

Líneas de control en nebulosas planetarias

María Belén Mari

Director: Walter A. Weidmann

Trabajo final de Licenciatura en Astronomía



Facultad de Matemática, Astronomía, Física y Computación
Universidad Nacional de Córdoba
Argentina

Octubre 2018



Líneas de control en nebulosas planetarias por María Belén Mari se distribuye bajo una Licencia Creative Commons Atribución-NoComercial-CompartirIgual 4.0 Internacional.

★ *Dedicado a* ★

Mora, mi viejo y Noldier...

Líneas de control en nebulosas planetarias

María Belén Mari

Trabajo final de Licenciatura en Astronomía

Resumen

En las regiones HII y, en particular, en las Nebulosas Planetarias, existen ciertas líneas de emisión cuyos cocientes no dependen de las propiedades físicas del objeto y por lo cual se las denomina *líneas de control*, ya que sirven para evaluar de manera rápida la calidad de los datos obtenidos.

En el proceso de obtención de datos espectroscópicos, se generan una serie de incertezas, pocas veces detalladas en la literatura. En la primer parte de este trabajo final de Licenciatura se realizó la estimación de estas incertezas, desde la observación hasta la medición del flujo de las líneas de emisión espectrales, utilizando datos obtenidos desde CASLEO.

Luego de reducir los espectros tomados, caracterizamos los cocientes de las líneas de control del He I y He II, se evaluaron la calidad de los espectros y finalmente se les asoció una incerteza a las mediciones utilizando la primer parte del trabajo.

De este modo, por un lado, al tomar un espectro de alguna región HII desde CASLEO con los instrumentos detallados en este trabajo, las mediciones de flujo tendrán un criterio para poder asociarles una incerteza. Por otro lado, se podrá evaluar la calidad de los espectros de manera rápida. Es decir, si al tomar un espectro, luego de extraerlo y reducirlo, se realiza el cociente de líneas de control y este difiere mucho del valor presentado en este trabajo, entonces se deberían revisar los datos y eventualmente descartarlo. En caso de contar con más de un espectro de un mismo objeto, en el cual uno de ellos tiene cocientes de líneas de control muy alejadas del valor esperado, entonces podrá descartarse.

Control lines in planetary nebulae

María Belén Mari

Final work of Degree in Astronomy

Abstract

In the HII regions and, in particular, in the Planetary Nebulae, there are certain emission lines whose ratios do not depend on the physical properties of the object and for which reason they are called *control lines*, since they serve to quickly evaluate the quality of the obtained data.

Throughout the collection of this type of data, a series of uncertainties are generated, rarely detailed in the literature. In the first part of this final work we perform the estimation of these uncertainties was made, from observation to the measurement of the spectral emission lines fluxes.

After reducing the spectra taken, using the control lines of He I and He II, the quality of the spectra was evaluated and finally an uncertainty was associated to the measurements using the first part of the work.

Thus, on the one hand, by taking a spectrum of some HII region from CASLEO with the instruments detailed in this work, the flux measurements will have a criterion to be able to associate an uncertainty with them. On the other hand, the quality of the spectra can be evaluated quickly. That is, if taking a spectrum, after extracting it and reducing it, the ratio of control lines is made and this differs a lot from the value presented in this work, then the data should be reviewed and eventually discarded. In case of having more than one spectrum of the same object, in which one of them has quotients of control lines very far from the expected value, then it can be discarded.

Agradecimientos

A mi Director de TF, Walter, quien no sólo me supo guiar y acompañar, sino ayudarme y tener plena disposición, siempre considerando mis ideas y respetando mis tiempos. Gracias por la paciencia, por tanto aprendizaje y principalmente por hacer de la más difícil etapa, la que más disfruté!

A María José, Ignacio y Natalia de despacho de alumnes, quienes solucionaron mis problemas burocráticos siempre.

A quienes, también, se tomaron el tiempo de leer este trabajo para sugerirme y aportarme, en particular Fede Campu que siempre estuvo disponible para ayudarme.

A mis amigos, tanto de carrera como de siempre, quienes me brindaron ayuda y contención siempre que la necesité.

A mis compañeros de carrera, quienes alguna vez rindieron y estudiaron una materia conmigo, por su tiempo, paciencia y ánimos.

A mi viejo, quien a pesar de la distancia, siempre estuvo al lado mío para brindarme aliento y fuerza en mis épocas difíciles. Gracias por nunca perder las esperanzas y por ayudarme muchísimo en la última (y más difícil) etapa.

A mi tía, que con sus palabras supo tranquilizarme cuando más nerviosa estaba. También a Graciela y al resto de mi familia.

A Noldier, mi compañero de vida, de lucha y resistencia, de siempre. Gracias por entender mis tiempos, mis espacios y mis locuras pre y post examen. Gracias por festejar mis logros y sufrir mis fracasos conmigo. Gracias por tanto amor incondicional♡.

#SeráLey

Índice general

Resumen	III
Abstract	IV
Agradecimientos	v
1. Introducción	1
1.1. Características principales de las NPs	1
1.1.1. Las NPs en nuestra galaxia	2
1.1.2. Morfología	4
1.1.3. Densidades y temperaturas electrónicas	8
1.1.4. Abundancias químicas	11
1.1.5. Velocidades de expansión	13
1.2. Características espectroscópicas en el óptico	13
1.2.1. Trabajos previos	16
2. Observatorio de CASLEO	20
2.1. Ubicación	20
2.2. Instrumentos utilizados	21
2.3. Lámparas para calibración en longitud de onda	22
2.4. <i>Seeing</i>	22
2.5. Refracción diferencial	23
2.6. Ángulo paraláctico	24
3. Observaciones y reducción	26

3.1. Observación	26
3.1.1. Imágenes de calibración	27
3.1.2. Objetos	29
3.1.3. Estrellas estándares en flujo	30
3.2. Reducción y extracción	30
3.3. Calibración en longitud de onda	34
3.4. Calibración en flujo	34
3.4.1. Cantidad y <i>bineado</i> de estrellas estándares	35
3.4.2. Coeficientes de extinción atmosféricos	35
3.4.3. Calidad de las noches	38
3.5. Desenrojecimiento	41
3.6. Primeros resultados, una evaluación de la incerteza	47
4. Líneas de control	56
4.1. Selección de espectros a utilizar	56
4.2. Medición de líneas	58
4.2.1. Ajustes de perfiles gaussianos	58
4.2.2. Incertezas en el proceso de medición	59
4.2.3. Utilización del valor medio (promedio) como medida represen- tativa	60
4.3. Expresiones analíticas de incertezas en mediciones	62
4.3.1. Criterio adoptado para incertezas	65
4.4. Cocientes de He I	66
4.5. Cocientes de He II	70
4.6. Otras estimaciones	72
5. Conclusiones	74

Índice de figuras

1.1. Evolución estelar completa de una estrella con masa inicial $2M_{\odot}$ (Werner & Herwig, 2006).	2
1.2. Distribución de NPs en la Vía Láctea. En negro las NPs verdaderas (Acker et al., 1992; Parker et al., 2006), en rojo y verde las probables (Parker et al., 2006).	3
1.3. Distribución de distancias heliocéntricas de NPs (Stanghellini et al., 2008).	4
1.4. NGC 6818 (HST), ejemplo de NP redonda.	5
1.5. NGC 6302 (HST), ejemplo de NP bipolar.	5
1.6. Clasificación de Curtis (1918).	7
1.7. Clasificación de Manchado et al. (1996).	9
1.8. Distribución de N_e de 246 NPs, relativas al $[SII]$ (Stasińska & Szczerba, 1999).	10
1.9. Distribución de T_e referidas a $[OIII]$ (Acker et al., 1992).	11
1.10. Distribución de velocidades de expansión referidas a $[OIII]$ (Acker et al., 1992).	14
1.11. Espectro típico de una NP, tomado desde CASLEO con la red de 300 l/mm. Nótese cuáles son las líneas más intensas.	15
1.12. Relación entre cocientes de líneas HeI observado/teórico, con respecto a la línea 5876Å (señalada con un círculo vacío) tomado del trabajo de Cuisinier et al. (1996).	17
1.13. Resultados de líneas de control tomados de Storey & Zeippen (2000), se resaltan los cocientes dentro del rango óptico.	18
1.14. Cocientes de líneas HeI (Girard et al., 2007).	18

2.1.	Observatorio CASLEO y su telescopio principal.	21
2.2.	Espectrógrafo REOSC.	21
2.3.	Espectro de la lámpara de CuNeAr de CASLEO, en donde se observan, principalmente, sus intensas líneas de emisión en el rojo.	22
2.4.	Representación del efecto de <i>seeing</i> en un espectro.	23
2.5.	Ejemplo de degradación de relación S/N en un espectro debido a varios factores, uno de los cuales es el <i>seeing</i>	23
2.6.	Efecto de la refracción diferencial con la distancia cenital.	24
2.7.	Ángulo paraláctico.	24
3.1.	Esquema de refracción diferencial a distancias cenitales grandes. . . .	30
3.2.	Imágen de calibración (<i>flat</i>) utilizada para identificar la zona de <i>overscan</i> , señalada en violeta.	32
3.3.	Ejemplo de zona expuesta (delimitada en líneas a trazos violetas) en donde puede observarse la región de <i>trim</i> y la iluminación no uniforme de la ranura (izquierda), y en la imagen de la derecha este efecto corregido, es decir, el aplanado en la dirección espacial.	32
3.4.	Espectro bidimensional de la NP Hb 4, tomado desde CASLEO con la red de 300 l/mm.	33
3.5.	Ejemplo de ventanas de extracción utilizadas para objetos de programa (izquierda) y estrellas estándares (derecha). Nótese el tamaño y la ubicación de las ventanas para el restado de cielo.	34
3.6.	Flujo de estrellas estándares utilizado en sus respectivos intervalos de longitud de onda (Stone & Baldwin, 1983).	36
3.7.	Representación de corrección con función sensibilidad: la curva roja representa el continuo de la estrella estándar observada, mientras que la negra, la que está catalogada. Entonces la función sensibilidad generada por la tarea <i>sensfunction</i> es tal que al multiplicarla por la curva roja devuelve la curva negra.	39
3.8.	Ejemplo de ajuste con la tarea de IRAF y residuos para cada estrella estándar.	39

3.9. Estimación del valor del <i>seeing</i> a lo largo de cada una de las noches (Mari et al., 2018).	40
3.10. Flujo de la línea 4959 Å en función de la distancia cenital. Los puntos verdes corresponden a las mediciones de la tercer noche, los violetas al resto de las noches.	41
3.11. Representación de la ranura en una NP extendida (izquierda) y una compacta (derecha).	45
3.12. Ajustes de modelo para observar los perfiles de absorción estelar (Mendez et al., 1988).	46
3.13. Distribución de valores de c_β en la NP extensa NGC 7009 (Walsh et al., 2016).	47
3.14. Resultados para la NP Hb 4. El primer y segundo panel muestran el espectro de la NP obtenido, separado en la mitad del rango espectral tomado. El tercer panel muestra, en puntos violetas, la distribución de errores porcentuales obtenidos en las líneas espectrales seleccionadas, distribuidas en todo el rango espectral.	49
3.15. Ídem Figura 3.14 para la NP He 2-34.	50
3.16. Ídem Figura 3.14 para la NP He 2-86.	51
3.17. Ídem Figura 3.14 para la NP He 2-123.	52
3.18. Ídem Figura 3.14 para la NP He 2-182.	53
3.19. Ídem Figura 3.14 para la NP StWr 4-10.	54
4.1. Representación del ancho equivalente en una línea espectral de absorción.	63
4.2. Comparación de expresiones analíticas de las Ecuaciones 4.3.1 y 4.3.2. El punto ubicado en la esquina superior derecha, se corresponde a la emisión de $H\delta$ (4100 Å). Esta línea posee una relación S/N muy baja en el espectro de prueba utilizado.	65
4.3. Resultados obtenidos del cociente de líneas del HeI para los objetos de la Tabla 4.1.	67

-
- 4.4. Resultados obtenidos del cociente de líneas de HeI , expandido con datos de Girard et al. (2007) en triángulos verdes. Las líneas de puntos delimitan la región que contempla sus valores y en azul se grafican las bandas de error de uno de sus puntos. 68
- 4.5. Resultados obtenidos del cociente de He I, expandidos por Górný et al. (2009) en cuadrados azules y Girard et al. (2007) en triángulos verdes. Las líneas punteadas representan las cotas de 2σ del resultado obtenido. Nótese cómo, curiosamente, los datos verdes y azules se distribuyen en dos sectores sutilmente separados. 70
- 4.6. Comparación de nuestros resultados con datos de cocientes de líneas de HeI publicados por Osterbrock (1989) (representados por línea de puntos) cuyos valores son: $I(5876)/I(4471) = 2,76$ (izquierda) e $I(6678)/I(4471) = 0,791$ (derecha). 71
- 4.7. Resultados obtenidos del cociente de He II. 71
- 4.8. Resultados obtenidos del cociente de líneas de He II extendidos con resultados de Girard et al. (2007) en triángulos verdes. 72
- 4.9. Resultados obtenidos del cociente de [OI] comparado con el valor obtenido en Storey & Zeippen (2000) en línea de puntos. 73
- 4.10. Resultados obtenidos del cociente de líneas de [OI], expandido en cuadrados azules por los datos de Kondrateva (1985), en triángulos rojos con los de Cuisinier et al. (1996). La línea de puntos es el valor teórico de Storey & Zeippen (2000). Nótese como la dispersión aumenta al disminuir el flujo de las líneas. 73

Índice de tablas

1.1. Porcentajes de NPs con distintas morfologías (Manchado et al., 1996).	10
1.2. Composición química de NPs. La abundancia relativa de 13 elementos está dada en escala $\log H = 12$ junto con información del Sol y las estrellas (Gurzadyan, 1997).	13
3.1. Relación S/N del continuo de las 5 estrellas estándares de una de las noches.	28
3.2. Coordenadas y tiempos de integración de cada una de las NPs observadas.	29
3.3. Estrellas estándares en flujo observadas (Stone & Baldwin, 1983), con sus coordenadas, magnitudes en el rango óptico y tiempos de integración.	31
3.4. Coeficientes de extinción atmosféricos reportados por la página de CASLEO.	37
3.5. Flujo en líneas espectrales de la NP Hb 4, cambiando los valores en coeficientes de extinción. La columna 2 tiene los datos reales utilizados en todo el trabajo; la columna 3 los valores aumentados un 20%; la columna 4 los valores disminuidos un 20%; la última columna utilizando los valores del observatorio CTIO.	37
3.6. Resumen de bitácora de observación y el RMS del ajuste de la tarea <i>sensfunction</i> .	40

3.7. Valores de coeficientes de extinción comparados con otros trabajos. (1): Weidmann & Gamen (2011b), (2): Tylenda et al. (1992), (3): Cavichia et al. (2010), (4): Stasińska et al. (1992), (5): Cahn (1976), (6): Shaw & Kaler (1989), (7): Górny (2014). Nótese los bajos errores (RMS) en nuestros valores.	46
3.8. Total de espectros tomados por objeto y por noche.	48
4.1. NPs utilizadas para la medición de líneas de control. La primera (Hb 4) es una de las observadas para la primer parte de este trabajo, mientras que el resto fueron obtenidas de Weidmann (2009).	57
4.2. Resultados obtenidos de medición de líneas por distintas personas. . .	60
4.3. Comparación datos obtenidos utilizando el valor medio y la mediana. Notar la diferencia apreciable en errores porcentuales para la línea de [SII] 6717Å, debiéndose quizás a menor cantidad de mediciones. . . .	61
4.4. Errores porcentuales calculados con distintos métodos.	66
4.5. Datos sobre estrellas centrales de NPs alejadas de la región de interés, y tamaños angulares de las NPs. (1): Weidmann & Gamen (2011a), (2): Weidmann et al. (2015), (3): Basurah et al. (2016), (4): Acker et al. (1992).	69

Capítulo 1

Introducción

Dentro de la astronomía, una de las principales herramientas para determinar propiedades físicas de los objetos es la espectroscopía, y un espectro, dependiendo del objeto de estudio, tendrá líneas de emisión o de absorción.

En el presente trabajo vamos a analizar un aspecto característico de espectros de regiones III. Un caso particular de estas regiones son las denominadas nebulosas planetarias (NPs). Estos objetos tienen un espectro con una muy baja emisión del continuo por lo que se encuentran dominados y caracterizados por sus líneas de emisión, algunas de las cuales se denominan *líneas de control*.

En este trabajo, como mostraremos más adelante, se trabajó con espectros de baja resolución, por lo que no se pudo hacer una descomposición de los perfiles de las líneas de emisión para aquellas líneas con una cercanía de unos pocos Å.

1.1. Características principales de las NPs

El fenómeno de NP es considerado como el tramo final de la evolución estelar de estrellas con masas iniciales entre 1-8 M_{\odot} . En la Figura 1.1 puede observarse que una estrella con masa inicial de $2M_{\odot}$, luego de salir de la secuencia principal se transforma en gigante roja y pasa por la rama asintótica de las gigantes (AGB). Es en este estadio en donde expulsa sus capas más externas, transformándose en NP

para luego, al cabo de unos 10^4 años, convertirse en el remanente final denominado enana blanca.

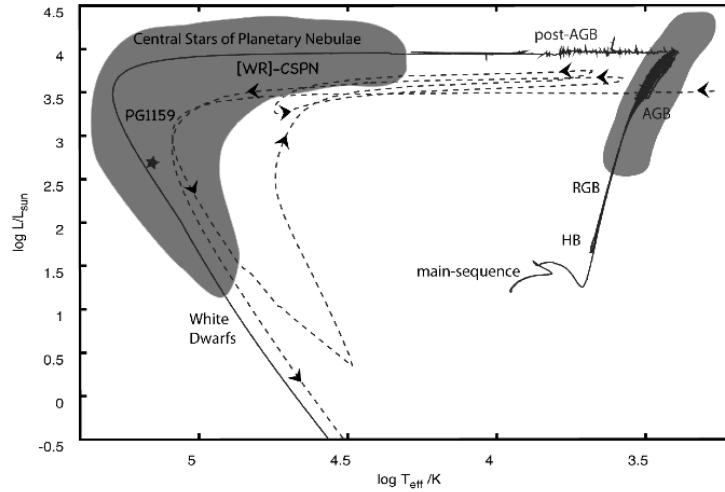


Figura 1.1: Evolución estelar completa de una estrella con masa inicial $2M_{\odot}$ (Werner & Herwig, 2006).

1.1.1. Las NPs en nuestra galaxia

En la actualidad, existen varias estimaciones sobre la cantidad de NPs que habitan la Vía Láctea: desde 6600 (De Marco & Moe, 2005) hasta 28000 NPs (Frew & Parker, 2006), de las cuales sólo están catalogadas cerca de 3000 y dentro de ellas sólo una parte son “verdaderas” y las restantes son “probables”. Esto significa que sólo una parte de ellas han sido verificadas espectroscópicamente como NPs. El catálogo más completo es el de Acker et al. (1992), el cual lista 1143 NPs verdaderas y 347 posibles. Posteriormente se realizaron dos relevamientos en banda angosta donde se han identificado nuevas NPs. El más importante de estos es el *Macquarie/AAO/Strasbourg H α Planetary Nebula Catalogue* (Parker et al., 2006), comúnmente denominado MASH por sus siglas, catálogo que reporta 867 NPs verdaderas y 371 probables. Finalmente está el relevamiento *Isaac Newton Telescope Photometric H-Alpha Survey* (Sabin et al., 2014), denominado IPHAS, donde se identificaron 113 NPs verdaderas y 46 probables. Si se suman las NPs verdaderas y probables de estos tres listados se tiene el número de 2900 objetos, de los cuales hay

2100 NPs verdaderas y 800 probables.

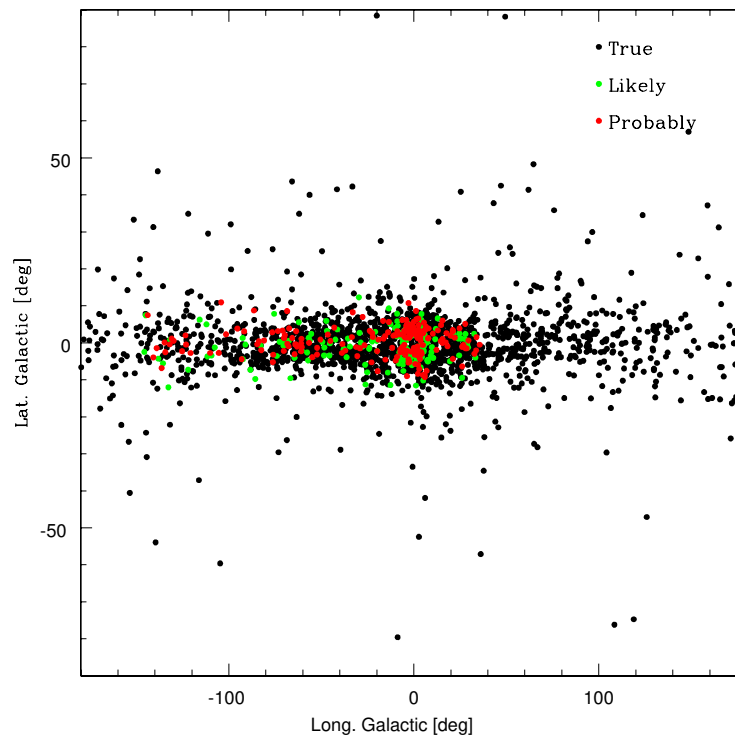


Figura 1.2: Distribución de NPs en la Vía Láctea. En negro las NPs verdaderas (Acker et al., 1992; Parker et al., 2006), en rojo y verde las probables (Parker et al., 2006).

En la Figura 1.2 se muestra la distribución de las NPs en nuestra galaxia, utilizando los dos catálogos principales. Puede observarse que su distribución es principalmente sobre el disco de la galaxia e incrementando su densidad hacia la dirección del centro de la misma.

En la Figura 1.3 se muestra la distribución de distancias de NPs obtenidas por Stanghellini et al. (2008). Puede observarse que el número de objetos disminuye a medida que nos alejamos del Sol. Esto pone en evidencia lo débiles que son estos objetos.

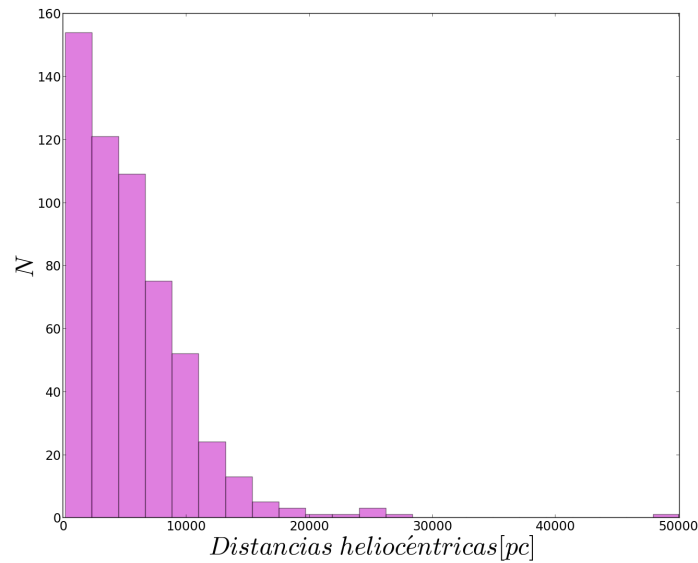


Figura 1.3: Distribución de distancias heliocéntricas de NPs (Stanghellini et al., 2008).

1.1.2. Morfología

En las NPs, se pueden observar distintas formas, desde esféricas (la clásica visión de NP), elípticas (mostrando dos ejes de simetría), bipolares, etc., las cuales fueron estudiadas y catalogas por varios trabajos.

Si bien existen varias clasificaciones morfológicas, algunas más sofisticadas que otras, hay dos que predominan: las redondas y las bipolares. Estas últimas siguen generando discusiones acerca de los mecanismos de su formación. En las Figuras 1.4 y 1.5 se pueden observar NPs con estas dos morfologías, observadas por *Hubble Space Telescope* (HST) en el rango óptico.

Existen muchos fenómenos responsables de las morfologías de las NPs:

- La pérdida discreta de masa durante las últimas etapas de la evolución estelar, antes y durante la expulsión de las envolturas, es probablemente responsable de la presencia de capas múltiples en algunas NPs;
- Las simetrías en el viento estelar dan lugar a nebulosas relativamente simétricas, desde redondas hasta muy alargadas;

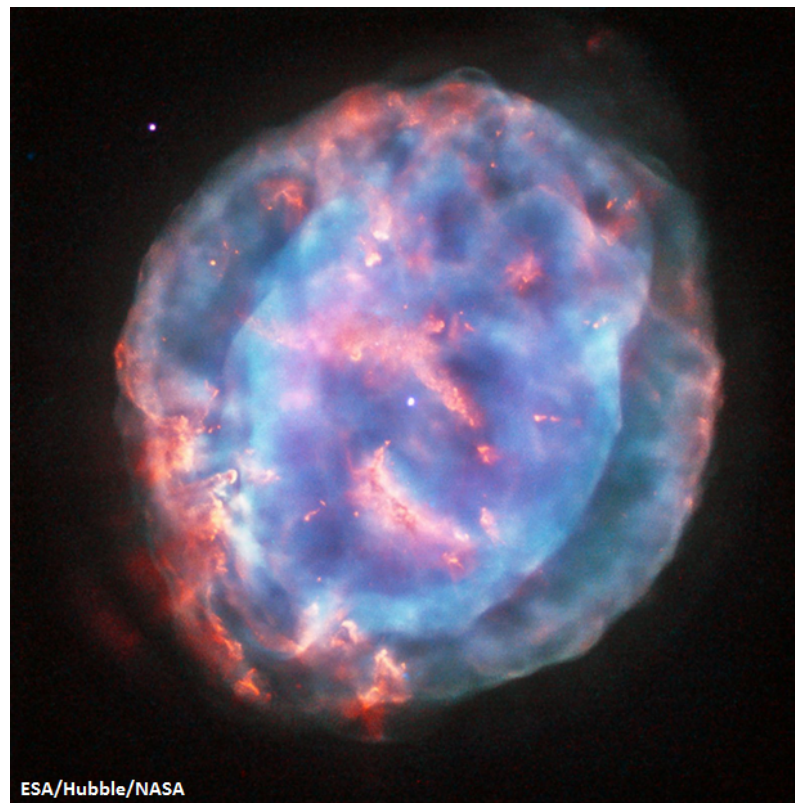


Figura 1.4: NGC 6818 (HST), ejemplo de NP redonda.



Figura 1.5: NGC 6302 (HST), ejemplo de NP bipolar.

- La aparición y configuración de los vientos bipolares en la etapa en la que las estrellas pasan de la rama asintótica de las gigantes (AGB) a la fase de NP es una de las preguntas abiertas de la evolución estelar. Un mecanismo

que se supone que desencadena la generación de estos vientos bipolares es la presencia de un sistema estelar binario en el centro de las NPs (Castro-Carrizo et al., 2012; Frank & Blackman, 2004; Soker, 2001).

Curtis (1918) fue el primero en organizar NPs en diferentes clases basadas en sus apariencias, usando fotografías. Su clasificación se dividió en los siguientes grupos (ver Figura 1.6):

- Grupo A: formas aparentemente helicoidales;
- Grupo B: formas anulares, cuya característica principal es la presencia de anillos circulares o elípticos;
- Grupo C: discos que muestran bordes más brillantes;
- Grupo D: parecidas al grupo C, pero con un efecto más pronunciado;
- Grupo E: objetos más débiles a lo largo y al final del eje principal;
- Grupo F: discos circulares o elípticos, desvaneciéndose ligeramente en los bordes, y sin una estructura discernible;
- Grupo H: planetarias estelares.

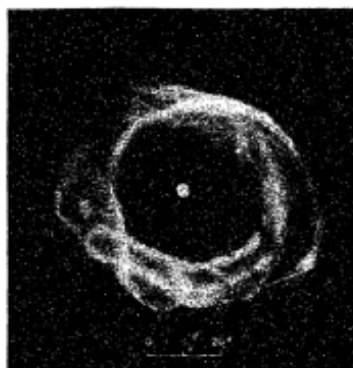
Los esquemas de clasificación subsecuentes a menudo usan formas descriptivas similares: estelares, discos, irregulares, anillos, anómalas (Perek & Kohoutek, 1967); elípticas, anillos, bipolares, entrelazadas, peculiares, dudosas (Greig, 1971); redondas, elípticas y mariposas (Balick et al., 1997).

Khromov & Kohoutek (1968) clasificaron más de 200 NPs en tres tipos principales basadas en sus estructuras principales y varios subtipos basados en las estructuras periféricas. Concluyeron que muchas NPs tienen estructuras toroidales a pesar de sus formas aparentes. Greig (1971) concluye que hay principalmente dos grupos grandes de NPs: clase B y clase C. Las clase B tienen estructura filamentosa, muchas de las cuales son bipolares; las clase C tienen un aumento céntrico en el brillo.

Uno de los trabajos más actuales y utilizados es el de Manchado et al. (1996), en donde llevan a cabo un catálogo completo de NPs del Norte, en donde sólo observan



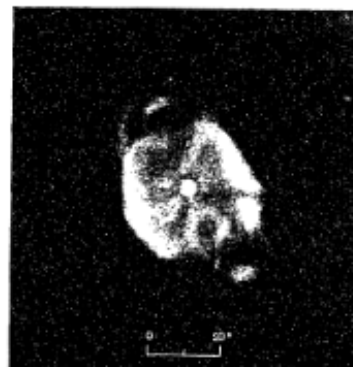
(a) Grupo A: NGC 6543



(b) Grupo B: NGC 6720



(c) Grupo C: NGC 1501



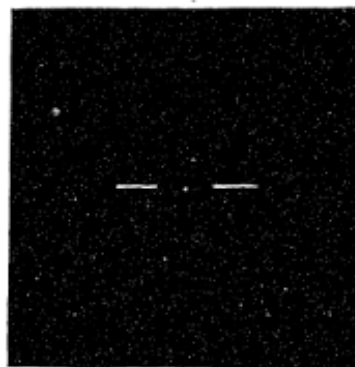
(d) Grupo D: NGC 40



(e) Grupo E: NGC 6818



(f) Grupo F: II NGC 3568



(g) Grupo H: NGC 6644

Figura 1.6: Clasificación de Curtis (1918).

aquellas NPs confirmadas espectroscópicamente por Acker et al. (1992) utilizando filtros de banda angosta correspondientes a las líneas $H\alpha + [NII]$ (FWHM=50 Å)¹ y $[OIII] \lambda 5007$ Å (FWHM=30 Å) y, también, dos filtros separados para las líneas $H\alpha$ y $[NII] \lambda 6584$ Å (FWHM=10 Å). La clasificación morfológica se realizó sobre la base de las imágenes de $H\alpha + [NII]$ y las imágenes $H\alpha$. El catálogo contiene 243 NPs y está dividido en seis clases morfológicas principales:

- Redondas (**R**): la forma de la NP no muestra una clara desviación de la simetría;
- Elípticas (**E**): tienen dos ejes de simetría, pero no muestran una sección en el medio;
- Bipolares (**B**): tienen dos ejes de simetría, con lóbulos y sección en el medio;
- Cuadripolares (**Q**): con dos pares de lóbulos, orientados en distintas direcciones;
- Punto-Simétrico (**P**): sus componentes morfológicas son simétricas con respecto a la reflexión a través del centro.

Además de estas clases principales, encontraron algunas estructuras adicionales como: estructuras internas (**s**), bucles (**a**), anillos (**r**), estructuras con múltiples cáscaras (**m**), y estructuras externas (**o**). Dentro de la muestra de NPs, en la Tabla 1.1 pueden observarse la cantidad de objetos con cada morfología, y en la Figura 1.7 algunos de los objetos más representativos de cada tipo morfológico.

1.1.3. Densidades y temperaturas electrónicas

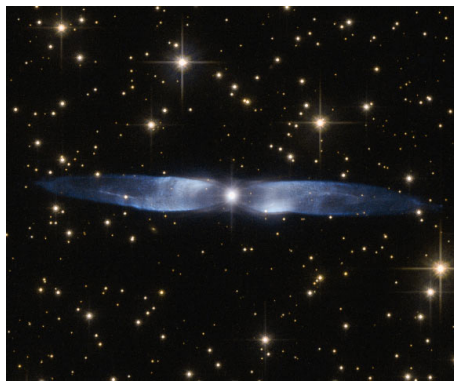
Para estimar las abundancias químicas, lo primero que se necesita son las temperaturas y densidades electrónicas, las cuales se obtienen a partir de la medición del flujo de líneas y sus cocientes. Para la temperatura electrónica se puede utilizar $[OIII] 4959/4363$ y $[NII] (6584 + 6548)/5755$ y para la densidad electrónica se

¹Ancho a mitad de altura, por sus siglas en inglés *Full Width at Half Maximum*.

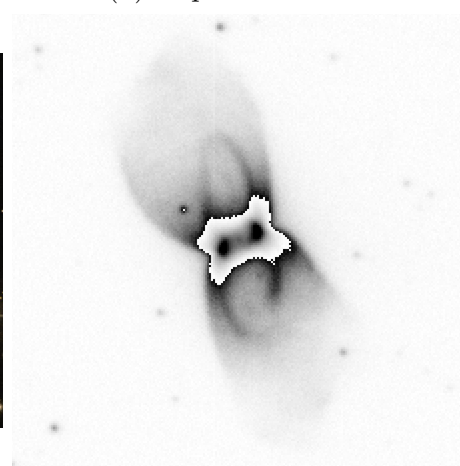


(a) Redonda: NGC 3587

(b) Elíptica: NGC 6720



(c) Bipolar: He 2-437



(d) Cuadripolar: M 2-46



(e) Punto-Simétrico: PC 19

Figura 1.7: Clasificación de Manchado et al. (1996).

Clase morfológica	Porcentaje	Número de NPs
R	23 %	54
E	49 %	113
B	14 %	32
Q	3 %	6
P	4 %	8
m	17 %	40

Tabla 1.1: Porcentajes de NPs con distintas morfologías (Manchado et al., 1996).

utiliza $[SII]$ 6717/6731, $[ArIV]$ 4711/4740 o $[ClIII]$ 5517/5537 (Kwok, 2000).

La Figura 1.8 muestra la distribución de densidades electrónicas (N_e) de NPs obtenida a partir de los datos de Stasińska & Szczerba (1999), quienes derivan estos resultados utilizando los cocientes de $[SII]$. Puede observarse que, en su mayoría, las NPs tienen un valor de $N_e \sim 10^{3,7} e^-/cm^3$.

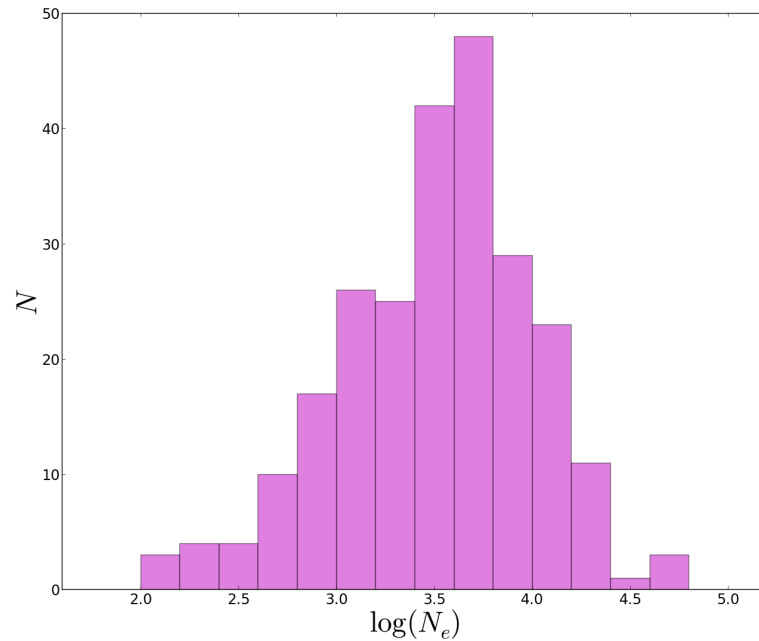


Figura 1.8: Distribución de N_e de 246 NPs, relativas al $[SII]$ (Stasińska & Szczerba, 1999).

Por otro lado, en la Figura 1.9 se observa la distribución de temperaturas electrónicas (T_e) referidas al $[OIII]$, utilizando los datos proporcionados por Acker et al. (1992). Puede verse que, en su mayoría, las NPs presentan una $T_e \sim 11 \times 10^3 K$.

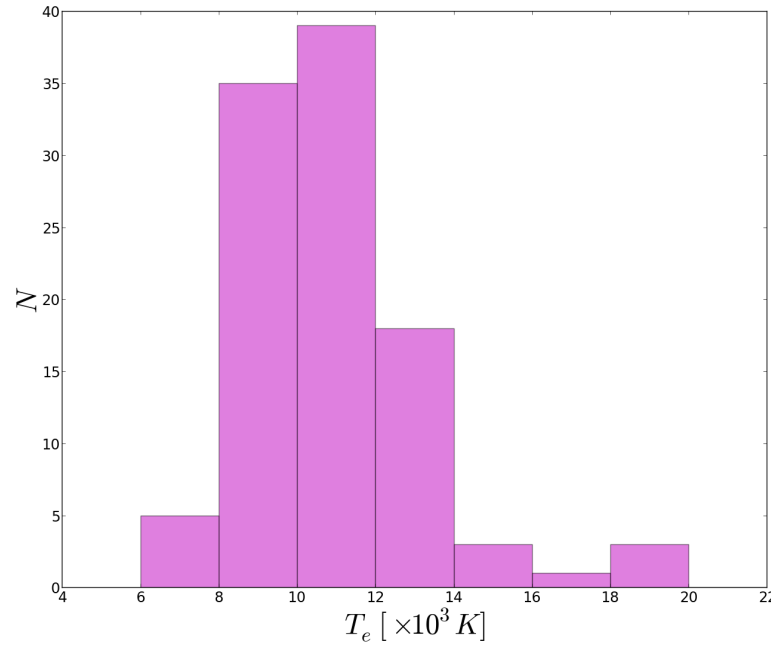


Figura 1.9: Distribución de T_e referidas a $[OIII]$ (Acker et al., 1992).

1.1.4. Abundancias químicas

Las estrellas progenitoras de las NPs juegan un rol importante en el enriquecimiento químico de la Galaxia ya que el He y cantidades significativas de C y N se producen por nucleosíntesis durante las etapas evolutivas de la secuencia principal, gigante roja y rama asintótica de las gigantes. Las abundancias en las NPs trazan tanto las abundancias del medio interestelar desde el cual la estrella progenitora nació, como el producto de la nucleosíntesis durante la evolución de la misma. Debido a que el He, C y N aumentan durante la evolución estelar, pero elementos más pesados como el O el Fe no se sintetizan en estrellas de masa intermedia, el estudio de abundancias de He, C y N en NPs puede *testear* los modelos de evolución estelar, mientras que las abundancias de O, Ne, Ar, S, entre otros, trazan la metalicidad de la región donde se formó la estrella. Por lo tanto, una determinación precisa de abundancias

químicas en NP representa una gran herramienta para estudiar no sólo la evolución estelar y nucleosíntesis, sino también la evolución química de galaxias.

Abundancias de NPs en el disco galáctico

De acuerdo con Kwok (2000), la media del cociente O/H (abundancia del Oxígeno relativa al Hidrógeno) para NPs en la Vía Láctea es $\sim 4,4 \times 10^{-4}$. Al igual que en las regiones HII, la abundancia del cociente O/H en NPs se observa que disminuye desde el centro hacia la parte exterior de la Galaxia. El origen de este gradiente se desconoce.

Abundancias de NPs en el *bulge* galáctico

El estudio del *bulge* galáctico es interesante ya que las abundancias metálicas pueden ser obtenidas a partir de las estrellas o de las NPs. Las abundancias del O en NPs son similares a las estrellas en esta región de la Galaxia ($[O/H] = \log(O/H) - \log(O/H)_{\odot} \sim -0,3$; Richer et al. (1998)), esto sugiere que las NPs pueden ser usadas para trazar las abundancias del O de sus estrellas progenitoras.

Abundancias de NPs en el *halo* galáctico

Las NPs en el *halo* galáctico se definen como aquellas con altas velocidades y latitudes galácticas. Si los miembros del *halo* reflejan la ubicación donde nacieron, entonces la abundancia química de elementos no afectados por la evolución estelar en estas NPs revelará la composición química del halo en el momento en que nacieron las estrellas. Estudios de muestras pequeñas de NPs en el *halo* sugieren que el O y Ne son poco abundantes por 1 orden de magnitud, mientras que el Ar, Fe y S por 2 órdenes de magnitud comparadas con las NPs en la vecindad solar.

El elemento más abundante en las NPs es el H, luego sigue el He que usualmente tiene $\sim 10\%$ relativo a los átomos de H; el tercero es el Ca, siguiendo el O, N, etc. La cantidad total de todo el resto de elementos en NPs, comenzando desde el Ca, es del orden del 1%. En la Tabla 1.2 puede observarse la composición química media de varias NPs.

Elemento	NPs	Estrellas	Sol	Elemento	Nps	Estrellas	Sol
H	12,00	12,00	12,00	Ar	7,00	6,80	6,00
He	11,00	10,93	10,80	Cl	6,90	5,60	5,50
C	8,80	8,52	8,62	Na	6,60	6,25	6,28
O	8,60	8,52	8,84	Ca	6,40	6,30	6,36
N	8,10	7,96	7,94	K	5,70	4,95	5,16
Ne	7,90	7,92	7,57	P	5,30	5,52	5,50
S	7,90	7,20	7,20	F	4,90	4,60	4,56

Tabla 1.2: Composición química de NPs. La abundancia relativa de 13 elementos está dada en escala $\log H = 12$ junto con información del Sol y las estrellas (Gurzadyan, 1997).

1.1.5. Velocidades de expansión

La NP constituye una cáscara gaseosa que se aleja de la estrella central y cuya velocidad de expansión proporciona información sobre la hidrodinámica en dicha nebulosa, como así también la evolución de la misma y su estrella central. Una NP típica muestra zonas de ionización separadas, cada una de las cuales tiene velocidad de expansión diferente. En el interior se observan elementos como $HeII$ y otros elementos de alta excitación, con bajas velocidades y densidades, mientras que $[OII]$ y $[NII]$ se sitúan en zonas exteriores, con velocidades mayores.

Utilizando, nuevamente, los datos proporcionados por Acker et al. (1992), se puede obtener la distribución de velocidades de expansión referidas a $[OIII]$ como puede verse en la Figura 1.10.

1.2. Características espectroscópicas en el óptico

Si bien, como se nombró anteriormente en la Sección 1.1.2, las NPs muestran diferentes morfologías en el óptico, sus espectros en general son un rasgo muy característico ya que son muy similares entre ellos, particularmente en dicho rango espectral. Los

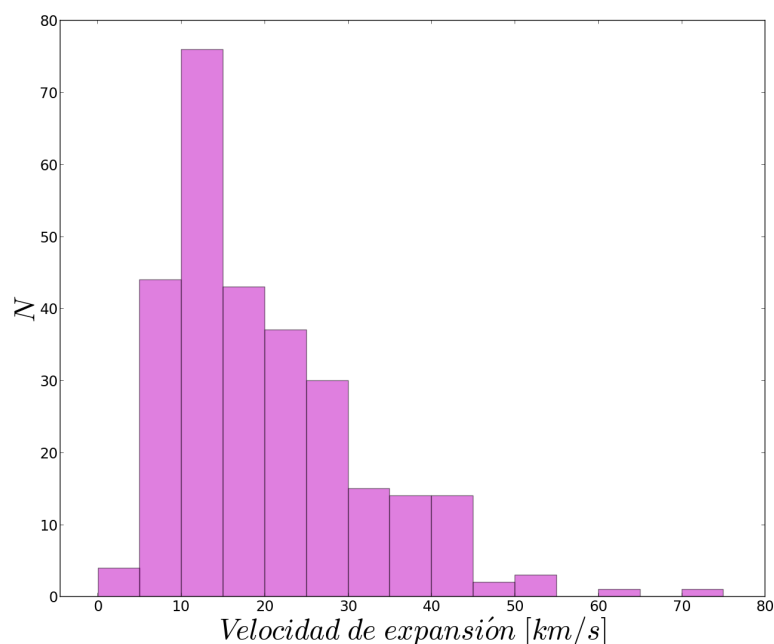


Figura 1.10: Distribución de velocidades de expansión referidas a $[OIII]$ (Acker et al., 1992).

mismos consisten de una serie de líneas de emisión intensas y débiles, superpuestas en un fondo continuo débil producto de las transiciones libre-libre y libre-ligado.

En la Figura 1.11, se muestra un espectro típico de una NP tomado desde CASLEO, en donde se resaltan algunas de las líneas más importantes. Muchas de las líneas de emisión se originan a partir de transiciones prohibidas en varios átomos e iones (denotadas entre corchetes en la Figura). Estas transiciones no son observables desde un laboratorio, ya que es casi imposible reproducir las condiciones (una concentración extremadamente baja de materia en un volumen) para sus excitaciones.

Cuando se desea obtener los parámetros físicos de objetos a través de los espectros, y en particular de regiones HII, la medición de las líneas de emisión involucra una serie de incertezas debido a varios factores que van desde el proceso de observación hasta los modelos teóricos para obtener los resultados buscados.

Dentro de los trabajos publicados, en general, no se menciona el método (o el criterio) utilizado para estimar las incertezas de las mediciones, en particular, mediciones del

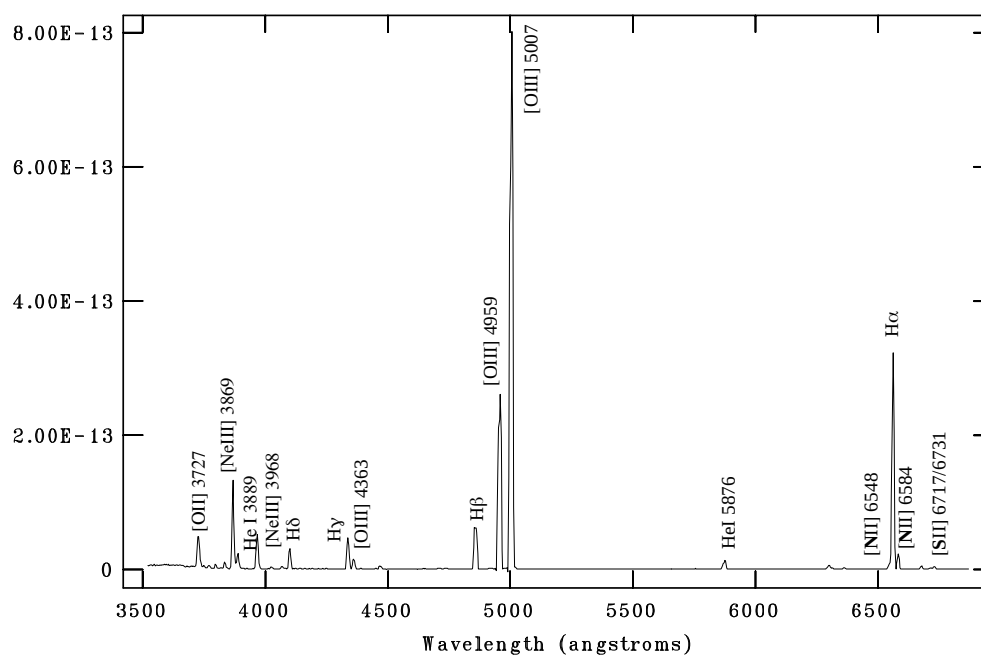


Figura 1.11: Espectro típico de una NP, tomado desde CASLEO con la red de 300 l/mm. Nótese cuáles son las líneas más intensas.

flujo de una línea espectral. Debido a que no existe una única manera de expresar estos errores, se torna dificultoso elegir un criterio para asociar incertezas. Además, en la literatura aparecen muy pocas expresiones analíticas para estimar los errores cometidos en el proceso de medición de flujo. Por otra parte, para poder comparar los datos obtenidos con los de otros trabajos, resulta extremadamente necesario reportar el error con el cual se obtienen sus resultados.

Por todo lo mencionado, en la primer parte de este trabajo decidimos estudiar las incertezas en las mediciones de flujo de nuestro sistema de observación/medición. Para esto, utilizamos varios espectros de seis objetos, tomados desde CASLEO, y de esa manera, generamos un criterio para poder asociarles errores a nuestros datos.

Por otro lado, dentro de la espectroscopía de regiones HII, existen ciertas líneas de emisión cuyos cocientes no dependen de las condiciones físicas del objeto. Ellas sirven para evaluar de manera rápida la calidad de los datos obtenidos y se las denomina *líneas de control*. En la segunda parte de este trabajo, analizamos la calidad de los

espectros obtenidos desde CASLEO, utilizando líneas de control de diferentes iones ubicados a lo largo del rango óptico. De esta forma, favorecemos la evaluación en espectros de baja resolución.

1.2.1. Trabajos previos

En general, en los trabajos clásicos que hablan sobre líneas de control, se suelen utilizar algunas que, si bien están presentes en todos los espectros de NPs, su cercanía en longitud de onda hace que muchas veces, dependiendo de la resolución espectral con que sean observadas, se encuentren superpuestas unas con otras.

La pionera en caracterizar cocientes de líneas de control en NPs para evaluar la calidad de los datos fue Acker et al. (1989), en donde trabajó con 96 NPs utilizando los cocientes de $[OIII]$ y $[NII]$. Estas líneas suelen estar superpuestas con otras cuando se toman espectros de baja resolución (ver Figura 1.11), como los utilizados en este trabajo. Por lo tanto son mejores evaluadoras de espectros de alta resolución, ya que estos últimos tendrán las líneas de control sin superponerse. Teniendo en cuenta esto, los resultados a los que llegó fueron los siguientes:

$$I(5007)/I(4959) = 3,01 \pm 0,23$$

$$I(6583)/I(6548) = 2,92 \pm 0,32$$

Posteriormente, en el trabajo de Cuisinier et al. (1996), estudiaron NPs por encima del plano galáctico, tomando espectros para poder determinar sus abundancias. Para ello, realizaron un análisis de errores utilizando los cocientes de $[OIII]$ 5007/4959, para estimar la precisión en las observaciones y el proceso de reducción. Por otro lado, utilizaron el cociente de las líneas $HeII$ 5412/4686, que son en gran parte independientes de las condiciones físicas de la nebulosa e indican la calidad de la corrección por el enrojecimiento. Plantean la utilización de las líneas HeI pero resaltan que son sensibles a las correcciones por la excitación colisional y la autoabsorción. En la Figura 1.12 puede observarse la relación entre sus cocientes de líneas

de control de HeI obtenidos y los cocientes teóricos, ambos con respecto a la línea 5876\AA , es decir $\log \left[\left(\frac{I_i}{I(5876)} \right)_{teo} / \left(\frac{I_i}{I(5876)} \right)_{obs} \right]$.

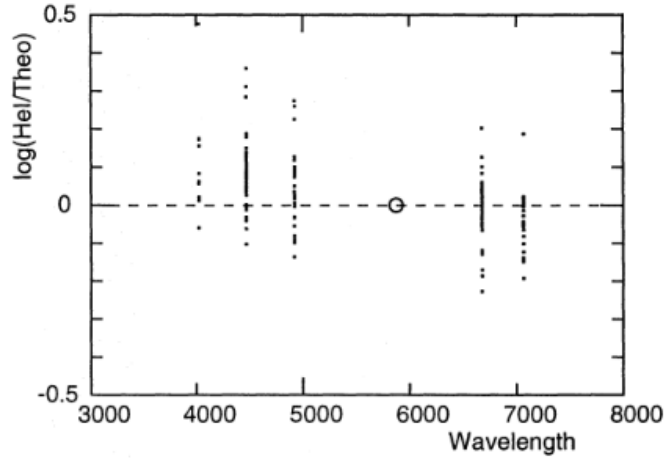


Figura 1.12: Relación entre cocientes de líneas HeI observado/teórico, con respecto a la línea 5876\AA (señalada con un círculo vacío) tomado del trabajo de Cuisinier et al. (1996).

Concluyen que las diferencias sistemáticas en las líneas 4471\AA y 7065\AA sugieren que las correcciones para la autoabsorción pueden no aplicarse bien a los objetos individuales, y que la dispersión indica que las intensidades de estas líneas se han medido con una precisión de casi el 20 %.

Por otro lado, Storey & Zeippen (2000) estudiaron transiciones equivalentes de iones como C y O que son invariantes con las condiciones físicas (N_e y T_e). En la Figura 1.13 se muestran sus resultados obtenidos y se resaltan los cocientes dentro del rango óptico. Las líneas del FII y FIV están dentro del rango que abarca la red de 300 l/mm de CASLEO utilizada pero son líneas muy débiles, por lo cual no pudieron ser observadas en los espectros de este trabajo.

Girard et al. (2007) estudiaron la composición química y parámetros físicos de 48 NPs. La calidad de los datos obtenidos y sus reducciones se analizaron, también, mediante los cocientes de las líneas de $[OIII]$ 5007\AA y 4959\AA . Otro chequeo de la calidad de sus espectros, fue utilizando los cocientes de las intensidades de las líneas desrojadas de HeI en 5876\AA , 4471\AA y 6678\AA , las cuales no son muy sensibles

Ion	$^1D_2-^3P_1$		$^1D_2-^3P_2$		$A(^1D_2-^3P_2)/A(^1D_2-^3P_1)$	
	$\lambda_{air}(\text{\AA})$	$A(s^{-1})$	$\lambda_{air}(\text{\AA})$	$A(s^{-1})$	GMZ	Present
O I	9824.1	7.154-5	9850.3	2.240-4	2.985	3.131
N II	6548.1	9.819-4	6583.5	3.015-3	2.958	3.071
O III	4958.9	6.791-3	5006.8	2.046-2	2.918	3.013
F IV	3996.9	3.310-2	4059.9	9.748-2	2.864	2.945
Ne V	3345.9	1.222-1	3425.9	3.504-1	2.795	2.867
Na VI	2872.7	4.042-1	2971.9	1.120 0	2.709	2.771
Mg VII	2509.2	1.169 0	2629.1	3.107 0	2.607	2.658

Table 4. Total A-values and ratios for the $^1D_2-^3P_1$ and $^1D_2-^3P_2$ transitions in the oxygen sequence. GMZ refers to Galavis et al. (1997). $a \pm b$ denotes $a \times 10^{-b}$.

ion	$^1D_2-^3P_1$		$^1D_2-^3P_2$		$A(^1D_2-^3P_2)/A(^1D_2-^3P_1)$	
	$\lambda_{air}(\text{\AA})$	$A(s^{-1})$	$\lambda_{air}(\text{\AA})$	$A(s^{-1})$	GMZ	Present
O I	6363.8	2.151-3	6300.3	6.446-3	3.096	2.997
F II	4869.0	1.269-2	4789.4	3.893-2	3.155	3.068
Ne III	3967.5	5.417-2	3868.8	1.711-1	3.237	3.159
Na IV	3362.2	1.860-1	3241.6	6.086-1	3.347	3.272
Mg V	2927.5	5.406-1	2782.2	1.850 0	3.493	3.422

Figura 1.13: Resultados de líneas de control tomados de Storey & Zeppen (2000), se resaltan los cocientes dentro del rango óptico.

a las condiciones de la nebulosa. De las 44 NPs observadas, sólo 33 contenían estas tres líneas de interés. Concluyen que se encuentran dentro del 20 % de los valores teóricos, debido a la dispersión obtenida en la Figura 1.14, en donde se observa el cociente de las líneas del *HeI* 6678/5876 en función del cociente 4471/5876.

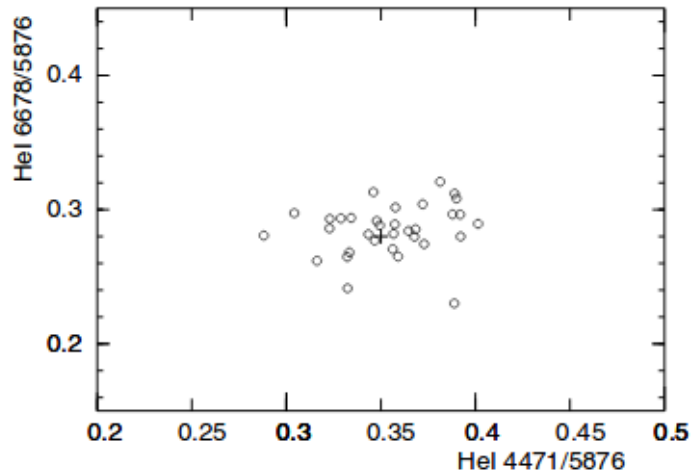


Figura 1.14: Cocientes de líneas HeI (Girard et al., 2007).

Puede destacarse que tanto en el trabajo de Cuisinier et al. (1996) como en el de Girard et al. (2007), asumen un error dentro del 20 %, sin especificar los criterios

adoptados.

Por lo tanto, el objetivo principal de este trabajo final de Licenciatura fue, por un lado, determinar los cocientes de líneas de control, que se encuentren lo suficientemente separadas para poder resolverlas individualmente en espectros de baja resolución. Por otro lado, poder asignarles una incerteza adoptando algún criterio explícito.

Capítulo 2

Observatorio de CASLEO

Al momento de realizar observaciones con un telescopio, deben tenerse en cuenta algunas características del lugar de observación, como por ejemplo el *seeing*, que serán parte de la introducción de incertezas finales.

En el siguiente capítulo se detallan algunos aspectos del observatorio en donde se tomaron los espectros utilizados a lo largo del trabajo, junto con la descripción de los instrumentos utilizados.

2.1. Ubicación

Las observaciones se realizaron en el Complejo Astronómico El Leoncito (CASLEO), el cual es un observatorio astronómico ubicado en el departamento Calingasta, al oeste de la provincia de San Juan, casi al pie de la cordillera de los Andes, Argentina. Fue inaugurado el 12 de septiembre de 1986 y comenzó su operación efectiva el 1 de marzo de 1987.

Las coordenadas geográficas del mismo son:

$$\lambda = -69^{\circ}17'44'',1$$

$$\phi = -31^{\circ}47'54'',7$$

y está ubicado a una altura de $h = 2552$ msnm.

2.2. Instrumentos utilizados

A lo largo de este trabajo se utilizaron datos obtenidos desde el telescopio reflector principal mostrado en la Figura 2.1, denominado Jorge Sahade (JS) que es el de mayor abertura de la Argentina. Tiene un espejo de 2,153 m de diámetro, montura ecuatorial y escala de placa de $0.98''/\text{px}$.



Figura 2.1: Observatorio CASLEO y su telescopio principal.

Otro instrumento utilizado, junto con el telescopio JS, fue el espectrógrafo REOSC que puede observarse en la Figura 2.2. Es un instrumento capaz de trabajar desde 3500 \AA hasta 7500 \AA y en dos modos operativos: en modo de dispersión cruzada (DC) y en modo de dispersión simple (DS). Para este último se reemplaza la red *echelle* por un espejo plano (configuración utilizada a lo largo de este trabajo).

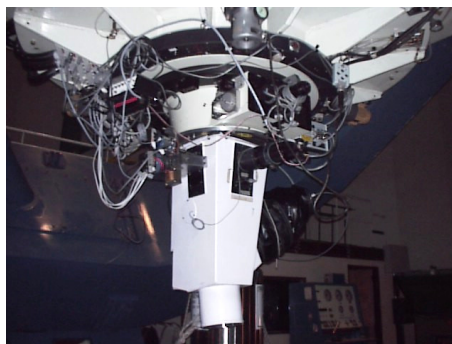


Figura 2.2: Espectrógrafo REOSC.

2.3. Lámparas para calibración en longitud de onda

En el observatorio de CASLEO están disponibles distintas lámparas de comparación para realizar la calibración en longitud de onda, por ejemplo, la de ThAr, la cual posee muchas líneas y bien separadas, por lo tanto suele utilizarse para espectros de mayor resolución. También se encuentra disponible la lámpara de CuNeAr, la cual tiene muchas líneas en el rojo, mientras que en el azul pocas y débiles, pero es la más apropiada para espectros de baja resolución como los utilizados en este trabajo. En la Figura 2.3 puede observarse un espectro de la lámpara de CuNeAr, el cual muestra las líneas de emisión intensas en el rojo y débiles en el azul.

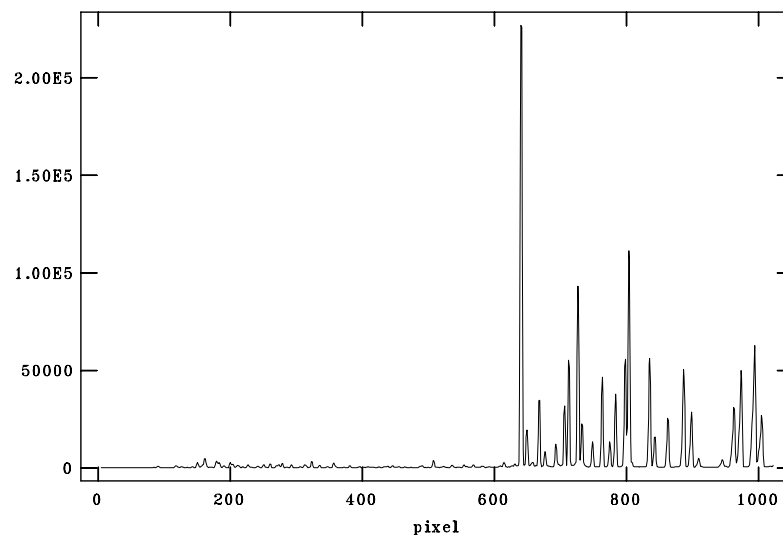


Figura 2.3: Espectro de la lámpara de CuNeAr de CASLEO, en donde se observan, principalmente, sus intensas líneas de emisión en el rojo.

2.4. *Seeing*

El *seeing* es un efecto que distorsiona las imágenes de los objetos observados, debido a la presencia de la atmósfera. Está causado por las turbulencias atmosféricas que generan variaciones de densidad deformando el camino óptico que recorren los rayos de luz en objetos que se encuentran fuera de la atmósfera.

Dentro de la espectroscopía, el efecto de *seeing* es uno de los factores más importantes a tener en cuenta. En la Figura 2.4 se observa un esquema de lo que genera este efecto en un objeto observado con determinada ranura. Si aumenta el *seeing* en el transcurso de la noche se pierde luz del objeto. Esto genera que la relación S/N se degrade, generando en el espectro mayor ruido de fondo y pérdida de la intensidad de las líneas como puede observarse en la Figura 2.5.

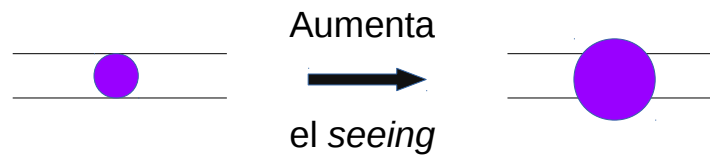


Figura 2.4: Representación del efecto de *seeing* en un espectro.

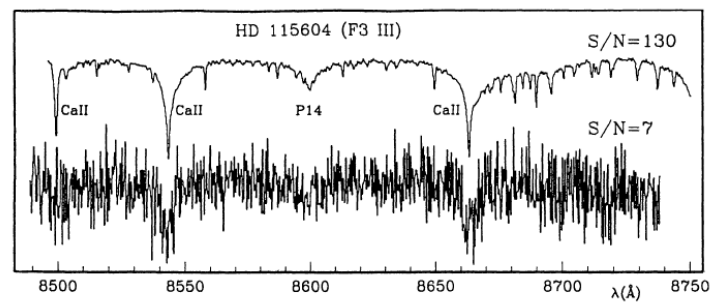


Figura 2.5: Ejemplo de degradación de relación S/N en un espectro debido a varios factores, uno de los cuales es el *seeing*.

El *seeing* promedio de CASLEO es de $2,5''$. Este valor, como se explica más adelante, se tuvo en cuenta para la elección del tamaño de ranura para las observaciones.

2.5. Refracción diferencial

Al observar objetos que deben atravesar una gran masa de aire, las distintas componentes espectrales son refractadas de manera distinta, provocando una dispersión de colores conocida como *refracción diferencial*. Esto provoca una imagen elongada, como se puede observar en la Figura 2.6, a causa de que el índice de refracción

depende explícitamente de la longitud de onda. Dentro del óptico, las longitudes de onda más afectadas son las que se encuentran en el azul.

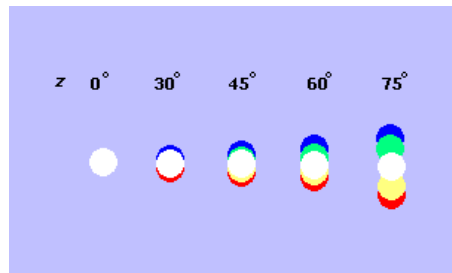


Figura 2.6: Efecto de la refracción diferencial con la distancia cenital.

Por otro lado, esto también depende de la distancia cenital, ya que si observamos cerca del horizonte, la luz tiene que atravesar más cantidad de aire (atmósfera), generando de esta manera una refracción diferencial mayor. Para darnos una idea de este efecto, a una distancia cenital de 48° , la separación angular entre rojo y azul es de $1.2100''$ (Filippenko, 1982).

2.6. Ángulo paraláctico

El ángulo formado por el meridiano del lugar y por el círculo horario de un objeto, se denomina *ángulo paraláctico*. En la Figura 2.7 se puede observar una representación del mismo, el cual está denotado por la letra q .

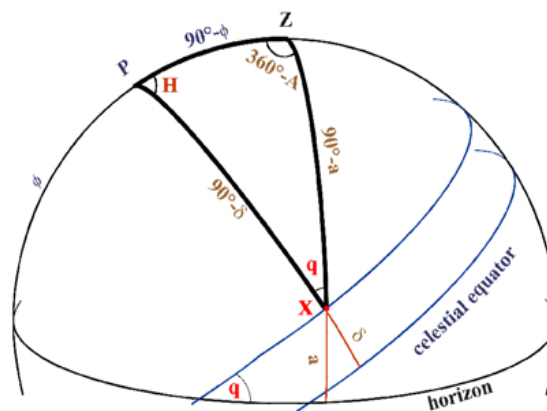


Figura 2.7: Ángulo paraláctico.

Resolviendo el triángulo esférico puede demostrarse que

$$\sin(q) = \frac{\sin(h) \cos(\phi)}{[1 - (\sin(\phi) \sin(\delta) + \cos(\phi) \cos(\delta) \cos(h))^2]^{1/2}}$$

en donde ϕ es la latitud del lugar, δ es la declinación del objeto y h su altura sobre el horizonte. De estos parámetros, el único que varía a largo de la noche es la altura, el cual se relaciona con la distancia cenital como $z + h = 90^\circ$.

Orientar la ranura en la dirección del ángulo paraláctico disminuye los efectos de refracción diferencial, los cuales se general justamente en dicha dirección. Algunos observatorios cuentan con un seguimiento de este ángulo, de manera de no tener que corregirlo manualmente a lo largo de la noche para cada uno de los objetos. CASLEO no cuenta con este seguimiento automático; es por esto mismo que observar desde dicho observatorio, orientando el ángulo de posición de la ranura hacia el ángulo paraláctico, implicaría moverlo varias veces por cada objeto, demandando muchísimo tiempo.

En este capítulo se describieron algunos de los factores de incertezas más importantes relacionados con el sitio de observación. Estos fueron tenidos en cuenta en nuestras observaciones y posterior reducción.

Capítulo 3

Observaciones y reducción

Para poder obtener un valor de incerteza para asociar a nuestras mediciones de flujo de líneas de emisión, decidimos utilizar el criterio más elemental: realizar varias mediciones sobre un mismo objeto y determinar su valor medio y su RMS (valor cuadrático medio, por sus siglas en inglés *Root Mean Square*). En astronomía esto requiere una gran cantidad de tiempo de observación y, como consecuencia, esta es una estrategia muy poco utilizada. Sin embargo, para poder obtener cocientes de líneas (con una realista incerteza asociada) nos resultó necesario realizar este proceso.

En este capítulo se detallan los instrumentos utilizados, el proceso de observación y reducción de los espectros observados, como así también los primeros resultados obtenidos teniendo en cuenta cada uno de los factores que intervienen en estas incertezas.

3.1. Observación

Las observaciones se realizaron utilizando el telescopio de 2.15m de CASLEO, a lo largo de cinco noches consecutivas. Los espectros fueron tomados utilizando el instrumento REOSC-DS con una de las redes de 300 l/mm eligiendo la que tiene *blaze* en 5000 Å (por ser la más sensible al azul disponible) y dispersión 3.4 Å/px.

Elegimos un tamaño de ranura de $250 \mu\text{m}$, lo cual representa $2,5''$ en el plano del cielo, para ser consistentes con el *seeing* promedio del observatorio. Si bien en este observatorio hay otras redes, utilizamos la de 300 l/mm ya que permite obtener un amplio rango en longitud de onda (desde ~ 4000 hasta $\sim 7000 \text{ \AA}$), pese a que su resolución es baja ($R = 600$) generando que algunas líneas próximas (como el caso de [SII] y [NII]) se superpongan.

3.1.1. Imágenes de calibración

A la hora de realizar observaciones astronómicas, deben tenerse en cuenta algunos efectos generados por los instrumentos. Estos efectos generan cierto “ruido” en las imágenes de interés que si bien no se pueden evitar, al menos se puede intentar aislar. Los *bias*, *flats* y *darks* son imágenes de calibración que sirven para eliminar todo aquello que no tiene que ver con la imagen real, es decir, las deficiencias de los detectores.

Los *bias* sirven para eliminar la señal de lectura del CCD (dispositivo de carga acoplada, por sus siglas en inglés Charge-Coupled Device), generada por la electrónica encargada de leer su contenido. Estas imágenes se realizan tomando exposiciones con tiempo de integración cero, con el obturador cerrado.

Los *flats* permiten corregir la iluminación no uniforme a lo largo de la ranura, generada por ejemplo, por polvo o manchas en los espejos y/o lentes. Para corregir este efecto en la dirección de dispersión se utilizan *flats* de cúpula (utilizando una pantalla blanca dentro de la cúpula) o de lámpara (utilizando lámparas dentro del espectrógrafo). Para la corrección en la dirección espacial se usan *flats* de cielo, tomados utilizando la iluminación uniforme del cielo, en general en el atardecer y con el seguimiento automático del telescopio apagado.

Los *darks* sirven para eliminar la “señal oscura” (o corriente de oscuridad) generada por el calentamiento del CCD al tomar imágenes de larga exposición. Estos archivos contienen sólo la señal oscura.

Por lo tanto, previo a realizar las observaciones, se tomaron 10 *bias* cada una de

las noches, como así también 10 *flats* de cúpula de los cuales 5 eran con la ranura en 250 μm y 5 en 600 μm . También se tomaron 10 *flats* de cielo para la corrección por iluminación de la ranura. No fue necesario corregir por *dark*, debido a que la corriente de oscuridad del CCD, en el caso de CASLEO, es despreciable (Weidmann, 2009).

Como se mencionó anteriormente, para corregir en la dirección de dispersión, puede utilizarse tanto los *flats* de cúpula como los de lámpara. No siempre es claro cuál de los dos tipos es el más conveniente, e incluso si conviene corregir en esta dirección, ya que puede que estemos degradando nuestros datos en lugar de mejorarlos.

Es por este motivo que realizamos un experimento para poder verificar si era conveniente realizar esta corrección, y en tal caso, qué tipo de *flat* es el más apropiado. Para esto, utilizando los espectros de las estrellas estándares de una de las noches, previo a corregirlas por *flat* en la dirección de dispersión, se las corrigió a todas por *flat* de cielo y luego se evaluó cuál de las correcciones en la dirección de dispersión es mejor.

Es decir, corregimos los espectros de las estrellas estándares por un lado con *flats* de cúpula, por otro con *flats* de lámpara y los comparamos también con espectros sin corrección en la dirección de dispersión. Tomando un rango del continuo de las estrellas entre 5350-5450 \AA , se midió la relación S/N para los tres casos.

	<i>flat</i> lámpara	<i>flat</i> cúpula	sin corrección
std 1	176	161	143
std 2	136	134	124
std 3	101	260	101
std 4	203	258	215
std 5	103	105	101

Tabla 3.1: Relación S/N del continuo de las 5 estrellas estándares de una de las noches.

En la Tabla 3.1, puede observarse que, en general, la relación S/N es mayor utilizando los *flats* de cúpula que los de lámpara, e incluso mayor que sin realizar la

corrección. Es por este motivo, que decidimos utilizar los *flats* de cúpula para nuestras correcciones, ya que es el más conveniente por tener la relación S/N máxima.

3.1.2. Objetos

Los objetos observados fueron 6 NPs estándares en flujo (Dopita & Hua, 1997), es decir, para las cuales no se han detectado variaciones en el flujo de sus líneas. Además, son NPs poco evolucionadas y por lo tanto compactas.

Cada uno de estos objetos se observó con un tiempo de integración determinado a partir de su brillo para mantener un equilibrio entre que no saturen algunas líneas brillantes, pero logrando que aparezcan líneas más débiles en el azul. Es decir, máximo tiempo posible antes de que saturen las líneas más intensas. En la Tabla 3.2 puede observarse las coordenadas de los objetos y cada uno de sus tiempos de integración. Puede notarse además, que la nebulosa He 2-182 tiene el menor tiempo de integración, es decir, es muy brillante y esto va a notarse en los resultados mostrados más adelante.

Objetos	PN G	α (J2000)	δ (J2000)	Tiempo integración [s]
HB 4	003.1+02.9	17:41:52.84	-24°42'09.1"	600
HE 2-34	274.1+02.5	09:41:13.90	-49°22'50.2"	1100
HE 2-86	300.7-02.0	12:30:30.25	-64°52'06.7"	800
HE 2-123	323.9+02.4	15:22:19.41	-54°08'14.0"	700
HE 2-182	325.8-12.8	16:54:35.09	-64°14'29.0"	200
STWR 4-10	336.9+08.3	16:02:13.02	-41°33'36.7"	1500

Tabla 3.2: Coordenadas y tiempos de integración de cada una de las NPs observadas.

Los espectros fueron tomados en orden de α , en relación con su culminación superior, de manera de lograr que la distancia cenital de cualquiera de estos objetos sea menor a 40°. De esta manera se reducen los efectos de refracción diferencial. Otro factor a tener en cuenta para reducir este efecto es el ángulo de posición de la ranura;

lo ideal es que esté orientado en la dirección del ángulo paraláctico (como se mencionó anteriormente), ya que la refracción diferencial genera una elongación en dicha dirección. CASLEO no cuenta con una corrección automática de este ángulo, y hacerlo de manera manual requiere un tiempo extra y además complica el seguimiento del objeto, por lo tanto, se resolvió realizar las observaciones dejando fijo el ángulo de posición de la ranura en 90° .

En la Figura 3.1 se esquematiza cómo afecta lo mencionado anteriormente, al realizar observaciones desde este observatorio en donde el tamaño de ranura es de $2,5''$. Puede notarse que gran parte de la luz azul no logra ingresar por la ranura, generando así una pérdida en el flujo de líneas con longitud de onda cortas.



Figura 3.1: Esquema de refracción diferencial a distancias cenitales grandes.

3.1.3. Estrellas estándares en flujo

En cada una de las noches, además de los objetos de programa, se observaron entre 5 y 6 estrellas estándares en flujo. En la Tabla 3.3 puede observarse cada una de ellas con sus coordenadas y tiempos de integración. Para realizar esto, se aumentó la ranura a $600 \mu\text{m}$ de manera de no perder, en lo posible, nada de luz de ellas. Al utilizar este tamaño de ranura, fue necesario también obtener *flats* de cielo y cúpula en esta configuración, para luego reducir sus espectros con esos mismos *flats*.

3.2. Reducción y extracción

Previo a comenzar con el proceso de reducción, se revisaron los *bias* de cada noche, descartando aquellos que presenten algún tipo de estructura como “flecós” o “gradientes”, generados en general cuando la temperatura del CCD no está estabilizada.

Estrellas estándares	Tiempo integración [s]	magnitud v	α (J2000)	δ (J2000)
LTT 3864	500	11.84	10:32:59.7	$-35^{\circ}42'59.0''$
LTT 4816	800	13.96	12:39:48.5	$-49^{\circ}53'40.8''$
CD 32/HD 124613	500	9.79	14:16:23.6	$-33^{\circ}19'07.6''$
EG 274	500	11.03	16:24:44.0	$-39^{\circ}15'55.1''$
LTT 7379	600	10.22	18:37:41.1	$-44^{\circ}17'22.8''$

Tabla 3.3: Estrellas estándares en flujo observadas (Stone & Baldwin, 1983), con sus coordenadas, magnitudes en el rango óptico y tiempos de integración.

Por otro lado, se verificó el RMS de cuentas en píxeles, en cada uno de los *bias*; si existía alguno que se alejaba mucho de resto (debido, por ejemplo, a la presencia de rayos cósmicos) se lo descartaba, ya que la distribución de cuentas debe ser gaussiana en este tipo de imágenes de calibración. Para combinar estas imágenes se utilizó el promedio y el algoritmo de rechazo *minmax* de la tarea *zerocombine* del paquete de IRAF.

Por otra parte, se tuvo presente que el CCD generalmente incluye un número de filas o columnas que no son expuestas a la luz; estos píxeles tienen asociado un número de cuentas que no se distribuye como el ruido de Poisson sino que se asocia a la lectura del mismo CCD: el *overscan*. El mismo, tuvo que identificarse en los *flats* para poder luego restarlo, utilizando para su ajuste un polinomio de Chebyshev de orden 1, es decir, una recta. En la Figura 3.2 puede observarse un *flat*, en donde se señala la región de *overscan*.

De igual manera, se identificó la zona en la que incidió la luz para luego recortar la parte que no estuvo expuesta. Este proceso, en IRAF, se lo denomina *trim* y puede identificarse en la Figura 3.3 (izquierda), en donde se delimita la zona iluminada y la zona en la que no incide la luz.

Una vez realizado todo lo anterior, tanto las NPs como las estrellas estándares en flujo, se redujeron utilizando el paquete IRAF con el procedimiento estándar, es decir, restado de *bias*, *overscan*, *trim*, corrección en la dirección de dispersión

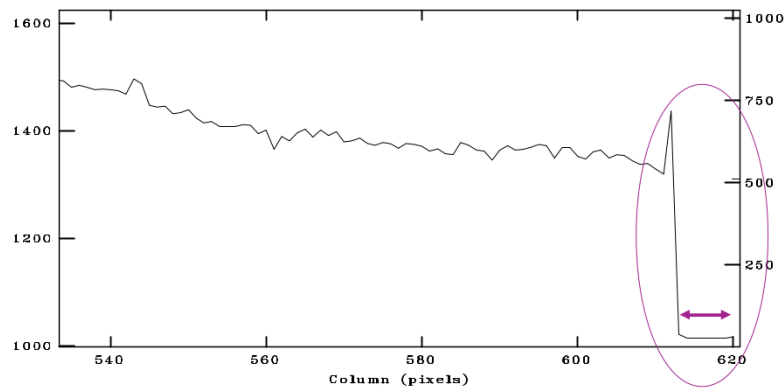


Figura 3.2: Imagen de calibración (*flat*) utilizada para identificar la zona de *overscan*, señalada en violeta.

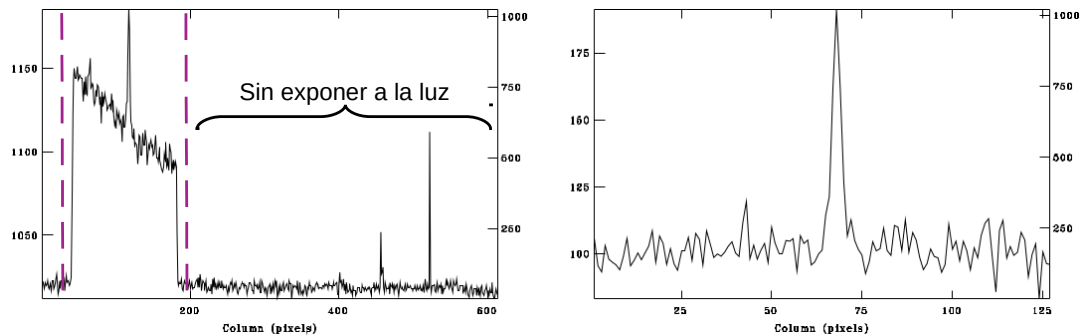


Figura 3.3: Ejemplo de zona expuesta (delimitada en líneas a trazos violetas) en donde puede observarse la región de *trim* y la iluminación no uniforme de la ranura (izquierda), y en la imagen de la derecha este efecto corregido, es decir, el aplanado en la dirección espacial.

utilizando *flats* de cúpula y corrección en la dirección espacial, por iluminación de ranura, mediante *flats* de cielo. En la Figura 3.3 (derecha) puede observarse una imagen ya recortada (zona de *trim*) y corregida por iluminación.

Para esta última corrección se tuvo en cuenta el siguiente criterio: como no todos los píxeles tienen la misma ganancia, no todos acusarán la misma cantidad de cuentas; entonces se realizó una comparación entre la máxima y la mínima cantidad de cuentas en la dirección espacial del espectro bidimensional. Si la caída en la iluminación de un extremo al otro de la ranura superaba el 2% (criterio del manual de

IRAF) entonces se corregía por *flat* en esta dirección; caso contrario, no se realizaba el aplanado de campo en la dirección espacial. La única noche que no fue necesario aplicar esta corrección, fue la de 03/05/17 ya que la caída en iluminación era menor del 2%.

Finalmente, se eliminaron los rayos cósmicos de todas las imágenes utilizando la tarea *cosmicray*. En esta tarea se obtiene un archivo de salida que muestra los parámetros de los candidatos a rayos cósmicos detectados, y el umbral de relación de flujo utilizado. Dicho umbral puede modificarse a criterio de quien reduce, generando de esa manera la eliminación de los mismos posteriormente.

En cuanto a la extracción (tanto de los espectros de las NPs como de las estrellas estándares en flujo), se utilizó la tarea *apall* de IRAF en donde, por defecto, elige una línea de emisión y selecciona una ventana de extracción del ancho del FWHM de la línea elegida. En la Figura 3.4 se muestra el espectro bidimensional de una de las NPs utilizadas, en donde puede observarse la emisión débil del continuo (lo cual sucede para todos los espectros de NPs). Es por ese motivo que se requiere identificar una línea de emisión en el espectro bidimensional y realizar la extracción utilizando a ésta como referencia. Para el caso de las estrellas estándares, la ventana de extracción se eligió de manera tal de cubrir toda la luz de la misma.

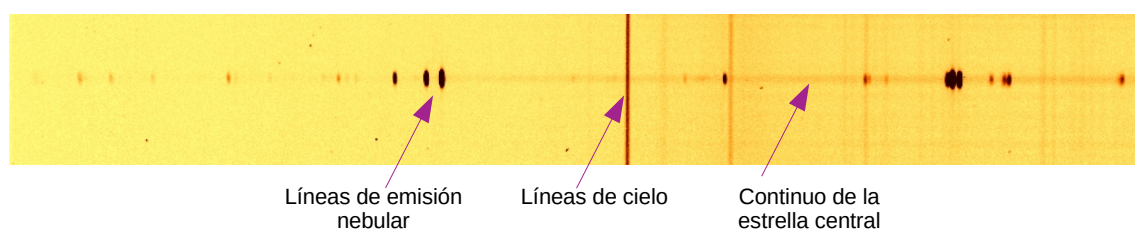


Figura 3.4: Espectro bidimensional de la NP Hb 4, tomado desde CASLEO con la red de 300 l/mm.

Por otro lado, también se eligieron ventanas para el restado de fondo de cielo, de ambos lados de la línea referenciada, cercanas a la misma pero teniendo precaución de no tomar parte de su flujo. Estas ventanas se tomaron pequeñas de manera de evitar el ingreso de rayos cósmicos. En la Figura 3.5 puede observarse la ventana de extracción utilizada para las NPs (izquierda) y para las estrellas estándares

(derecha), como así también las pequeñas ventanas para la extracción de fondo.

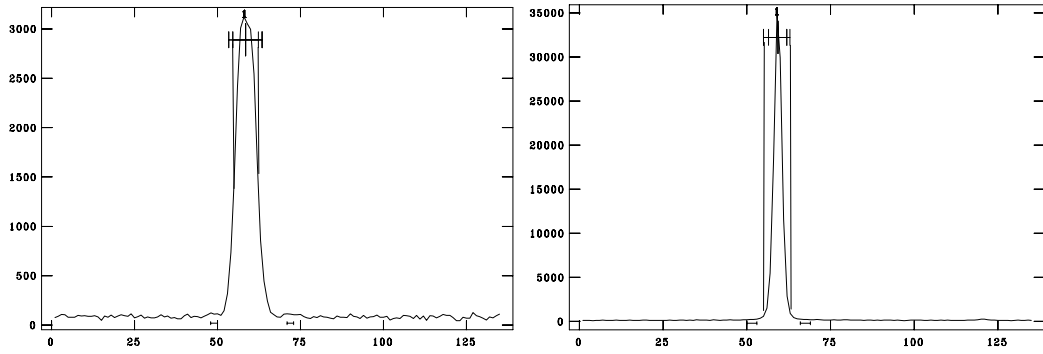


Figura 3.5: Ejemplo de ventanas de extracción utilizadas para objetos de programa (izquierda) y estrellas estándares (derecha). Nótese el tamaño y la ubicación de las ventanas para el restado de cielo.

3.3. Calibración en longitud de onda

Tanto para las NPs como para las estrellas estándares, se utilizó la lámpara de CuNeAr para calibrar los espectros en longitud de onda, la cual devuelve una calibración buena en el rojo y menos precisa en el azul. Para realizar esta calibración, se utilizó un atlas de líneas de dicha lámpara, de la red de 300 l/mm, proporcionado por el observatorio.

La elección de esta lámpara genera incertezas en las mediciones de flujo. Por ejemplo, si tenemos en cuenta variaciones de 10\AA en las líneas, esto afectará a la calibración en flujo; pero al utilizar los flujos de las estrellas estándares catalogados cada 50\AA (como en este trabajo) la incerteza será despreciable. Por lo tanto, la calibración en longitud de onda no afecta mucho en las incertezas generales.

3.4. Calibración en flujo

Como se mencionó anteriormente, se observaron entre 5 y 6 estrellas estándares en flujo para poder realizar la calibración en flujo de los objetos de interés. Estas

estrellas también fueron observadas de manera de minimizar los efectos de refracción diferencial. Sin esta calibración no se puede obtener ningún parámetro físico de las NPs, es decir, no se pueden realizar cocientes de líneas.

Algunas de las incertezas tenidas en cuenta dentro de la calibración en flujo, son las que se describen a continuación.

3.4.1. Cantidad y *bineado* de estrellas estándares

La cantidad de estrellas estándares a observar es un factor tenido en cuenta, ya que mientras más se observen, mejor calibración en flujo se obtendrá. De hecho, lo ideal es observar una estrella luego de cada objeto de interés; esto requiere mucho tiempo de observación, motivo por el cual decidimos observar entre 5 y 6, distribuidas a lo largo de toda la noche.

Además, el *bineado* de las estrellas estándares es otro factor de incerteza ya que estas estrellas tienen catalogado su flujo cada cierto intervalo en longitud de onda. Hay diferentes catálogos que reportan el flujo en distintos intervalos de λ . En este trabajo se utilizó el de Stone & Baldwin (1983) que cataloga el flujo de estas estrellas, ubicadas en el hemisferio sur, en intervalos de $\sim 50 \text{ \AA}$, pero existen otros que presentan flujos cada 6 \AA por ejemplo. Mientras menor sea el intervalo, mejor será la calibración en flujo. En la Figura 3.6 se puede observar el catálogo utilizado de flujo de estrellas estándares.

3.4.2. Coeficientes de extinción atmosféricos

Otro factor a tener en cuenta son los coeficientes de extinción atmosféricos, que son quienes reflejan cómo absorbe la atmósfera en el lugar de observación. En la Tabla 3.4 se listan los valores de dichos coeficientes tomados de la página de CASLEO; puede observarse que los valores varían año a año, y que los últimos datos son de hace 3 años. Para este trabajo hemos utilizado los últimos valores reportados que corresponden al año 2015. Es sabido que estos coeficientes de extinción pueden variar no

λ	LTT 377	LTT 1020	EG 21	LTT 1788	LTT 2415	LTT 2511	L745-46A	LTT 3218	LTT 3864
3200	12.96(1)	13.17(2)	11.45(1)	14.57(3)	13.57(0)	13.75(2)	13.67(1)	12.44(1)	13.73(3)
3350	12.69(1)	12.87(1)	11.39(1)	14.30(2)	13.36(2)	13.61(1)	13.49(2)	12.31(1)	13.49(2)
3400	12.58	12.64	11.41	14.16(6)	13.33(2)	-----	13.44(4)	12.26(9)	13.37(6)
3450	12.61	12.79	11.47	14.26(5)	13.34(4)	13.62	13.45(4)	12.30(0)	13.39(11)
3500	12.53(1)	12.67(1)	11.43(0)	14.19(3)	13.27(2)	13.62(1)	13.41(2)	12.27(1)	13.34(2)
3571	12.60	12.74	11.54	14.16(4)	13.29(0)	13.65	13.43(5)	12.33(5)	13.42(6)
3636	12.46	12.58	11.50	14.06(4)	13.21(5)	13.68	13.31(5)	12.24(1)	13.23(4)
3704	12.33	12.51	11.50	14.04(4)	13.18(1)	13.68	13.35(5)	12.28(5)	13.23(6)
3790	12.18	12.43	11.53	13.87(3)	12.93(1)	13.68	13.33(1)	12.26(1)	12.98(6)
3862	12.02	12.32	11.48	13.73(3)	12.78(1)	13.64	13.19(4)	12.14(2)	12.85(2)
4036	11.75	12.12(3)	11.26	13.60(2)	12.55(1)	13.67	13.20(9)	11.98(2)	12.66(4)
4167	11.66(1)	12.02(0)	11.15(1)	13.53(1)	12.48(2)	13.67(2)	13.16(2)	11.88(0)	12.57(3)
4255	11.66	12.02(3)	11.18	13.53(1)	12.48(1)	13.69	13.16(7)	11.88(1)	12.57(2)
4464	11.53	11.82(2)	11.12	13.42(3)	12.40(2)	13.95	13.09(5)	11.82(1)	12.43(2)
4566	11.49(1)	11.79(1)	11.12(1)	13.40(2)	12.36(2)	13.73(1)	13.09(2)	11.82(1)	12.40(1)
4675	11.41	11.72(3)	11.12	13.36(4)	12.34(2)	13.72	13.07(10)	11.79(2)	12.36(1)
4785	11.38	11.69(1)	11.29	13.30(1)	12.31(5)	13.77	13.09(5)	11.82(4)	12.30(1)
5000	11.36(2)	11.65(0)	11.28(2)	13.25(1)	12.28(1)	13.92(2)	13.07(1)	11.83(1)	12.27(1)
5130	11.32	11.60(2)	11.25(3)	13.19(3)	12.23(6)	13.84(0)	13.07(5)	11.82(3)	12.24(2)
5263	11.28	11.56(3)	11.32(1)	13.15(1)	12.18(6)	13.86(3)	13.01(3)	11.80(4)	12.19(1)
5420	11.23	11.52(4)	11.36(0)	13.14(1)	12.18(3)	13.89(1)	13.04(4)	11.86(4)	12.20(2)
5556	11.19(1)	11.48(1)	11.39(1)	13.10(1)	12.16(1)	13.91(2)	13.01(3)	11.83(1)	12.12(2)
5700	11.19	11.44(3)	11.46(1)	13.08(3)	12.12(3)	14.02(5)	13.04(3)	11.86(1)	12.08(1)
5840	11.14	11.41(2)	11.44(2)	13.04(1)	12.10(1)	14.07(1)	12.97(6)	11.88(6)	12.12(1)
5950	11.18	11.41(3)	11.52(0)	13.04(2)	12.12(2)	14.08(7)	12.98(6)	11.89(3)	12.03(3)
6056	11.13(0)	11.38(0)	11.53(0)	13.04(1)	12.11(1)	14.01(2)	13.02(2)	11.88(1)	12.04(1)
6180	-----	11.37(5)	11.56(1)	12.99	12.10	13.99	13.01	11.92(6)	12.02(5)
6310	-----	11.36(4)	11.61(0)	12.96	12.07	14.02	13.02	11.85(6)	11.98(6)
6436	-----	11.33(6)	11.68(3)	12.98	12.06	14.08	13.06	11.94(9)	11.98(8)
6640	-----	11.27(7)	11.63(2)	13.03	12.13	14.20	13.09	12.14	11.98
6790	11.06(1)	11.26(1)	11.71(1)	12.97(1)	12.06(1)	14.15(2)	13.03(2)	11.98(2)	11.98(1)
7100	-----	11.23(2)	11.76(2)	12.92(1)	12.06	14.20	12.95	11.96(4)	11.95(2)
7250	-----	11.25(8)	11.63(6)	12.97(6)	12.13	14.28	13.08	12.05(11)	11.97(5)
7400	-----	11.22(6)	11.83(3)	12.93(2)	12.08	14.30	13.08	11.99(1)	11.94(4)
7550	11.04(0)	11.21(1)	11.87(1)	12.92(2)	12.04(1)	14.28(4)	13.11(2)	12.03(2)	11.94(1)
7780	-----	11.27	11.87(4)	12.87(2)	11.98	14.26	13.14	12.08	11.93(4)
7990	-----	11.27	11.95(4)	12.84(5)	11.98	-----	13.08	12.02	11.94(6)
7990	-----	11.26	11.99(2)	-----	12.14	-----	13.12	12.10	11.93(4)
8090	-----	11.21	-----	-----	11.94	-----	13.28	12.17	11.97(4)
8180	-----	11.38	-----	-----	-----	-----	-----	-----	11.91(6)
8280	-----	11.50	-----	-----	-----	-----	-----	-----	-----

Figura 3.6: Flujo de estrellas estándares utilizado en sus respectivos intervalos de longitud de onda (Stone & Baldwin, 1983).

solo con el paso de los años, sino que también presentan variaciones estacionales e incluso durante la misma noche de observación (Leinert et al., 1998). Por lo tanto, este parámetro resulta una fuente de incerteza la cual es difícil de evaluar y más aún si el sitio de observación no está lo suficientemente caracterizado.

Para evaluar la influencia de este factor, decidimos calibrar en flujo uno de los espectros de la NP Hb 4, variando los valores de extinción de CASLEO del 2015: aumentamos y disminuimos un 20% cada uno de ellos y calibramos. Una vez realizado esto, se midió el flujo de algunas líneas distribuidas en todo el rango espectral. En la Tabla 3.5 puede verse la comparación del flujo de las líneas espectrales de una de las NPs, al cambiar la constante de extinción. En la misma se observa que

mag / color	Junio 2010	Marzo 2011	Diciembre 2014	Enero 2015
U-B	0.18 ± 0.01	0.26 ± 0.01	0.34 ± 0.03	0.26 ± 0.01
B-V	0.12 ± 0.01	0.11 ± 0.01	0.19 ± 0.02	0.12 ± 0.01
V-R	0.05 ± 0.01	0.04 ± 0.01	0.01 ± 0.02	0.04 ± 0.01
R-I	0.06 ± 0.01	0.05 ± 0.01	-0.01 ± 0.03	0.02 ± 0.01
V	0.14 ± 0.01	0.13 ± 0.01	0.16 ± 0.01	0.23 ± 0.01

Tabla 3.4: Coeficientes de extinción atmosféricos reportados por la página de CASLEO.

los valores son aproximadamente iguales. Por lo tanto, puede concluirse que el cambio de coeficientes de extinción no altera de manera significativa la medición de flujo. Entonces, utilizar valores estimados hace tres años no representa una fuente de grandes incertezas. En la misma Tabla, se compara con valores de flujo de las mismas líneas luego de haber calibrado utilizando los coeficientes de extinción del observatorio CTIO, valores que se encuentran dentro de la base de datos del IRAF.

Líneas	Coeficientes del año 2015	Aumentados un 20 %	Disminuidos un 20 %	Con valores de CTIO
7061	$1,43 \times 10^{-13}$	$1,47 \times 10^{-13}$	$1,45 \times 10^{-13}$	$1,46 \times 10^{-13}$
6548	$5,93 \times 10^{-13}$	$5,94 \times 10^{-13}$	$5,95 \times 10^{-13}$	$5,95 \times 10^{-13}$
6563	$4,97 \times 10^{-12}$	$4,97 \times 10^{-12}$	$4,97 \times 10^{-12}$	$4,97 \times 10^{-12}$
6584	$1,69 \times 10^{-12}$	$1,69 \times 10^{-12}$	$1,69 \times 10^{-12}$	$1,69 \times 10^{-12}$
4861	$4,42 \times 10^{-13}$	$4,45 \times 10^{-13}$	$4,43 \times 10^{-13}$	$4,43 \times 10^{-13}$
4338	$1,29 \times 10^{-13}$	$1,29 \times 10^{-13}$	$1,30 \times 10^{-13}$	$1,30 \times 10^{-13}$

Tabla 3.5: Flujo en líneas espectrales de la NP Hb 4, cambiando los valores en coeficientes de extinción. La columna 2 tiene los datos reales utilizados en todo el trabajo; la columna 3 los valores aumentados un 20%; la columna 4 los valores disminuidos un 20%; la última columna utilizando los valores del observatorio CTIO.

En otros observatorios, por ejemplo Gemini, poseen telescopios adicionales con la función exclusiva de medir estos coeficientes a lo largo de toda la noche, reduciendo,

en principio, esta incerteza.

3.4.3. Calidad de las noches

Para evaluar la calidad de las noches, se tuvieron en cuenta tres factores: el RMS obtenido mediante la tarea *sensfunction*, el *seeing* y la opacidad del cielo. A continuación se detallan cada uno de estos factores:

1. Tarea *sensfunction*: es una tarea dentro del paquete de IRAF, que realiza una corrección debido a los efectos que alteran la distribución espectral de la estrella estándar, como por ejemplo los generados por la atmósfera. Trabaja con una función sensibilidad que refleja todos los efectos que generan que el espectro tomado se aleje del espectro catalogado. En la Figura 3.7 puede verse una representación del continuo de la estrella estándar observada junto con la catalogada, de manera que la función sensibilidad es tal que al multiplicarlo por el continuo observado, devuelve el catalogado. En la Figura 3.8 se puede observar un ajuste realizado con esta tarea. En el mismo aparecen las 5 estrellas estándares y sus flujos en cada intervalo catalogado. Si la noche fuese fotométrica, es decir, ideal para observaciones, las curvas deberían estar superpuestas y sus residuos serían pequeños. También se observa que la dispersión es mayor en el rango de longitudes de onda cortas, esto puede deberse a que hay dos efectos presentes: el instrumento es menos sensible en el azul y, como la ranura no está orientada en la dirección del ángulo paraláctico, la refracción diferencial se manifiesta afectando estas longitudes de onda (ver Sección 2.5). Por otro lado, estos valores de RMS de la tarea *sensfunction* cambian noche a noche. En la Tabla 3.6 puede verse la cantidad de estrellas estándares tomadas por noche y los RMS de la tarea *sensfunction* de cada una de ellas. Se observa que la mayor dispersión fue en la tercer noche, mientras que la menor, en la segunda.
2. Efecto de *seeing*: para poder estimar los valores de *seeing* a lo largo de la noche, se realizaron mediciones del FWHM del continuo de las estrellas estándares

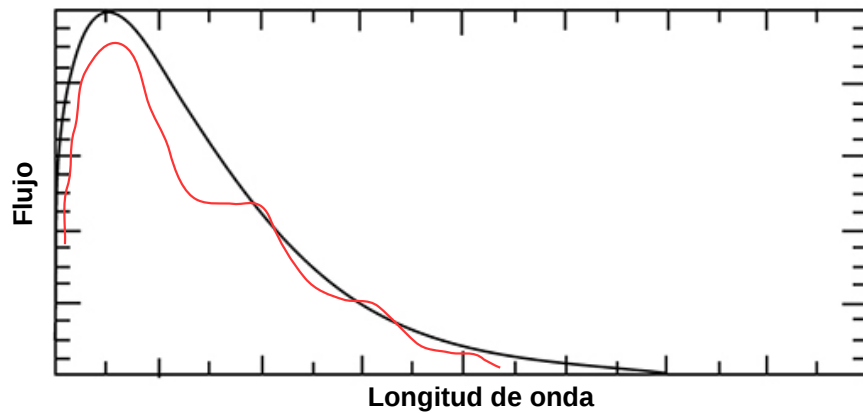


Figura 3.7: Representación de corrección con función sensibilidad: la curva roja representa el continuo de la estrella estándar observada, mientras que la negra, la que está catalogada. Entonces la función sensibilidad generada por la tarea *sensfunction* es tal que al multiplicarla por la curva roja devuelve la curva negra.

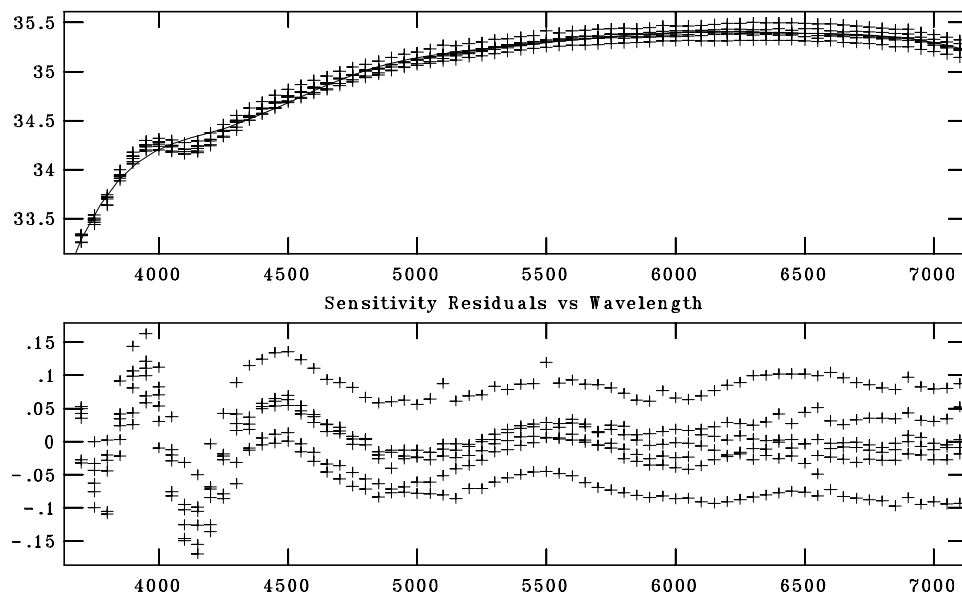


Figura 3.8: Ejemplo de ajuste con la tarea de IRAF y residuos para cada estrella estándar.

utilizando el espectro bidimensional. Los datos obtenidos hubo que multiplicarlos por la escala de placa (ver Sección 2.1), para pasarlos a unidades de segundos de arco. Las variaciones del *seeing* a lo largo de la noche se mues-

Noches	Número estándares	RMS <i>sensfunction</i>
29/04/17	5	0.0903
30/04/17	6	0.0581
01/05/17	5	0.4724
02/05/17	5	0.3639
03/05/17	5	0.3320

Tabla 3.6: Resumen de bitácora de observación y el RMS del ajuste de la tarea *sensfunction*.

tran en la Figura 3.9, donde puede observarse la tendencia a que este valor aumente a lo largo de la noche. Nótese que la mejor noche de acuerdo con la Tabla 3.6 coincide con la noche que mantuvo el *seeing* más estable, que fue la del 30/04/17.

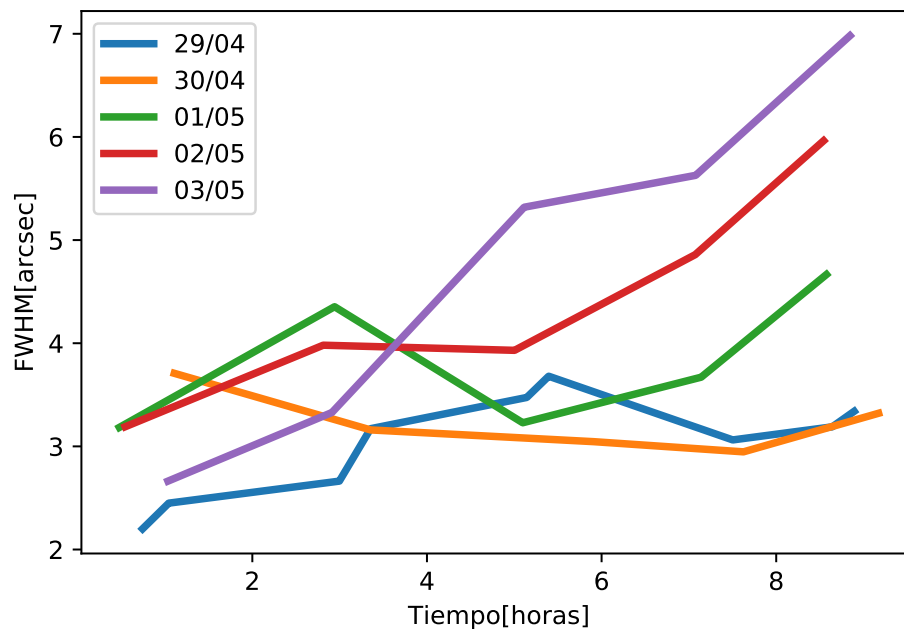


Figura 3.9: Estimación del valor del *seeing* a lo largo de cada una de las noches (Mari et al., 2018).

3. Opacidad del cielo: finalmente se evaluó cómo cambiaban los valores de flujo

de los objetos a lo largo de cada noche, en función de la distancia cenital. Para esto, se midió la línea de [OIII] 4959Å de una de las NPs, en sus distintos espectros, y se compararon sus valores con la distancia cenital. En la Figura 3.10 se muestra los resultados de estas mediciones en puntos violetas y verdes, y puede observarse que en la tercer noche (puntos de la Figura en color verde) la dispersión es la máxima, resultados que coinciden con el valor máximo de RMS del ajuste de la tarea *sensfunction*.

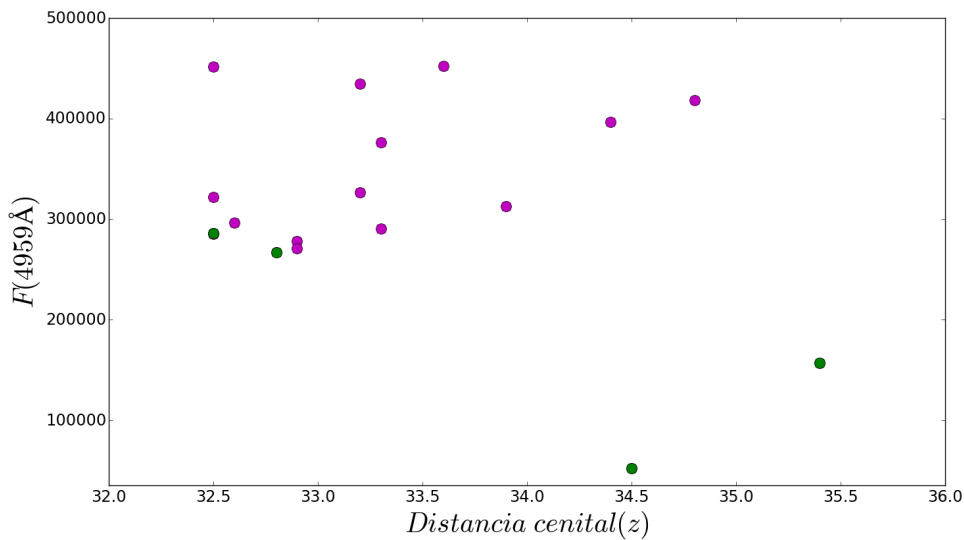


Figura 3.10: Flujo de la línea 4959 Å en función de la distancia cenital. Los puntos verdes corresponden a las mediciones de la tercer noche, los violetas al resto de las noches.

Por lo tanto, para poder evaluar la calidad de las noches, puede utilizarse cualquiera de los tres métodos, ya que pudo demostrarse que sus resultados coinciden.

3.5. Desenrojecimiento

Cuando la luz atraviesa un determinado medio, es absorbida y dispersada de manera tal que la intensidad que se recibe de la misma está dada por la expresión:

$$I(\lambda) = I_0(\lambda)10^{-cf(\lambda)} \quad (3.5.1)$$

donde c es la denominada constante de extinción y nos habla de cuánto material atravesó la luz, y $f(\lambda)$ es la función de extinción que describe de qué manera está absorbiendo este material. Por lo tanto, conociendo c y $f(\lambda)$, se pueden desenrojecer el flujo de las líneas espectrales.

Existen dos maneras de determinar la constante c : a través del decremento de Balmer o usando observaciones en radio. Estas dos formas de determinación son diferentes, por lo tanto, puede considerarse que esta es la *primer* fuente de incertezas.

Si utilizamos el decremento de Balmer y medimos, por ejemplo, $H\alpha/H\beta$, la Ecuación 3.5.1 puede escribirse como:

$$\frac{I(H\beta)}{I(H\alpha)} = \frac{I_0(H\beta)}{I_0(H\alpha)} 10^{c[f(H\alpha)-f(H\beta)]}$$

es decir,

$$c(H\beta) = \frac{1}{f(H\alpha) - f(H\beta)} \log \frac{I(H\alpha)/I(H\beta)}{I_0(H\alpha)/I_0(H\beta)} \quad (3.5.2)$$

en donde $I_0(\lambda)$ es el flujo intrínseco, $I(\lambda)$ el observado y $f(\lambda)$ es la función de enrojecimiento interestelar. De esta última función existen varios valores, en particular en el paquete de IRAF hay tres (ccm, gal y jbk). Para tener una idea de cuánto cambian estos valores, veamos un ejemplo: si $I(H\alpha)/I(H\beta) = 9,46$ y el valor teórico es $I_0(H\alpha)/I_0(H\beta) = 2,86$, los valores de c dependiendo de $f(\lambda)$ son

- $c = 1,745$ (ccm)
- $c = 1,683$ (gal)
- $c = 1,569$ (jbk).

Por lo tanto, el valor de c dependerá de la función de enrojecimiento utilizada, llegando así a la *segunda* fuente de incerteza.

Por otro lado, las distintas $f(\lambda)$ dependen, a su vez, del valor del cociente:

$$R = \frac{A_V}{E(B - V)} \quad (3.5.3)$$

valor que da una idea de las características del material absorbedor. Este valor fue calculado por diferentes métodos en varias regiones del cielo, tomando como valor más aceptado para nuestra galaxia $R = 3,0 \pm 0,3$, estimado por Hiltner & Johnson (1956). Es un valor que no se mantiene constante en algunas regiones de la galaxia donde existe alto enrojecimiento (por ejemplo en el *bulge*). En general el valor más utilizado de R es 3,1 (Seaton, 1979), pero no necesariamente todos los trabajos publicados reportan ese valor. Por lo tanto, $f(\lambda) \rightarrow f(\lambda, R)$, convirtiéndose así en la *tercer* probable fuente de incerteza.

Otra aproximación que se tiene en cuenta es el tipo de nebulosa con la que se está trabajando, es decir, Caso A y Caso B.

El Caso A asume que todo fotón emitido en la nebulosa, logra escapar de ella sin ser absorbido. Este caso es una buena aproximación para nebulosas gaseosas que son ópticamente delgadas en todas las líneas de HI. Una nebulosa con estas características tendría muy poca cantidad de gas y por lo tanto, baja densidad electrónica.

El Caso B asume que todo fotón emitido de la serie de Lyman es inmediatamente absorbido por la nebulosa. Si bien este caso es más realista que el anterior, la situación real sería un caso intermedio entre ambos. De esta manera llegamos a la *cuarta* fuente probable de incerteza.

Además, volviendo a los valores del decremento de Balmer teóricos utilizados, puede observarse en Osterbrock (1989), que los datos brindados dependen de una T_e y N_e dadas, es decir, que valores medios de dichas cantidades, no tienen catalogado su valor, por lo tanto, en el momento de utilizar algún valor teórico hay que realizar una aproximación extra sobre su temperatura y densidad electrónica. Esto nos genera la *quinta* fuente de incerteza.

Finalmente, hay que tener presente que el decremento de Balmer puede calcularse usando varios cocientes, por ejemplo, $H\alpha/H\beta$, $H\gamma/H\beta$, $H\delta/H\beta$, etc. Por lo tanto, los resultados obtenidos con cada uno de estos cocientes será levemente diferente, introduciendo de esta manera una *sexta* fuente de incerteza. Una pregunta que puede hacerse es ¿qué hacer con estos valores levemente diferentes de c calculados mediante

distintos cocientes? ¿Promediarlos? ¿Quedarse con la constante calculada a partir de $H\alpha/H\beta$ ya que es la que tiene mayor relación S/N? ¿Hacer un promedio pesado usando la S/N como peso? La respuesta dependerá del criterio de quien realice el trabajo.

Como vemos, hay al menos 6 factores que pueden generar discrepancias en la obtención de la constante de extinción utilizando la Ecuación 3.5.2, lo cual demuestra lo difícil de evaluar la incerteza de este parámetro.

En este trabajo, para desenrojecer los espectros de las NPs, y de esa manera poder realizar cocientes de líneas de emisión, se utilizó la tarea *deredden* del paquete IRAF en donde se especifican algunos parámetros como:

- La razón entre absorción total en el óptico y el exceso de color (B-V), dada por $R = \frac{A_V}{E(B-V)}$. El valor de este cociente más utilizado, en particular el usado por defecto en el paquete IRAF, es $R = 3,1$ (Seaton, 1979), valor que decidimos adoptar para nuestro trabajo.
- Extinción del medio interestelar, para lo cual se utiliza el cociente entre dos líneas de emisión (en nuestro caso utilizamos el cociente $H\alpha/H\beta$) y alguna función de enrojecimiento interestelar, en donde se tiene en cuenta un valor teórico de dicho cociente. En este trabajo se utilizó

$$c_\beta = 2,84 \log \left(\frac{I(H\alpha)/I(H\beta)}{2,86} \right)$$

expresión tomada de Giammanco et al. (2011), en donde la función de extinción interestelar es 2,84 y el valor del cociente teórico 2,86.

Para tener en cuenta, existen otras expresiones tales como:

$$c_\beta = 3,125 \log \left(\frac{I(H\alpha)/I(H\beta)}{2,86} \right) \text{ (Frew et al., 2013)}$$

$$c_\beta = 2,703 \log \left(\frac{I(H\alpha)/I(H\beta)}{2,87} \right) \text{ (Osterbrock, 1989)}$$

en donde se utilizan distintos valores de funciones de extinción y cocientes teóricos.

Por otro lado, no debemos olvidarnos que trabajamos con NPs estándares en flujo, es decir, objetos que son compactos; esto significa que al tomar un espectro de estas nebulosas, inevitablemente se está tomando, además, un espectro de la estrella central. Esto genera, que al medir el flujo nebuloso de alguna línea, se está midiendo junto con ella el flujo de la línea de absorción producida por la estrella central. La Figura 3.12 representa algunos modelos de ajustes, para medir líneas de emisión nebuloso y de absorción estelar, para ejemplificar este efecto. Este problema no está presente en NPs extensas, en donde puede separarse la parte nebuloso de la estelar. En la Figura 3.11 se realiza una comparación entre una NP compacta y una extendida, y la posible forma de evitar este efecto en la extendida ubicando la ranura adecuadamente.

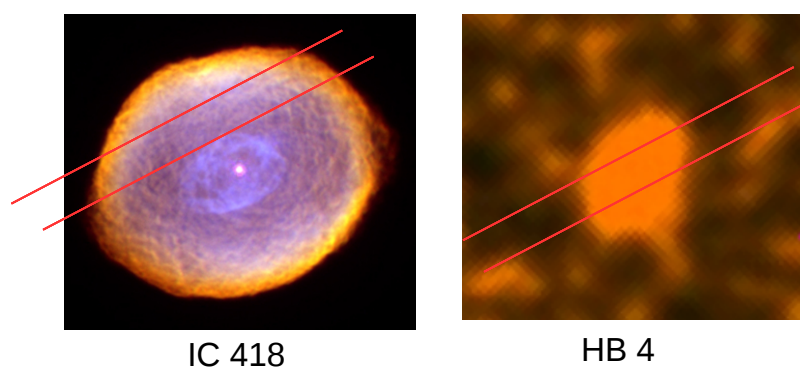


Figura 3.11: Representación de la ranura en una NP extendida (izquierda) y una compacta (derecha).

En la Tabla 3.7 se realiza la comparación de los valores de coeficientes de extinción c_β obtenidos en este trabajo (y sus respectivos RMS), con los valores publicados en la literatura. También se lista el tipo espectral de la estrella central de cada NP (ECNP). Puede observarse que los valores de dicha constante difieren con los reportados en otros trabajos y se puede atribuir estas diferencias al uso de distintas expresiones para calcular la constante (como se mencionó anteriormente), observaciones realizadas con otros detectores (no con CCD), o a las incertezas propias del proceso de medición. Además, sólo el trabajo de Cahn (1976) reporta su valor con

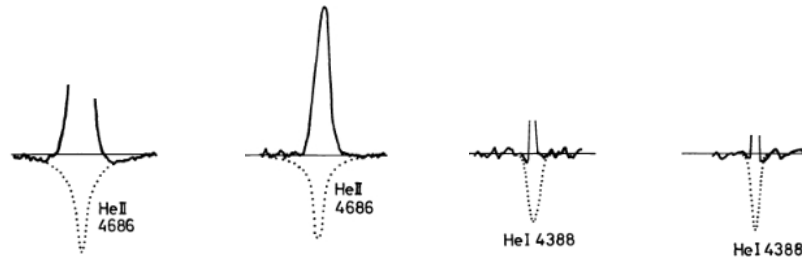


Figura 3.12: Ajustes de modelo para observar los perfiles de absorción estelar (Mendez et al., 1988).

una incerteza asociada: $c_\beta = 1,52 \pm 0,09$. En nuestro caso adoptamos como incerteza la desviación estándar, teniendo en cuenta que dicha constante fue calculada para cada uno de los espectros tomados.

Objeto	c_β	RMS c_β	Tipo Espectral ECNP (1)	Valores c_β otros trabajos
HB 4	1,64	0,04	[WO3]	1,98 (4), 1,52 (5), 1,94 (6)
He 2-34	2,59	0,08	-	2,8 (2)
He 2-86	1,83	0,05	[WC4]	2,17 (2)
He 2-123	1,51	0,04	WELS	1,66 (2), 1,68 (6), 1,62 (7)
He 2-182	0,16	0,07	O(H)	0,5 (2), 0,25 (6)
StWr 4-10	0,87	0,06	-	1,42 (2), 0,95 (3)

Tabla 3.7: Valores de coeficientes de extinción comparados con otros trabajos. (1): Weidmann & Gamen (2011b), (2): Tylenda et al. (1992), (3): Cavichia et al. (2010), (4): Stasińska et al. (1992), (5): Cahn (1976), (6): Shaw & Kaler (1989), (7): Górny (2014). Nótese los bajos errores (RMS) en nuestros valores.

Además, para el caso de una NP extensa, si bien no se estaría tomando un espectro de la estrella central, la distribución de polvo en la misma nebulosa no necesariamente es homogénea y por lo tanto si pasamos la ranura por diferentes lugares (sin tomar la estrella central) podríamos obtener otros valores en las mediciones. En particular, al tomar cociente de líneas y determinarse el coeficiente de extinción interestelar, en

las NPs extensas se obtienen valores distintos de coeficiente para distintas zonas de la NP. Un ejemplo de esto, es el trabajo de Walsh et al. (2016), en donde mapean el coeficiente de extinción en distintas zonas de una NP, utilizando un espectrógrafo con unidad de campo integral IFU (por sus siglas en inglés *Integral Field Unit*). En la Figura 3.13 se observan sus resultados, en donde puede notarse que distintas zonas de la NP tienen distintos valores de c_β .

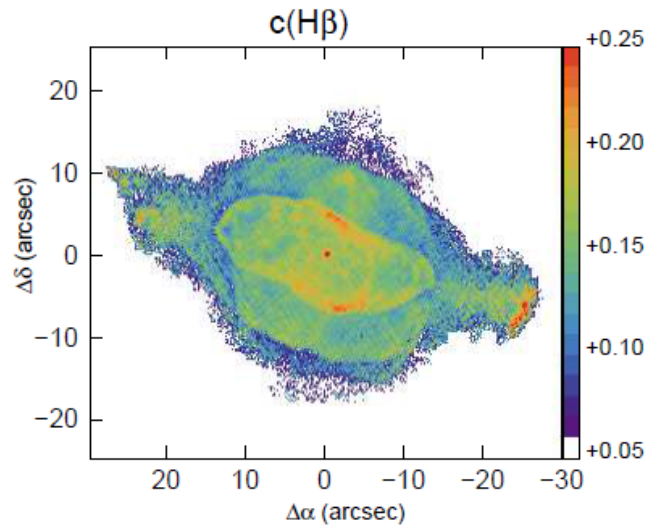


Figura 3.13: Distribución de valores de c_β en la NP extensa NGC 7009 (Walsh et al., 2016).

3.6. Primeros resultados, una evaluación de la incerteza

En la Tabla 3.8 se puede observar la cantidad de espectros observados por noche de cada objeto, dando un total de 106 espectros. De cada uno de ellos se eligieron entre 15 y 20 líneas de emisión para determinar el valor medio de flujo y su RMS, generando en total alrededor de 1600 mediciones.

Teniendo en cuenta todos los factores mencionados para estimar la incerteza total (σ)

Objeto	Hb 4	He 2-34	He 2-86	He 2-123	He 2-182	StWr 4-10
29/04/17	4	2	3	3	3	3
30/04/17	3	3	4	3	3	4
01/05/17	5	3	3	4	4	3
02/05/17	5	3	4	3	4	4
03/05/17	4	4	4	3	4	4
Total	21	15	18	16	18	18

Tabla 3.8: Total de espectros tomados por objeto y por noche.

del valor de flujo ($I(\lambda)$), se determinó el error porcentual¹. Los resultados obtenidos para la NP Hb 4 se muestran en la Figura 3.14. Los paneles superiores muestran el espectro observado y reducido, mientras que en el panel inferior se observa la distribución de errores porcentuales obtenidos, en función de la longitud de onda de las líneas seleccionadas para medir su flujo espectral. Las Figuras 3.15-3.19 son similares a la anterior, para el resto de las NPs.

¹ El error porcentual fue determinado utilizando la expresión $\frac{\sigma \times 100}{I(\lambda)}$.

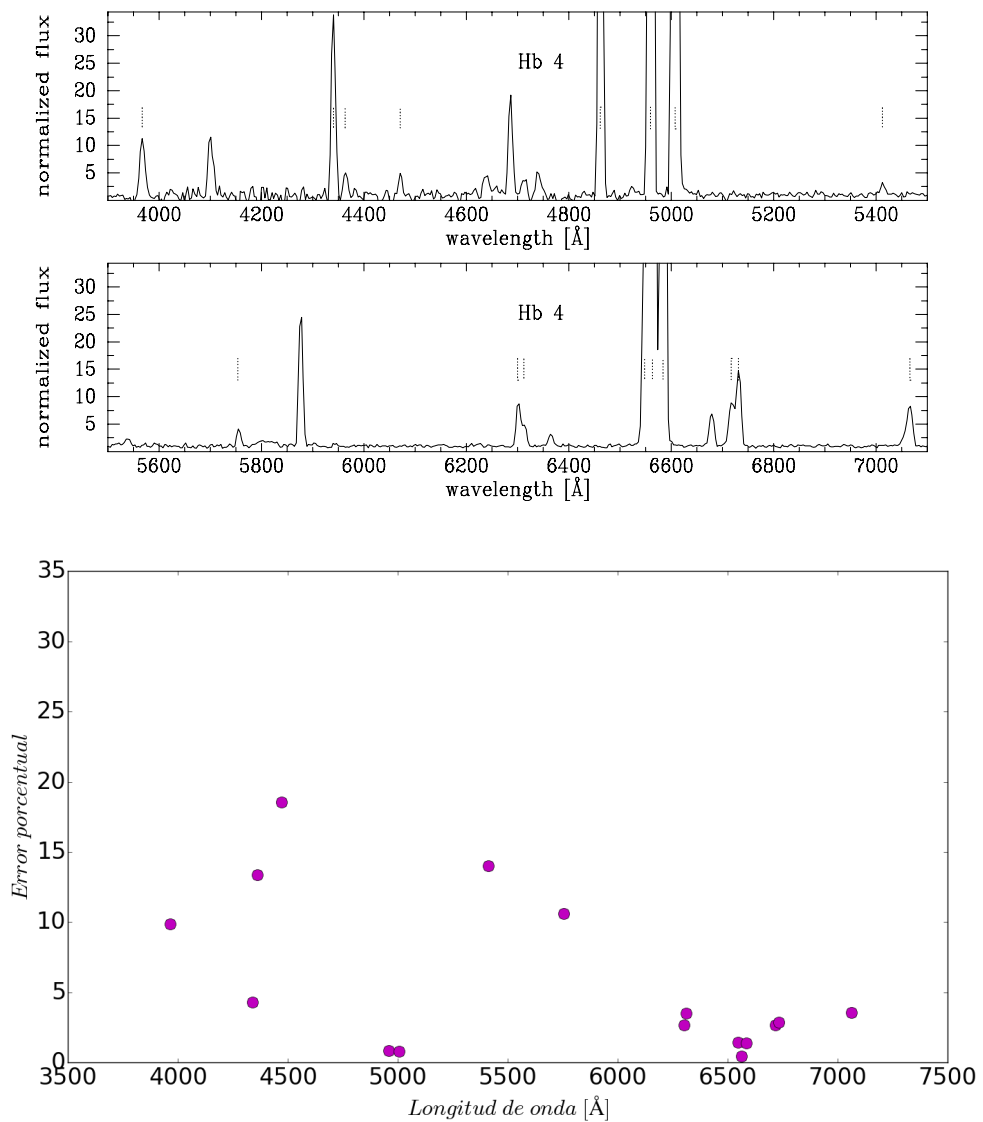


Figura 3.14: Resultados para la NP Hb 4. El primer y segundo panel muestran el espectro de la NP obtenido, separado en la mitad del rango espectral tomado. El tercer panel muestra, en puntos violetas, la distribución de errores porcentuales obtenidos en las líneas espectrales seleccionadas, distribuidas en todo el rango espectral.

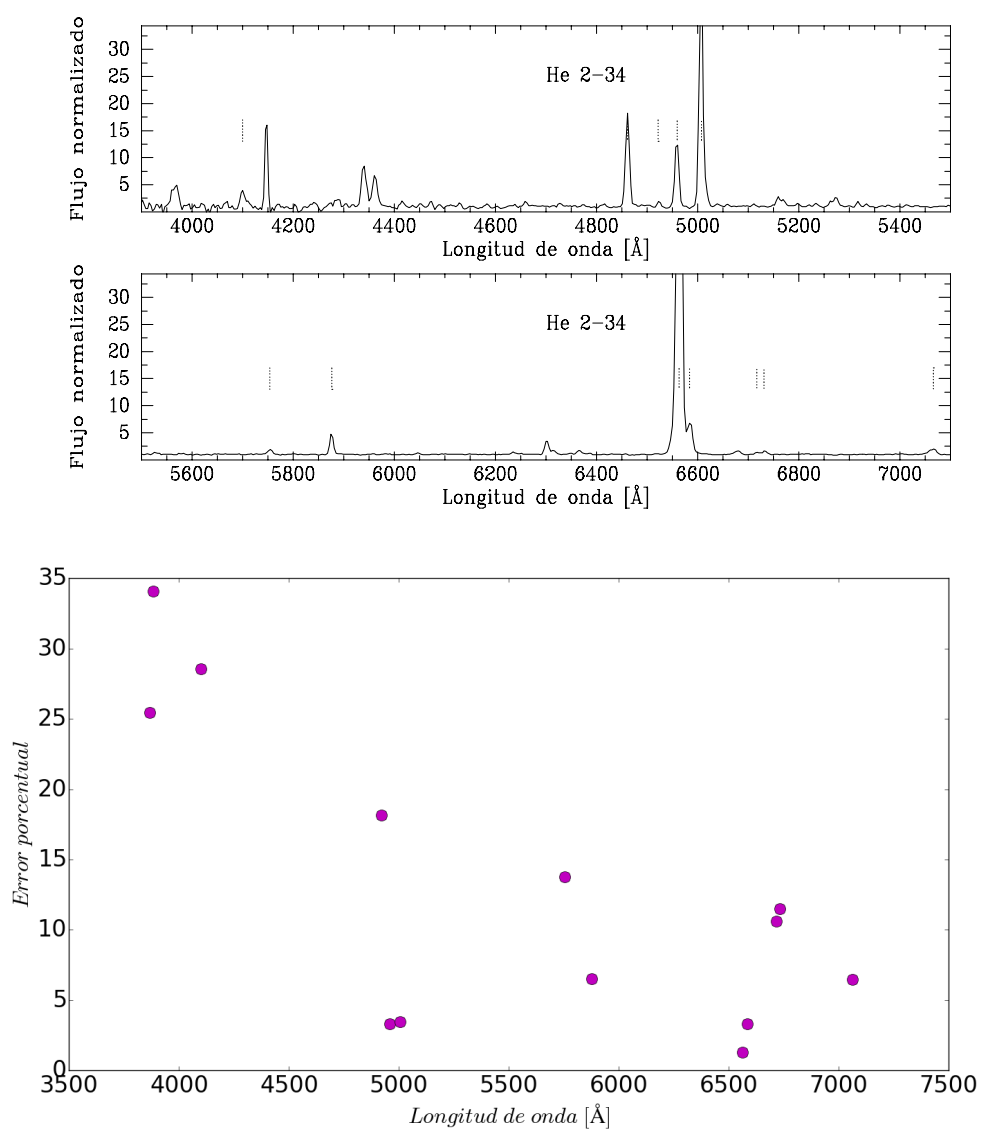


Figura 3.15: Ídem Figura 3.14 para la NP He 2-34.

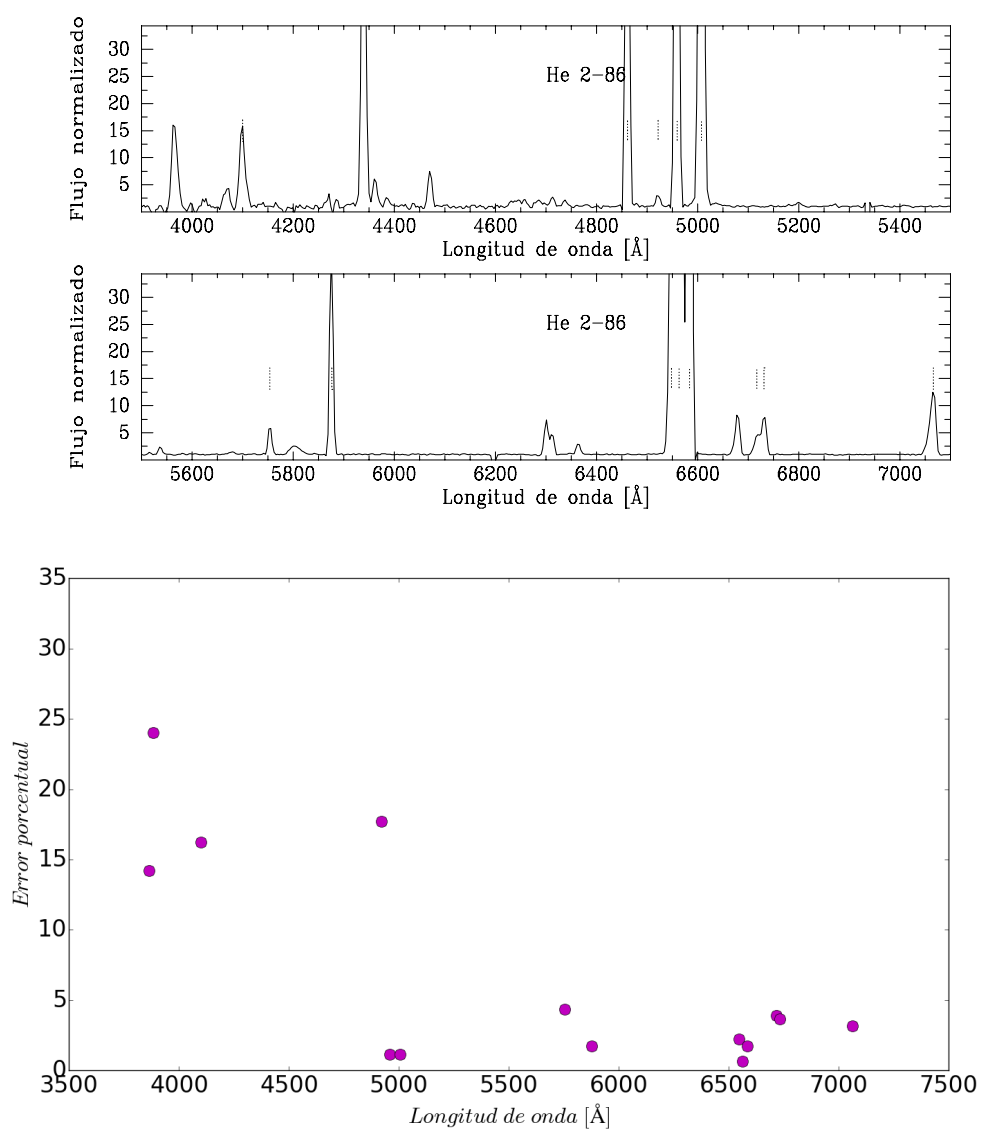


Figura 3.16: Ídem Figura 3.14 para la NP He 2-86.

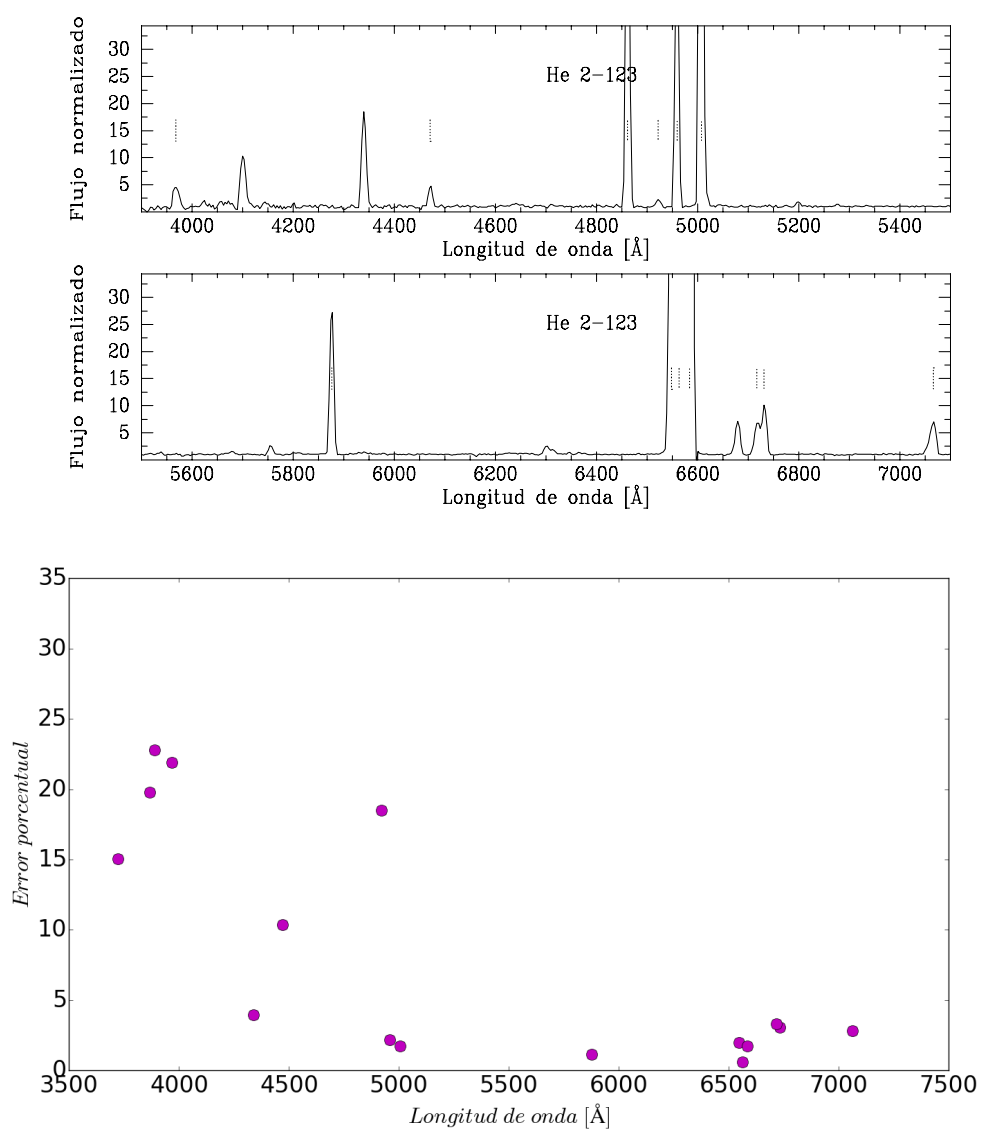


Figura 3.17: Ídem Figura 3.14 para la NP He 2-123.

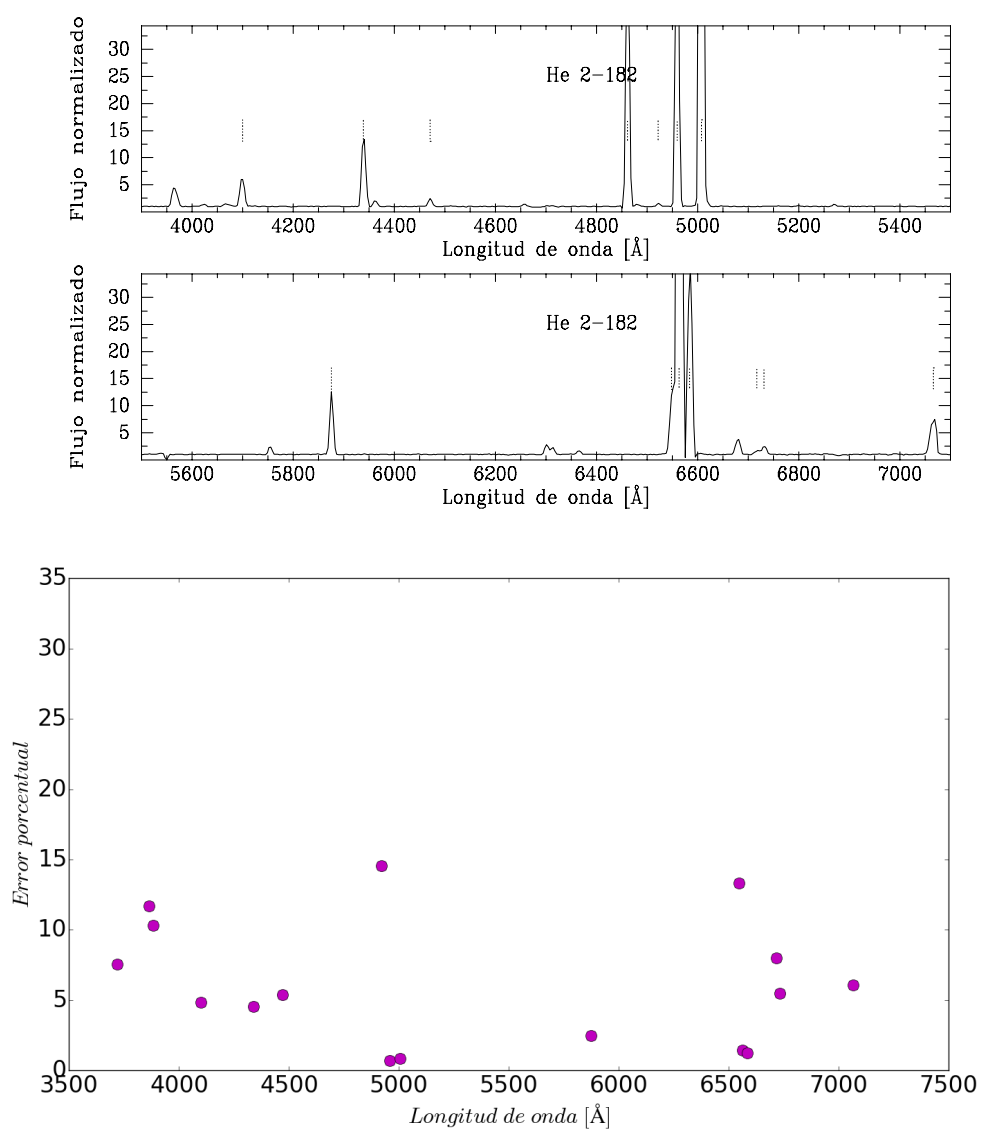


Figura 3.18: Ídem Figura 3.14 para la NP He 2-182.

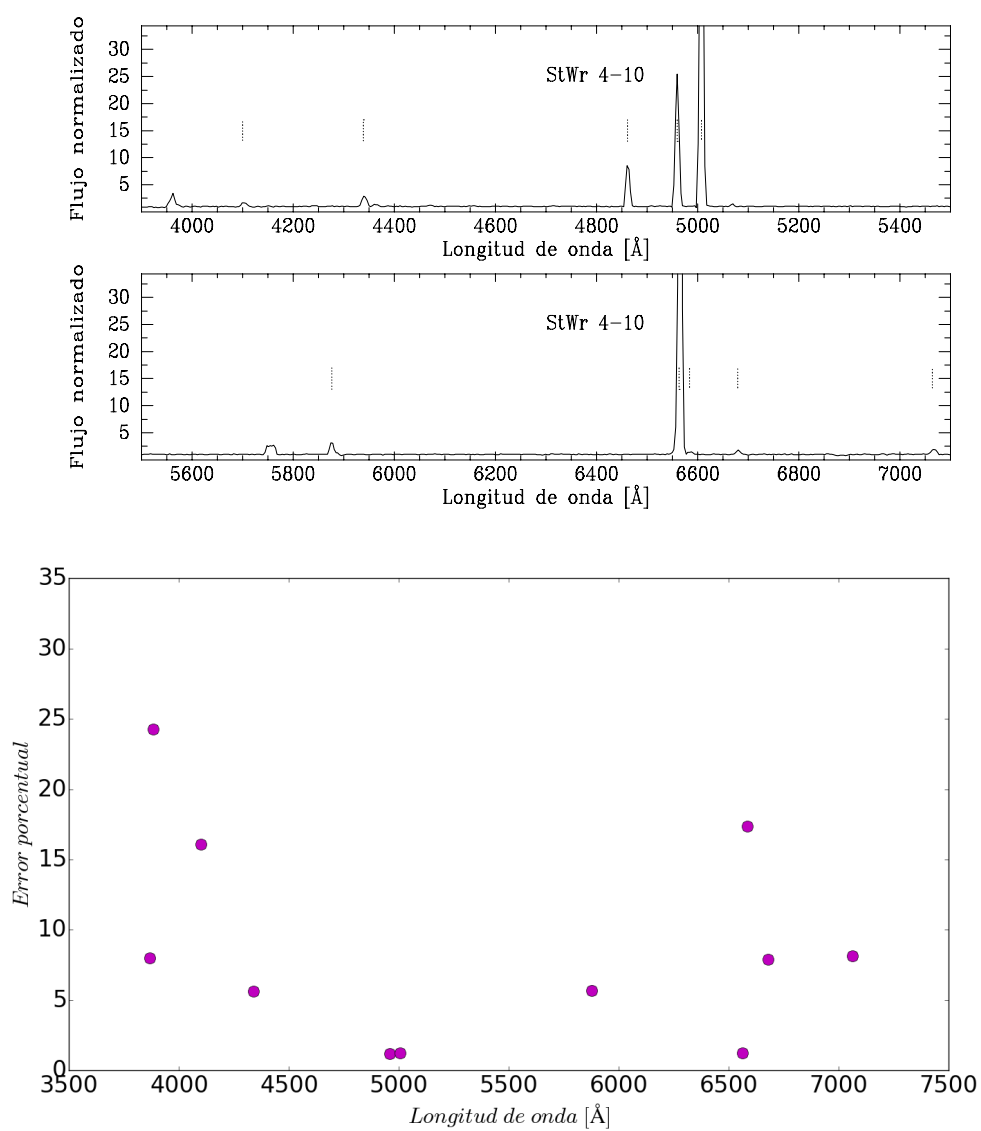


Figura 3.19: Ídem Figura 3.14 para la NP StWr 4-10.

Se observa, *a priori*, que los errores porcentuales aumentan para longitudes de onda más cortas. Pero, al hacer una comparación entre todos los resultados obtenidos para las seis NPs, se puede observar que la NP He 2-182 presenta un error porcentual que se mantiene relativamente estable a lo largo de todo su rango espectral. Este es el objeto que en la Sección 3.1.2 se resaltó por su corto tiempo de exposición debido a su gran brillo.

Podemos concluir, entonces, que el error porcentual de las mediciones en flujo de líneas de emisión, depende principalmente de su relación S/N. Es decir, la calibración en flujo en espectros tomados de CASLEO para líneas con relación S/N alta, es razonablemente buena, teniendo incertezas varían desde $\sim 3\%$ hasta $\sim 8\%$, mientras que para líneas con baja S/N, estos valores oscilan entre $\sim 15\%$ hasta $\sim 35\%$ de error.

Capítulo 4

Líneas de control

En este capítulo, se analiza un método rápido para poder evaluar la calidad de los datos obtenidos desde CASLEO. Para esta parte del trabajo se utilizaron espectros tomados en años anteriores, desde dicho observatorio, y se eligieron líneas de control que son útiles para espectros de baja resolución. Midiendo el flujo de dichas líneas, y por medio de la propagación de errores, le asociamos una incerteza a los cocientes de líneas de control utilizados, para así compararlos con datos de la literatura.

4.1. Selección de espectros a utilizar

En las Secciones anteriores, se trabajó con espectros tomados desde CASLEO con la red de 300 l/mm de sólo 6 NPs, con el fin de encontrar las incertezas en el flujo de las líneas espectrales. De esos objetos sólo uno tenía presente las líneas del He de interés. Es por este motivo que para poder realizar el análisis de líneas de control, fue necesario la búsqueda de más espectros que hayan sido tomados desde dicho observatorio, con la red mencionada y que contengan las líneas de interés. Para esto, entonces, se utilizaron los datos tomados por Weidmann (2009) desde dicho observatorio en su tesis doctoral. En ella, se encuentran más de 400 espectros tomados con diferentes redes (desde la de 300 l/mm hasta la de 1200 l/mm). Por lo tanto, se seleccionaron aquellos tomados con la red de interés y luego se analizó a

cada uno de ellos en busca de las líneas de *HeI* y *HeII*. Finalmente, se encontró que sólo 17 espectros cumplían con todos estos requisitos. En la Tabla 4.1 se muestran los espectros utilizados en esta parte del trabajo: el primero (Hb 4) es uno de los objetos utilizados en la primer parte de este trabajo, mientras que el resto son los obtenidos de la manera detallada anteriormente.

Objeto	PN G	α J2000	δ J2000	Fecha observación	Tiempo integración (s)
Hb 4	003.1+02.9	17 41 50.00	-24 41 59.20	30/04/2017	600
Hb 6	007.2+01.8	17 55 07.03	-21 44 40.04	23/03/2006	3600
NGC 6644	008.3-07.3	18 32 34.70	-25 07 44.20	03/08/2006	2700
NGC 7009	037.7-34.5	21 04 10.81	-11 21 48.58	02/08/2006	1000
NGC 6790	037.8-06.3	19 22 56.96	+01 30 46.46	12/08/2008	350
BoBn 1	108.4-76.1	00 37 16.03	-13 42 58.60	05/08/2006	3600
Y-C 2-5	240.3+07.0	08 10 41.64	-20 31 32.30	11/04/2007	3600
PB 2	263.0-05.5	08 20 40.18	-46 22 58.50	11/04/2007	1200
PB 4	275.0-04.1	09 15 07.74	-54 52 43.87	10/04/2007	3600
IC 2553	285.4-05.3	10 09 20.85	-62 36 48.50	10/04/2007	300
He 2- 51	288.8-05.2	10 35 45.72	-64 19 11.56	11/04/2007	3600
IC 2621	291.6-04.8	11 00 19.99	-65 14 57.80	24/03/2006	3600
IC 4663	291.6-04.8	11 00 19.99	-65 14 57.80	12/08/2008	3500
NGC 5307	312.3+10.5	13 51 03.32	-51 12 20.77	10/04/2007	1500
NGC 5979	322.5-05.2	15 47 41.16	-61 13 05.60	03/07/2007	1500
He 2-141	325.4-04.0	15 59 08.85	-58 23 52.80	03/07/2007	3600
IC 4699	348.0-13.8	18 18 32.04	-45 59 01.73	10/08/2007	2200
IC 1297	358.3-21.6	19 17 23.45	-39 36 46.40	05/08/2006	800

Tabla 4.1: NPs utilizadas para la medición de líneas de control. La primera (Hb 4) es una de las observadas para la primer parte de este trabajo, mientras que el resto fueron obtenidas de Weidmann (2009).

4.2. Medición de líneas

4.2.1. Ajustes de perfiles gaussianos

El primer distorsionador del perfil de una línea de emisión en una región HII, y en particular de una NP, es la velocidad de expansión. Es decir, la línea se va a desdoblar de manera de tener una componente corrida al azul y la otra hacia el rojo, correspondiente a las capas de la nebulosa, tanto de aquellas que se alejan como las que se acercan (ver Sección 1.1.5). Para poder tener alguna posibilidad de observar ambas componentes es necesario tomar un espectro *echelle*, ya que las velocidades de expansión de estos objetos son, a lo sumo, de 40 km/s (ver Figura 1.10).

Ahora bien, asumiendo que tenemos un espectro de alta resolución (por ejemplo, tomado con un espectrógrafo *echelle*) y logramos resolver individualmente ambas componentes, el perfil de las mismas será la convolución de diferentes factores de ensanchamiento de línea:

1. Ancho instrumental de la línea, el cual sigue un perfil gaussiano;
2. Ensanchamiento térmico, también con un perfil gaussiano;
3. Ancho natural de la línea, siguiendo un perfil de Lorentz;
4. Movimientos macroscópicos, como campo de velocidades o turbulencia;
5. Ensanchamiento colisional;
6. Ensanchamiento producido por el proceso de reducción.

La combinación de un perfil gaussiano y algunos lorentzianos da como resultado el denominado perfil de Voigt. Lejos del centro de la línea predomina el perfil lorentziano, ya que la gaussiana decae exponencialmente hacia las alas del perfil. Por lo tanto, en el centro domina el perfil de gaussiano.

Por otro lado, si se cumple que:

- Se trabaja con observaciones con una S/N media o baja y una resolución media o baja, es decir, exceptuando espectros de alta resolución y con altísima S/N

(espectros de estas características son muy raros para regiones HII por ser objetos débiles);

- Las condiciones físicas medias en regiones de gas ionizado son temperaturas altas (por lo tanto, podemos despreciar el perfil de Lorentz en el centro) y densidad electrónica baja (es decir, no hay ensanchamiento colisional) (ver Figuras 1.8 y 1.9), condiciones que se cumplen en NPs;

entonces, si además despreciamos los factores de ensanchamiento 4, 5 y 6, podemos decir que el perfil es gaussiano.

Por lo tanto, en este trabajo, para la medición del flujo de las líneas, se ajustaron a las mismas una función gaussiana utilizando el paquete IRAF.

4.2.2. Incertezas en el proceso de medición

Teniendo en cuenta que hay distintos métodos o *software* utilizados para la medición de líneas espectrales, como así también diferentes criterios para, en particular, ajustar la altura del continuo, se decidió realizar un experimento en donde se contemple este problema, es decir, las incertezas asociadas al proceso de medición mismo.

Para esto, elegimos un espectro (de los tomados desde CASLEO con la red de 300 l/mm) y 6 líneas en él, una de las cuales fue $H\beta$. Le pedimos a 19 personas que midan esas 6 líneas, de la mejor manera posible de acuerdo a sus criterios. Una vez recolectadas todas las mediciones, y teniendo en cuenta las nuestras también, se las escaló a todas en relación al flujo de $H\beta$. Luego se calculó un valor medio y una desviación estándar.

En la Tabla 4.2 se presentan los valores obtenidos de relación S/N, flujo medio, RMS y error porcentual. Se observa una clara relación entre S/N bajos (para las líneas 4100 Å y 4340 Å) y errores porcentuales altos. Por otro lado, la línea 6717 Å del [SII], como se encuentra superpuesta con 6731 Å perteneciente al mismo ion, fue necesario un ajuste de dos gaussianas; si bien tiene una relación S/N aceptable, realizar ese ajuste para desdoblar las líneas genera una incerteza mayor. Además, si

Línea	S/N	Flujo Medio	RMS	Error Porcentual
4100	15	11.09	0.58	5.3
4340	40	28.87	0.64	2.2
4861	135	100.00	-	-
4959	720	371.01	6.03	1.6
6563	2230	421.27	8.64	2.1
6717	50	9.23	0.48	5.2

Tabla 4.2: Resultados obtenidos de medición de líneas por distintas personas.

bien los errores porcentuales son bajos, en la Sección 3.6 concluimos que para líneas con relación S/N alta, las incertezas (teniendo en cuenta todos los factores) varían desde $\sim 3\%$ hasta $\sim 8\%$. Por lo tanto puede observarse que de esas cantidades, el $\sim 2\%$ se debe sólo a errores en el proceso de medición, es decir, las incertezas originadas en el proceso de medición no son despreciables del todo.

4.2.3. Utilización del valor medio (promedio) como medida representativa

Cuando se realiza estadística sobre un conjunto de datos, en general se calcula el valor medio como valor representativo de los mismos. Lo que hay que tener en cuenta es que el valor medio es representativo de la muestra siempre y cuando la distribución de datos sea simétrica o cuando la cantidad de datos supera el número 30. En el caso de que la cantidad de datos no llegue a 30, lo ideal es usar otro valor estadístico llamado *mediana*, ya que la muestra puede estar sesgada.

La mediana representa el valor central de la distribución, es decir el valor que divide al 50% la muestra. Se calcula ordenando los valores, por ejemplo, de manera ascendente y luego identificando el número del centro. Por ejemplo, si tenemos 1, 2, 3, 4, 5, 7, 13, la mediana es el número que divide en dos la muestra, en este caso el 4; mientras que el valor medio es 5, calculado como la suma del valor de los números dividido por la cantidad de números.

Decidimos comparar los valores de mediana y media de nuestros datos, en particular los del experimento de medición de líneas, para ver si la media era un resultado representativo de nuestras mediciones. Para esto, se calcularon los errores utilizando los *percentiles* que son números de 0 a 100 que están muy relacionados con el porcentaje pero que no son porcentajes en sí. Para un conjunto de datos, el *percentile* para un valor dado indica el porcentaje de datos que son iguales o menores que dicho valor. En otras palabras, nos dice dónde se posiciona una muestra respecto al total. Por ejemplo, si nuestro conjunto de datos consiste en la nota de cada estudiante de una clase, y alguien sacó un 9,5 y está en el *percentile* 85, entonces significa que el 85 % de la clase tiene un 9,5 o menos.

Utilizando esto, se calculó el error porcentual del valor encontrado de la mediana utilizando los *percentiles* 16 y 84, realizando $(P_{84} - P_{16})/2$, de esa manera se logra abarcar el 68 % de las observaciones, lo que es consistente con la desviación estándar de la media.

Línea	Flujo (media)	Flujo (mediana)	Error porcentual (media)	Error porcentual (mediana)
4100	11,09	11,19	5,3	4,4
4340	28,87	28,86	2,2	2,0
4861	100,00	100,00	-	-
4959	371,01	373,61	1,6	1,5
6563	421,27	420,62	2,1	2,3
6717	9,23	9,36	5,2	8,1

Tabla 4.3: Comparación datos obtenidos utilizando el valor medio y la mediana. Notar la diferencia apreciable en errores porcentuales para la línea de [SII] 6717Å, debiéndose quizás a menor cantidad de mediciones.

En la Tabla 4.3 se muestran los valores obtenidos del flujo utilizando media y mediana, junto con sus errores porcentuales. Puede observarse que los valores de flujo calculados utilizando ambos estadísticos son, en general, muy similares, al igual que los errores porcentuales, lo cual indica que, en nuestro caso, utilizar una estadística

más robusta como es la mediana, puede no ser necesario.

Por todo lo mencionado, a lo largo del trabajo utilizamos el valor medio (promedio) de los datos como medida de tendencia central, y por lo tanto, la desviación estándar como incerteza.

4.3. Expresiones analíticas de incertezas en mediciones

Se decidió comparar nuestros resultados de incertezas en las mediciones, con los de otros trabajos publicados en donde utilizan expresiones analíticas para asociar errores a sus mediciones. Las expresiones encontradas fueron sólo tres y se explican a continuación:

1. A partir del trabajo de Gonzalez-Delgado et al. (1994):

$$\sigma_l = \sigma_{cont} \sqrt{N} \left(1 + \frac{EQW}{N\Delta} \right)^{0.5} \quad (4.3.1)$$

en donde σ_{cont} es el RMS del continuo, N el número de píxeles que determinan el flujo, EQW el ancho equivalente y Δ la dispersión en $\text{\AA}/\text{px}$.

El *ancho equivalente* (EQW por sus siglas en inglés: *equivalent width*) de una línea espectral se define como un rectángulo con una altura igual a la emisión del continuo, y con un ancho tal que el área de este rectángulo sea igual al área de la línea espectral (ver Figura 4.1). El EQW adopta un valor positivo para líneas espectrales de absorción y uno negativo para líneas de emisión.

Es una cantidad que se usa como una medida cuantitativa de la intensidad de las características espectrales y es una elección conveniente porque las formas de dichas características pueden variar dependiendo de la configuración del sistema que está produciendo las líneas.

Es decir, el primer término de la Ecuación 4.3.1 representa el error en el flujo de la línea introducida por la incerteza en la elección del nivel del continuo,

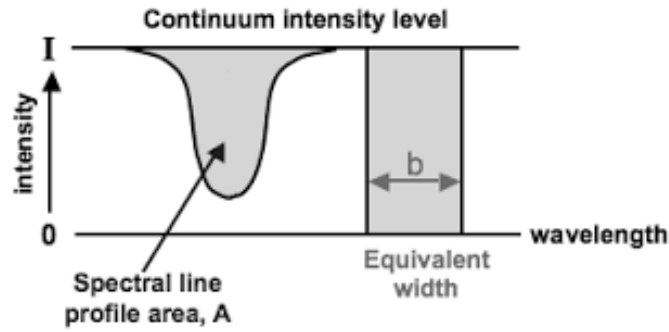


Figura 4.1: Representación del ancho equivalente en una línea espectral de absorción.

mientras que el segundo término escala el cociente de la relación S/N del continuo en la línea. Para espectros con un continuo con $S/N \geq 10$ los errores en los flujos de las líneas son muy bajos, menores que las incertezas introducidas en el proceso de medición; para espectros con $S/N \sim 4$ el error para las líneas más brillantes aumenta cerca del 10 %, y cerca del 20 % para líneas más débiles.

2. Expresión tomada de Lenz & Ayres (1992):

$$\sigma_F = \frac{F}{C_x} \left(\frac{\Delta\lambda}{FWHM} \right)^{0,5} \frac{\sigma_f}{f_0} \quad (4.3.2)$$

en donde F es el flujo integrado de la línea, C_x es una constante proporcional, $\Delta\lambda$ es el intervalo muestral en longitud de onda, f_0 el pico en flujo de la línea y σ_f el RMS del continuo. La razón de estos últimos dos valores, devuelve la relación S/N de la línea.

Para llegar a esta expresión, utilizan dos modelos propuestos previamente: el de Landman et al. (1982), que plantea líneas de emisión fuertes perturbadas por “ruido blanco” (es decir, ruido que no depende del flujo y por lo tanto es continuo), y el de Cardelli & Sembach (1988) que tiene en cuenta el efecto de un ajuste subjetivo al continuo en el ancho equivalente de absorciones interestelares débiles. Con estas dos hipótesis, ajustan gaussianas para obtener 3 parámetros ($FWHM$, λ , es decir, longitud de onda en el centro de la línea y f_0 que representa el pico del flujo) y la cuarta cantidad la obtienen a partir de dos anteriores: $f_L = 1,065 f_0 FWHM$. El procedimiento iterativo es:

- Definir un perfil gaussiano de referencia;
- Perturbar cada flujo $f_i \rightarrow f_i + \sigma_i R$, siendo σ_i el modelo de ruido que prescribe la incerteza media monocromática como una función simple de la intensidad del píxel $\sigma_i = \sigma(f_i)$ y R un número aleatorio con distribución normal estandarizada $N(0,1)$;
- Grafican el perfil perturbado con una forma de línea gaussiana para obtener un conjunto de valores para los parámetros de esa prueba;
- Repiten los últimos dos pasos en un gran número de pruebas para determinar empíricamente la desviación estándar de cada parámetro.

Finalmente, concluyen que para “ruido blanco” (es decir, $\sigma = cte$) vale la Ecuación 4.3.2.

3. Por último, la expresión de Skillman & Kennicutt (1993)

$$\sigma_l^2 = C_1 + C_2 + \left(\frac{n_o}{\sqrt{n_s}} \right) S + nAN^2 + [2,3f(\lambda)\delta c_\beta L]^2 + (0,01L)^2 + (\delta FL)^2 \quad (4.3.3)$$

en donde C_1 es el número total de cuentas (línea más continuo), C_2 píxeles del continuo, S es el fondo de cielo, n_0 es el número de filas sumadas sobre el objeto, n_s es el número de filas promediadas en el cielo, n es el número de integraciones, N el ruido de lectura del CCD, A el área del píxel y δF el RMS de la función de ajuste de flujo. Por lo tanto:

- $(n_o/\sqrt{n_s})S$ hace referencia a las mediciones;
- nAN^2 hace referencia al ruido de lectura;
- $[2,3f(\lambda)\delta c_\beta L]^2$ hace referencia a la función de enrojecimiento $f(\lambda)$ utilizada;
- $(0,01L)^2$ hace referencia al aplanado por *flats*;
- $(\delta FL)^2$ se refiere a la calibración en flujo.

Esta última expresión es difícil de implementar, porque, además del proceso de medición, tiene en cuenta más factores de los que utilizamos en este trabajo. Por lo tanto decidimos no implementarla.

Notar que las dos primeras expresiones (Ecuaciones 4.3.1 y 4.3.2), si bien son distintas, tienen en cuenta factores en común: el RMS del continuo (denotado por σ_{cont} o σ_f), el ancho muestral de la línea medida (N teniendo en cuenta la cantidad de píxeles, $\Delta\lambda$ teniendo en cuenta la longitud de onda) y el flujo integrado de la línea (utilizando el EQW o F en unidades de flujo).

4.3.1. Criterio adoptado para incertezas

Tomando como referencia los trabajos de Gonzalez-Delgado et al. (1994) y Lenz & Ayres (1992) comparamos la diferencia entre ambas expresiones, para lo cual utilizamos un espectro de prueba. La Figura 4.2 muestra los errores porcentuales obtenidos de las mediciones de 6 líneas de emisión, calculados utilizando la Ecuación 4.3.2 en función de los calculados a partir de la Ecuación 4.3.1. Se observa que ambas expresiones son proporcionales.

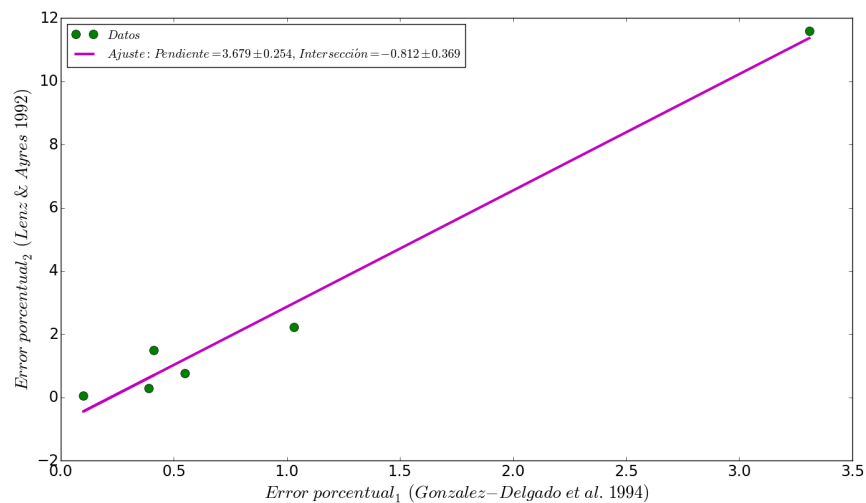


Figura 4.2: Comparación de expresiones analíticas de las Ecuaciones 4.3.1 y 4.3.2. El punto ubicado en la esquina superior derecha, se corresponde a la emisión de $H\delta$ (4100 Å). Esta línea posee una relación S/N muy baja en el espectro de prueba utilizado.

Además, se compararon con los RMS obtenidos desde nuestro experimento. En la Tabla 4.4 se listan los errores porcentuales estimados en este trabajo mediante

Líneas	S/N	Experimento	Gonzalez- Delgado	Lenz & Ayres (c=0,67)	Lenz & Ayres (c=1,00)
4100	15	5,30	4,39	17,65	11,83
4340	40	2,20	2,93	6,02	4,03
4861	135	-	1,54	1,67	1,12
4959	720	1,60	0,56	0,35	0,24
6563	2230	2,10	0,20	0,09	0,06
6717	50	5,20	1,02	4,34	2,91

Tabla 4.4: Errores porcentuales calculados con distintos métodos.

el experimento y los calculados utilizando las expresiones definidas anteriormente. Puede observarse que los valores obtenidos en este trabajo, se acercan más a los obtenidos utilizando la expresión de Gonzalez-Delgado et al. (1994). Además, puede notarse que para líneas con relación S/N baja, hay mayor similitud entre resultados obtenidos, mientras que para líneas con alta S/N son más discrepantes. Por lo tanto, el criterio adoptado para asignar una incerteza al flujo de nuestras mediciones fue:

- Para líneas con $S/N \leq 40 \rightarrow \sigma_{nuevo} = \sigma_{G-D}$
- Para líneas con $S/N > 40 \rightarrow \sigma_{nuevo} = 3\sigma_{G-D}$

en donde σ_{nuevo} será el nuevo valor de incerteza adoptado y σ_{G-D} representa la incerteza calculada a partir de la expresión de Gonzalez-Delgado et al. (1994).

4.4. Cocientes de He I

Las primeras líneas de control utilizadas fueron las del *HeI* (4471 Å, 5876 Å y 6678 Å) las cuales se midieron en los 18 espectros seleccionados. En la Figura 4.3 puede observarse el cociente 6678/5876 en función de 4471/5876, con sus respectivas bandas de error.

En la Figura 4.4 expandimos nuestros resultados con los obtenidos por Girard et al. (2007), en donde la línea de puntos delimita la región que contempla los puntos de

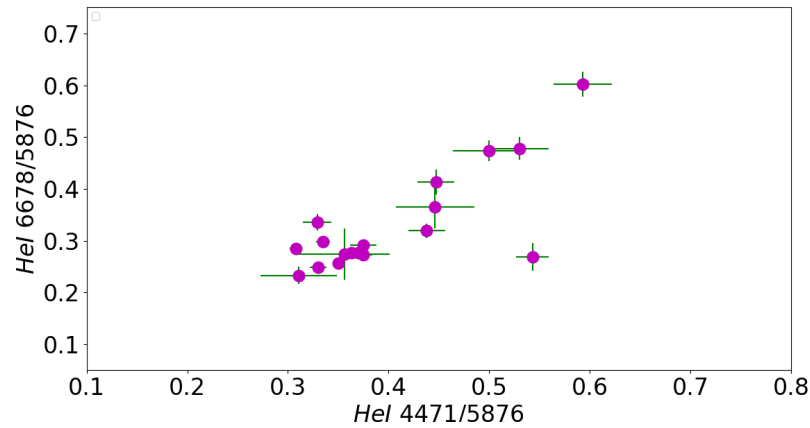


Figura 4.3: Resultados obtenidos del cociente de líneas del *HeI* para los objetos de la Tabla 4.1.

ese trabajo. Puede observarse que, a excepción de unos pocos puntos (mostrados en puntos violetas más pequeños), la mayoría de nuestros datos se ubica en la misma región que los publicados. Por otro lado, decidimos comparar las bandas de error en uno de sus valores con las obtenidas con nuestros datos. Utilizamos para esto el 20 % de incerteza en sus mediciones (mencionado en sus conclusiones) y realizamos propagación de errores. Puede notarse que sus bandas de error son ampliamente mayores que las obtenidas en este trabajo, lo cual significa, también, que al graficarlas en cada uno de sus puntos, la región en donde están centrados los valores, sería mayor que la delimitada en la Figura.

Las puntos violetas más pequeños de la Figura 4.4, son 4 NPs de nuestra muestra de 18, que al alejarse decidimos eliminarlas del cálculo. En la Tabla 4.5 puede observarse que hay dos de estas NPs cuyas estrellas centrales (EC) son de tipo espectral O, es decir, con líneas de absorción en *HeI* y *HeII* debido a la parte estelar. Además, una de estas NPs tiene su EC catalogada como WELS (por sus siglas en inglés *Weak Emission-Line Star*), clasificación que ya no se utiliza ya que fue demostrado por Weidmann et al. (2015) que las estrellas catalogadas como tipo espectral WELS son en realidad estrellas tipo O. Por lo tanto, esta última también presenta líneas de absorción en el He. Más aún, en la última columna de la Tabla 4.5 se muestran los tamaños angulares de estas 4 NPs. Al ser pequeñas (compactas), resulta casi

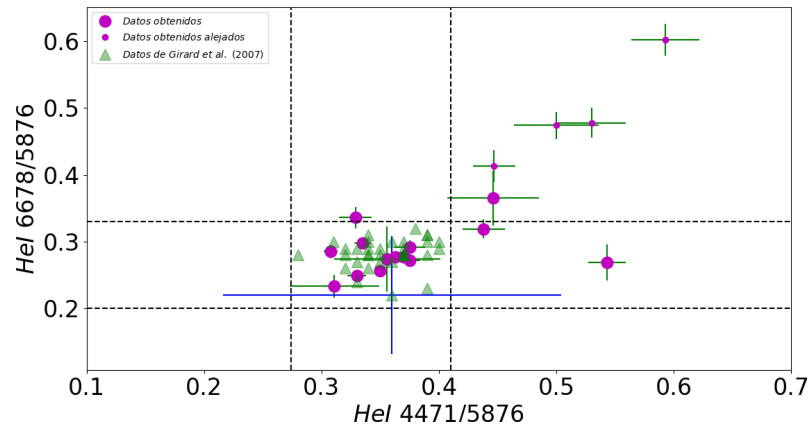


Figura 4.4: Resultados obtenidos del cociente de líneas de HeI , expandido con datos de Girard et al. (2007) en triángulos verdes. Las líneas de puntos delimitan la región que contempla sus valores y en azul se grafican las bandas de error de uno de sus puntos.

imposible separar la componente estelar de la nebular a la hora de extraer el espectro. Todo esto nos lleva a concluir que posiblemente el motivo del alejamiento del rectángulo de interés se debe a no poder medir la componente nebular separada de la estelar, de las líneas de HeI y $HeII$.

En el trabajo de Górný et al. (2009) se estudia una muestra de 90 NPs en la dirección del *bulge* galáctico, observadas en tres oportunidades diferentes, entre los años 2001 y 2002, con el telescopio de 4m de *Cerro Tololo Interamerican Observatory* (CTIO) y con el de 3,6m del *European Southern Observatory* (ESO). Los espectros obtenidos en CTIO tienen resolución $R=1000$ y un rango espectral desde 3900\AA hasta 7580\AA , mientras que los de ESO tienen $R=2000$ y rango de 3600\AA a 7350\AA . Las intensidades de las líneas fueron corregidas por extinción usando un procedimiento iterativo adoptando la ley de extinción de Seaton (1979), utilizando en algunos casos $H\alpha/H\beta$ y en otros $H\alpha/H\gamma$. Este procedimiento de desenrojecimiento no siempre proporcionó los cocientes teóricos esperados del decremento de Balmer, por lo que concluyeron que esto no es inusual y que se puede atribuir a varios factores, en particular a las desviaciones de la ley de extinción adoptada o los problemas de calibración en flujo (ver Sección 3.5). Por lo tanto, aplicaron una corrección adicional para llegar a

Nombre NP	4471/5876	6678/5876	Tipo espectral EC	Referencia	Tamaño angular (4)
He 2-51	0,447	0,413	-	-	10''
Y-C 2-5	0,500	0,474	WELS	(1)	8''
NGC 5307	0,530	0,478	O(H)3	(2)	13''
NGC 5979	0,593	0,602	O(H)	(3)	8''

Tabla 4.5: Datos sobre estrellas centrales de NPs alejadas de la región de interés, y tamaños angulares de las NPs. (1): Weidmann & Gamen (2011a), (2): Weidmann et al. (2015), (3): Basurah et al. (2016), (4): Acker et al. (1992).

los cocientes teóricos de Balmer, y luego usaron una corrección proporcional para todas las líneas cercanas. Con dicho procedimiento consideraron los posibles errores aleatorios involucrados en las mediciones de líneas y aplicaron la corrección solo si las desviaciones fueron sustanciales en comparación con las imprecisiones esperadas. En algunos espectros, las líneas de $H\alpha$ y $[NII]6548$ no se resolvían individualmente, por lo que usaron el cociente teórico de $[NII] 6584/6548=3,05$ (nótese que adoptan un valor diferente al estimado por Acker et al. (1989), ver Sección 1.2.1) y de esa manera lograron estimar el flujo de $H\alpha$. Al utilizar este método, a las mediciones les asignaron un error de alrededor del 10 %. Lo mismo usaron para las líneas solapadas de $[SII] 6717-31$ asignándoles no menos del 40 % de error. Para el resto de las líneas se estimó una precisión del orden del 5 % (esto incluye ruido de fotones del CCD, *bias* y ruidos inducidos por fondo de cielo).

Al extender nuestra muestra de 14 NPs (recordar que se eliminaron 4 por tener EC con tipo espectral tipo O), utilizando 59 de los 90 datos descritos anteriormente (los cuales tenían nuestras líneas de interés), junto con los 33 valores de Girard et al. (2007), se calculó el valor medio y desviación estándar de esa nueva muestra de 106 NPs. En la Figura 4.5 se muestran los datos obtenidos de los cocientes de las líneas de HeI de nuestras 14 NPs, extendidas por los otros dos trabajos. Se le asignó una incerteza de 2σ , obteniendo el rectángulo de interés en donde se centran la mayoría de los valores mostrados en la Figura.

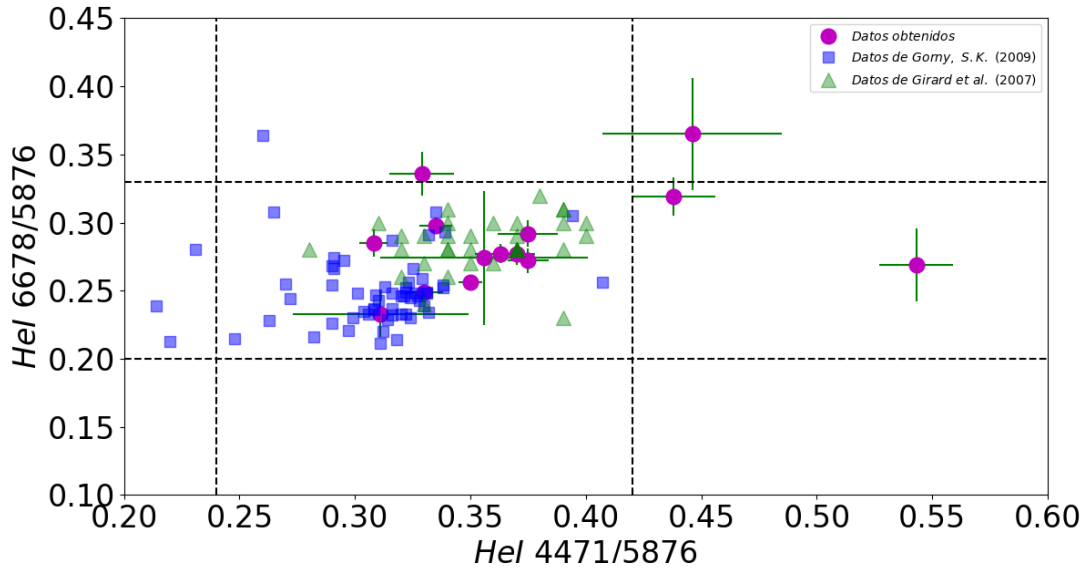


Figura 4.5: Resultados obtenidos del cociente de He I, expandidos por G3rny et al. (2009) en cuadrados azules y Girard et al. (2007) en tri3ngulos verdes. Las l3neas punteadas representan las cotas de 2σ del resultado obtenido. N3tese c3mo, curiosamente, los datos verdes y azules se distribuyen en dos sectores sutilmente separados.

Por otro lado, en la Figura 4.6 comparamos nuestros valores obtenidos con valores te3ricos de cocientes de l3neas del *HeI* reportados en Osterbrock (1989), en donde se observa que las medidas son consistentes.

Teniendo en cuenta todo lo expresado, los resultados obtenidos para las l3neas de control del *HeI*, utilizando nuestros datos, los de G3rny et al. (2009) y los de Girard et al. (2007) son:

- Para el cociente de $I(4471)/I(5876)$: $0,33 \pm 0,05$
- Para el cociente de $I(6678)/I(5876)$: $0,27 \pm 0,03$

4.5. Cocientes de He II

Utilizando los mismos espectros descritos en la Secci3n 4.1, y escalando los flujos de las l3neas medidas respecto a $H\beta$, estimamos el cociente de flujos de las l3neas de *HeII* 5412/4686. Los resultados obtenidos pueden verse en la Figura 4.7 en donde

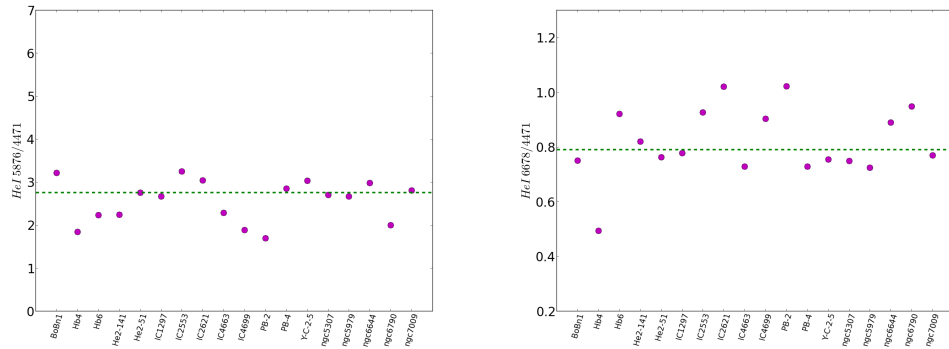


Figura 4.6: Comparación de nuestros resultados con datos de cocientes de líneas de *HeI* publicados por Osterbrock (1989) (representados por línea de puntos) cuyos valores son: $I(5876)/I(4471) = 2,76$ (izquierda) e $I(6678)/I(4471) = 0,791$ (derecha).

se grafica el cociente de 5412/4686 en función del flujo de la línea en 4686 Å. Se observa que para flujos más chicos (eje de las abscisas) la dispersión en el cociente aumenta.

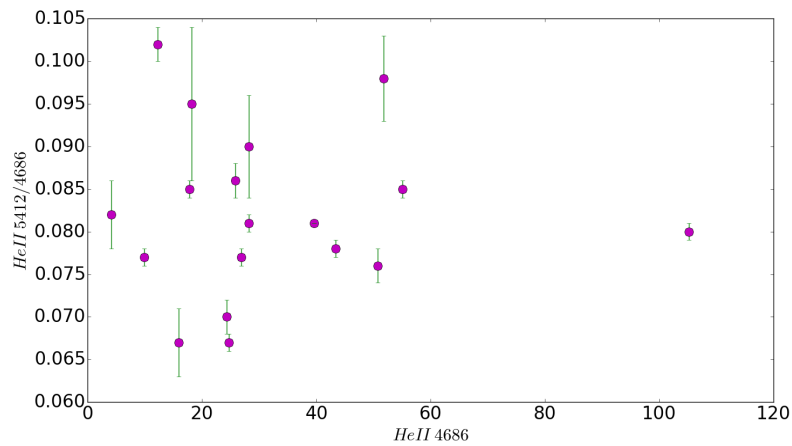


Figura 4.7: Resultados obtenidos del cociente de He II.

Una vez más decidimos incrementar nuestra muestra utilizando los datos publicados por Girard et al. (2007), en este caso con sólo 13 NPs que contenían estas líneas. La Figura 4.8 muestra el cociente de líneas de *HeII* de nuestros datos, extendido con los datos publicados. Puede observarse que los valores agregados se asemejan a los obtenidos por este trabajo.

Utilizando los datos de esta nueva muestra de 31 NPs de la Figura 4.8, se calculó un

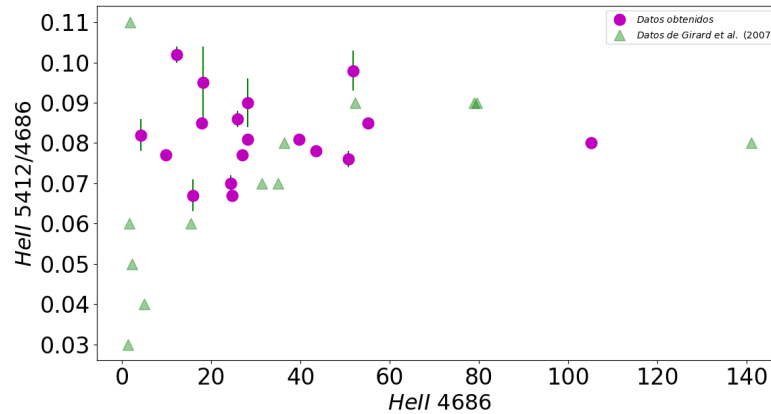


Figura 4.8: Resultados obtenidos del cociente de líneas de He II extendidos con resultados de Girard et al. (2007) en triángulos verdes.

promedio y una desviación estándar para el cociente de interés $HeII\ 5412/4686$, dando como resultado $0,08 \pm 0,02$.

4.6. Otras estimaciones

Como se mencionó en la Sección 1.2.1, Storey & Zeippen (2000) trabajan en la región del rango óptico con las líneas de control clásicas de $[OIII]$ y $[NII]$, pero además utilizan las líneas de $[OI]$, $[FII]$ y $[FIV]$. Estas últimas dos, como se explicó anteriormente, son demasiado débiles en nuestros espectros para ser utilizadas. Pero las líneas de $[OI]$ 6300/6363, si bien son muy débiles, pueden identificarse en 11 de las 18 NPs de nuestra muestra, por lo que decidimos analizar los cocientes de estas líneas también.

En la Figura 4.9 se muestran los resultados obtenidos del cociente de las líneas de $[OI]$ 6300/6363 en función del flujo de la línea en 6300 Å. Se observa una gran dispersión hacia flujos bajos.

En la Figura 4.10 se extiende nuestra muestra de 11 NPs que contienen las líneas de $[OI]$, con las publicadas por Kondrateva (1985) y Cuisinier et al. (1996). Además, se grafica en línea de puntos el valor teórico del cociente de $[OI]$ 6300/6363 obtenido por Storey & Zeippen (2000). Puede observarse que, aún aumentando la muestra,

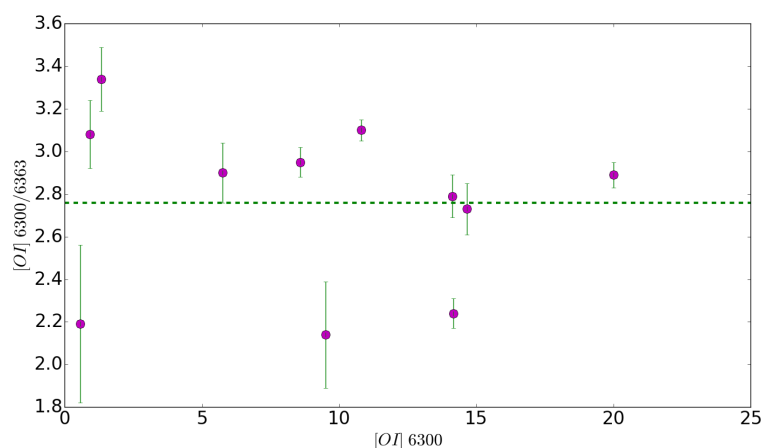


Figura 4.9: Resultados obtenidos del cociente de $[OI]$ comparado con el valor obtenido en Storey & Zeippen (2000) en línea de puntos.

los datos se siguen comportando de la misma manera, con alta dispersión.

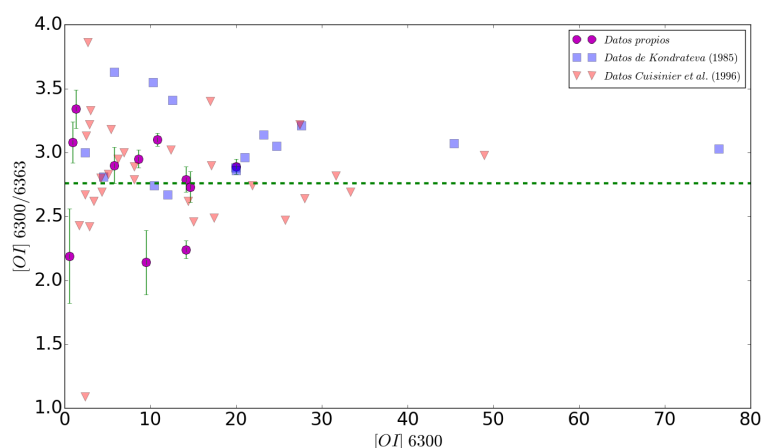


Figura 4.10: Resultados obtenidos del cociente de líneas de $[OI]$, expandido en cuadrados azules por los datos de Kondrateva (1985), en triángulos rojos con los de Cuisinier et al. (1996). La línea de puntos es el valor teórico de Storey & Zeippen (2000). Nótese como la dispersión aumenta al disminuir el flujo de las líneas.

Es decir, estas líneas de control de $[OI]$ al ser tan débiles, no son muy convenientes, en principio, para analizar la calidad de los espectros de baja resolución. Aún así, teniendo en cuenta los datos de esta nueva muestra de 56 NPs de la Figura 4.10, calculando el promedio y la desviación estándar, se llega a que el cociente de las líneas de $[OI]$ 6300/6363 es $2,9 \pm 0,4$.

Capítulo 5

Conclusiones

En primer lugar, se analizaron las incertezas en los valores de flujo de líneas en espectros tomados de CASLEO, teniendo en cuenta varios factores, desde la observación y reducción, hasta el proceso de desenrojecimiento, calibración en flujo y medición de líneas. Se llegó a que la calibración en flujo será buena dependiendo de la relación S/N de las líneas medidas:

- Líneas con relación S/N alta ($\gtrsim 40$) tendrán una incerteza entre $\sim 3\%$ y $\sim 8\%$;
- Líneas con relación S/N baja ($\lesssim 40$) tendrán una incerteza entre $\sim 15\%$ y $\sim 35\%$

Dentro de estas incertezas, el $\sim 2\%$ se debe sólo al proceso de medición. Este último genera incertezas por varios factores tales como el uso de distintos *softwares* para la medición, distintos criterios para determinar la altura del continuo de la línea, etc. De esta manera, podemos concluir que los errores en el proceso de medición no son despreciables.

Relativo a lo anterior, definimos un criterio de incertezas válido para espectros tomados desde Casleo con la red de 300 l/mm, el cual puede aplicarse a cualquier espectro de región HII (por la presencia de líneas de emisión), utilizando la Ecuación 4.3.1:

- $S/N \leq 40 \rightsquigarrow \sigma_{nuevo} = \sigma_{G-D}$

- $S/N > 40 \rightsquigarrow \sigma_{nuevo} = 3\sigma_{G-D}$

En relación al proceso de reducción, comparando la relación S/N del continuo de una de las estrellas estándares utilizadas, luego de corregirla por *flat* de cúpula, de lámpara y sin corrección en esta dirección, pudimos concluir que la utilización de los *flats* de cúpula son los más favorables para la reducción, ya que tienen la relación S/N más alta, incluso mayor que sin realizar la corrección.

Por otro lado, presentamos un método para evaluar la calidad de un espectro con tres cocientes del He, además de las clásicas líneas de $[NII]$ y $[OIII]$, a lo largo de todo el rango espectral. En particular las líneas del HeI y $HeII$ se encuentran bien separadas (alrededor de 1000\AA entre ellas), están presentes en la gran mayoría de las NPs y son relativamente intensas, por lo tanto son buenas indicadoras para la calibración en flujo principalmente para espectros de baja resolución (como los nuestros). Además, el cociente de líneas de $HeII$ sirve también para evaluar la calidad de la corrección por enrojecimiento (Cuisinier et al., 1996). Los resultados de líneas de control en NPs obtenidos fueron:

- $HeI \rightsquigarrow I(4471)/I(5876) = 0,33 \pm 0,05$ (obtenido con 106 NPs);
- $HeI \rightsquigarrow I(6678)/I(5876) = 0,27 \pm 0,03$ (obtenido con 106 NPs);
- $HeII \rightsquigarrow I(5412)/I(4686) = 0,08 \pm 0,02$ (obtenido con 31 NPs);
- $[OI] \rightsquigarrow I(6300)/I(6363) = 2,9 \pm 0,4$ (obtenido con 56 NPs).

cada uno de estos cocientes fue calculado utilizando las 18 NPs mencionadas en la Sección 4.1, junto con los datos de otros trabajos publicados.

Esto sirve, en principio, para evaluar de manera rápida los espectros obtenidos. Es decir: luego de tomar un espectro desde CASLEO, extraerlo, reducirlo, calibrarlo en flujo y desenrojecerlo, si realizamos estos cocientes de líneas propuestos y el resultado se aleja mucho de los valores esperados (caen fuera de las regiones de interés) entonces habrá que revisar esos datos nuevamente, previo a descartarlos. En el caso de contar con muchos espectros y ver que unos pocos se alejan de los valores esperados, podrán ser descartados directamente.

Finalmente, podemos concluir que los espectros de CASLEO son de una calidad aceptable, ya que el cociente de líneas se acerca muy bien a los valores teóricos esperados, es decir, están dentro de una región de incerteza comparable con la de otros trabajos publicados.

Referencias

- Acker A., et al., 1989, A&AS, 80, 201
- Acker A., et al., 1992, The Strasbourg-ESO Catalogue of Galactic Planetary Nebulae. Parts I, II.
- Balick B., et al., 1997, in Habing H. J., Lamers H. J. G. L. M., eds, Planetary Nebulae Vol. 180 of IAU Symposium, Narrowband HST images of microstructures in Planetary Nebulae. p. 208
- Basurah H. M., et al., 2016, MNRAS, 458, 2694
- Cahn J. H., 1976, AJ, 81, 407
- Castro-Carrizo A., et al., 2012, A&A, 545, A1
- Cavichia O., Costa R. D. D., Maciel W. J., 2010, RMxAA, 46, 159
- Cuisinier F., Acker A., Koeppen J., 1996, A&A, 307, 215
- Curtis H. D., 1918, Publications of Lick Observatory, 13, 55
- De Marco O., Moe M., 2005, in Szczerba R., Stasińska G., Gorny S. K., eds, Planetary Nebulae as Astronomical Tools Vol. 804 of American Institute of Physics Conference Series, Common Envelope Evolution through Planetary Nebula Eyes. pp 169–172
- Dopita M. A., Hua C. T., 1997, ApJS, 108, 515
- Filippenko A. V., 1982, PASP, 94, 715
- Frank A., Blackman E. G., 2004, ApJ, 614, 737
- Frew D. J., Bojčić I. S., Parker Q. A., 2013, MNRAS, 431, 2

- Frew D. J., Parker Q. A., 2006, in Barlow M. J., Méndez R. H., eds, Planetary Nebulae in our Galaxy and Beyond Vol. 234 of IAU Symposium, Towards a New Distance Scale and Luminosity Function for Nearby Planetary Nebulae. pp 49–54
- Giammanco C., et al., 2011, A&A, 525, A58
- Girard P., Köppen J., Acker A., 2007, A&A, 463, 265
- Gonzalez-Delgado R. M., et al., 1994, ApJ, 437, 239
- Górny S. K., 2014, A&A, 570, A26
- Górny S. K., et al., 2009, A&A, 500, 1089
- Greig W. E., 1971, A&A, 10, 161
- Gurzadyan G. A., 1997, The Physics and Dynamics of Planetary Nebulae
- Hiltner W. A., Johnson H. L., 1956, ApJ, 124, 367
- Khromov G. S., Kohoutek L., 1968, in Osterbrock D. E., O'dell C. R., eds, Planetary Nebulae Vol. 34 of IAU Symposium, Morphological Study of Planetary Nebulae. p. 227
- Kondrateva L. N., 1985, Astrofizika, 22, 153
- Kwok S., 2000, The Origin and Evolution of Planetary Nebulae
- Landman D. A., Roussel-Dupre R., Tanigawa G., 1982, ApJ, 261, 732
- Leinert C., et al., 1998, A&AS, 127, 1
- Lenz D., Ayres T., 1992, PASP, 104, 1104
- Manchado A., et al., 1996, The IAC morphological catalog of northern Galactic planetary nebulae
- Mari M. B., Gaspar G., Weidmann W., 2018, Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía La Plata Argentina, 60, 56
- Mendez R. H., et al., 1988, A&A, 190, 113
- Osterbrock D. E., 1989, Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei
- Parker Q. A., et al., 2006, VizieR Online Data Catalog, 5127
- Perek L., Kohoutek L., 1967, Catalogue of Galactic Planetary Nebulae

- Richer M., McCall M. L., Stasińska G., 1998, *A&A*, 340, 67
- Sabin L., et al., 2014, *VizieR Online Data Catalog*, 744
- Seaton M. J., 1979, *MNRAS*, 187, 785
- Shaw R. A., Kaler J. B., 1989, *ApJS*, 69, 495
- Skillman E. D., Kennicutt Jr. R. C., 1993, *ApJ*, 411, 655
- Soker N., 2001, *ApJ*, 558, 157
- Stanghellini L., Shaw R. A., Villaver E., 2008, *ApJ*, 689, 194
- Stasińska G., Szczerba R., 1999, *A&A*, 352, 297
- Stasińska G., et al., 1992, *A&A*, 266, 486
- Stone R. P. S., Baldwin J. A., 1983, *MNRAS*, 204, 347
- Storey P. J., Zeippen C. J., 2000, *MNRAS*, 312, 813
- Tylenda R., et al., 1992, *A&AS*, 95, 337
- Walsh J. R., et al., 2016, *A&A*, 588, A106
- Weidmann W. A., 2009, PhD thesis, Universidad Nacional de Cordoba
- Weidmann W. A., Gamen R., 2011a, *A&A*, 531, A172
- Weidmann W. A., Gamen R., 2011b, *A&A*, 526, A6
- Weidmann W. A., Méndez R. H., Gamen R., 2015, *A&A*, 579, A86
- Werner K., Herwig F., 2006, *PASP*, 118, 183