	1174.89	Wang & Liu (2007)	9800	Wang & Liu (2007)
H1-42	0.87	Wang & Liu (2007)	9332.54	Wang & Liu (2007)	5248.07	Wang & Liu (2007)	9690	Wang & Liu (2007)
H1-50	0.88	García-Rojas et al. (2018)	8900	García-Rojas et al. (2018)	10800	García-Rojas et al. (2018)	11000	García-Rojas et al. (2018)
H1-50	0.68	Wang & Liu (2007)	7413.1	Wang & Liu (2007)	9120.1	Wang & Liu (2007)	10950	Wang & Liu (2007)
H1-54	1.54	Wang & Liu (2007)	12882.49	Wang & Liu (2007)	13182.56	Wang & Liu (2007)	9540	Wang & Liu (2007)
H4-1	0.1	Otsuka & Tajitsu (2013)	1030	Otsuka & Tajitsu (2013)	2840	Otsuka & Tajitsu (2013)	13280	Otsuka & Tajitsu (2013)
Hb4	1.81	García-Rojas et al. (2012)	5760	García-Rojas et al. (2012)	7360	García-Rojas et al. (2012)	9950	García-Rojas et al. (2012)
Hen2-118	0.17	Wang & Liu (2007)	8912.5	Wang & Liu (2007)	11481.536	Wang & Liu (2007)	12630	Wang & Liu (2007)
Hen2-155 *	0.74	Jones et al. (2015)	1390	Jones et al. (2015)	—	—	11660	Jones et al. (2015)
Hen2-158	0.56	García-Rojas et al. (2018)	3650	García-Rojas et al. (2018)	5500	García-Rojas et al. (2018)	9300	García-Rojas et al. (2018)
Hen2-161 *	1.21	Jones et al. (2015)	1500	Jones et al. (2015)	—	—	8190	Jones et al. (2015)
Hen2-283 *	1.48	Wesson et al. (2018)	3550	Wesson et al. (2018)	—	—	8540	Wesson et al. (2018)

Continúa en la siguiente página

Tabla A.2 – Continuación de la tabla

Nombre	$c(H\beta)$	Referencia $c(H\beta)$	$n_e([S II])$ (cm^{-3})	Referencia $n_e([S II])$	$n_e([Cl III])$ (cm^{-3})	Referencia $n_e([Cl III])$	T_e (K)	Referencia T_e
Hen2-436	0.23	Otsuka et al. (2011)	35600	Otsuka et al. (2011)	50700	Otsuka et al. (2011)	11900	Otsuka et al. (2011)
Hen2-73	1.39	García-Rojas et al. (2018)	8900	García-Rojas et al. (2018)	10550	García-Rojas et al. (2018)	12000	García-Rojas et al. (2018)
Hen2-86	2.1	García-Rojas et al. (2012)	15450	García-Rojas et al. (2012)	23280	García-Rojas et al. (2012)	8420	García-Rojas et al. (2012)
Hen2-96	2.01	García-Rojas et al. (2018)	13000	García-Rojas et al. (2018)	19350	García-Rojas et al. (2018)	8950	García-Rojas et al. (2018)
Hen3-1357	0.16	Otsuka et al. (2017)	5710	Otsuka et al. (2017)	23970	Otsuka et al. (2017)	9420	Otsuka et al. (2017)
Hen3-1357(ESO)	0.15	Peña et al. (2022)	6800	Peña et al. (2022)	—	—	10300	Peña et al. (2022)
Hen3-1357(SALT)	0.22	Peña et al. (2022)	6500	Peña et al. (2022)	13600	Peña et al. (2022)	9900	Peña et al. (2022)
HF2-206L *	0.47	Liu et al. (2006)	840	Liu et al. (2006)	—	—	8740	Liu et al. (2006)
HF2-216M *	0.47	Liu et al. (2006)	794.32	McNabb et al. (2016)	1659.58	McNabb et al. (2016)	9650	McNabb et al. (2016)
HF2-218W *	0.33	Wesson et al. (2018)	290	Wesson et al. (2018)	—	—	9870	Wesson et al. (2018)
Hu1-1	0.554	Wesson et al. (2005)	1380	Wesson et al. (2005)	—	—	12110	Wesson et al. (2005)
Hu1-2	0.51	Liu et al. (2004b)	4897.78819	Liu et al. (2004b)	4265.79519	Liu et al. (2004b)	19500	Liu et al. (2004b)
Hu2-1	0.45	Ruiz-Escobedo & Peña (2022)	—	—	13200	—	9000	Ruiz-Escobedo & Peña (2022)
Hu2-1	0.777	Wesson et al. (2005)	—	—	—	—	9860	Wesson et al. (2005)
IC1747	1	Wesson et al. (2005)	3930	Wesson et al. (2005)	—	—	10850	Wesson et al. (2005)
IC2003	0.347	Wesson et al. (2005)	5180	Wesson et al. (2005)	2050	Wesson et al. (2005)	12650	Wesson et al. (2005)
IC351	0.384	Wesson et al. (2005)	3570	Wesson et al. (2005)	—	—	13070	Wesson et al. (2005)
IC3568	0.26	Liu et al. (2004b)	1905.46072	Liu et al. (2004b)	—	—	11400	Liu et al. (2004b)
IC418	0.34	Sharpee et al. (2004)	17000	Sharpee et al. (2004)	11000	Sharpee et al. (2004)	8900	Sharpee et al. (2004)
IC4191	0.7	Tsamis et al. (2003)	12750	Tsamis et al. (2003)	12375	Tsamis et al. (2003)	10700	Tsamis et al. (2003)
IC4191	0.7	Tsamis et al. (2003)	7900	Tsamis et al. (2003)	10150	Tsamis et al. (2003)	10000	Tsamis et al. (2003)
IC4406	0.27	Tsamis et al. (2003)	950	Tsamis et al. (2003)	3500	Tsamis et al. (2003)	10000	Tsamis et al. (2003)
IC4593	0.17	Robertson-Tessi & Garnett (2005)	—	—	—	—	8380	Robertson-Tessi & Garnett (2005)
IC4699	0.23	Wang & Liu (2007)	3090.29	Wang & Liu (2007)	—	—	11720	Wang & Liu (2007)
IC4776 *	0.22	Sowicka et al. (2017)	11600	Sowicka et al. (2017)	18600	Sowicka et al. (2017)	10000	Sowicka et al. (2017)
IC4846	0.69	Wang & Liu (2007)	6606.934	Wang & Liu (2007)	5011.87	Wang & Liu (2007)	9930	Wang & Liu (2007)
IC4846	0.698	Wesson et al. (2005)	20210	Wesson et al. (2005)	—	—	10710	Wesson et al. (2005)
IC4997	0.32	Ruiz-Escobedo & Peña (2022)	—	—	31700	Ruiz-Escobedo & Peña (2022)	—	—
IC5217	0.501	Wesson et al. (2005)	—	—	6240	Wesson et al. (2005)	11270	Wesson et al. (2005)
K648	0.12	Otsuka et al. (2015)	2530	Otsuka et al. (2015)	7130	Otsuka et al. (2015)	12350	Otsuka et al. (2015)
M1-20	1.4	Wang & Liu (2007)	10000	Wang & Liu (2007)	8912.5	Wang & Liu (2007)	9860	Wang & Liu (2007)
M1-25	1.41	García-Rojas et al. (2012)	7740	García-Rojas et al. (2012)	15100	García-Rojas et al. (2012)	7800	García-Rojas et al. (2012)
M1-29	2.03	Wang & Liu (2007)	3235.93	Wang & Liu (2007)	4570.88	Wang & Liu (2007)	10830	Wang & Liu (2007)
M1-30	1	García-Rojas et al. (2012)	5180	García-Rojas et al. (2012)	8100	García-Rojas et al. (2012)	6600	García-Rojas et al. (2012)
M1-31	2.08	García-Rojas et al. (2018)	13200	García-Rojas et al. (2018)	16300	García-Rojas et al. (2018)	8250	García-Rojas et al. (2018)

Continúa en la siguiente página

Tabla A.2 – Continuación de la tabla

Nombre	$c(H\beta)$	Referencia $c(H\beta)$	$n_e([S II])$ (cm^{-3})	Referencia $n_e([S II])$	$n_e([Cl III])$ (cm^{-3})	Referencia $n_e([Cl III])$	T_e (K)	Referencia T_e
M1-32	1.3	García-Rojas et al. (2012)	8350	García-Rojas et al. (2012)	14800	García-Rojas et al. (2012)	9430	García-Rojas et al. (2012)
M1-33	1.56	García-Rojas et al. (2018)	5650	García-Rojas et al. (2018)	6000	García-Rojas et al. (2018)	8950	García-Rojas et al. (2018)
M1-42	0.7	Liu et al. (2004a)	1220	Liu et al. (2001)	1690	Liu et al. (2001)	9220	Liu et al. (2004a)
M1-42	0.7	Liu et al. (2004a)	199.52	McNabb et al. (2016)	1584.89	McNabb et al. (2016)	8900	McNabb et al. (2016)
M1-60	1.68	García-Rojas et al. (2018)	8150	García-Rojas et al. (2018)	11300	García-Rojas et al. (2018)	8850	García-Rojas et al. (2018)
M1-61	1.24	García-Rojas et al. (2012)	20810	García-Rojas et al. (2012)	22200	García-Rojas et al. (2012)	9170	García-Rojas et al. (2012)
M1-61	0.92	Wang & Liu (2007)	19952.62	Wang & Liu (2007)	17378	Wang & Liu (2007)	8900	Wang & Liu (2007)
M1-73	1.142	Wesson et al. (2005)	6130	Wesson et al. (2005)	—	—	7450	Wesson et al. (2005)
M1-74	1.115	Wesson et al. (2005)	46630	Wesson et al. (2005)	—	—	10150	Wesson et al. (2005)
M2-23	1.2	Wang & Liu (2007)	16982.43	Wang & Liu (2007)	12022.64	Wang & Liu (2007)	11980	Wang & Liu (2007)
M2-24	0.8	Zhang & Liu (2003)	1778.2794	Zhang & Liu (2003)	—	—	—	—
M2-27	1.31	Wang & Liu (2007)	7585.775	Wang & Liu (2007)	12882.49	Wang & Liu (2007)	11980	Wang & Liu (2007)
M2-31	1.43	García-Rojas et al. (2018)	6000	García-Rojas et al. (2018)	8100	García-Rojas et al. (2018)	10000	García-Rojas et al. (2018)
M2-33	0.55	Wang & Liu (2007)	1621.81	Wang & Liu (2007)	—	—	8040	Wang & Liu (2007)
M2-36	0.27	Liu et al. (2004a)	3840	Liu et al. (2001)	4830	Liu et al. (2001)	8380	Liu et al. (2001)
M2-36	0.33	Espíritu & Peimbert (2021)	3400	Espíritu & Peimbert (2021)	6530	Espíritu & Peimbert (2021)	8380	Espíritu & Peimbert (2021)
M2-39	0.61	Wang & Liu (2007)	4786.3	Wang & Liu (2007)	1479.108	Wang & Liu (2007)	8050	Wang & Liu (2007)
M2-4	1.33	Wang & Liu (2007)	6606.93	Wang & Liu (2007)	6760.82	Wang & Liu (2007)	8570	Wang & Liu (2007)
M2-42	1.06	Wang & Liu (2007)	3235.9365	Wang & Liu (2007)	2884.031	Wang & Liu (2007)	8470	Wang & Liu (2007)
M2-6	1.14	Wang & Liu (2007)	7943.28	Wang & Liu (2007)	6309.57	Wang & Liu (2007)	10100	Wang & Liu (2007)
M3-15	2.09	García-Rojas et al. (2012)	5660	García-Rojas et al. (2012)	10250	García-Rojas et al. (2012)	8350	García-Rojas et al. (2012)
M3-21	0.5	Wang & Liu (2007)	12022.64	Wang & Liu (2007)	10715.19	Wang & Liu (2007)	9790	Wang & Liu (2007)
M3-27	—	—	—	—	—	—	13000	Wesson et al. (2005)
M3-29	0.24	Wang & Liu (2007)	812.83	Wang & Liu (2007)	—	—	9190	Wang & Liu (2007)
M3-32	0.64	Wang & Liu (2007)	2570.39	Wang & Liu (2007)	870.96	Wang & Liu (2007)	8860	Wang & Liu (2007)
M3-33	0.5	Wang & Liu (2007)	1023.29	Wang & Liu (2007)	1548.81	Wang & Liu (2007)	10380	Wang & Liu (2007)
M3-34	0.582	Wesson et al. (2005)	—	—	—	—	12230	Wesson et al. (2005)
M3-7	1.65	Wang & Liu (2007)	5495.4	Wang & Liu (2007)	2691.53	Wang & Liu (2007)	7670	Wang & Liu (2007)
Me2-2	0.343	Wesson et al. (2005)	2000	Wesson et al. (2005)	—	—	10970	Wesson et al. (2005)
MPAJ1759-3007	1.46	Wesson et al. (2018)	710	Wesson et al. (2018)	—	—	11400	Wesson et al. (2018)
*								
MyCn18 *	0.74	Tsamis et al. (2003)	5025	Tsamis et al. (2003)	9420	Tsamis et al. (2003)	7325	Tsamis et al. (2003)
NGC1501	1	Ercolano et al. (2004)	912.0108	Ercolano et al. (2004)	1659.587	Ercolano et al. (2004)	11100	Ercolano et al. (2004)
NGC2022	0.42	Tsamis et al. (2003)	1050	Tsamis et al. (2003)	850	Tsamis et al. (2003)	15000	Tsamis et al. (2003)
NGC2392(inner)*	0.27	Zhang et al. (2012)	3311.3112	Zhang et al. (2012)	1584.893	Zhang et al. (2012)	14000	Zhang et al. (2012)
NGC2392(outer)*	0.27	Zhang et al. (2012)	870.96	Zhang et al. (2012)	1047.128	Zhang et al. (2012)	13700	Zhang et al. (2012)
NGC2440	0.47	Tsamis et al. (2003)	—	—	—	—	16150	Tsamis et al. (2003)

Continúa en la siguiente página

Tabla A.2 – Continuación de la tabla

Nombre	$c(H\beta)$	Referencia $c(H\beta)$	$n_e([S II])$ (cm^{-3})	Referencia $n_e([S II])$	$n_e([Cl III])$ (cm^{-3})	Referencia $n_e([Cl III])$	T_e (K)	Referencia T_e
NGC2867-1 *	0.39	García-Rojas et al. (2009)	3550	García-Rojas et al. (2009)	4750	García-Rojas et al. (2009)	11850	García-Rojas et al. (2009)
NGC2867-2 *	0.43	García-Rojas et al. (2009)	2500	García-Rojas et al. (2009)	4750	García-Rojas et al. (2009)	11600	García-Rojas et al. (2009)
NGC3132	0.3	Tsamis et al. (2003)	550	Tsamis et al. (2003)	720	Tsamis et al. (2003)	9530	Tsamis et al. (2003)
NGC3242	0.17	Tsamis et al. (2003)	1970	Tsamis et al. (2003)	1200	Tsamis et al. (2003)	11700	Tsamis et al. (2003)
NGC3918	0.4	Tsamis et al. (2003)	4600	Tsamis et al. (2003)	5500	Tsamis et al. (2003)	12600	Tsamis et al. (2003)
NGC3918	0.27	García-Rojas et al. (2015)	5000	García-Rojas et al. (2015)	6000	García-Rojas et al. (2015)	12800	García-Rojas et al. (2015)
NGC40	0.7	Liu et al. (2004b)	1737.80083	Liu et al. (2004b)	870.96359	Liu et al. (2004b)	10600	Liu et al. (2004b)
NGC5189 *	0.47	García-Rojas et al. (2012)	950	García-Rojas et al. (2012)	1320	García-Rojas et al. (2012)	11600	García-Rojas et al. (2012)
NGC5307	0.59	Ruiz et al. (2003)	5450	Ruiz et al. (2003)	2040	Ruiz et al. (2003)	11800	?
NGC5315	0.63	Madonna et al. (2017)	9400	Madonna et al. (2017)	26800	Madonna et al. (2017)	8700	Madonna et al. (2017)
NGC5315	0.55	Tsamis et al. (2003)	8200	Tsamis et al. (2003)	22825	Tsamis et al. (2003)	9000	Tsamis et al. (2003)
NGC5882	0.42	Tsamis et al. (2003)	4000	Tsamis et al. (2003)	2700	Tsamis et al. (2003)	9400	Tsamis et al. (2003)
NGC6153	1.3	Liu et al. (2000)	3970	Liu et al. (2000)	3830	Liu et al. (2000)	8380	Liu et al. (2000)
NGC6153	1.32	McNabb et al. (2016)	398.1	McNabb et al. (2016)	1698.24	McNabb et al. (2016)	9850	McNabb et al. (2016)
NGC6210	0.53	Robertson-Tessi & Garnett (2005)	—	—	—	—	9610	Robertson-Tessi & Garnett (2005)
NGC6210	0.13	Liu et al. (2004b)	4365.15832	Liu et al. (2004b)	3090.29543	Liu et al. (2004b)	9680	Liu et al. (2004b)
NGC6302	1.39	Tsamis et al. (2003)	12900	—	22450	Tsamis et al. (2003)	18400	Tsamis et al. (2003)
NGC6326 *	0.47	Wesson et al. (2018)	750	Wesson et al. (2018)	—	—	14600	Wesson et al. (2018)
NGC6337 *	0.5	Wesson et al. (2018)	330	Wesson et al. (2018)	—	—	12000	Wesson et al. (2018)
NGC6369	1.93	García-Rojas et al. (2012)	3550	García-Rojas et al. (2012)	4640	García-Rojas et al. (2012)	10650	García-Rojas et al. (2012)
NGC6439	1.1	Wang & Liu (2007)	5011.87	Wang & Liu (2007)	5011.87	Wang & Liu (2007)	10360	Wang & Liu (2007)
NGC6543S	0.08	Robertson-Tessi & Garnett (2005)	—	—	—	—	8030	Robertson-Tessi & Garnett (2005)
NGC6543S	0.08	Robertson-Tessi & Garnett (2005)	—	—	—	—	7800	Robertson-Tessi & Garnett (2005)
NGC6543S	0.1	Wesson & Liu (2004)	6510	Wesson & Liu (2004)	4660	Wesson & Liu (2004)	7940	Wesson & Liu (2004)
NGC6565	0.32	Wang & Liu (2007)	1778.27	Wang & Liu (2007)	1548.81	Wang & Liu (2007)	10300	Wang & Liu (2007)
NGC6567	0.9	Wang & Liu (2007)	7079.45	Wang & Liu (2007)	7762.47	Wang & Liu (2007)	10580	Wang & Liu (2007)
NGC6572	1.22	Robertson-Tessi & Garnett (2005)	—	—	—	—	10200	Robertson-Tessi & Garnett (2005)
NGC6572	1.22	Robertson-Tessi & Garnett (2005)	—	—	—	—	10280	Robertson-Tessi & Garnett (2005)
NGC6572	1.22	Robertson-Tessi & Garnett (2005)	—	—	—	—	10200	Robertson-Tessi & Garnett (2005)
NGC6572	0.48	Liu et al. (2004b)	25703.96	Liu et al. (2004b)	15135.6125	Liu et al. (2004b)	10600	Liu et al. (2004b)
NGC6620	0.52	Wang & Liu (2007)	2454.70	Wang & Liu (2007)	2754.22	Wang & Liu (2007)	9590	Wang & Liu (2007)

Continúa en la siguiente página

Tabla A.2 – Continuación de la tabla

Nombre	$c(H\beta)$	Referencia $c(H\beta)$	$n_e([S II])$ (cm^{-3})	Referencia $n_e([S II])$	$n_e([Cl III])$ (cm^{-3})	Referencia $n_e([Cl III])$	T_e (K)	Referencia T_e
NGC6644	—	—	—	—	—	—	—	—
NGC6720	0.2	Liu et al. (2004b)	501.187234	Liu et al. (2004b)	489.778819	Liu et al. (2004b)	10600	Liu et al. (2004b)
NGC6720	—	—	—	—	—	—	11000	Garnett & Dinerstein (2001)
NGC6741	1.15	Liu et al. (2004b)	5128.6138	Liu et al. (2004b)	5128.6138	Liu et al. (2004b)	12600	Liu et al. (2004b)
NGC6778 *	0.46	Jones et al. (2016)	590	Jones et al. (2016)	—	—	8800	Jones et al. (2016)
NGC6790	0.45	Robertson-Tessi & Garnett (2005)	—	—	—	—	12660	Robertson-Tessi & Garnett (2005)
NGC6790	1.1	Liu et al. (2004b)	54954.0874	Liu et al. (2004b)	19498.446	Liu et al. (2004b)	12800	Liu et al. (2004b)
NGC6803	0.869	Wesson et al. (2005)	7450	Wesson et al. (2005)	—	—	9740	Wesson et al. (2005)
NGC6807	0.642	Wesson et al. (2005)	13850	Wesson et al. (2005)	—	—	10930	Wesson et al. (2005)
NGC6818	0.37	Tsamis et al. (2003)	1700	Tsamis et al. (2003)	2400	Tsamis et al. (2003)	13300	Tsamis et al. (2003)
NGC6826	0.06	Liu et al. (2004b)	1995.262	Liu et al. (2004b)	1318.25674	Liu et al. (2004b)	9370	Liu et al. (2004b)
NGC6833	0	Wesson et al. (2005)	—	—	—	—	12810	Wesson et al. (2005)
NGC6879	0.401	Wesson et al. (2005)	—	—	—	—	10400	Wesson et al. (2005)
NGC6884	1	Liu et al. (2004b)	9120.10839	Liu et al. (2004b)	5248.0746	Liu et al. (2004b)	11000	Liu et al. (2004b)
NGC6891	0.287	Wesson et al. (2005)	—	—	—	—	9330	Wesson et al. (2005)
NGC7009	0.2	Liu et al. (1995)	3430	Liu et al. (1995)	3980	Liu et al. (1995)	10180	Liu et al. (1995)
NGC7009	0.174	Fang & Liu (2011)	4100	Fang & Liu (2011)	3600	Fang & Liu (2011)	10940	Fang & Liu (2011)
NGC7026	1.115	Wesson et al. (2005)	—	—	8060	Wesson et al. (2005)	9310	Wesson et al. (2005)
NGC7027	0.92	Robertson-Tessi & Garnett (2005)	—	—	—	—	14130	Robertson-Tessi & Garnett (2005)
NGC7027	1.37	Zhang et al. (2005)	100000	Zhang et al. (2005)	56234.13	Zhang et al. (2005)	12600	Zhang et al. (2005)
NGC7662	0.18	Liu et al. (2004b)	3311.31121	Liu et al. (2004b)	1905.46072	Liu et al. (2004b)	13400	Liu et al. (2004b)
Ou5 *	0.94	Corradi et al. (2015)	150	Corradi et al. (2015)	—	—	11900	Corradi et al. (2015)
PB8	0.36	García-Rojas et al. (2009)	2450	García-Rojas et al. (2009)	2400	García-Rojas et al. (2009)	6900	García-Rojas et al. (2009)
PC14	0.63	García-Rojas et al. (2012)	3080	García-Rojas et al. (2012)	3850	García-Rojas et al. (2012)	9300	García-Rojas et al. (2012)
Pe1-1	1.8	García-Rojas et al. (2012)	14000	García-Rojas et al. (2012)	31360	García-Rojas et al. (2012)	9980	García-Rojas et al. (2012)
Pe1-9 *	—	—	410	Wesson et al. (2018)	—	—	< 8700	Wesson et al. (2018)
Sp3 *	0.06	Miszalski et al. (2019)	640	Miszalski et al. (2019)	1040	Miszalski et al. (2019)	7240	Miszalski et al. (2019)
Sp4-1	0	Wesson et al. (2005)	—	—	—	—	11240	Wesson et al. (2005)
Vy1-2	0.31	Ruiz-Escobedo & Peña (2022)	4600	Ruiz-Escobedo & Peña (2022)	9300	Ruiz-Escobedo & Peña (2022)	9700	Ruiz-Escobedo & Peña (2022)
Vy1-2	0.139	Wesson et al. (2005)	1160	Wesson et al. (2005)	—	—	10400	Wesson et al. (2005)
Vy2-1	0.83	Wang & Liu (2007)	3235.93	Wang & Liu (2007)	4897.78	Wang & Liu (2007)	7860	Wang & Liu (2007)
Vy2-2	0.66	Ruiz-Escobedo & Peña (2022)	6200	Ruiz-Escobedo & Peña (2022)	58200	Ruiz-Escobedo & Peña (2022)	12800	Ruiz-Escobedo & Peña (2022)
Vy2-2	1.653	Wesson et al. (2005)	11730	Wesson et al. (2005)	—	—	13910	Wesson et al. (2005)
Wray16-423	0.132	Otsuka (2015)	3970	Otsuka (2015)	8280	Otsuka (2015)	12380	Otsuka (2015)

Tabla A.3: En esta tabla se presentan los tamaños de las PN, los tamaños de las rendijas utilizadas para medir el flujo de $H\beta$, así como los flujos globales y sus respectivas referencias. También se encuentra el dato de la luminosidad en unidades solares.

Nombre	Tamaño (arcsec)	Tamaños de la rendija (arcsec)	$F(H\beta)$ Rendija ($erg\ cm^{-2}\ s^{-1}$) [4]	Referencia	$L_{\odot}(H\beta)$ Rendija	$F(H\beta)$ Global ($erg\ cm^{-2}\ s^{-1}$)	Referencia	$L_{\odot}(H\beta)$ Global
Abell30(J1) *	127	0.82	$1.24E - 16$	Wesson et al. (2003)	$2.32E - 04$	$6.46E - 13$	Kaler (1983b)	1.208
Abell30(J3) *	127	0.82	$1.49E - 16$	Wesson et al. (2003)	$1.16E - 04$	$6.46E - 13$	Kaler (1983b)	0.503
Abell30(J4) *	127	0.82	$1.37E - 16$	Simpson et al. (2022)	$4.44E - 04$	$6.46E - 13$	Kaler (1983b)	2.098
Abell46 *	63	1	$3.53E - 14$	Corradi et al. (2015)	0.011	$1.41E - 12$	Kaler (1983b)	0.455
Abell58	44	1	$3.80E - 17$	Wesson et al. (2008)	$4.24E - 04$	—	—	—
Abell63 *	44.9	1	$1.80E - 14$	Corradi et al. (2015)	0.018	$1.58E - 13$	Acker et al. (1991)	0.161
BoBn1	2.2	1.2	$2.95E - 13$	Otsuka et al. (2010)	4.559	$2.00E - 13$	Acker et al. (1991)	3.084
Cn1-5	7	2	$3.98E - 12$	Wang & Liu (2007)	8.064	$6.17E - 12$	Acker et al. (1991)	12.493
Cn1-5	7	1	$9.72E - 13$	García-Rojas et al. (2012)	2.314	$6.17E - 12$	Acker et al. (1991)	14.678
Cn2-1	2.4	2	$2.34E - 12$	Wang & Liu (2007)	38.797	$2.34E - 12$	Webster (1983)	38.868
DdDm1	0.6	0.6	$1.86E - 12$	Otsuka et al. (2009)	20.340	$2.69E - 12$	Acker et al. (1991)	29.433
DdDm1	0.6	1	$2.69E - 12$	Wesson et al. (2005)	35.123	$2.69E - 12$	Acker et al. (1991)	35.143
Fgl *	16	—	—	—	—	$8.71E - 12$	Perek (1971)	6.777
H1-35	2	2	$3.16E - 12$	Wang & Liu (2007)	106.230	$3.55E - 12$	Acker et al. (1991)	119.277
H1-40	3.8	1.3	$1.41E - 13$	García-Rojas et al. (2018)	72.225	$2.57E - 13$	Acker et al. (1991)	131.665
H1-41	9.6	2	$1.26E - 12$	Wang & Liu (2007)	5.117	$2.00E - 12$	Acker et al. (1991)	8.104
H1-42	5.8	2	$2.09E - 12$	Wang & Liu (2007)	12.957	$2.00E - 12$	Acker et al. (1991)	12.369
H1-50	10	1.3	$1.79E - 12$	García-Rojas et al. (2018)	37.992	$2.09E - 12$	Acker et al. (1991)	44.344
H1-50	10	2	$1.99E - 12$	Wang & Liu (2007)	26.650	$2.09E - 12$	Acker et al. (1991)	27.979
H1-54	4.8	2	$1.35E - 12$	Wang & Liu (2007)	105.885	$1.32E - 12$	Webster (1983)	103.395
H4-1	2.7	0.6	$3.86E - 13$	Otsuka & Tajitsu (2013)	4.650	$5.37E - 13$	Acker et al. (1991)	6.469
Hb4	6.2	1	$1.34E - 13$	García-Rojas et al. (2012)	4.002	$1.12E - 12$	Shaw & Kaler (1989)	33.507
Hen2-118	5	2	$2.14E - 12$	Wang & Liu (2007)	16.893	$2.00E - 12$	Shaw & Kaler (1989)	15.750
Hen2-155 *	14.5	—	—	—	—	$2.57E - 12$	Shaw & Kaler (1989)	4.035
Hen2-158	2	1.3	$1.01E - 12$	García-Rojas et al. (2018)	29.416	$7.59E - 13$	Webster (1969)	22.093
Hen2-161 *	10	—	—	—	—	$7.94E - 13$	Webster (1969)	8.821
Hen2-283 *	5	—	—	—	—	$1.82E - 13$	Acker et al. (1991)	13.663
Hen2-436	10	—	—	—	—	$6.76E - 13$	Webster (1983)	29.014
Hen2-73	3.3	1.3	$9.11E - 13$	García-Rojas et al. (2018)	27.711	$1.12E - 12$	Acker et al. (1991)	34.140
Hen2-86	5.6	1	$2.96E - 13$	García-Rojas et al. (2012)	25.079	$3.16E - 14$	Acker et al. (1991)	2.679
Hen2-96	4	1	$3.35E - 13$	García-Rojas et al. (2018)	29.678	$4.27E - 13$	Acker et al. (1991)	37.792

Continúa en la siguiente página

Tabla A.3 – Continuación de la tabla

Nombre	Tamaño (arcsec)	Tamaños de la rendija (arcsec)	$F(H\beta)$ Ren- dija (erg $cm^{-2}s^{-1}$) [4]	Referencia	$L_{\odot}(H\beta)$ Rendija	$F(H\beta)$ Glo- bal (erg $cm^{-2}s^{-1}$)	Referencia	$L_{\odot}(H\beta)$ Global
Hen3-1357	4	2	$9.84E - 12$	Otsuka et al. (2017)	11.212	—	—	—
Hen3-1357(ESO)	4	2	$9.84E - 12$	Otsuka et al. (2017)	10.956	—	—	—
Hen3-1357(SALT)	4	2	$9.84E - 12$	Otsuka et al. (2017)	12.873	—	—	—
Hf2-206L *	18.6	—	—	—	—	$5.01E - 13$	Acker et al. (1991)	0.834
Hf2-216M *	18.6	—	—	—	—	$5.01E - 13$	Acker et al. (1991)	0.834
Hf2-218W *	18.6	—	—	—	—	$5.01E - 13$	Acker et al. (1991)	0.605
Hu1-1	5	1	$2.51E - 12$	Wesson et al. (2005)	16.155	$2.51E - 12$	Barker (1978)	16.167
Hu1-2	8.3	1	$6.17E - 12$	Liu et al. (2004b)	11.803	$6.17E - 12$	Kaler (1976)	11.795
Hu2-1	2.6	1	$1.58E - 11$	Wesson et al. (2005)	36.040	$1.58E - 11$	Kohoutek & Martin (1981)	36.061
Hu2-1	2.6	1	$1.58E - 11$	Wesson et al. (2005)	76.330	$1.58E - 11$	Kohoutek & Martin (1981)	76.566
IC1747	13	1	$3.24E - 12$	Wesson et al. (2005)	6.800	$3.24E - 12$	O'dell (1963)	6.792
IC2003	8.6	1	$6.46E - 12$	Wesson et al. (2005)	8.412	$6.46E - 12$	Barker (1978)	8.408
IC351	7	1	$3.80E - 12$	Wesson et al. (2005)	6.852	$3.80E - 12$	Barker (1978)	6.855
IC3568	10	1	$1.51E - 11$	Liu et al. (2004b)	5.032	$1.51E - 11$	Kaler (1976)	5.044
IC418	12	—	—	—	—	$2.63E - 10$	Shaw & Kaler (1989)	35.562
IC4191	5	2	$1.02E - 11$	Tsamis et al. (2003)	12.818	$1.00E - 11$	Shaw & Kaler (1989)	12.567
IC4191	5	2	$1.02E - 11$	Tsamis et al. (2003)	12.818	$1.00E - 11$	Shaw & Kaler (1989)	12.567
IC4406	35	2	$1.78E - 11$	Tsamis et al. (2003)	1.382	$1.82E - 11$	Webster (1983)	1.413
IC4593	13	2.5	$2.63E - 11$	Robertson-Tessi & Garnett (2005)	12.171	$2.63E - 11$	Webster (1983)	12.172
IC4699	5	2	$2.00E - 12$	Wang & Liu (2007)	3.346	$2.04E - 12$	Shaw & Kaler (1989)	3.416
IC4776 *	7.5	—	—	—	—	$1.91E - 11$	Webster (1983)	22.214
IC4846	2	2	$5.01E - 12$	Wang & Liu (2007)	28.789	$4.57E - 12$	Shaw & Kaler (1989)	26.266
IC4846	2	1	$4.57E - 12$	Wesson et al. (2005)	26.749	$4.57E - 12$	Shaw & Kaler (1989)	26.754
IC4997	2.5	—	—	—	—	$2.95E - 11$	Kaler (1978)	51.564
IC5217	6.6	1	$6.76E - 12$	Wesson et al. (2005)	14.797	$6.76E - 12$	Barker (1978)	14.799
K648	1	1.2	$7.83E - 13$	Otsuka et al. (2015)	3.333	$7.94E - 13$	Hawley & Miller (1978)	3.381
M1-20	2.5	2	$1.14E - 12$	Wang & Liu (2007)	45.131	$1.17E - 12$	Shaw & Kaler (1989)	46.513
M1-25	4.6	1	$5.01E - 13$	García-Rojas et al. (2012)	12.734	$1.20E - 12$	Acker et al. (1991)	30.557
M1-29	7.6	2	$3.89E - 13$	Wang & Liu (2007)	14.486	$6.31E - 13$	Acker et al. (1991)	23.497
M1-30	5	1	$5.20E - 13$	García-Rojas et al. (2012)	5.516	$1.70E - 12$	Acker et al. (1991)	18.013
M1-31	—	1.3	$3.84E - 13$	García-Rojas et al. (2018)	38.758	$1.26E - 12$	Acker et al. (1991)	127.067
M1-32	7.6	1	$2.01E - 13$	García-Rojas et al. (2012)	1.603	$6.31E - 13$	Acker et al. (1991)	5.031
M1-33	4.8	1.3	$8.65E - 13$	García-Rojas et al. (2018)	34.238	$8.13E - 13$	Acker et al. (1991)	32.173
M1-42	9	1	$2.34E - 12$	Liu et al. (2004a)	7.062	$2.40E - 12$	Webster (1983)	7.239

Continúa en la siguiente página

Tabla A.3 – Continuación de la tabla

Nombre	Tamaño (arcsec)	Tamaños de la rendija (arcsec)	$F(H\beta)$ Ren- dija (erg $cm^{-2}s^{-1}$) [4]	Referencia	$L_{\odot}(H\beta)$ Rendija	$F(H\beta)$ Glo- bal (erg $cm^{-2}s^{-1}$)	Referencia	$L_{\odot}(H\beta)$ Global
M1-42	9	1	$2.34E - 12$	Liu et al. (2004a)	7.062	$2.40E - 12$	Webster (1983)	7.239
M1-60	10	1.3	$6.25E - 13$	García-Rojas et al. (2018)	43.231	$5.25E - 13$	Acker et al. (1991)	36.300
M1-61	1.8	1	$2.45E - 12$	García-Rojas et al. (2012)	39.146	$3.72E - 12$	Acker et al. (1991)	59.364
M1-61	1.8	2	$3.47E - 12$	Wang & Liu (2007)	26.537	$3.72E - 12$	Acker et al. (1991)	28.413
M1-73	5	1	$2.00E - 12$	Wesson et al. (2005)	24.751	$2.00E - 12$	Acker et al. (1991)	24.692
M1-74	5	1	$1.78E - 12$	Wesson et al. (2005)	65.040	$1.78E - 12$	Barker (1978)	64.977
M2-23	8.5	2	$2.63E - 12$	Wang & Liu (2007)	33.518	$2.69E - 12$	Webster (1983)	34.302
M2-24	6.8	2	$7.94E - 13$	Zhang & Liu (2003)	14.136	$8.13E - 13$	Acker et al. (1991)	14.472
M2-27	4.8	2	$5.89E - 13$	Wang & Liu (2007)	14.859	$6.31E - 13$	Acker et al. (1991)	15.918
M2-31	5.1	1.3	$7.02E - 13$	García-Rojas et al. (2018)	21.021	$7.76E - 13$	Viadana & de Freitas Pacheco (1985)	23.244
M2-33	5.8	2	$1.41E - 12$	Wang & Liu (2007)	10.581	$2.51E - 12$	Acker et al. (1991)	18.850
M2-36	8	2	$3.54E - 12$	Liu et al. (2001)	7.912	$6.31E - 12$	Acker et al. (1991)	14.103
M2-36	8	2	$3.54E - 12$	Liu et al. (2001)	9.085	$6.31E - 12$	Acker et al. (1991)	16.192
M2-39	3.2	2	$8.51E - 13$	Wang & Liu (2007)	8.103	$7.41E - 13$	Acker et al. (1991)	7.059
M2-4	5	2	$1.15E - 12$	Wang & Liu (2007)	39.190	$1.45E - 12$	Acker et al. (1991)	49.258
M2-42	3.8	2	$7.94E - 13$	Wang & Liu (2007)	15.486	$7.59E - 13$	Acker et al. (1991)	14.795
M2-6	8	2	$5.89E - 13$	Wang & Liu (2007)	11.439	$1.26E - 12$	Acker et al. (1991)	24.450
M3-15	4.2	1	$9.01E - 13$	García-Rojas et al. (2012)	99.665	$3.55E - 13$	Acker et al. (1991)	39.248
M3-21	5	2	$4.07E - 12$	Wang & Liu (2007)	16.674	$3.80E - 12$	Shaw & Kaler (1989)	15.576
M3-27	1	1	$1.48E - 12$	Wesson et al. (2005)	—	$1.48E - 12$	Barker (1978)	—
M3-29	8.2	2	$1.66E - 12$	Wang & Liu (2007)	2.986	$2.51E - 12$	Acker et al. (1991)	4.519
M3-32	6	2	$1.41E - 12$	Wang & Liu (2007)	8.712	$1.26E - 12$	Acker et al. (1991)	7.778
M3-33	5	2	$1.17E - 12$	Wang & Liu (2007)	5.619	$1.00E - 12$	Acker et al. (1991)	4.802
M3-34	5.6	1	$1.58E - 12$	Wesson et al. (2005)	4.257	$1.58E - 12$	Acker et al. (1991)	4.270
M3-7	5.8	2	$4.17E - 13$	Wang & Liu (2007)	17.126	$5.13E - 13$	Webster (1983)	21.063
Me2-2	5	1	$6.92E - 12$	Wesson et al. (2005)	36.801	$6.92E - 12$	Barker (1978)	36.792
MPAJ1759-3007 *	25	—	—	—	—	—	—	—
MyCn18 *	3.5	2	$6.17E - 12$	Tsamis et al. (2003)	11.855	$7.41E - 12$	Webster (1969)	14.244
NGC1501	52	—	—	—	—	$5.25E - 12$	Collins et al. (1961)	2.304
NGC2022	19	2	$7.41E - 12$	Tsamis et al. (2003)	3.841	$7.41E - 12$	Kohoutek & Martin (1981)	3.843
NGC2392(inner) *	46	—	—	—	—	$4.07E - 11$	Shaw & Kaler (1985)	8.909
NGC2392(outer) *	46	—	—	—	—	$4.07E - 11$	Shaw & Kaler (1985)	8.909
NGC2440	16	2	$3.16E - 11$	Tsamis et al. (2003)	6.441	$3.16E - 11$	Shaw & Kaler (1989)	6.446
NGC2867-1 *	14	—	—	—	—	$2.63E - 11$	Shaw & Kaler (1989)	10.215

Continúa en la siguiente página

Tabla A.3 – Continuación de la tabla

Nombre	Tamaño (arcsec)	Tamaños de la rendija (arcsec)	$F(H\beta)$ Rendija ($erg\ cm^{-2}\ s^{-1}$) [4]	Referencia	$L_{\odot}(H\beta)$ Rendija	$F(H\beta)$ Global ($erg\ cm^{-2}\ s^{-1}$)	Referencia	$L_{\odot}(H\beta)$ Global
NGC2867-2 *	14	—	—	—	—	$2.63E - 11$	Shaw & Kaler (1989)	11.200
NGC3132	30	2	$3.55E - 11$	Tsamis et al. (2003)	3.490	$3.55E - 11$	Webster (1969)	3.488
NGC3242	25	2	$1.62E - 10$	Tsamis et al. (2003)	15.021	$1.62E - 10$	Shaw & Kaler (1989)	15.037
NGC3918	19	2	$9.12E - 11$	Tsamis et al. (2003)	17.354	$9.12E - 11$	Kohoutek & Martin (1981)	17.354
NGC3918	19	1	$5.54E - 12$	García-Rojas et al. (2015)	0.781	$9.12E - 11$	Kohoutek & Martin (1981)	12.865
NGC40	48	1	$4.27E - 11$	Liu et al. (2004b)	26.454	$2.19E - 11$	Liller (1955)	13.554
NGC5189 *	140	1	$1.17E - 13$	García-Rojas et al. (2012)	0.005	$3.02E - 11$	Viadana & de Freitas Pacheco (1985)	1.299
NGC5307	12.5	3	$1.18E - 12$	Ruiz et al. (2003)	1.201	$6.61E - 12$	Webster (1983)	6.722
NGC5315	6	—	—	—	—	$3.80E - 11$	Kohoutek & Martin (1981)	22.337
NGC5315	6	2	$3.80E - 11$	Tsamis et al. (2003)	18.570	$3.80E - 11$	Kohoutek & Martin (1981)	18.579
NGC5882	14	2	$4.17E - 11$	Tsamis et al. (2003)	19.755	$4.27E - 11$	Kohoutek & Martin (1981)	20.208
NGC6153	24	—	—	—	—	$1.45E - 11$	Webster (1983)	19.919
NGC6153	24	—	—	—	—	$1.45E - 11$	Webster (1983)	20.857
NGC6210	16.2	2.5	$8.13E - 11$	Robertson-Tessi & Garnett (2005)	42.041	$8.13E - 11$	Kohoutek & Martin (1981)	42.032
NGC6210	16.2	1	$8.13E - 11$	Liu et al. (2004b)	16.737	$8.13E - 11$	Kohoutek & Martin (1981)	16.733
NGC6302	44.5	2	$2.82E - 11$	Tsamis et al. (2003)	9.222	$2.82E - 11$	Perek (1971)	9.216
NGC6326 *	12.5	—	—	—	—	$8.32E - 12$	Shaw & Kaler (1989)	8.634
NGC6337 *	51	—	—	—	—	$4.47E - 12$	Perek (1971)	1.475
NGC6369	38	1	$6.72E - 14$	García-Rojas et al. (2012)	0.234	$4.79E - 12$	Perek (1971)	16.693
NGC6439	5	2	$1.86E - 12$	Wang & Liu (2007)	29.397	$2.09E - 12$	Acker et al. (1991)	33.021
NGC6543S	19.5	2.5	$2.45E - 10$	Robertson-Tessi & Garnett (2005)	17.432	$2.69E - 10$	Wesson & Liu (2004)	17.465
NGC6543S	19.5	2.5	$2.45E - 10$	Robertson-Tessi & Garnett (2005)	17.432	$2.69E - 10$	Wesson & Liu (2004)	17.465
NGC6543S	19.5	—	—	—	—	$2.69E - 10$	Wesson & Liu (2004)	18.288
NGC6565	13.6	2	$5.62E - 12$	Wang & Liu (2007)	5.689	$6.03E - 12$	Shaw & Kaler (1989)	6.100
NGC6567	7.6	2	$1.15E - 11$	Wang & Liu (2007)	23.559	$1.17E - 11$	Shaw & Kaler (1989)	24.069
NGC6572	10.8	2.5	$1.51E - 10$	Robertson-Tessi & Garnett (2005)	273.361	$1.51E - 10$	Shaw & Kaler (1989)	274.006
NGC6572	10.8	2.5	$1.51E - 10$	Robertson-Tessi & Garnett (2005)	273.361	$1.51E - 10$	Shaw & Kaler (1989)	274.006
NGC6572	10.8	2.5	$1.51E - 10$	Robertson-Tessi & Garnett (2005)	273.361	$1.51E - 10$	Shaw & Kaler (1989)	274.006

Continúa en la siguiente página

Tabla A.3 – Continuación de la tabla

Nombre	Tamaño (arcsec)	Tamaños de la rendija (arcsec)	$F(H\beta)$ Rendija ($erg\ cm^{-2}\ s^{-1}$) [4]	Referencia	$L_{\odot}(H\beta)$ Rendija	$F(H\beta)$ Global ($erg\ cm^{-2}\ s^{-1}$)	Referencia	$L_{\odot}(H\beta)$ Global
NGC6572	10.8	1	$1.51E - 10$	Liu et al. (2004b)	49.744	$1.51E - 10$	Shaw & Kaler (1989)	49.861
NGC6620	8	2	$1.86E - 12$	Wang & Liu (2007)	7.732	$1.86E - 12$	Webster (1983)	7.741
NGC6644	2.6	—	—	—	—	$1.02E - 11$	Shaw & Kaler (1989)	—
NGC6720	76	1	$8.32E - 11$	Liu et al. (2004b)	2.661	$8.32E - 11$	Collins et al. (1961)	2.660
NGC6720	76	—	—	—	—	$8.32E - 11$	Collins et al. (1961)	—
NGC6741	8	1	$4.57E - 12$	Liu et al. (2004b)	22.031	$4.79E - 12$	Webster (1983)	23.074
NGC6778 *	15.8	0.7	$6.17E - 12$	Jones et al. (2016)	4.650	$6.92E - 12$	Kaler (1983a)	5.218
NGC6790	7	2.5	$1.26E - 11$	Robertson-Tessi & Garnett (2005)	15.412	$1.26E - 11$	Kaler (1983a)	15.399
NGC6790	7	1	$1.26E - 11$	Liu et al. (2004b)	68.842	$1.26E - 11$	Kaler (1983a)	68.783
NGC6803	5.5	1	$6.61E - 12$	Wesson et al. (2005)	37.770	$6.61E - 12$	Collins et al. (1961)	37.752
NGC6807	2	1	$3.31E - 12$	Wesson et al. (2005)	49.313	$3.31E - 12$	Kaler (1980)	49.332
NGC6818	20	2	$3.31E - 11$	Tsamis et al. (2003)	8.647	$3.31E - 11$	Webster (1983)	8.651
NGC6826	25	1	$1.10E - 10$	Liu et al. (2004b)	6.834	$1.05E - 10$	Kaler (1978)	6.505
NGC6833	2	1	$5.62E - 12$	Wesson et al. (2005)	22.788	$5.62E - 12$	Acker et al. (1991)	22.801
NGC6879	5	1	$2.63E - 12$	Wesson et al. (2005)	7.820	$2.63E - 12$	Webster (1983)	7.821
NGC6884	6	1	$7.76E - 12$	Liu et al. (2004b)	25.369	$7.76E - 12$	Collins et al. (1961)	25.377
NGC6891	15	1	$2.24E - 11$	Wesson et al. (2005)	10.954	$2.24E - 11$	Webster (1983)	10.947
NGC7009	28	—	—	—	—	$1.66E - 10$	Webster (1983)	14.016
NGC7009	28	—	—	—	—	$1.66E - 10$	Webster (1983)	13.201
NGC7026	20	1	$1.26E - 11$	Wesson et al. (2005)	61.981	$1.26E - 11$	Kaler & Lutz (1985)	61.928
NGC7027	14	2.5	$7.59E - 11$	Robertson-Tessi & Garnett (2005)	12.111	$7.59E - 11$	Shaw & Kaler (1982)	12.104
NGC7027	14	—	—	—	—	$7.59E - 11$	Shaw & Kaler (1982)	34.113
NGC7662	17	1	$1.02E - 10$	Liu et al. (2004b)	17.022	$1.02E - 10$	Kaler (1978)	17.077
Ou5 *	48	1	$1.37E - 14$	Corradi et al. (2015)	0.105	—	—	—
PB8	5	—	—	—	—	$3.89E - 12$	Shaw & Kaler (1989)	7.746
PC14	7	1	$5.05E - 13$	García-Rojas et al. (2012)	1.712	$1.86E - 12$	Shaw & Kaler (1989)	6.312
Pe1-1	3	1	$2.57E - 13$	García-Rojas et al. (2012)	14.854	$5.50E - 13$	Acker et al. (1991)	31.762
Pe1-9 *	12.4	—	—	—	—	$6.31E - 14$	Acker et al. (1991)	—
Sp3 *	36	—	—	—	—	$7.94E - 12$	Acker et al. (1991)	1.256
Sp4-1	—	1	$1.45E - 12$	Wesson et al. (2005)	21.154	$1.45E - 12$	Acker et al. (1991)	21.087
Vy1-2	4.6	1	$2.95E - 12$	Wesson et al. (2005)	14.740	$2.95E - 12$	Kaler (1980)	14.746
Vy1-2	4.6	1	$2.95E - 12$	Wesson et al. (2005)	9.943	$2.95E - 12$	Kaler (1980)	9.947
Vy2-1	7	2	$2.69E - 12$	Wang & Liu (2007)	25.665	$3.16E - 12$	Acker et al. (1991)	30.171

Continúa en la siguiente página

Tabla A.3 – Continuación de la tabla

Nombre	Tamaño (arcsec)	Tamaños de la rendija (arcsec)	$F(H\beta)$ Rendija ($erg\ cm^{-2}\ s^{-1}$) [4]	Referencia	$L_{\odot}(H\beta)$ Rendija	$F(H\beta)$ Global ($erg\ cm^{-2}\ s^{-1}$)	Referencia	$L_{\odot}(H\beta)$ Global
Vy2-2	3.1	1	$2.75E - 12$	Wesson et al. (2005)	7.638	$2.75E - 12$	Shaw & Kaler (1989)	7.650
Vy2-2	3.1	1	$2.75E - 12$	Wesson et al. (2005)	75.162	$2.75E - 12$	Shaw & Kaler (1989)	75.277
Wray16-423	2.6	1.2	$1.53E - 12$	Otsuka (2015)	19.657	$1.00E - 12$	Acker et al. (1991)	12.848

Tabla A.4: En esta tabla se presentan los ADF que fueron consultados de (Wesson, 2023), mientras que las ultimas 4 columnas se refieren a la Masa ionizada calculada con densidad de las líneas [S II] y [Cl III] y flujos de rendija o globales, en unidades solares.

Nombre	ADF	$M_{\odot ion}([S II])$ Rendija	$M_{\odot ion}([Cl III])$ Rendija	$M_{\odot ion}([S II])$ Global	$M_{\odot ion}([Cl III])$ Global
Abell30(J1) *	770	—	—	—	—
Abell30(J3) *	600	—	—	—	—
Abell30(J4) *	22	—	—	—	—
Abell46 *	120	$1.25E - 03$	—	$5.01E - 02$	—
Abell58	89	$5.82E - 06$	—	—	—
Abell63 *	8	$1.14E - 03$	—	$1.00E - 02$	—
BoBn1	3.05	$2.98E - 02$	$4.76E - 02$	$2.01E - 02$	$3.22E - 02$
Cn1-5	1.6	$6.62E - 02$	$9.13E - 02$	$1.02E - 01$	$1.41E - 01$
Cn1-5	1.9	$2.30E - 02$	$2.01E - 02$	$1.46E - 01$	$1.27E - 01$
Cn2-1	2.9	$2.90E - 01$	$1.87E - 01$	$2.91E - 01$	$1.88E - 01$
DdDm1	5.3	$1.56E - 01$	$1.03E - 01$	$2.25E - 01$	$1.49E - 01$
DdDm1	11.8	—	—	—	—
Fg1 *	46	$8.76E - 01$	—	$8.76E - 01$	—
H1-35	2.1	$8.13E - 02$	$1.15E - 01$	$9.13E - 02$	$1.29E - 01$
H1-40	2.88	$2.43E - 01$	—	$4.43E - 01$	—
H1-41	5.1	$1.49E - 01$	$1.63E - 01$	$2.36E - 01$	$2.59E - 01$
H1-42	2.3	$5.21E - 02$	$9.26E - 02$	$4.97E - 02$	$8.84E - 02$
H1-50	2.37	$1.60E - 01$	$1.32E - 01$	$1.87E - 01$	$1.54E - 01$
H1-50	2.9	$1.35E - 01$	$1.10E - 01$	$1.42E - 01$	$1.15E - 01$
H1-54	2.6	$3.08E - 01$	$3.01E - 01$	$3.01E - 01$	$2.94E - 01$
H4-1	1.75	$1.69E - 01$	$6.14E - 02$	$2.36E - 01$	$8.54E - 02$
Hb4	3.7	$2.61E - 02$	$2.04E - 02$	$2.18E - 01$	$1.71E - 01$
Hen2-118	1.7	$7.11E - 02$	$5.52E - 02$	$6.63E - 02$	$5.14E - 02$
Hen2-155 *	6.3	$9.70E - 02$	—	$1.09E - 01$	—
Hen2-158	1.61	$3.02E - 01$	$2.01E - 01$	$2.27E - 01$	$1.51E - 01$
Hen2-161 *	11	$2.20E - 01$	—	$2.21E - 01$	—
Hen2-283 *	5.1	$1.44E - 01$	—	$1.44E - 01$	—
Hen2-436	16.3	$2.85E - 02$	$2.00E - 02$	$3.06E - 02$	$2.15E - 02$
Hen2-73	2.29	$1.17E - 01$	$9.85E - 02$	$1.44E - 01$	$1.21E - 01$

Continúa en la siguiente página

Tabla A.4 – Continuación de la tabla

Nombre	ADF	$M_{\odot ion}([S \text{ II}])$ Rendija	$M_{\odot ion}([Cl \text{ III}])$ Rendija	$M_{\odot ion}([S \text{ II}])$ Global	$M_{\odot ion}([Cl \text{ III}])$ Global
Hen2-86	1.9	$6.09E - 02$	$4.04E - 02$	$6.50E - 03$	$4.32E - 03$
Hen2-96	1.41	$8.56E - 02$	$5.75E - 02$	$1.09E - 01$	$7.32E - 02$
Hen3-1357	1.51	$7.36E - 02$	$1.75E - 02$	—	—
Hen3-1357(ESO)	2.52	$6.04E - 02$	—	—	—
Hen3-1357(SALT)	3.47	$7.43E - 02$	$3.55E - 02$	—	—
Hf2-206L *	70	$8.33E - 02$	—	$3.73E - 02$	—
Hf2-216M *	80	$3.94E - 02$	$1.88E - 02$	$3.94E - 02$	$1.89E - 02$
Hf2-218W *	83	$7.81E - 02$	—	$7.82E - 02$	—
Hu1-1	2.97	$4.39E - 01$	—	$4.39E - 01$	—
Hu1-2	1.6	$9.04E - 02$	$1.04E - 01$	$9.03E - 02$	$1.04E - 01$
Hu2-1	1.85	—	$1.02E - 01$	—	$1.02E - 01$
Hu2-1	4	—	—	—	—
IC1747	3.2	$6.49E - 02$	—	$6.48E - 02$	—
IC2003	7.31	$6.09E - 02$	$1.54E - 01$	$6.09E - 02$	$1.54E - 01$
IC351	3.14	$7.20E - 02$	—	$7.20E - 02$	—
IC3568	2.2	$9.90E - 02$	—	$9.93E - 02$	—
IC418	2	$7.84E - 02$	$1.21E - 01$	$7.84E - 02$	$1.21E - 01$
IC4191	2.4	$3.77E - 02$	$3.88E - 02$	$3.70E - 02$	$3.81E - 02$
IC4191	2.4	$6.08E - 02$	$4.74E - 02$	$5.97E - 02$	$4.64E - 02$
IC4406	1.9	$5.46E - 02$	$1.48E - 02$	$5.58E - 02$	$1.51E - 02$
IC4593	3.6	—	—	—	—
IC4699	6.2	$4.06E - 02$	—	$4.15E - 02$	—
IC4776 *	1.75	$7.02E - 02$	$4.38E - 02$	$7.18E - 02$	$4.48E - 02$
IC4846	1.5	$1.63E - 01$	$2.15E - 01$	$1.49E - 01$	$1.97E - 01$
IC4846	2.91	$4.96E - 02$	—	$4.96E - 02$	—
IC4997	4.87	—	$6.10E - 02$	—	$6.10E - 02$
IC5217	2.26	—	$8.89E - 02$	—	$8.89E - 02$
K648	2.99	$4.94E - 02$	$1.75E - 02$	$5.01E - 02$	$1.78E - 02$
M1-20	1.4	$1.69E - 01$	$1.90E - 01$	$1.74E - 01$	$1.96E - 01$
M1-25	1.8	$6.17E - 02$	$3.16E - 02$	$1.48E - 01$	$7.59E - 02$
M1-29	3	$1.68E - 01$	$1.19E - 01$	$2.72E - 01$	$1.93E - 01$

Continúa en la siguiente página

Tabla A.4 – Continuación de la tabla

Nombre	ADF	$M_{\odot ion}([S \text{ II}])$ Rendija	$M_{\odot ion}([Cl \text{ III}])$ Rendija	$M_{\odot ion}([S \text{ II}])$ Global	$M_{\odot ion}([Cl \text{ III}])$ Global
M1-30	2.4	$3.99E - 02$	$2.55E - 02$	$1.30E - 01$	$8.34E - 02$
M1-31	2.11	$1.10E - 01$	$8.92E - 02$	$3.61E - 01$	$2.92E - 01$
M1-32	3	$7.20E - 03$	$4.06E - 03$	$2.26E - 02$	$1.27E - 02$
M1-33	2.77	$2.27E - 01$	$2.14E - 01$	$2.14E - 01$	$2.01E - 01$
M1-42	20	$2.17E - 01$	$1.57E - 01$	$2.23E - 01$	$1.61E - 01$
M1-42	22	$1.33E + 00$	$1.67E - 01$	$1.36E + 00$	$1.71E - 01$
M1-60	2.75	$1.99E - 01$	$1.43E - 01$	$1.67E - 01$	$1.20E - 01$
M1-61	1.6	$7.05E - 02$	$6.61E - 02$	$1.07E - 01$	$1.00E - 01$
M1-61	2	$4.99E - 02$	$5.73E - 02$	$5.34E - 02$	$6.13E - 02$
M1-73	3.61	$1.51E - 01$	—	$1.51E - 01$	—
M1-74	2.14	$5.23E - 02$	—	$5.23E - 02$	—
M2-23	1.4	$7.40E - 02$	$1.05E - 01$	$7.57E - 02$	$1.07E - 01$
M2-24	17	$2.98E - 01$	—	$3.05E - 01$	—
M2-27	2.2	$7.35E - 02$	$4.33E - 02$	$7.87E - 02$	$4.63E - 02$
M2-31	2.42	$1.31E - 01$	$9.73E - 02$	$1.45E - 01$	$1.08E - 01$
M2-33	2.2	$2.45E - 01$	—	$4.36E - 01$	—
M2-36	5	$7.73E - 02$	$6.14E - 02$	$1.38E - 01$	$1.09E - 01$
M2-36	6.76	$1.00E - 01$	$5.22E - 02$	$1.79E - 01$	$9.30E - 02$
M2-39	0.4	$6.35E - 02$	$2.05E - 01$	$5.53E - 02$	$1.79E - 01$
M2-4	1.9	$2.22E - 01$	$2.17E - 01$	$2.80E - 01$	$2.73E - 01$
M2-42	2.1	$1.79E - 01$	$2.01E - 01$	$1.71E - 01$	$1.92E - 01$
M2-6	2.3	$5.40E - 02$	$6.80E - 02$	$1.15E - 01$	$1.45E - 01$
M3-15	2.3	$6.60E - 01$	$3.65E - 01$	$2.60E - 01$	$1.44E - 01$
M3-21	2.6	$5.20E - 02$	$5.84E - 02$	$4.86E - 02$	$5.45E - 02$
M3-27	5.48	—	—	—	—
M3-29	2.2	$1.38E - 01$	—	$2.08E - 01$	—
M3-32	17.8	$1.27E - 01$	$3.75E - 01$	$1.13E - 01$	$3.35E - 01$
M3-33	6.6	$2.06E - 01$	$1.36E - 01$	$1.76E - 01$	$1.16E - 01$
M3-34	4.23	—	—	—	—
M3-7	4.4	$1.17E - 01$	$2.39E - 01$	$1.44E - 01$	$2.93E - 01$
Me2-2	2.1	$6.90E - 01$	—	$6.90E - 01$	—
MPAJ1759-3007*	62	—	—	—	—

Continúa en la siguiente página

Tabla A.4 – Continuación de la tabla

Nombre	ADF	$M_{\odot ion}([S \text{ II}])$ Rendija	$M_{\odot ion}([Cl \text{ III}])$ Rendija	$M_{\odot ion}([S \text{ II}])$ Global	$M_{\odot ion}([Cl \text{ III}])$ Global
MyCn18*	1.8	$8.85E - 02$	$4.72E - 02$	$1.06E - 01$	$5.67E - 02$
NGC1501	32	$9.47E - 02$	$5.21E - 02$	$9.47E - 02$	$5.21E - 02$
NGC2022	16	$1.37E - 01$	$1.69E - 01$	$1.37E - 01$	$1.70E - 01$
NGC2392(inner)*	1.65	$9.63E - 02$	$2.01E - 01$	$1.01E - 01$	$2.11E - 01$
NGC2392(outer)*	1.65	$3.66E - 01$	$3.05E - 01$	$3.84E - 01$	$3.19E - 01$
NGC2440	5.4	—	—	—	—
NGC2867-1 *	1.49	$1.05E - 01$	$7.88E - 02$	$1.08E - 01$	$8.06E - 02$
NGC2867-2 *	1.77	$1.64E - 01$	$8.64E - 02$	$1.68E - 01$	$8.84E - 02$
NGC3132	2.4	$2.38E - 01$	$1.82E - 01$	$2.38E - 01$	$1.82E - 01$
NGC3242	2.2	$2.86E - 01$	$4.69E - 01$	$2.86E - 01$	$4.70E - 01$
NGC3918	1.8	$1.41E - 01$	$1.18E - 01$	$1.41E - 01$	$1.18E - 01$
NGC3918	1.85	$5.86E - 03$	$4.88E - 03$	$9.65E - 02$	$8.04E - 02$
NGC40	17.8	$5.71E - 01$	$1.14E + 00$	$2.92E - 01$	$5.84E - 01$
NGC5189 *	1.6	$1.99E - 04$	$1.43E - 04$	$5.13E - 02$	$3.69E - 02$
NGC5307	1.9	$8.26E - 03$	$2.21E - 02$	$4.63E - 02$	$1.24E - 01$
NGC5315	1.58	$8.91E - 02$	$3.12E - 02$	$8.91E - 02$	$3.13E - 02$
NGC5315	2	$8.49E - 02$	$3.05E - 02$	$8.50E - 02$	$3.05E - 02$
NGC5882	2.1	$1.85E - 01$	$2.74E - 01$	$1.89E - 01$	$2.81E - 01$
NGC6153	10	$1.80E - 01$	$1.86E - 01$	$1.88E - 01$	$1.95E - 01$
NGC6153	11	$1.88E + 00$	$4.40E - 01$	$1.96E + 00$	$4.61E - 01$
NGC6210	2.5	—	—	—	—
NGC6210	3.1	$1.44E - 01$	$2.03E - 01$	$1.44E - 01$	$2.03E - 01$
NGC6302	3.6	$2.68E - 02$	$1.54E - 02$	$2.68E - 02$	$1.54E - 02$
NGC6326 *	23	$4.22E - 01$	—	$4.32E - 01$	—
NGC6337 *	18	$1.68E - 01$	—	$1.68E - 01$	—
NGC6369	1.4	$2.48E - 03$	$1.89E - 03$	$1.76E - 01$	$1.35E - 01$
NGC6439	6.2	$2.20E - 01$	$2.20E - 01$	$2.47E - 01$	$2.47E - 01$
NGC6543S	2.07	—	—	—	—
NGC6543S	2.74	—	—	—	—
NGC6543S	3	$1.15E - 01$	$1.61E - 01$	$1.05E - 01$	$1.47E - 01$
NGC6565	1.7	$1.20E - 01$	$1.38E - 01$	$1.29E - 01$	$1.48E - 01$
NGC6567	2.2	$1.25E - 01$	$1.14E - 01$	$1.27E - 01$	$1.16E - 01$

Continúa en la siguiente página

Tabla A.4 – Continuación de la tabla

Nombre	ADF	$M_{\odot ion}([S \text{ II}])$ Rendija	$M_{\odot ion}([Cl \text{ III}])$ Rendija	$M_{\odot ion}([S \text{ II}])$ Global	$M_{\odot ion}([Cl \text{ III}])$ Global
NGC6572	1.38	—	—	—	—
NGC6572	1.5	—	—	—	—
NGC6572	1.54	—	—	—	—
NGC6572	1.6	$7.26E - 02$	$1.23E - 01$	$7.27E - 02$	$1.24E - 01$
NGC6620	3.2	$1.18E - 01$	$1.05E - 01$	$1.18E - 01$	$1.05E - 01$
NGC6644	1.9	—	—	—	—
NGC6720	2.4	$1.99E - 01$	$2.04E - 01$	$1.99E - 01$	$2.04E - 01$
NGC6720	5	—	—	—	—
NGC6741	1.9	$1.61E - 01$	$1.61E - 01$	$1.69E - 01$	$1.69E - 01$
NGC6778 *	18	$2.96E - 01$	—	$3.32E - 01$	—
NGC6790	1.44	—	—	—	—
NGC6790	1.7	$4.70E - 02$	$1.32E - 01$	$4.69E - 02$	$1.32E - 01$
NGC6803	2.71	$1.90E - 01$	—	$1.90E - 01$	—
NGC6807	2	$1.34E - 01$	—	$1.34E - 01$	—
NGC6818	2.9	$1.91E - 01$	$1.35E - 01$	$1.91E - 01$	$1.35E - 01$
NGC6826	1.9	$1.28E - 01$	$1.94E - 01$	$1.22E - 01$	$1.85E - 01$
NGC6833	2.47	—	—	—	—
NGC6879	2.46	—	—	—	—
NGC6884	2.3	$1.04E - 01$	$1.81E - 01$	$1.04E - 01$	$1.81E - 01$
NGC6891	1.52	—	—	—	—
NGC7009	5	$1.46E - 01$	$1.26E - 01$	$1.53E - 01$	$1.32E - 01$
NGC7009	5	$1.15E - 01$	$1.31E - 01$	$1.21E - 01$	$1.38E - 01$
NGC7026	3.36	—	$2.88E - 01$	—	$2.88E - 01$
NGC7027	3.58	—	—	—	—
NGC7027	1.3	$1.28E - 02$	$2.27E - 02$	$1.28E - 02$	$2.27E - 02$
NGC7662	2	$1.93E - 01$	$3.35E - 01$	$1.93E - 01$	$3.36E - 01$
Ou5 *	56	$2.63E - 02$	—	—	—
PB8	2.57	$1.19E - 01$	$1.21E - 01$	$1.19E - 01$	$1.21E - 01$
PC14	1.9	$2.08E - 02$	$1.67E - 02$	$7.68E - 02$	$6.15E - 02$
Pe1-1	1.7	$3.98E - 02$	$1.78E - 02$	$8.51E - 02$	$3.80E - 02$
Pe1-9 *	60	—	—	—	—
Sp3 *	24	$7.36E - 02$	$4.53E - 02$	$7.36E - 02$	$4.53E - 02$

Continúa en la siguiente página

Tabla A.4 – Continuación de la tabla

Nombre	ADF	$M_{\odot ion}([S \text{ II}])$ Rendija	$M_{\odot ion}([Cl \text{ III}])$ Rendija	$M_{\odot ion}([S \text{ II}])$ Global	$M_{\odot ion}([Cl \text{ III}])$ Global
Sp4-1	2.94	—	—	—	—
Vy1-2	5.34	$1.20E - 01$	$5.94E - 02$	$1.20E - 01$	$5.95E - 02$
Vy1-2	6.17	$3.21E - 01$	—	$3.22E - 01$	—
Vy2-1	2	$2.97E - 01$	$1.97E - 01$	$3.50E - 01$	$2.31E - 01$
Vy2-2	4.3	$4.62E - 02$	$4.92E - 03$	$4.63E - 02$	$4.93E - 03$
Vy2-2	11.8	$2.40E - 01$	—	$2.41E - 01$	—
Wray16-423	1.64	$1.86E - 01$	$8.90E - 02$	$1.21E - 01$	$5.82E - 02$

Apéndice B

Prueba Estadística

B.1. Correlación

La correlación es una medida estadística que indica la posible relación lineal entre dos variables. El coeficiente de correlación sólo tendrá sentido si la relación entre ambas variables es de tipo lineal, en caso de que no fuera así el coeficiente de correlación sólo nos indicara la ausencia de una relación lineal pero no demuestra la ausencia de relación alguna. Por lo que de manera más general definimos al coeficiente de correlación *como un instrumento estadístico que mide el grado de asociación lineal entre dos variables*. Lahura et al., 2003.

Hay diferentes tipos de correlación, los más comunes mostradas en la figura B.1

- Correlación positiva: Cuando los valores de ambas variables aumentan o disminuyen en conjunto. Es decir, cuando una variable aumenta, la otra también tiende a aumentar, y viceversa.
- Correlación nula o cercana a cero: Cuando no hay una relación lineal aparente entre las dos variables.
- Correlación negativa: Cuando los valores de una variable tienden a aumentar mientras los de la otra tienden a disminuir, o viceversa.

Tipos de correlaciones en los diagramas de dispersión

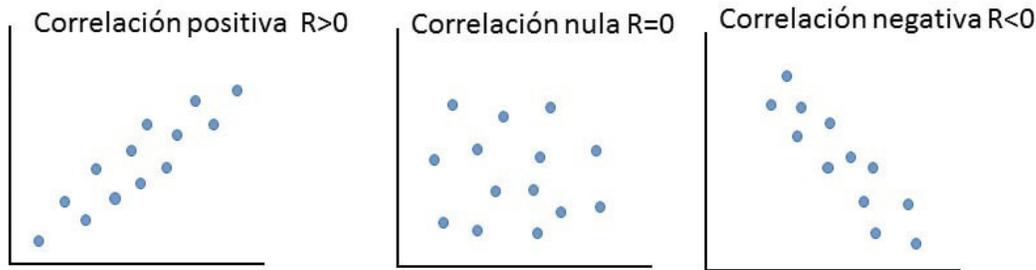


Figura B.1: Imagen obtenida de <https://www.webyempresas.com/ejemplos-de-diagrama-de-dispersion/>

Partiremos de la hipótesis nula que es no hay relación significativa entre las variables de interés en un experimento o nuestro estudio, es decir que, si observamos una relación o patrón a simple vista esta pueda ser provocada por casualidad.

Para probar que dos variables están correlacionadas, se pueden utilizar varias técnicas estadísticas. Hablaremos concretamente de las 2 que nos conciernen:

- Coeficiente de correlación de Pearson: Se utiliza para buscar correlaciones lineales. Este coeficiente mide la relación lineal entre las dos variables y varía entre -1 (correlación negativa perfecta) y 1 (correlación positiva perfecta), con 0 indicando ausencia de correlación.
- Coeficiente de correlación de Spearman: Se utiliza cuando no esperamos una correlación lineal. Este coeficiente mide una relación más general (creciente o decreciente) entre las variables basada en los rangos de sus observaciones.

La correlación no implica causalidad, es decir, que una variable cause cambios en la otra; simplemente señala una relación estadística entre las variables. Para establecer relaciones causales, se requiere un diseño experimental o análisis más complejos.

B.2. Coeficiente de correlación de Spearman

El coeficiente de correlación de Spearman se utiliza cuando las dos variables no son lineales entre ellas.

El cálculo del coeficiente de correlación de Spearman implica los siguientes pasos para N datos (x_i, y_i) , $i = 1, 2, \dots, N$:

1. Asignar rangos a las observaciones: Para cada variable, se ordenan las observaciones de menor a mayor, es decir, $x_{i-1} \leq x_i \leq x_{i+1}$ y $y_{i-1} \leq y_i \leq y_{i+1}$, se les asigna un rango según su posición en la lista ordenada. Si algún x_i o y_i tiene el mismo valor se le asigna la media de los rangos.
2. Calcular la diferencia de rangos: Para cada par de observaciones, se calcula la diferencia de sus rangos en ambas variables, asignamos a R_i como los rangos asignados a x_i mientras que S_i como los rangos asignados a y_i

El coeficiente de Spearman se define como el coeficiente de correlación lineal aplicado a los rangos y está dado por:

$$r_s = \frac{\sum_{i=1}^N (R_i - \bar{R})(S_i - \bar{S})}{\sqrt{\sum_{j=1}^N (R_j - \bar{R})^2 \sum_{k=1}^N (S_k - \bar{S})^2}} \quad (\text{B.1})$$

Para calcular que tan significativo es un valor de r_s distinto a cero se usa:

$$t = r_s \sqrt{\frac{N-2}{1-r_s^2}} \quad (\text{B.2})$$

que sigue la distribución t de Student con $\nu = N - 2$ grados de libertad en el caso de la hipótesis nula (sin correlación), por lo que podemos calcular el valor- p usando dicha distribución:

$$p_v = 1 - \int_{-|t_{ob}|}^{|t_{ob}|} P_t(t, \nu) dt \quad (\text{B.3})$$

Esta distribución no depende de las distribuciones originales de los x y y ; siempre es la misma aproximación y es bastante buena.

B.3. Desarrollo de la prueba estadística

- Se programó un excel para cada una de las figuras de log ADF y log Masa ionizada para los dos iones de [S II] y [Cl III].

- Se usaron solo los datos que contaban con ambos datos y se ordeno de menor a mayor, esto para pasar a un espacio donde sean lineales.
- A los valores repetidos se les saco la media, recordemos que asignamos a R_i como los rangos asignados a x_i y S_i para y_i .
- Con el excel pudimos obtener el coeficiente de Spearman r_s . La t de studen la calculamos con la ecuación B.2.

Apéndice C

Código Python

70

Listing C.1: Código para las figuras realizadas en la presente tesis

```
1 import matplotlib.pyplot as plt
2 import numpy as np
3
4
5 tt1 = np.genfromtxt('NPs-coordenadas.txt', names = True)
6 tt2 = np.genfromtxt('Tabla2.txt', names = True)
7 tt3 = np.genfromtxt('Tabla3.txt', names = True)
8
9 ## ADF -- Mionizada
```

```
10 plt.figure()
11 plt.scatter(np.log10(tt3['MionSII'][tt1['Binar'] == 0.0]), np.log10(tt3['ADF'][tt1['Binar'] ==
    0.0]), c = 'g', marker = 'o', edgecolors = 'None', s = 50, label = 'No bin.')
12 plt.scatter(np.log10(tt3['MionSII'][tt1['Binar'] == 1.0]), np.log10(tt3['ADF'][tt1['Binar'] ==
    1.0]), c = 'b', marker = 'D', edgecolors = 'None', s = 50, label = 'Bin.')
13 plt.ylabel(r'log ADF', size = 15, labelpad = 5)
14 plt.xlabel(r'$\log$(M$_{\rm ionizada}$) [S II]', size = 15, labelpad = 5)
15 plt.legend(fontsize = 10, loc = 2)
16 plt.show()
17
18
19 plt.figure()
20 plt.scatter(np.log10(tt3['MionClIII'][tt1['Binar'] == 0.0]), np.log10(tt3['ADF'][tt1['Binar']
    == 0.0]), c = 'g', marker = 'o', edgecolors = 'None', s = 50, label = 'No bin.')
21 plt.scatter(np.log10(tt3['MionClIII'][tt1['Binar'] == 1.0]), np.log10(tt3['ADF'][tt1['Binar']
    == 1.0]), c = 'b', marker = 'D', edgecolors = 'None', s = 50, label = 'Bin.')
22 plt.ylabel(r'log ADF', size = 15, labelpad = 5)
23 plt.xlabel(r'$\log$(M$_{\rm ionizada}$) [Cl III]', size = 15, labelpad = 5)
24 plt.legend(fontsize = 10, loc = 3)
25 plt.show()
26
```

```
27
28 ## Xg--Yg
29 plt.figure()
30 plt.scatter(tt1['Xg'][tt1['Binar'] == 0.0], tt1['Yg'][tt1['Binar'] == 0.0], c = 'g', marker = '
    o', edgecolors = 'None', s = 50, label = 'No bin.')
```

```
31 plt.scatter(tt1['Xg'][tt1['Binar'] == 1.0], tt1['Yg'][tt1['Binar'] == 1.0], c = 'b', marker = '
    D', edgecolors = 'None', s = 50, label = 'Bin.')
```

```
32 plt.plot([0.],[0.], markersize = 10, markerfacecolor = 'w', markeredgecolor = 'k', marker = 'o'
    )
```

```
33 plt.plot([0.],[0.], markersize = 5, c = 'k', marker = 'o')
```

```
34 plt.xlabel(r'X$_{\rm G}$ (kpc)', size = 15, labelpad = 5)
```

```
35 plt.ylabel(r'Y$_{\rm G}$ (kpc)', size = 15, labelpad = 5)
```

```
36 plt.legend(fontsize = 15, loc = 1)
```

```
37 plt.show()
```

```
38
```

```
39 ## l--b
40 plt.figure()
41 plt.scatter(tt1['l'][tt1['Binar'] == 0.0], tt1['b'][tt1['Binar'] == 0.0], c = 'g', marker = 'o'
    , edgecolors = 'None', s = 50, label = 'No bin.')
```

```
42 plt.scatter(tt1['l'][tt1['Binar'] == 1.0], tt1['b'][tt1['Binar'] == 1.0], c = 'b', marker = 'D'
    , edgecolors = 'None', s = 50, label = 'Bin.')
```

```
43 plt.plot([0.],[0.], markersize = 10, markerfacecolor = 'k', markeredgecolor = 'k', marker = 'o'
    )
44 plt.plot([0.],[0.], markersize = 5, c = 'k', marker = 'o')
45 plt.xlabel(r'l ( $\text{\circ}$ )', size = 15, labelpad = 5)
46 plt.ylabel(r'b ( $\text{\circ}$ )', size = 15, labelpad = 5)
47 plt.legend(fontsize = 15, loc = 1)
48 plt.xlim(0.,360.)
49 plt.ylim(-90.,90.)
50 plt.show()
51
52 ## Altura -- z
53 plt.figure()
54 plt.scatter(tt1['Rg'][tt1['Binar'] == 0.0], tt1['Zg'][tt1['Binar'] == 0.0], c = 'g', marker = '
    o', edgecolors = 'None', s = 50, label = 'No bin.')
55 plt.scatter(tt1['Rg'][tt1['Binar'] == 1.0], tt1['Zg'][tt1['Binar'] == 1.0], c = 'b', marker = '
    D', edgecolors = 'None', s = 50, label = 'Bin.')
56 plt.ylabel(r'Z $_{\text{\rm G}}$  (kpc)', size = 15, labelpad = 5)
57 plt.xlabel(r'R $_{\text{\rm G}}$  (kpc)', size = 15, labelpad = 5)
58 plt.legend(fontsize = 15, loc = 1)
59 plt.ylim(-30.,30.)
60 plt.xlim(0.,20.)
```

```
61 plt.show()
62
63
64 ## histogramas
65 plt.hist(np.log10(tt3['ADF'][tt1['Binar'] == 0.0]))
66 plt.hist(np.log10(tt3['ADF'][tt1['Binar'] == 1.0]))
67 plt.xlabel('log ADF', size = 15, labelpad = 5)
68 plt.ylabel('N', size = 15, labelpad = 5)
69 plt.show()
70
71 t0 = np.isfinite(tt3['MionClIII']) & (tt1['Binar'] == 0.0)
72 t1 = np.isfinite(tt3['MionClIII']) & (tt1['Binar'] == 1.0)
73 print(t0)
74 print(t1)
75
76 print(tt3['MionClIII'])
77
78 plt.hist(np.log10(tt3['MionClIII'][t0]))
79 plt.hist(np.log10(tt3['MionClIII'][t1]))
80 plt.xlabel(r'$\log$(M$_{\rm ionizada}$) [Cl III]', size = 15, labelpad = 5)
81 plt.ylabel('N', size = 15, labelpad = 5)
```

82

```
83 plt.show()
```

Bibliografía

- Acker, A., Stenholm, B., Tylenda, R., & Raytchev, B. 1991, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series* (ISSN 0365-0138), vol. 90, no. 1, Oct. 1991, p. 89-101., 90, 89
- Barker, T. 1978, *Astrophysical Journal*, Part 1, vol. 219, Feb. 1, 1978, p. 914-930., 219, 914
- Bojčić, I., Filipović, M., Urošević, D., Parker, Q., & Galvin, T. 2021, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 503, 2887
- Bowen, I. S. 1979, in *A Source Book in Astronomy and Astrophysics, 1900–1975* (Harvard University Press), 581–587
- Cahn, J., Kaler, J., & Stanghellini, L. 1992, *Astronomy and Astrophysics Supplement Series* (ISSN 0365-0138), vol. 94, no. 3, Sept. 1992, p. 399-452., 94, 399
- Cahn, J. H. & Kaler, J. B. 1971, *Astrophysical Journal Supplement*, vol. 22, p. 319 (1971), 22, 319
- Castrillón, A. 2021, PhD thesis, Universitat Politècnica de Catalunya (UPC)
- Chu, Y.-H., Jacoby, G. H., & Arendt, R. 1987, *Astrophysical Journal Supplement Series* (ISSN 0067-0049), vol. 64, July 1987, p. 529-544. Research supported by the University of Illinois and American Astronomical Society., 64, 529
- Clegg, R., Peimbert, M., & Torres-Peimbert, S. 1987, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 224, 761

- Collins, G. W., I., Daub, C. T., & O'Dell, C. R. 1961, , 133, 471
- Corradi, R. L., García-Rojas, J., Jones, D., & Rodríguez-Gil, P. 2015, *The Astrophysical Journal*, 803, 99
- Draine, B. & Kreisch, C. 2018, *The Astrophysical Journal*, 862, 30
- Ercolano, B., Wesson, R., Zhang, Y., Barlow, M. J., De Marco, O., Rauch, T., & Liu, X. W. 2004, *MNRAS*, 354, 558
- Espíritu, J. N. & Peimbert, A. 2021, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 508, 2668
- Esteban, C., Bresolin, F., Peimbert, M., García-Rojas, J., Peimbert, A., & Mesa-Delgado, A. 2009, *The Astrophysical Journal*, 700, 654
- Fang, X. & Liu, X.-W. 2011, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 415, 181
- Ferland, G. J., Henney, W., O'Dell, C., & Peimbert, M. 2016, *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica*, 52, 261
- Frew, D. J., Parker, Q. A., & Bojičić, I. S. 2015, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 455, 1459
- García-Rojas, J., Delgado-Inglada, G., García-Hernández, D. A., Dell'Agli, F., Lugaro, M., Karakas, A. I., & Rodríguez, M. 2018, *MNRAS*, 473, 4476
- García-Rojas, J. & Esteban, C. 2007, *The Astrophysical Journal*, 670, 457
- García-Rojas, J., Madonna, S., Luridiana, V., Sterling, N. C., Morisset, C., Delgado-Inglada, G., & Toribio San Cipriano, L. 2015, *MNRAS*, 452, 2606
- García-Rojas, J., Pena, M., Morisset, C., Mesa-Delgado, A., & Ruiz, M. T. 2012, *Astronomy & Astrophysics*, 538, A54
- Garcia-Rojas, J., Pena, M., & Peimbert, A. 2009, *Astronomy & Astrophysics*, 496, 139

- García-Rojas, J., Wesson, R., Boffin, H. M. J., Jones, D., Corradi, R. L. M., Esteban, C., & Rodríguez-Gil, P. 2019, arXiv e-prints, arXiv:1904.06763
- Garnett, D. R. & Dinerstein, H. L. 2001, *ApJ*, 558, 145
- Gasque Silva, L. 2000, *Revistas, UNAM*, 11, 331
- Guerrero, M. & Manchado, A. 1996, *The Astrophysical Journal*, 472, 711
- Haro, G. 1952, *Boletín de los Observatorios Tonantzintla y Tacubaya*, 1, 1
- Hawley, S. A. & Miller, J. S. 1978, in *Planetary Nebulae*, ed. Y. Terzian, Vol. 76, 245–246
- Henney, W. J. & Stasińska, G. 2010, *The Astrophysical Journal*, 711, 881
- Henry, R., Kwitter, K., Dufour, R., & Skinner, J. 2008, *The Astrophysical Journal*, 680, 1162
- Hernandez Juárez, D. B., Rodríguez, M., & Peña, M. 2024, *RexMexAA*, en prensa
- Herwig, F. 2005, *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 43, 435
- Iben Jr, I., Kaler, J. B., Truran, J. W., & Renzini, A. 1983, *The Astrophysical Journal*, 264, 605
- Jones, D., Boffin, H. M., Rodríguez-Gil, P., Wesson, R., Corradi, R. L., Miszalski, B., & Mohamed, S. 2015, *Astronomy & Astrophysics*, 580, A19
- Jones, D., Wesson, R., García-Rojas, J., Corradi, R. L. M., & Boffin, H. M. J. 2016, *MNRAS*, 455, 3263
- Kaler, J. B. 1976, , 210, 113
- Kaler, J. B. 1978, *Astrophysical Journal*, Part 1, vol. 226, Dec. 15, 1978, p. 947-962., 226, 947
- . 1980, *Astrophysical Journal*, Part 1, vol. 239, July 1, 1980, p. 78-88., 239, 78

- . 1983a, *Astrophysical Journal*, Part 1 (ISSN 0004-637X), vol. 271, Aug. 1, 1983, p. 188-220., 271, 188
- . 1983b, *Astrophysical Journal*, Part 1, vol. 264, Jan. 15, 1983, p. 594-598., 264, 594
- Kaler, J. B. & Lutz, J. H. 1985, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 97, 700
- Kapusta, J. I. & Olive, K. A. 1990, *Physical review letters*, 64, 13
- Koester, D. & Reimers, D. 1996, *Astronomy and Astrophysics*, v. 313, p. 810-814, 313, 810
- Kohoutek, L. & Martin, W. 1981, *Astronomy and Astrophysics Supplement*, Vol. 44, P. 325, 1981, 44, 325
- Kwok, S. 2001, *Cosmic Butterflies, the colorful mysteries of planetary nebulae*, Cambridge (Cambridge University Press)
- Lahura, E. et al. 2003, *El coeficiente de correlación y correlaciones espúreas*, Vol. 218 (Pontificia Universidad Católica del Perú, Departamento de Economía)
- Liller, W. 1955, , 122, 240
- Liu, X. W., Barlow, M. J., Zhang, Y., Bastin, R. J., & Storey, P. J. 2006, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 368, 1959
- Liu, X. W., Luo, S. G., Barlow, M. J., Danziger, I. J., & Storey, P. J. 2001, *MNRAS*, 327, 141
- Liu, X. W., Storey, P. J., Barlow, M. J., & Clegg, R. E. S. 1995, *MNRAS*, 272, 369
- Liu, X. W., Storey, P. J., Barlow, M. J., Danziger, I. J., Cohen, M., & Bryce, M. 2000, *MNRAS*, 312, 585
- Liu, Y., Liu, X.-W., Barlow, M., & Luo, S.-G. 2004a, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 353, 1251

- Liu, Y., Liu, X.-W., Luo, S.-G., & Barlow, M. 2004b, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 353, 1231
- M. Elizabeth, P. B. 2009, PhD thesis, Universidad Nacional Mayor de San Marcos
- M. Eugenia, C. 2019, PhD thesis, Universidad Nacional de la Plata
- Madonna, S., García-Rojas, J., Sterling, N. C., Delgado-Inglada, G., Mesa-Delgado, A., Luridiana, V., Roederer, I. U., & Mashburn, A. L. 2017, *MNRAS*, 471, 1341
- McNabb, I. A., Fang, X., & Liu, X. W. 2016, *MNRAS*, 461, 2818
- Miszalski, B., Manick, R., Rauch, T., Iłkiewicz, K., Van Winckel, H., & Mikołajewska, J. 2019, , 36, e042
- Moreno, H., Gutierrez-Moreno, A., Torres, C., & Lasker, B. M. 1988, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 100, 604
- Méndez-Delgado, J. E., Esteban, C., García-Rojas, J., Kreckel, K., & Manuel, P. 2023, *Nature*, 618, 249
- Navarro Jiménez, S. G. 2005, PhD thesis, University of La Laguna, Spain
- Nicholls, D. C., Dopita, M. A., & Sutherland, R. S. 2012, *The Astrophysical Journal*, 752, 148
- O'dell, C. 1963, *The Astrophysical Journal*, 138, 293
- Osterbrock, D. E. 1960, *The Astrophysical Journal*, 132, 325
- Osterbrock, D. E. & Ferland, G. J. 2006, *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*
- Otsuka, M. 2015, *MNRAS*, 452, 4070
- Otsuka, M., Hyung, S., Lee, S.-J., Izumiura, H., & Tajitsu, A. 2009, *The Astrophysical Journal*, 705, 509

- Otsuka, M., Hyung, S., & Tajitsu, A. 2015, *ApJs*, 217, 22
- Otsuka, M., Meixner, M., Riebel, D., Hyung, S., Tajitsu, A., & Izumiura, H. 2011, *ApJ*, 729, 39
- Otsuka, M., Parthasarathy, M., Tajitsu, A., & Hubrig, S. 2017, *ApJ*, 838, 71
- Otsuka, M. & Tajitsu, A. 2013, *ApJ*, 778, 146
- Otsuka, M., Tajitsu, A., Hyung, S., & Izumiura, H. 2010, *ApJ*, 723, 658
- Palla, F. & Stahler, S. W. 1999, *The Astrophysical Journal*, 525, 772
- Peimbert, M. 1967, *ApJ*, 150, 825
- Peimbert, M. & Batiz, G. 1960, *Boletin de los Observatorios Tonantzintla y Tacubaya*, 2, 19
- Peimbert, M. & Costero, R. 1961, *Boletin de los Observatorios Tonantzintla y Tacubaya*, 3, 33
- Peimbert, M. & Costero, R. 1969, *Boletin de los Observatorios Tonantzintla y Tacubaya*, 5, 3
- Peimbert, M., Peimbert, A., & Delgado-Inglada, G. 2017, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 129, 082001
- Peña, M., Parthasarathy, M., Ruiz-Escobedo, F., & Manick, R. 2022, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 515, 1459
- Peña, M., Ruiz-Escobedo, F., Rechy-García, J. S., & García-Rojas, J. 2017, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 472, 1182
- Perek, L. 1971, *Bulletin of the Astronomical Institutes of Czechoslovakia*, 22, 103
- Perek, L. & Kohoutek, L. 1967, *Catalogue of Galactic Planetary Nebulae*
- Planesas, P. 2007, *Observatorio Astronómico Nacional. Instituto Geográfico Nacional-Ministerio de fomento*, 392

- Robertson-Tessi, M. & Garnett, D. R. 2005, *ApJs*, 157, 371
- Ruiz, M. T., Peimbert, A., Peimbert, M., & Esteban, C. 2003, *ApJ*, 595, 247
- Ruiz-Escobedo, F. & Peña, M. 2022, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 510, 5984
- Sharpee, B., Baldwin, J. A., & Williams, R. 2004, *ApJ*, 615, 323
- Shaw, R. A. & Kaler, J. B. 1982, , 261, 510
- Shaw, R. A. & Kaler, J. B. 1985, *Astrophysical Journal*, Part 1 (ISSN 0004-637X), vol. 295, Aug. 15, 1985, p. 537-546., 295, 537
- . 1989, *Astrophysical Journal Supplement Series* (ISSN 0067-0049), vol. 69, March 1989, p. 495-525., 69, 495
- Simpson, J., Jones, D., Wesson, R., & García-Rojas, J. 2022, *Research Notes of the American Astronomical Society*, 6, 4
- Sowicka, P., Jones, D., Corradi, R. L. M., Wesson, R., García-Rojas, J., Santander-García, M., Boffin, H. M. J., & Rodríguez-Gil, P. 2017, *MNRAS*, 471, 3529
- Stanghellini, L. & Haywood, M. 2010, *The Astrophysical Journal*, 714, 1096
- Stanghellini, L., Shaw, R. A., & Villaver, E. 2008, , 689, 194
- Stasińska, G., Peña, M., Bresolin, F., & Tsamis, Y. G. 2013, *A&A*, 552, A12
- Tajitsu, A. & Tamura, S. 1997, in *Planetary Nebulae: Proceeding of the 180th Symposium of the International Astronomical Union, Held in Groningen, The Netherlands, August, 26–30, 1996*, Springer Netherlands, 51–52
- Torres-Peimbert, S., Peimbert, M., & Daltabuit, E. 1980, *The Astrophysical Journal*, 238, 133
- Tsamis, Y. G., Barlow, M. J., Liu, X. W., Danziger, I. J., & Storey, P. J. 2003, *MNRAS*, 345, 186

- Viadana, L. & de Freitas Pacheco, J. A. 1985, *Revista Brasileira de Fisica*, 15, 70
- Wang, W. & Liu, X. W. 2007, *MNRAS*, 381, 669
- Webster, B. L. 1969, , 143, 79
- Webster, B. L. 1983, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 95, 610
- Wesson, R. 2023, *Rogers astronomy pages*
- Wesson, R., Barlow, M. J., Liu, X. W., Storey, P. J., Ercolano, B., & De Marco, O. 2008, *MNRAS*, 383, 1639
- Wesson, R., Jones, D., García-Rojas, J., Boffin, H. M. J., & Corradi, R. L. M. 2018, *MNRAS*, 480, 4589
- Wesson, R., Liu, X., & Barlow, M. 2005, *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 362, 424
- Wesson, R. & Liu, X. W. 2004, *MNRAS*, 351, 1026
- Wesson, R., Liu, X. W., & Barlow, M. J. 2003, *MNRAS*, 340, 253
- Wyse, A. B. 1942, *The Astrophysical Journal*, 95, 356
- Zhang, Y., Fang, X., Chau, W., Hsia, C. H., Liu, X. W., Kwok, S., & Koning, N. 2012, *ApJ*, 754, 28
- Zhang, Y. & Liu, X. W. 2003, , 404, 545
- Zhang, Y., Liu, X. W., Luo, S. G., Péquignot, D., & Barlow, M. J. 2005, , 442, 249
- Zhang, Y., Zhang, B., & Liu, X.-W. 2016, *The Astrophysical Journal*, 817, 68