



Benemérita Universidad Autónoma de
Puebla

Facultad de Ciencias Físico Matemáticas

Medición de abundancias químicas
en la galaxia Cartwheel

Tesis presentada al

Colegio de Física

como requisito parcial para la obtención del grado de

Licenciada en Física Aplicada

por

Gisela Domínguez Guzmán

asesorada por

Dr. Yalia Divakara Mayya

y

Dra. Mónica Rodríguez Guillén

Puebla, Pue.

30 de Octubre de 2013

Título: MEDICIÓN DE ABUNDANCIAS EN CARTWHEEL AM0033 – 035

Estudiante: GISELA DOMÍNGUEZ GUZMÁN

COMITÉ

Dr. Gerardo Torres del Castillo
Presidente

Dr. Héctor Lino Rodríguez Merino
Secretario

Dr. Daniel Rosa González
Vocal

Dr. Yalia Divakara Mayya
Asesor

Dra. Mónica Rodríguez Guillén
Asesora

Resumen

La galaxia Cartwheel es una galaxia de anillo, se cree que se formó por colisión con otra galaxia más pequeña. El anillo consiste en regiones fotoionizadas por estrellas masivas. Se cuenta con observaciones espectroscópicas de 21 regiones H II que abarcan gran parte del anillo de la galaxia. Los datos se obtuvieron de los archivos del Observatorio Europeo del Sur (ESO por sus siglas en inglés) los cuales se encuentran en un rango de longitudes de onda que van de los $\sim 3000 \text{ \AA}$ a los $\sim 8000 \text{ \AA}$ con una resolución de 6-8 \AA . Estos datos fueron reducidos y calibrados. A partir de los espectros se determinaron las velocidades sistémica, de expansión y rotación que brindan información para determinar las características de la galaxia como su distancia ($126 \pm 10 \text{ Mpc}$), radio del anillo ($21.9 \pm 1.7 \text{ kpc}$), masa ($3.53 \pm 0.66 \cdot 10^{11} M_{\odot}$) y edad del anillo ($6.7 \pm 2.8 \cdot 10^8$ años). En 7 de los 21 espectros se midió la abundancia de oxígeno, nitrógeno y neón respecto a hidrógeno a través del método directo el cual en principio es el más fiable. El valor de la abundancia de oxígeno, que es la mejor medida, en promedio para toda la galaxia fue $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 7.87 \pm 0.03$ que es la séptima parte de la abundancia solar. Para las demás regiones se empleó un método empírico llamado método C (se incluyeron las regiones usadas para el método directo). La abundancia de oxígeno que se obtuvo fue 0.2 dex mayor que la abundancia obtenida por el método directo, pero resultó ser, en promedio, la misma para todas las regiones, lo que nos permite asociar la abundancia dada por el método directo es la asociada a todo el anillo de la galaxia. Se buscó en la literatura mediciones de abundancias de otras galaxias de anillo, se encontró que fueron determinadas por otro método empírico llamado R_{23} . Se calcularon las abundancias de oxígeno usando nuestros datos con el método R_{23} , el resultado fue 0.5 dex mayor que el valor dado por el método directo. Para estas galaxias se observó que a radios galactocéntricos mayores a 20 kpc presentan abundancias de oxígeno mayores a los valores esperados en galaxias espirales (considerando que las galaxias de anillo antes de que colisionaran fueron galaxias espirales). Por lo que se sugiere que los valores de abundancias estimados para las otras galaxias no son correctos.

Índice general

Resumen	VII
1. Introducción	1
1.1. Importancia de las regiones H II	1
1.2. Galaxias de anillo: Cartwheel	4
1.3. Motivación de este trabajo y objetivos principales	6
2. Regiones H II	9
2.1. Características de las regiones H II	9
2.2. Determinación de temperatura y densidad electrónica	10
2.3. Métodos para el cálculo de abundancias iónicas y totales	12
3. Datos observacionales y su reducción	15
3.1. Introducción	15
3.2. Datos observacionales	15
3.3. Reducción de datos	17
3.4. Medición de las líneas de emisión de los espectros	24
3.5. Corrección por enrojecimiento	25
4. Resultados	29
4.1. Medición de velocidades en Cartwheel	29
4.2. Discusión de resultados: velocidades en Cartwheel	33
4.3. Cálculo de las temperaturas y densidades electrónicas	34
4.4. Determinación de abundancias	35
4.5. Discusión de resultados: abundancias en Cartwheel	39
5. Conclusiones	43
A. Mediciones en las líneas de emisión	45
B. Espectros finales	51
Índice de figuras	63
Índice de tablas	67

Capítulo 1

Introducción

En astronomía se estudian objetos celestes, desde los más cercanos como la Luna, el Sol, los planetas y los asteroides (distancias de hasta cientos de millones de kilómetros) hasta los más lejanos como las estrellas, las nubes moleculares, los cúmulos de estrellas, las galaxias, etc. (distancias de hasta cientos de millones de años luz). El principal objetivo de la astronomía es estudiar la evolución del Universo, para ello es importante estudiar la evolución de objetos individuales. Los telescopios e instrumentos permiten capturar la radiación que emiten los objetos celestes en forma de imagen o espectro para su análisis.

En el enorme espacio que existe entre las estrellas, por ejemplo en nuestra Galaxia, ocurren diferentes procesos físicos. La energía que se genera en las estrellas es absorbida y emitida por el medio interestelar en formas que pueden ser usadas para estudiar las condiciones físicas dentro de este medio. Los elementos pesados (elementos después del helio) que se producen en los interiores de las estrellas en el proceso de su evolución enriquecen al gas interestelar para después dar formación a nuevas estrellas, afectando así la evolución de nuestra Galaxia. En este trabajo se estudian regiones de recién formación estelar en una galaxia llamada Cartwheel. Este tipo de regiones que son llamadas regiones H II, se describen en la sección 1.1 mientras que en la sección 1.2 se describe a la galaxia Cartwheel.

1.1. Importancia de las regiones H II

Las regiones H II son zonas del medio interestelar compuestas principalmente de gas y polvo, en donde el hidrógeno se encuentra ionizado por estrellas que emiten radiación en el ultravioleta. Como el hidrógeno es el elemento más abundante en todo el Universo, se le da el nombre de región H II. Es importante diferenciar entre H II y H₂. La convención es que al estado neutro de un elemento se le asigna un I romano tras el símbolo del elemento, por ejemplo para el caso del hidrógeno H⁰ ≡ H I. Luego para el primer grado de ionización se tiene H⁺ ≡ H II. Para el segundo grado de ionización en el caso del oxígeno se tiene O⁺⁺ ≡ O III y así para estados más altos de ionización. Por otro lado H₂ hace referencia al hidrógeno molecular. Las estrellas que ionizan el gas en zonas de formación estelar tienen la característica de tener una temperatura superficial alta (decenas de miles de grados Kelvin) y son estrellas jóvenes del tipo es-

CAPÍTULO 1. INTRODUCCIÓN

1.1. IMPORTANCIA DE LAS REGIONES H II

pectral OB. Por eso a una región H II se le dice que es una región de formación estelar reciente porque cuenta con este tipo de estrellas que viven poco tiempo. En general la formación de las estrellas surge a partir de la perturbación de una nube molecular que se fragmenta para dar lugar a la formación de varias estrellas.

El estudio de las regiones H II permite conocer la composición química del gas interestelar, los procesos de formación estelar y para el caso de regiones H II que se localizan en galaxias lejanas, también permiten estudiar los procesos de formación y evolución de las galaxias. Una característica importante de las regiones H II es que son observables a grandes distancias (decenas de millones de años luz), lo que permite observar el Universo más joven. Las regiones H II se encuentran en los brazos de galaxias espirales. Los tamaños pueden llegar hasta unos 200 pc ($1 \text{ pc} = 3.26 \text{ años luz} = 3.08 \times 10^{18} \text{ cm}$) y tienen diversas formas debido a la distribución irregular de las estrellas y el gas. Como ejemplo, en la Figura 1.1 se muestra la galaxia M101 en donde se ve claramente las regiones H II como zonas de color azul distribuidas en sus brazos espirales. También en nuestra galaxia, la Vía Láctea, existen regiones H II. La más conocida es la nebulosa de Orión, ilustrada en la Figura 1.2. Esta nebulosa se encuentra a 1500 años luz de distancia, es la más cercana a la Tierra.



Figura 1.1: Imagen de la galaxia M 101 tomada por el telescopio espacial Hubble en el óptico. Crédito: NASA, ESA, K. Kuntz (JHU), F. Bresolin (University of Hawaii), J. Trauger (Jet Propulsion Lab), J. Mould (NOAO), Y.-H. Chu (University of Illinois, Urbana), and STScI.



Figura 1.2: Imagen de la nebulosa de Orión tomada por el telescopio espacial Hubble en el óptico. Crédito: NASA,ESA, M. Robberto (Space Telescope Science Institute/ESA) and the Hubble Space Telescope Orion Treasury Project Team.

Una región H II presenta un espectro de emisión. Muchas de las líneas de emisión de una región H II son líneas prohibidas, las cuales se producen en condiciones extremas, es decir, cuando la densidad del gas es demasiado baja, alrededor de 100 o 1000 partículas por centímetro cúbico. Esto implica que no haya demasiadas colisiones entre las partículas, logrando que los niveles se despueblen inmediatamente con la emisión de fotones en vez de desexcitaciones colisionales. A estas líneas se le llaman líneas prohibidas porque no se pueden producir por transiciones de dipolo eléctrico y sus probabilidades de transición son muy pequeñas. Se denota una línea prohibida de cierto elemento dentro de corchetes, por ejemplo para el caso del oxígeno dos veces ionizado se expresa como: [O III]. Por otro lado, también existen líneas de recombinación (líneas permitidas) como las del hidrógeno (serie de Balmer) y helio.

La información que se puede obtener de una región H II es su densidad electrónica, temperatura electrónica, la abundancia química, velocidad de recesión de la galaxia que las contiene, etc. Los resultados que se obtienen del estudio de las regiones H II permiten entender el estado evolutivo y la historia de formación de la galaxia. Por ejemplo si se tienen varias regiones H II con una abundancia baja en metales (en astronomía metales son todos los elementos más pesados que el helio) se deduce que estos objetos posiblemente se formaron de gas bastante primigenio, es decir, que tuvo anteriormente poca formación estelar que lo enriqueciera en elementos metálicos. Estos conocimientos, como se mencionó anteriormente permiten poner límites y condiciones de contorno a los modelos evolución química del Universo, entre otros.

1.2. Galaxias de anillo: Cartwheel

Las galaxias de anillo son una clase rara de galaxias, las cuales se formaron a partir de un accidente cósmico de proporciones gigantescas (Appleton & Curtis 1995). Esto ocurre cuando una galaxia más pequeña atraviesa muy cerca del centro de un disco galáctico grande que se encuentra rotando, produciendo el nacimiento de estrellas jóvenes brillantes en la onda que se expande radialmente. Esta colisión se traduce en una colisión gravitacional, raramente las estrellas chocan unas con otras. Resulta necesario que la galaxia que colisiona sea más pequeña que la galaxia principal ya que con esta condición se asegura que el disco sobrevive a tal colisión considerando así al anillo como el resultado de una perturbación (Athanassoula et al. 1997). En observaciones se han encontrado muchas galaxias de anillo en las cuales también se encuentran galaxias más pequeñas en su cercanía. Como ejemplo en la Figura 1.3 se presentan algunas galaxias de anillo. Con estas ideas se han desarrollado simulaciones en donde consideran modelos de N -cuerpos, modelos hidrodinámicos, entre otros para reproducir tales condiciones.

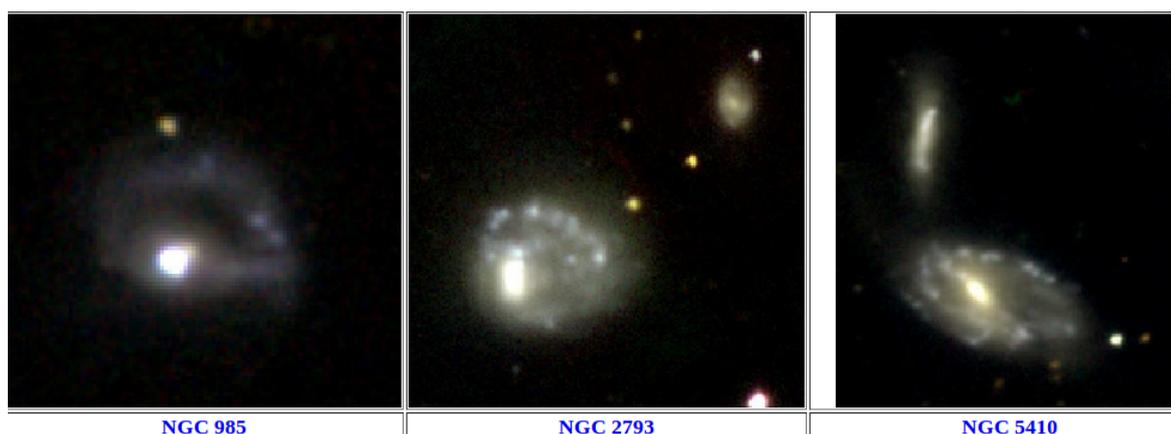


Figura 1.3: Galaxias de anillo. De izquierda a derecha: NCG 985, NGC 2793 y NGC 5410. Las imágenes son un composición en las bandas B, V y R tomadas de Romano et al. (2008)

La cinemática del anillo proporciona información sobre la dinámica de interacción. Esta información es usada para limitar los modelos de N -cuerpos reproduciendo el proceso de formación de las galaxias de anillo. En particular la galaxia de anillo Cartwheel (ver la Figura 1.4) se encuentra a una distancia de 410 millones de años luz o 126 Mpc en la dirección de la constelación del Escultor, con coordenadas ecuatoriales A.R.: 00h 37m 41.10s Dec.: $-33^{\circ} 42' 58.8''$. Se cree que Cartwheel antes fue una galaxia espiral como la Vía Láctea, ya que en simulaciones realizadas (por ejemplo Athanassoula et al. 1997) reproducen la morfología de algunas galaxias de anillo, incluyendo Cartwheel, en donde consideran que la galaxia principal es espiral.

En la Figura 1.5 se muestran los diferentes aspectos que tiene la galaxia Cartwheel en distintas longitudes de onda. En la imagen se combinan datos de cuatro telescopios espaciales: el telescopio Chandra de rayos X (morado), el telescopio GALEX (ultravioleta/azul), el telescopio Hubble (visible/verde) y el telescopio Spitzer (infrarrojo/rojo).

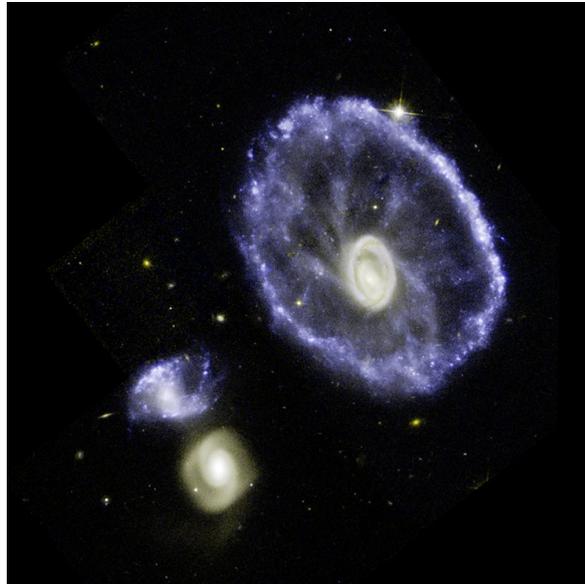


Figura 1.4: Imagen de la galaxia Cartwheel tomada por el telescopio espacial Hubble en el óptico. Crédito: NASA/STScI.

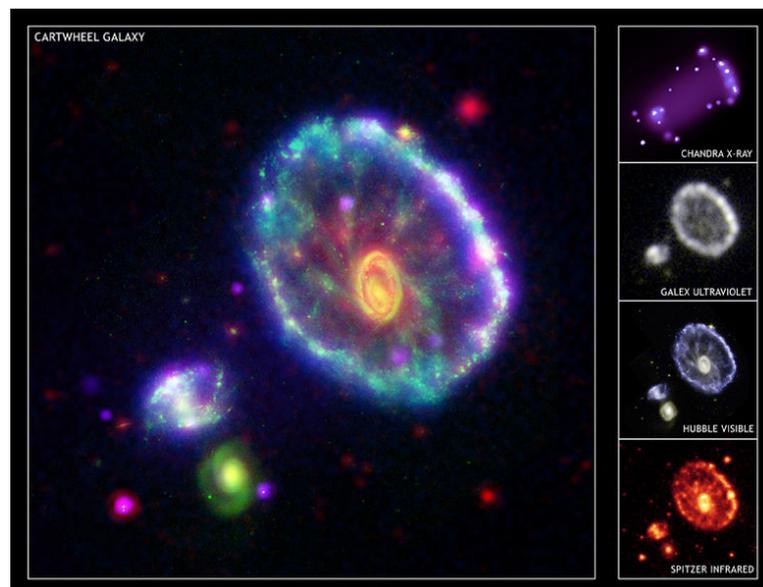


Figura 1.5: La galaxia Cartwheel en diferentes rangos del espectro electromagnético. Crédito: NASA/JPL/Caltech/P.Appleton et al. X-ray: NASA/CXC/A.Wolter & G.Trinchieri et al.

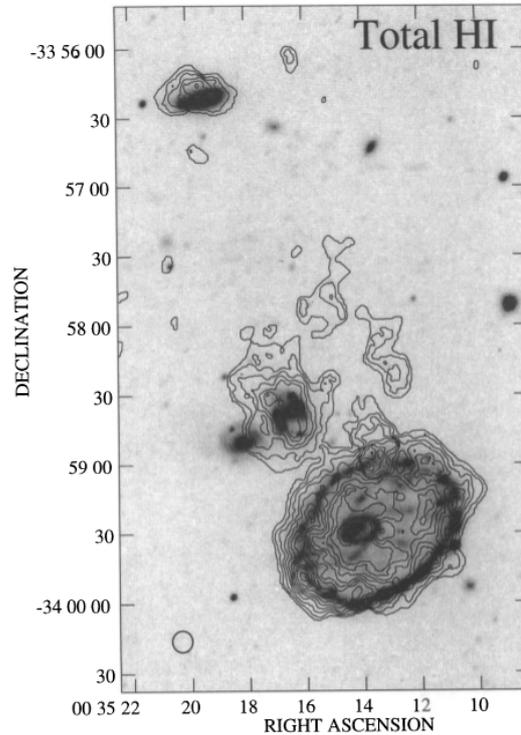


Figura 1.6: Contornos de hidrógeno neutro. Imagen tomada de J. L. Higdon (1996).

Un punto que aún no se resuelve en la galaxia Cartwheel es determinar qué galaxia fue la que colisionó con ella. En principio se supone que fue una de las galaxias pequeñas que se encuentran en la Figura 1.4. Pero estudios realizados por J. L. Higdon (1996) muestran que en hidrógeno atómico (H I) existe otra galaxia más lejana, que posiblemente colisionó con la galaxia Cartwheel, ya que presenta una distorsión en la componente de H I, ver Figura 1.6. Una forma sencilla de determinar qué galaxia fue la que colisionó, es mediante la determinación del tiempo de expansión del anillo de la galaxia Cartwheel.

1.3. Motivación de este trabajo y objetivos principales

La principal motivación de llevar a cabo este trabajo es que en la galaxia Cartwheel se han determinado abundancias solo de dos regiones desde 1977 por Fosbury & Hawarden. En este trabajo se cuenta con datos observacionales no analizados hasta ahora que fueron obtenidos en 1999 por James L. Higdon, quien obtuvo espectros de 21 regiones H II. Esto permitirá tener una mejor estimación de las abundancias químicas. Entonces, como objetivo principal se pretende determinar las abundancias químicas de la galaxia de anillo Cartwheel y compararlas con las que calcularon Fosbury & Hawarden (1977).

La estructura de este trabajo es la siguiente: en el Capítulo 2 se describe de manera general los procesos que existen en las regiones H II y cómo se determinan las abundancias químicas mediante dos métodos: uno directo y otro empírico. En el Capítulo

CAPÍTULO 1. INTRODUCCIÓN

1.3. MOTIVACIÓN DE ESTE TRABAJO Y OBJETIVOS PRINCIPALES

3 se muestra el desarrollo llevado a cabo para la reducción de datos astronómicos. En el Capítulo 4 se presentan los resultados en donde se compara con resultados de otros autores. Por último se presentan las conclusiones en el Capítulo 5.

CAPÍTULO 1. INTRODUCCIÓN

1.3. MOTIVACIÓN DE ESTE TRABAJO Y OBJETIVOS PRINCIPALES

Capítulo 2

Regiones H II

2.1. Características de las regiones H II

Se llaman regiones H II a aquellos objetos en el universo en donde el hidrógeno es ionizado por una estrella cercana que emite fotones en el ultravioleta. Por lo general son estrellas del tipo espectral O-B (azules) con temperaturas de 10,000 K a 30,000 K para estrellas tipo B y de 30,000 K a 50,000 K para estrellas tipo O. Las regiones H II son brillantes en el espectro visible, con una fuerte emisión en $H\alpha$ (con longitud de onda de 6563 Å) debido a que el hidrógeno es el elemento más abundante en el medio interestelar. Los espectros en UV, visible e infrarrojo de regiones H II contienen muchas líneas de emisión que son producidas principalmente por dos mecanismos:

1. **Líneas de excitación colisional**, generalmente prohibidas y producidas por metales, por ejemplo $[O III] \lambda 5007$. Estos metales tienen varios niveles con energías más bajas que el hidrógeno y el helio, los cuales son fáciles de excitar colisionalmente.
2. **Líneas de recombinación** del hidrógeno y helio. Cuando un electrón se recombina con un ión de H o He, decae en cascada hasta llegar al nivel fundamental emitiendo estas líneas.

Las regiones H II también son observadas en longitudes de onda de radio, emitiendo radiación libre-libre de los electrones termalizados y líneas de recombinación de altos niveles de excitación de H, He y algunos metales.

En primera aproximación se puede suponer un estado estacionario, en ese caso los procesos físicos que se deben considerar en las regiones H II son:

El equilibrio de fotoionización, es el balance entre la fotoionización y la recombinación. Esto determina la estructura de los estados iónicos de los elementos en la nebulosa.

El equilibrio térmico entre calentamiento y enfriamiento. El calentamiento es debido a los electrones resultantes de la ionización del hidrógeno y el helio los cuales después se termalizan y siguen una distribución maxwelliana.

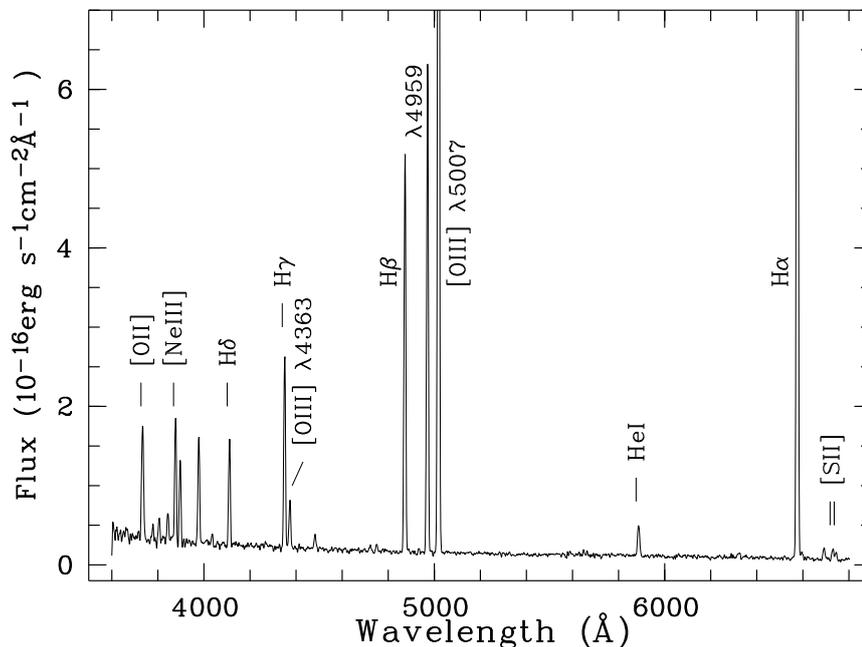


Figura 2.1: Espectro de HS 0822+3542 tomado con el Nordic Optical Telescope (NOT) en La Palma. Éste es un gran ejemplo de un espectro típico de una región H II dominado por líneas intensas de emisión del hidrógeno, helio, oxígeno, neón y azufre (Kniazev et al. 2000).

También la fotoionización de los granos de polvo contribuye al calentamiento pero en menor medida. El enfriamiento es debido a colisiones electrón-ión seguidas por la emisión de líneas prohibidas. Estas líneas por enfriamiento son las que dan el espectro característico de las regiones H II.

Un ejemplo del espectro de emisión de una región H II se presenta en la Figura 2.1. El espectro corresponde a una galaxia azul compacta pobre en metales (Kniazev et al. 2000). Las líneas producidas por recombinación son de hidrógeno y helio y las líneas debidas a excitación colisional son de oxígeno, neón y azufre.

2.2. Determinación de temperatura y densidad electrónica

Cuando se tiene un espectro de una región H II y han sido identificadas las líneas de emisión después de un proceso de reducción de datos, por ejemplo el espectro que se muestra en la Figura 2.1, es posible medir propiedades de la región H II tales como la temperatura y la densidad electrónica. Para llevar a cabo esta tarea es necesario conocer ciertos cocientes de líneas, entre las cuales se encuentran las de oxígeno dos veces ionizado [O III] (λ 4959 + λ 5007)/ λ 4363 o las de nitrógeno una vez ionizado [N II] (λ 6548 + λ 6583)/ λ 5755 que son importantes para la determinación de la temperatura electrónica. Otros cocientes, por ejemplo en donde se usan líneas como las del oxígeno o las del azufre una vez ionizado [O II] λ 3729/ λ 3727, [S II] λ 6717/ λ 6731 se emplean

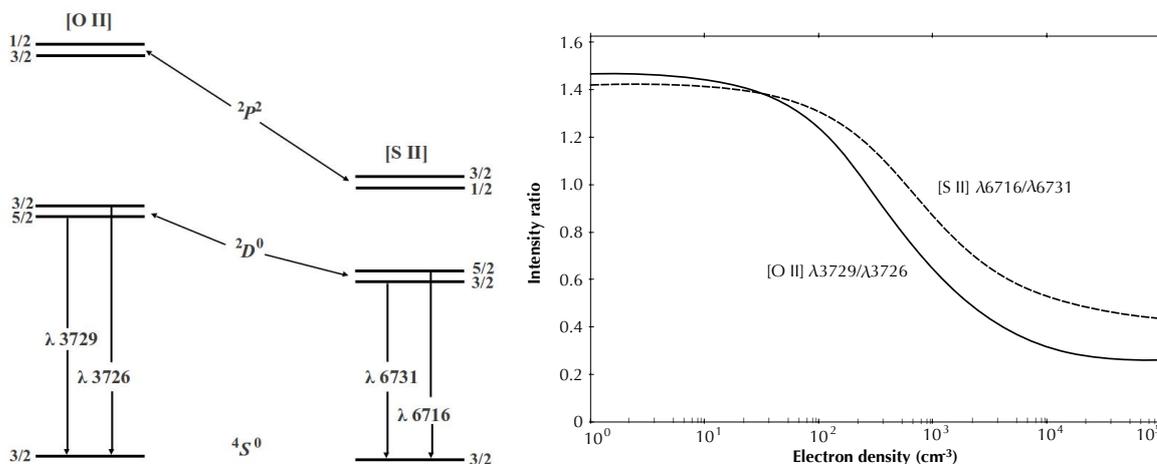


Figura 2.2: A la izquierda los niveles inferiores de energía de [O II] y [S II] y a la derecha el cociente de las las intensidades para [O II] y [S II] como función de la densidad. Imágenes tomadas de Osterbrock & Ferland (2006).

para la medición de la densidad electrónica.

Para la determinación de la densidad electrónica, que no es más que el número de electrones por unidad de volumen, el cociente [S II] $\lambda 6717/\lambda 6731$ es el que se emplea con mayor frecuencia, ya que desde el punto de vista observacional, las líneas [O II] $\lambda\lambda 3727, 3729$ se encuentran muy cerca y no se pueden distinguir, a menos que se cuente con un espectro de alta resolución. La razón por la que puede emplearse uno de estos cocientes para la determinación de la densidad electrónica es que sus líneas provienen del mismo ión y se originan en niveles de energía parecidos (ver la imagen izquierda en la Figura 2.2). Si los dos niveles de energía tienen diferentes probabilidades de transición radiativa o diferentes tasas de desexcitación colisional, la población relativa de esos niveles dependerá de la densidad electrónica, por lo tanto el cociente de las intensidades también dependerá de la densidad. En la imagen derecha de la Figura 2.2 se muestra una gráfica de la relación que hay entre el cociente de intensidades y la densidad electrónica. Puede apreciarse que para densidades bajas, por ejemplo $n_e < 100 \text{ cm}^{-3}$, las variaciones del cociente de las intensidades tanto de [O II] como [S II] no son significativas, lo mismo sucede para densidades electrónicas grandes $n_e > 10^4 \text{ cm}^{-3}$.

Por otra parte la temperatura electrónica T_e , es decir, la temperatura cinética que refleja la distribución de energía de los electrones, viene dada por el equilibrio térmico de la nebulosa, es decir, el equilibrio entre el calentamiento debido a la fotoionización y el enfriamiento debido a la radiación que escapa de la nebulosa. Por interés propio solo se analizará cómo determinar la temperatura a través de líneas de emisión en el óptico. Como se mencionó anteriormente las líneas de [O III] o [N II] pueden usarse para la medición de temperatura, porque el cociente se basa en líneas que provienen del mismo ión y que tienen niveles de energía considerablemente diferentes (imagen izquierda de la Figura 2.3) por lo que existe una dependencia exponencial de sus poblaciones relativas con la temperatura debida a su excitación por colisiones con electrones. Dicha dependencia puede observarse en la imagen derecha de la Figura 2.3.

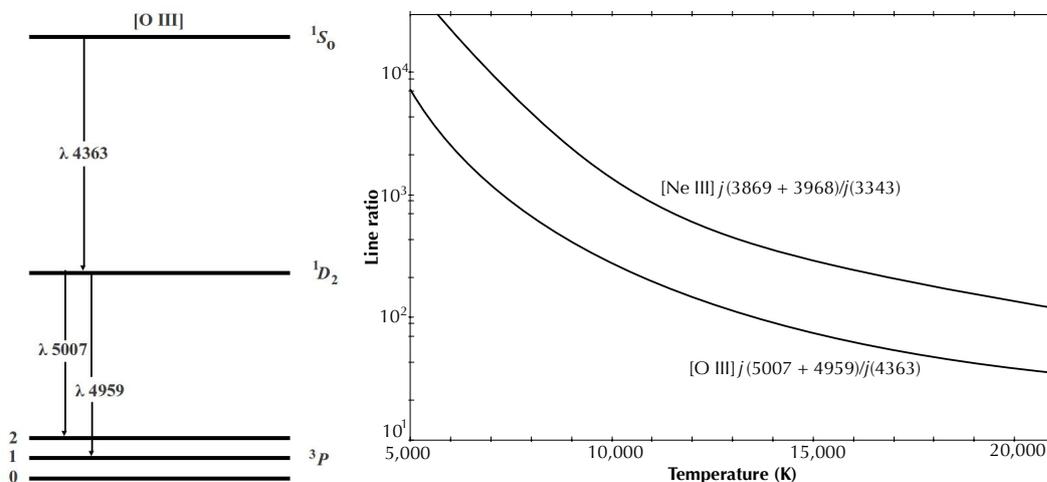


Figura 2.3: A la izquierda los niveles de energía de [O III] y a la derecha el cociente de las intensidades para líneas de [O III] y [Ne III] en función de la temperatura. Imágenes tomadas de Osterbrock & Ferland (2006).

2.3. Métodos para el cálculo de abundancias iónicas y totales

Método directo

Una vez que se ha medido la densidad y la temperatura electrónica es posible determinar las abundancias químicas. Sin embargo es necesario tener la estructura de temperaturas, es decir, las temperaturas asociadas a los estados de ionización. En el caso de contar con dos estados de ionización (alto y bajo) se consideran dos temperaturas, por ejemplo si solo se determina $T_e[\text{O III}]$ que es para un estado de ionización alto, existen relaciones basadas en modelos de fotoionización y observaciones en donde se puede estimar $T_e[\text{N II}]$ para un estado de ionización bajo. Lo ideal sería contar con una temperatura asociada a cada ión, sin embargo generalmente no se cuenta con las líneas de emisión necesarias. Para determinar la temperatura electrónica de un estado de ionización bajo a partir de la temperatura electrónica de un estado de ionización alto, puede usarse la relación dada por Esteban et al. (2009)

$$T_e[\text{N II}] = 0.71 T_e[\text{O III}] + 3050 \text{ K.} \quad (2.1)$$

Esta relación se basa en observaciones de 14 regiones H II brillantes en galaxias espirales, irregulares y galaxias compactas azules. Esto permitió determinar diferentes temperaturas electrónicas.

Es común derivar la abundancia de metales con respecto al hidrógeno usando cocientes de intensidades de líneas de excitación colisional normalizadas a $H\beta$. Por ejemplo, la abundancia iónica de un elemento X^i (que suele escribirse como $N(X^i)/N(\text{H}^+) \equiv X^i/\text{H}^+$) se obtiene de

$$\frac{X^i}{\text{H}^+} = \frac{I_{\lambda(X,i)} j_{H\beta}}{I_{H\beta} j_{\lambda(X,i)}} \quad (2.2)$$

en donde $j_{\lambda(X,i)} = j_{\lambda(X,i)}(T_e, n)$ es el coeficiente de emisión de la línea debida al ión X^i , el cual depende de la temperatura y la densidad electrónica. Los coeficientes de emisión se calculan usando la diferencia de energías entre dos niveles, la probabilidad de transición y la población que existe en el nivel superior de ésta. Las dos primeras propiedades se obtienen a partir de datos atómicos tabulados, pero para determinar la población relativa del nivel superior hay que considerar si se trata de una línea de recombinación o de una línea de excitación colisional. En general se tienen que resolver las ecuaciones de equilibrio estadístico, las cuales dicen que el número de transiciones que llegan al nivel n es igual al número de transiciones que salen de ese nivel. Si solo se consideran emisiones libres y transiciones colisionales, una buena aproximación en muchos casos es:

$$\sum_{j \neq i} n_j n_e q_{ji} + \sum_{j > i} n_j A_{ji} = \sum_{j \neq i} n_i n_e q_{ij} + \sum_{j < i} n_i A_{ij}, \quad (2.3)$$

donde n_j es la población relativa del ión en el nivel j , n_e es la densidad electrónica, q_{ji} es la tasa de excitación colisional del nivel j al i y A_{ji} es la probabilidad de transición del nivel j al i . En el caso de las líneas de recombinación como H β hay que considerar también la contribución de las recombinaciones directas a cada nivel.

La abundancia total de un elemento relativa al hidrógeno está dada por la suma de las abundancias de todos sus iones. Como se ha mencionado anteriormente, en las observaciones no siempre es posible medir todas las líneas de un mismo elemento, pero para el caso del oxígeno sí es posible determinar la abundancia total como:

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

Para los casos en que no se pueden medir todas las abundancias iónicas de un mismo elemento, se puede determinar las abundancias totales empleando factores de corrección por ionización. Una forma común de hacerlo es confiar en los potenciales de ionización, con lo que se obtienen expresiones tales como (Peimbert & Costero 1969):

$$\frac{\text{N}}{\text{H}} = \frac{\text{N}^+ \text{O}}{\text{O}^+ \text{H}} \quad (2.5)$$

y

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

Muchos factores de corrección por ionización están basados en modelos de fotoionización de nebulosas, sin embargo también pueden tener errores ya que se emplean tanto modelos teóricos de las atmósferas de estrellas ionizantes como muchos datos atómicos, los cuales tienen incertidumbres y además porque la estructura de la densidad de una nebulosa real es más complicada que en los modelos desarrollados. Pero a pesar de esto, los métodos directos para la determinación de abundancias son los más utilizados cuando se puede medir la temperatura ya que en principio entregan buenos resultados.

Métodos empíricos

Los métodos empíricos se usan en casos cuando la temperatura electrónica no puede medirse por el método directo, debido a la no detección de alguna de las líneas de emisión sensibles a la temperatura, por ejemplo [O III] $\lambda 4363$, o porque las observaciones no cubren el rango espectral adecuado. En base a este problema se han elaborado diversos métodos para la determinación de abundancias. En este trabajo se hablará sólo uno de ellos, recientemente publicado, que es el llamado método C (Pilyugin et al. 2012) debido a que presenta menos dispersión en los resultados cuando se compara con el método directo.

El método C (en inglés Counterpart method) está basado en una muestra de 414 regiones H II que han sido bien estudiadas y que tienen determinaciones de abundancia basadas en el método directo. El método C calcula las abundancias totales de oxígeno y nitrógeno. Para su uso solo es necesario contar con las intensidades de [O II] $\lambda 3727$, [O III] $\lambda 5007$, [N II] $\lambda 6584$ y [S II] $\lambda \lambda 6717, 6731$ con respecto a $H\beta$, entonces bajo la suposición de que si las intensidades relativas de las líneas observadas en una región H II se parecen a las medidas en otra región H II, entonces se puede decir que ambas tienen propiedades físicas y químicas similares, se asocian las abundancias químicas de la región H II que ha sido bien estudiada a la región H II en cuestión.

Capítulo 3

Datos observacionales y su reducción

3.1. Introducción

Hoy en día es común el uso de una cámara CCD (Charge Coupled Device, por sus siglas en inglés) como detector en un telescopio, ya que las imágenes que se obtienen pueden ser analizadas digitalmente. Otra ventaja que se tiene es que la suma de varias imágenes es equivalente a tener una imagen con mayor tiempo de exposición. Sin embargo, para el análisis cuantitativo de una imagen adquirida es necesario corregir los datos por efectos instrumentales, en astronomía a este proceso se le llama reducción de datos. Existe un software especializado para llevar a cabo esta tarea, se trata de IRAF (Imaging Reduction and Analysis Facility, por sus siglas en inglés) que cuenta con una gran cantidad de módulos especializados para diferentes tareas. Las imágenes que maneja IRAF son en formato “fits”, las cuales tienen la propiedad de tener un encabezado en donde se guarda información relevante, que puede usarse en su análisis.

3.2. Datos observacionales

Los datos observacionales fueron adquiridos de la base de datos archivados por el Observatorio Europeo Austral (ESO, European Southern Observatory, por sus siglas en inglés) en la página <ftp://archive.eso.org/pub/archive>. Los espectros que se analizaron fueron obtenidos (investigador principal James L. Higdon) en el telescopio óptico de 3.6 m ESO en La Silla, Chile, el día 14 de octubre de 1999. La forma en como se encontraban los espectros se muestra en la Figura 3.1, en donde se indican las direcciones espacial y espectral. También se indica la dirección hacia donde aumenta la longitud de onda. Los nombres que se asignaron a cada espectro se encuentran en la parte inferior de la imagen, A1_C es el espectro del cielo asociado al espectro del objeto A1 y así para los demás espectros. Como esta imagen, existen otras tres que han sido nombradas B, C y D que corresponden a otros objetos de la galaxia. Los espectros que se analizaron solo son aquellos que presentan espectros típicos de una región H II ya que en los demás predomina el espectro estelar y las líneas de emisión son difíciles de identificar. Las características de la toma de datos son las siguientes:

CAPÍTULO 3. DATOS OBSERVACIONALES Y SU REDUCCIÓN

3.2. DATOS OBSERVACIONALES

- Se utilizó el instrumento EFOSC (del acrónimo en inglés ESO Faint Object Spectrograph and Camera). Su principal propiedad es la espectroscopia multiobjeto, es decir, se pueden obtener varios espectros de objetos distintos en una sola exposición.

- En la Figura 3.2 se muestra la posición de las rendijas, distribuidas a lo largo de la galaxia Cartwheel (la imagen es en emisión de $H\alpha$) con un ancho de 1.4 segundos de arco y largo 7 segundos de arco, excepto la rendija B5 que tiene un largo de 12 segundos de arco.

-Para cada rendija se cuenta con dos espectros, uno abarca un rango espectral de $\sim 3000 \text{ \AA}$ a $\sim 5800 \text{ \AA}$ con una resolución de $\sim 8 \text{ \AA}$ (espectros azules) y otro espectro que va de los $\sim 6000 \text{ \AA}$ hasta $\sim 8000 \text{ \AA}$ con una resolución de $\sim 6 \text{ \AA}$ (espectros rojos).

- En la Tabla 3.1 se encuentra la información sobre las coordenadas de las posiciones de las rendijas en ascensión recta (AR) y declinación (Dec), número de exposiciones (N_{exp}), el tiempo de integración (t_{int}) de cada exposición, el tiempo universal tanto para los espectros azules (TU_{azul}) como para los espectros rojos (TU_{rojo}), el número de pixeles (m_{pix}) que se usaron para extraer los espectros y el ángulo (θ) que hace cada rendija respecto al eje mayor del anillo. Para cada rendija la mitad del número de exposiciones corresponde a los espectros azules y la otra mitad corresponde a los espectros rojos.

- En el rango espectral azul el muestreo es de 3 \AA por pixel; en el rojo de 1.8 \AA por pixel. En la dirección espacial la escala corresponde a 0.15 segundos de arco por pixel.

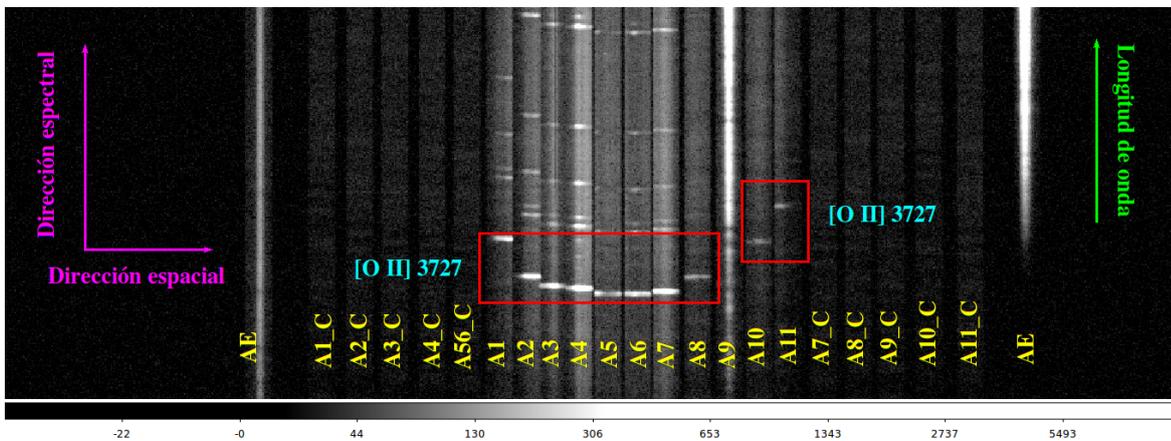


Figura 3.1: Parte del espectro original en el rango azul.

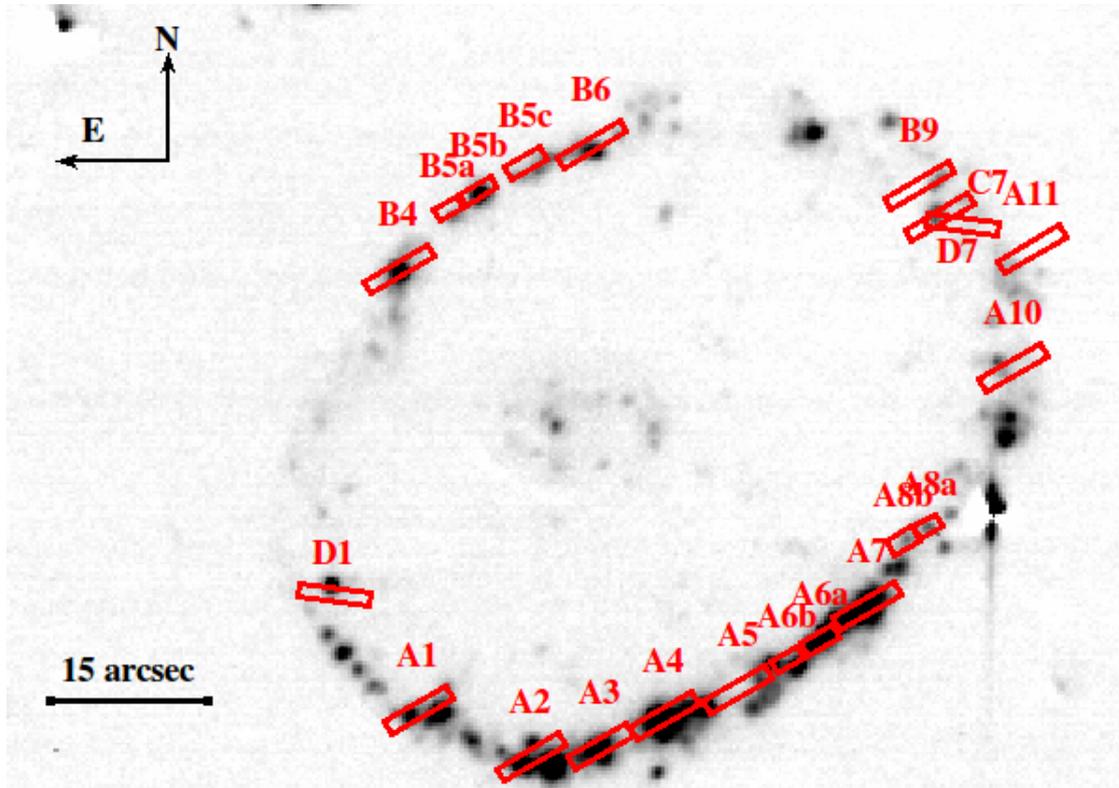


Figura 3.2: Posición de las rendijas. La imagen es en $H\alpha$ (Mayya et al. 2005).

3.3. Reducción de datos

Cuando se observa un objeto astronómico, por ejemplo una galaxia, la cámara CCD que detecta su luz la convierte por efecto fotovoltaico en una corriente eléctrica. Mediante un proceso de conversión analógico a digital, la cantidad de corriente eléctrica generada por la llegada de los fotones puede ser medida como número de cuentas por pixel, que son proporcionales al flujo emitido por los objetos en la galaxia. Las imágenes que la CCD adquiere contienen un extra de información que no está relacionada con el objeto que se observó. Una imagen bias consiste en una exposición con la cámara obturada en donde el tiempo de exposición es el mínimo que la CCD permita. Esto sirve para restar las cuentas introducidas en la imagen por los circuitos electrónicos, la lectura, impulsos de reloj, etc. Para una CCD dada, el bias es casi constante en el tiempo, por lo que se puede realizar un juego de tomas. En este caso se contaba con 16 imágenes bias, las cuales se combinaron para reducir el ruido estadístico y así obtener una imagen representativa de bias que se restó a todos los espectros.

La CCD nunca es perfecta, esto implica que habrá algunos pixeles que tendrán mayor sensibilidad que otros, esto es, aunque llegue el mismo número de fotones a un pixel y a otro, las cuentas que mostrará uno será diferente a la del otro. Este efecto se corrige con las llamadas imágenes de campo plano (flatfield en inglés), con las que se calcula la sensibilidad relativa de los pixeles a una misma fuente de luz uniforme. Se tiene una imagen de campo plano para cada posición de rendija en cada rango espectral (rojo y

CAPÍTULO 3. DATOS OBSERVACIONALES Y SU REDUCCIÓN
3.3. REDUCCIÓN DE DATOS

Tabla 3.1: Nombre, coordenadas en ascensión recta y declinación, número de exposiciones, tiempo de integración, tiempo universal, número de pixeles que se usaron para extraer los espectros de las regiones observadas en Cartwheel y el ángulo que forma cada región con el eje mayor del anillo.

Región	AR(J2000) (h:m:s)	Dec(J2000) (° ' ")	N_{exp}^{\dagger}	t_{int} (min)	TU _{azul} [‡] (h:m:s)	TU _{rojo} [‡] (h:m:s)	m_{pix}	θ (°)
A1	00:37:41.92	-33:43:25.8	4	15	03:02:05	02:30:49	14	190
A2	00:37:41.06	-33:43:30.4	"	"	"	"	11	209
A3	00:37:40.53	-33:43:29.3	"	"	"	"	7	220
A4	00:37:40.03	-33:43:26.3	"	"	"	"	5	231
A5	00:37:39.47	-33:43:23.8	"	"	"	"	4	247
A6a	00:37:38.83	-33:43:18.9	"	"	"	"	11	261
A6b	00:37:39.06	-33:43:21.1	"	"	"	"	7	268
A7	00:37:38.48	-33:43:15.8	"	"	"	"	6	280
A8a	00:37:38.02	-33:43:08.1	"	"	"	"	12	296
A8b	00:37:38.17	-33:43:09.3	"	"	"	"	7	300
A10	00:37:37.36	-33:43:52.8	"	"	"	"	7	331
A11	00:37:37.21	-33:43:41.4	"	"	"	"	9	347
B4	00:37:42.08	-33:42:43.3	8	20	06:14:29	03:49:38	8	108
B5a	00:37:41.69	-33:42:37.4	"	"	"	"	8	93
B5b	00:37:41.46	-33:42:35.9	"	"	"	"	12	87
B5c	00:37:41.09	-33:42:33.0	"	"	"	"	11	76
B6	00:37:40.59	-33:43:31.3	"	"	"	"	10	63
B9	00:37:38.08	-33:43:35.3	"	"	"	"	5	3.5
C7	00:37:37.92	-33:43:38.3	4	"	07:29:14	06:47:56	8	358
D1	00:37:42.57	-33:43:14.7	"	10	01:54:06	01:32:50	7	167
D7	00:37:37.75	-33:43:38.9	"	"	"	"	5	355

[†]La mitad del número de exposiciones corresponde a los espectros del rango azul y la otra mitad a los del rojo.

[‡]Con fecha 14 de octubre de 1999

azul), entonces para eliminar las variaciones de eficiencia que existe entre los pixeles, lo que se hizo fue dividir cada espectro con su respectiva imagen de campo plano que fue normalizado a la unidad.

Cuando se tiene la imagen en dos dimensiones del espectro de la galaxia, es visible una cantidad de pixeles muy luminosos, se trata de los rayos cósmicos, los cuales son partículas con altas energías que llegan del espacio exterior e interactúan con el detector liberando varios electrones manifestándose en pixeles muy brillantes. Para contrarrestar este efecto se aprovecha que se tienen observaciones repetidas y que la probabilidad de que exista un rayo cósmico en el mismo pixel en dos imágenes distintas es baja, entonces en el cociente de dos imágenes los valores en los pixeles que no están afectados por rayos cósmicos debe ser $1 \pm \sigma$, donde σ es el error estadístico esperado para los datos. Haciendo una revisión visual se encontró que los pixeles en la imagen resultante del cociente que tuvieran valores mayores a 1.3 o menores a 0.7 estaban afectados por rayos cósmicos ($\sigma = 0.3$).

Después de realizar las observaciones, en las imágenes lo que se tiene son número de cuentas por pixel, esto no sirve para realizar un análisis cuantitativo de la galaxia. Entonces lo que se requiere es realizar una calibración para obtener en la dirección espectral unidades de longitud de onda (\AA) y para transformar el número de cuentas a unidades de energía por unidad de tiempo, por unidad de área, por unidad de longitud de onda. Para calibrar en longitud de onda lo que se hizo fue identificar las líneas de emisión de He-Arg en los espectros de las lámparas de comparación. IRAF cuenta con una tarea llamada *identify*, a la que solo se le indica cuales son las líneas que fueron identificadas y su valor de longitud de onda en \AA . El resultado que entrega es un archivo que contiene la información para la transformación de pixeles a longitud de onda. Usando la tarea *dispcor* y asignando en el encabezado de la imagen el resultado obtenido con la tarea anterior se hace la transformación.

Por otro lado para la calibración en flujo es necesario contar con una estrella estándar, en particular la estrella que se usó fue LTT7987. La propiedad de esta estrella es que ha sido medido su flujo con la mayor exactitud posible, además de que su altura sobre el horizonte cuando se observó era similar a la galaxia observada, para que así la cantidad de atmósfera que atraviesa la luz sea parecida de modo que el efecto de extinción atmosférica sea similar. IRAF cuenta con la tarea *setairmass* que permite encontrar el valor de la masa de aire, que no es más que el coseno inverso de la distancia cenital a la cual se encuentra la estrella. El valor de la masa de aire es importante porque permite hallar la magnitud aparente de la estrella sin la contribución de la atmósfera y así empleando la tarea *standard* se obtiene una serie de datos que incluye el flujo de la estrella estándar junto con los valores de flujo medidos. Es importante resaltar que el espectro de la estrella estándar está corregido por efectos instrumentales y se utiliza el espectro unidimensional. Posteriormente se usa la tarea *sensfunc* que permite realizar la conversión de “cuentas por segundo por pixel” a flujo con unidades de “ $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$ ”, el resultado que se obtiene es una función de sensibilidad como función de la longitud de onda y la extinción atmosférica, ver Figura 3.3. Por último se usa *calibrate* para aplicar la función de sensibilidad a los espectros bidimensionales.

Finalmente lo que sigue es la resta del cielo, esto es porque el cielo también presenta un espectro en líneas de emisión, por ejemplo [O I] $\lambda 5577$, [N I] $\lambda 5199$ y estas líneas se suman al espectro de las regiones observadas. Se cuenta con un espectro de cielo para cada rendija, que se han corregido por efectos instrumentales y se han calibrado en flujo y longitud de onda. Del espectro del cielo bidimensional se obtiene un espectro unidimensional realizando un promedio en dirección espacial, esto es para minimizar los errores estadísticos. Para quitar los efectos del cielo lo que se hizo fue restar su contribución (el espectro unidimensional) al espectro correspondiente bidimensional, es decir, si el espectro bidimensional del objeto de interés cuenta con 20 pixeles en dirección espacial, significa que hay 20 espectros unidimensionales del mismo objeto, y a cada uno se le restó su espectro de cielo unidimensional.

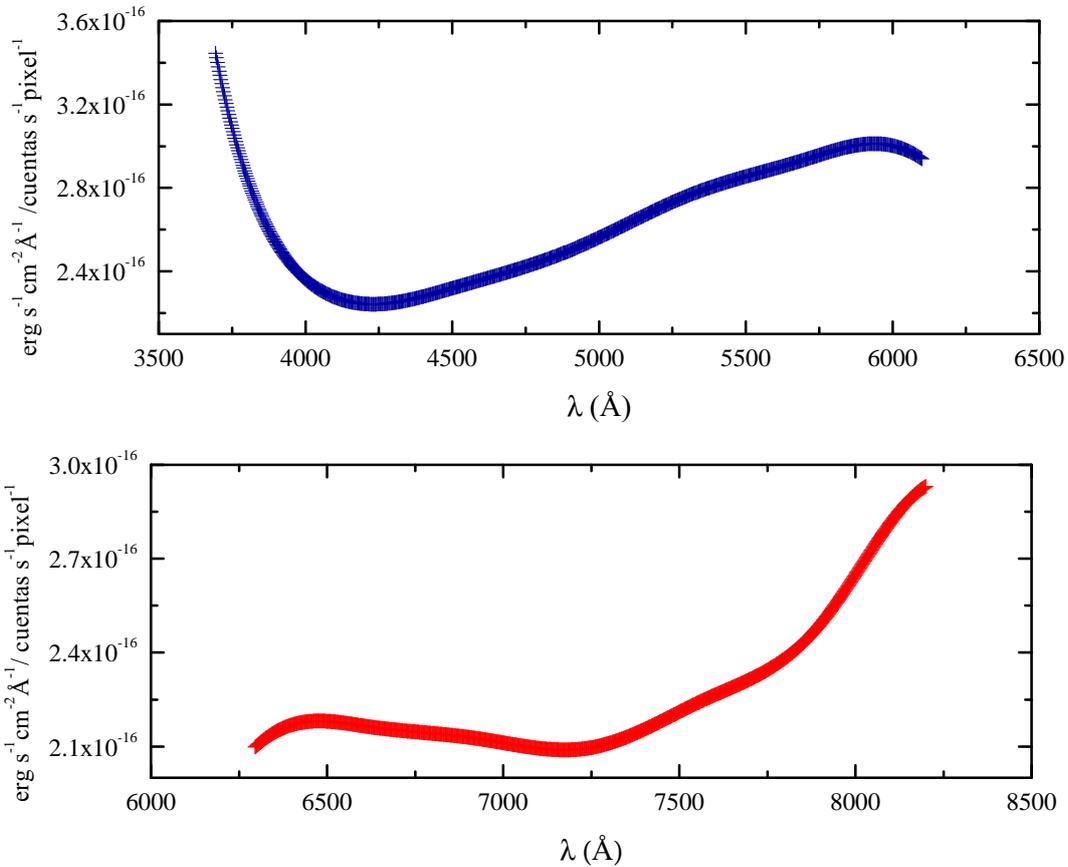


Figura 3.3: Función de sensibilidad, arriba para espectros del rango azul, abajo para espectros del rango rojo.

Para extraer el espectro unidimensional final que será analizado, lo que se hizo fue tomar aquellos pixeles en dirección espacial que mostraban señal en las líneas más débiles. La cantidad de pixeles usados se encuentra en la Tabla 3.1 en la última columna. Esto es para reducir el error en las mediciones de las líneas y poder medir las más débiles. Una vez extraído el espectro unidimensional se corrige por efecto Doppler para que muestre longitudes de onda en reposo. Esto se lleva a cabo calculando la velocidad con que se aleja la galaxia y usando la tarea *dopcor* de IRAF se corrigen las líneas. Los detalles de los cálculos de velocidades se presentan en el Capítulo 4. En las Figuras 3.4 hasta la 3.10 se muestran los espectros finales en el rango azul, éstos tienen la característica de que presentan la línea [O III] $\lambda 4363$ la cual será importante para la determinación de la temperatura electrónica. Los restantes se encuentran en el apéndice B.

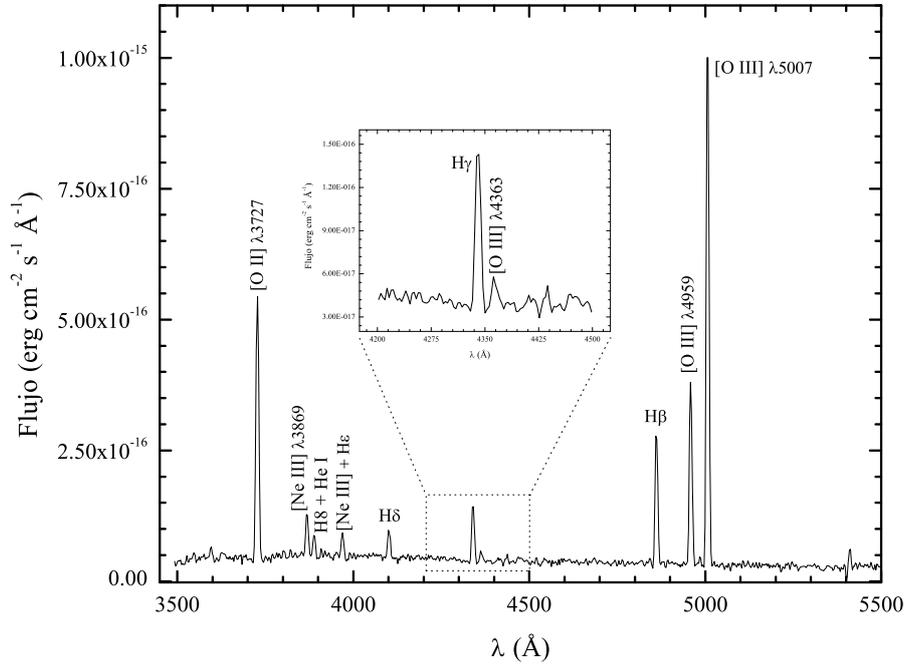


Figura 3.4: Espectro azul de la región A1, después de la calibración en longitud de onda y flujo.

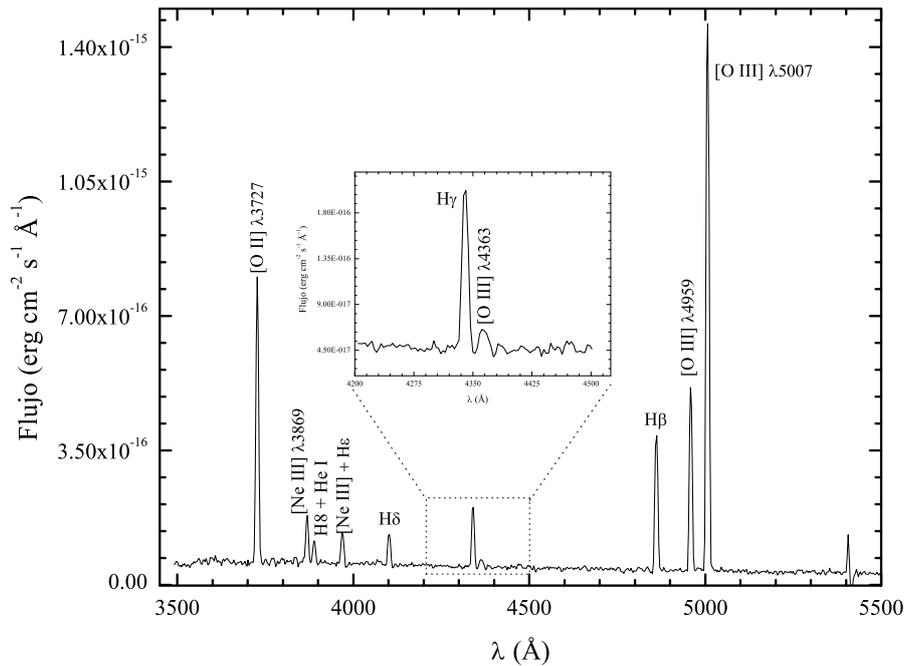


Figura 3.5: Espectro azul de la región A2, después de la calibración en longitud de onda y flujo.

CAPÍTULO 3. DATOS OBSERVACIONALES Y SU REDUCCIÓN
3.3. REDUCCIÓN DE DATOS

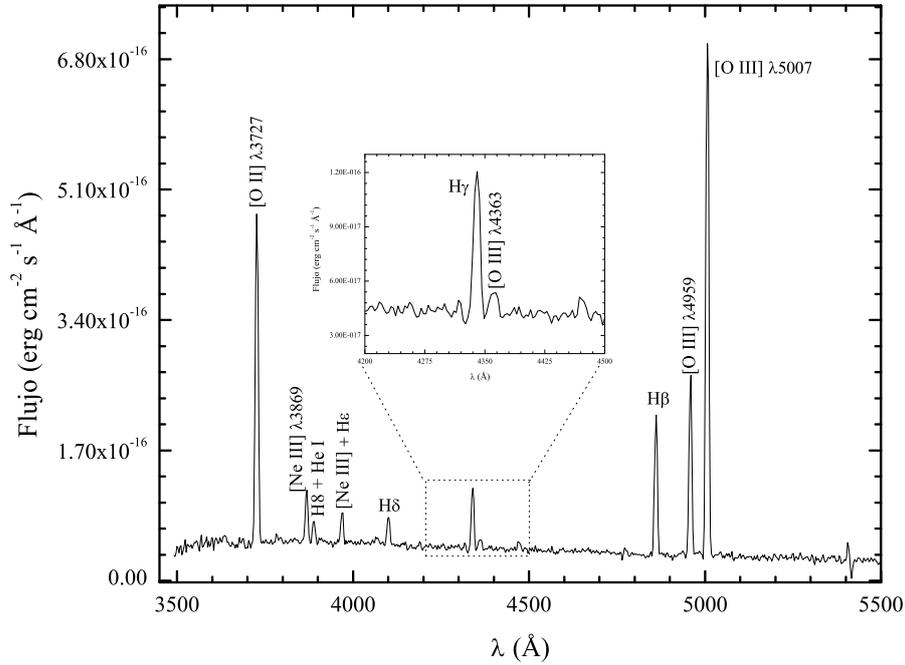


Figura 3.6: Espectro azul de la región A3, después de la calibración en longitud de onda y flujo.

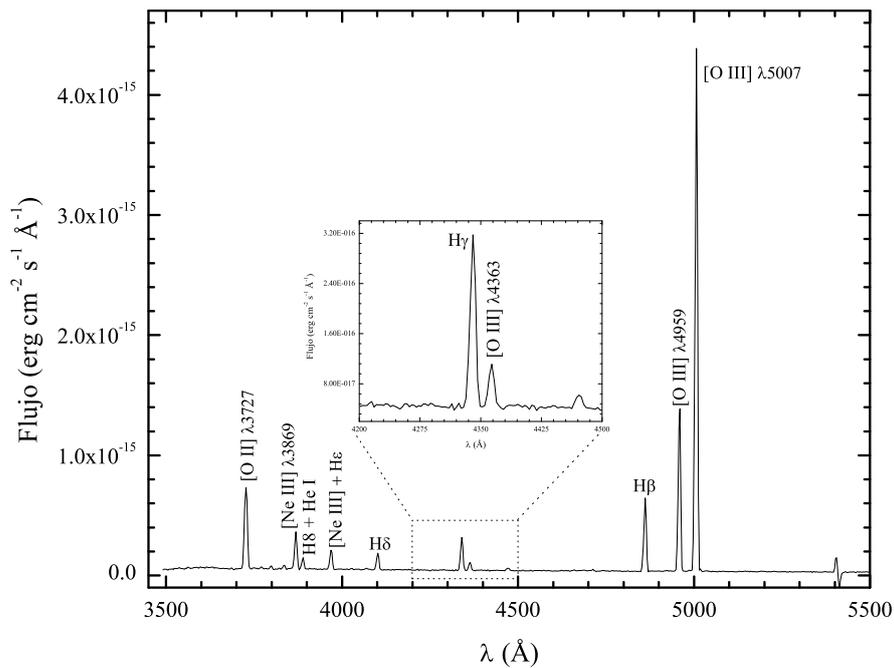


Figura 3.7: Espectro azul de la región A4, después de la calibración en longitud de onda y flujo.

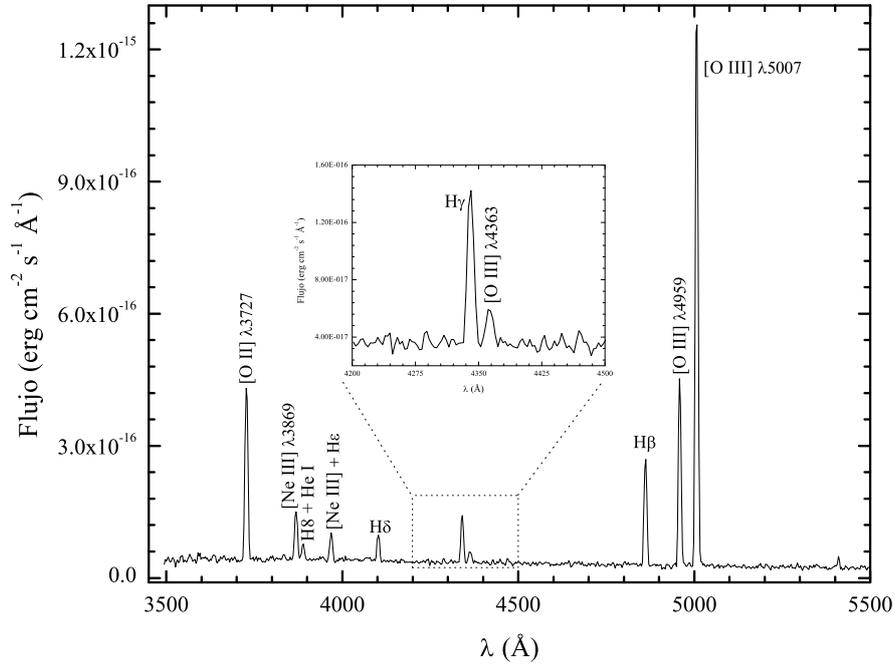


Figura 3.8: Espectro azul de la región A6a, después de la calibración en longitud de onda y flujo.

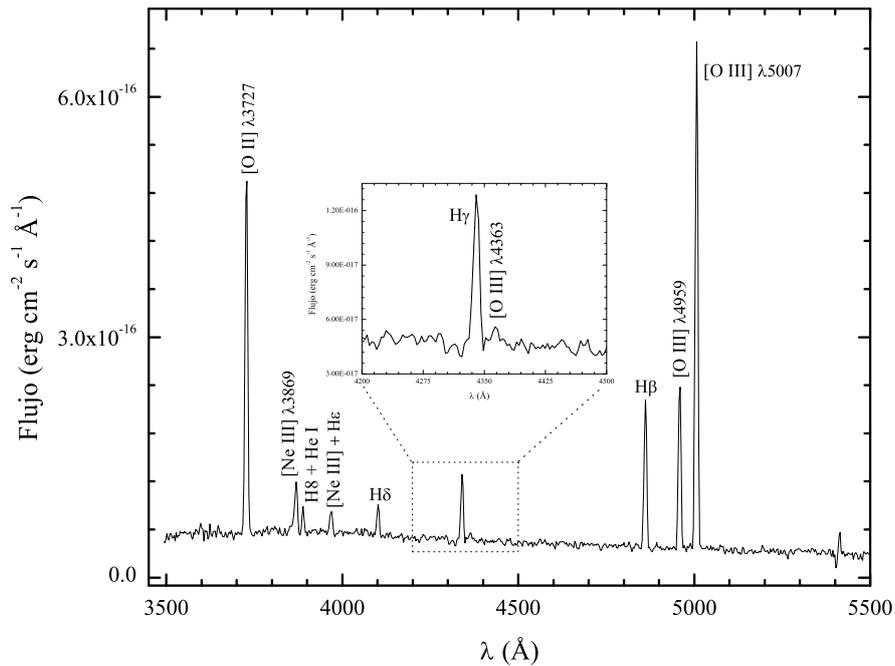


Figura 3.9: Espectro azul de la región A7, después de la calibración en longitud de onda y flujo.

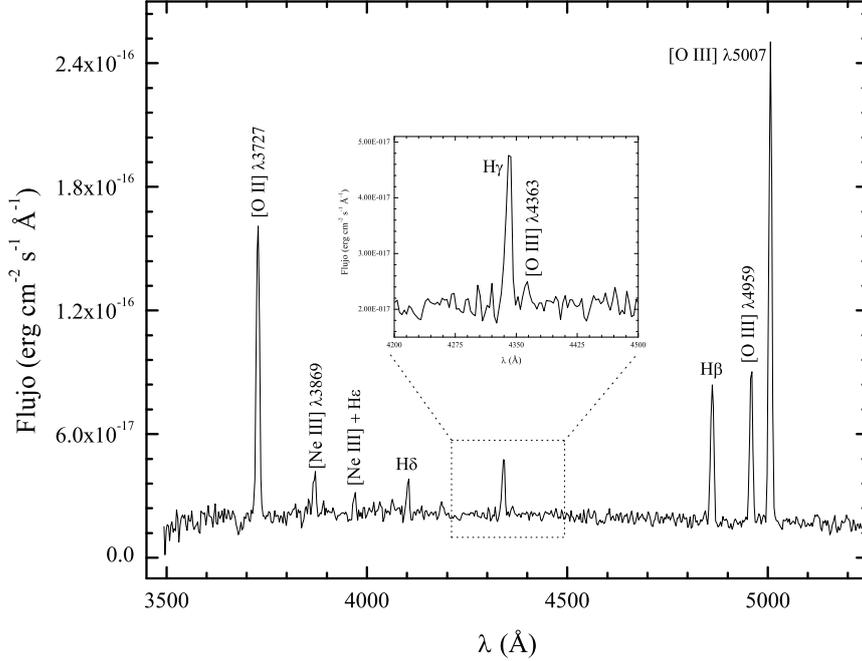


Figura 3.10: Espectro azul de la región B4, después de la calibración en longitud de onda y flujo.

3.4. Medición de las líneas de emisión de los espectros

Una vez que se obtuvieron los espectros finales, lo que se hizo fue medir los flujos de cada una de las líneas de emisión. Usando la tarea *splot* de IRAF se realiza la integración numérica del perfil de la línea, tomando a ojo el inicio y el final de la línea y la localización del continuo. Además en la medición se obtiene otro parámetro importante que es el ancho equivalente (EW) que es el cociente del flujo de la línea entre el flujo del continuo. Para estimar el error estadístico σ_F , asociado a la medición del flujo de las líneas, se empleó la expresión dada por Tresse et al. (1999)

$$\sigma_F = \sigma_c D \sqrt{2N_{\text{pix}} + \frac{\text{EW}}{D}}, \quad (3.1)$$

donde σ_c es la desviación estándar de la media por pixel del continuo en cada lado de la línea, este valor fue obtenido usando el comando “*m*” dentro de la tarea *splot* de IRAF. En el caso en donde se tenían dos o más líneas, de tal manera que no se pudiera medir bien el continuo entre ellas, se tomó el continuo del lado izquierdo de la primera línea y del lado derecho de la última línea. EW es el ancho equivalente que ya ha sido mencionado anteriormente, D es la dispersión en Å por pixel y N_{pix} en Å es el número de pixeles que abarcan la línea en cuestión. A este error también se le suma cuadráticamente el error de la calibración en flujo. Sin embargo debido a que solo se contaba con una estrella estándar no fue posible estimar directamente este error. Se decidió adoptar un error del 5% (ver, por ejemplo, Delgado Inglada et al. 2009)

en la calibración por flujo. Los resultados de las mediciones de las líneas con su error asociado se encuentran en el Apéndice A.

3.5. Corrección por enrojecimiento

Se dice que la luz está enrojecida cuando en longitudes de onda cortas su intensidad es menor a la esperada según la intensidad en longitudes de onda largas. Este efecto se debe a la presencia de granos de polvo en el medio interestelar, los cuales dispersan y absorben luz con longitudes de onda comparables o menores a su tamaño, fenómeno conocido como extinción interestelar. Los tamaños típicos de los granos de polvo interestelar son de $\sim 0.1 \mu\text{m}$. El polvo que puede afectar a los objetos observados se encuentra tanto en nuestra Galaxia como en la galaxia Cartwheel. Para cuantificar los efectos de la extinción interestelar en nuestra Galaxia se recurrió a un sitio web llamado NED (por sus siglas en inglés NASA/IPAC Extragalactic Database) que es una base de datos destinada al estudio de objetos extragalácticos. NED cuenta con la opción de calcular la extinción producida en nuestra Galaxia proporcionando las coordenadas del objeto. En base a estudios realizados por Schlafly & Finkbeiner (2011) se tiene una extinción en la banda V de ~ 0.03 magnitudes, por lo que su contribución no se toma en cuenta. Entonces los efectos de extinción se asocian a la galaxia Cartwheel. Para corregir por enrojecimiento cada línea de emisión se utilizó la siguiente expresión

$$\frac{I_\lambda}{I_{\text{H}\beta}} = \left(\frac{I_\lambda}{I_{\text{H}\beta}} \right)_{\text{obs}} 10^{c[f(\lambda)-f(\text{H}\beta)]} \quad (3.2)$$

donde $I_\lambda/I_{\text{H}\beta}$ es la intensidad de una línea a una longitud de onda dada respecto a $\text{H}\beta$ y $(I_\lambda/I_{\text{H}\beta})_{\text{obs}}$ es la intensidad observada. En el lado derecho de la ecuación (3.2) c es la constante de enrojecimiento y $f(\lambda)$ es la ley de extinción. Se usó la ley de Cardelli et al. (1989) la cual originalmente está normalizada a la banda V. La función de Cardelli et al. (1989) es

$$f_V(\lambda, R_V) \equiv \frac{A(\lambda)}{A(V)} = a(x) + \frac{b(x)}{R_V} \quad (3.3)$$

en donde $A(\lambda)$ es la extinción en magnitudes a una longitud de onda dada y

$$\begin{aligned} a(x) &= 1 + 0.17699y - 0.50447y^2 - 0.02427y^3 + 0.72085y^4 + 0.01979y^5 \\ &\quad - 0.77530y^6 + 0.32999y^7 \\ b(x) &= 1.41338y + 2.28305y^2 + 1.07233y^3 - 5.38434y^4 - 0.62251y^5 \\ &\quad + 5.30260y^6 - 2.09002y^7 \end{aligned}$$

para $1.1 \mu\text{m}^{-1} \leq x \leq 3.3 \mu\text{m}^{-1}$, $y = (x - 1.82)$ donde $x \equiv 1/\lambda$ (μm^{-1}) y $R_V = 3.1$ que es el parámetro estándar para el medio interestelar difuso. Se realizó una normalización respecto a $\text{H}\beta$ con la siguiente operación:

$$f_{\text{H}\beta}(\lambda) = \frac{f_V(\lambda)}{f_V(\text{H}\beta)}. \quad (3.4)$$

Los valores de la función de Cardelli et al. (1989) para las longitudes de onda de las líneas detectadas en los espectros y con $R_V = 3.1$ se muestran en la Tabla 3.2.

CAPÍTULO 3. DATOS OBSERVACIONALES Y SU REDUCCIÓN
3.5. CORRECCIÓN POR ENROJECIMIENTO

Tabla 3.2: Ley de extinción de Cardelli et al. (1989) para $R_V = 3.1$.

Línea	$\lambda(\text{\AA})$	$x \equiv 1/\lambda (\mu\text{m}^{-1})$	$f_V(\lambda)$	$f_{H\beta}(\lambda)$
[O II]	3727.0	2.68	1.539	1.322
[Ne III]	3868.8	2.58	1.503	1.291
H8 + He I	3889.0	2.57	1.498	1.286
[Ne III]+He ϵ	3970.0	2.52	1.474	1.266
H δ	4101.7	2.438	1.431	1.230
H γ	4340.4	2.304	1.346	1.157
[O III]	4363.2	2.29	1.338	1.149
He I	4471.4	2.24	1.298	1.115
H β	4861.2	2.057	1.164	1.000
[O III]	4958.9	2.02	1.134	0.974
[O III]	5006.8	2.00	1.120	0.962
[N II]	6548.0	1.53	0.820	0.704
H α	6562.8	1.524	0.818	0.702
[N II]	6583.4	1.52	0.815	0.700
[S II]	6716.5	1.49	0.794	0.682
[S II]	6730.8	1.49	0.792	0.680

Con este cambio la ecuación 3.2 está dada como

$$\frac{I_\lambda}{I_{H\beta}} = \left(\frac{I_\lambda}{I_{H\beta}} \right)_{\text{obs}} 10^{c(H\beta)[f_{H\beta}(\lambda)-1]}. \quad (3.5)$$

Para los espectros rojos, las líneas fueron normalizadas a H α , la ecuación para corregir por enrojecimiento es

$$\frac{I_\lambda}{I_{H\alpha}} = \left(\frac{I_\lambda}{I_{H\alpha}} \right)_{\text{obs}} 10^{c(H\beta)[f_{H\beta}(\lambda)-f_{H\beta}(H\alpha)]} \quad (3.6)$$

Entonces, para encontrar $c(H\beta)$ se emplearon los cocientes teóricos del hidrógeno, $H\alpha/H\beta = 2.79$, $H\gamma/H\beta = 0.473$ y $H\delta/H\beta = 0.262$ (Storey & Hummer 1993) para una temperatura electrónica de $T_e=15,000$ K y una densidad electrónica de $n_e=100 \text{ cm}^{-3}$, condiciones físicas similares a las que se encontraron en las regiones H II de la galaxia Cartwheel. Estos cocientes son casi independientes de la temperatura y la densidad. De la ecuación (3.5) se despeja $c(H\beta)$,

$$c(H\beta) = \frac{\log \left[(I_\lambda/I_{H\beta}) / (I_\lambda/I_{H\beta})_{\text{obs}} \right]}{f_{H\beta}(\lambda) - 1}. \quad (3.7)$$

Se usaron los cocientes $(H\gamma/H\beta)_{\text{obs}}$ y $(H\delta/H\beta)_{\text{obs}}$, también se usó el cociente $(H\alpha/H\beta)_{\text{obs}}$ para obtener los valores de $c(H\beta)$ para cada región. Sin embargo, es necesario tener en cuenta que no es muy fiable el cociente porque las líneas están en rangos espectrales que se observaron y calibraron en flujo de forma independiente. Los valores de $c(H\beta)$

CAPÍTULO 3. DATOS OBSERVACIONALES Y SU REDUCCIÓN

3.5. CORRECCIÓN POR ENROJECIMIENTO

calculados para los rangos espectrales azul y rojo se presentan en la Tabla 3.3 (columnas 2 y 4). Como se puede apreciar $c(H\beta)$ no se pudo medir en todas las regiones usando solamente las líneas del rango azul, sin embargo hay regiones que cuentan con dos valores de $c(H\beta)$ porque pudo medirse bien dos líneas de hidrógeno (además de $H\beta$) $H\gamma$ y $H\delta$. Por otro lado en la región A6a (espectro rojo) se tiene un valor negativo de $c(H\beta)$, el cual no puede ser posible ya que éste debe ser positivo por como se encuentra definida la constante de extinción. Una explicación a este hecho es porque la región se encuentra en el borde de la rendija, entonces al momento de obtener su espectro (rojo) posiblemente hubo un pequeño desplazamiento en la posición de la rendija cuando se obtuvo el siguiente espectro (azul) y al realizar el cociente de $(H\alpha/H\beta)_{\text{obs}}$ resulta menor que el teórico. Por lo tanto este valor no se considera en los análisis que siguen. Por otra parte, existen dos valores extremos de $c(H\beta)$ para las regiones A8a y B5c en el rango espectral azul, estos son dos casos que serán tratados de manera independiente en el Capítulo 4.

Debido a que los espectros azules con dos valores de $c(H\beta)$, son espectros que tienen mejor señal a ruido, se tomó un promedio ponderado en cada par (ver columna 3 en la Tabla 3.3). Se decidió comparar los valores de $c(H\beta)$ primero, tomando el promedio pesado por su error de los valores de la columna 3 en la Tabla 3.3 y comparando con el promedio de las regiones correspondientes en el espectro rojo. Segundo, se obtienen los promedios ponderados considerando todas las regiones para ambos espectros (rojo y azul). Estos resultados se muestran en la Tabla 3.4.

Como se puede ver, dentro de los errores los valores son consistentes. Se decidió utilizar el valor de $c(H\beta)=0.44\pm 0.13$, ya que como se mencionó anteriormente, éste valor surge de considerar las regiones que cuentan con buena señal a ruido. Otra forma de representar este valor es en unidades de magnitudes $A_{H\beta}$, es decir, cuántas magnitudes se absorben a cada longitud de onda, en este caso para $H\beta$. La forma de pasar de $c(H\beta)$ a $A_{H\beta}$ es mediante la siguiente relación:

$$A_{H\beta} = 2.5c(H\beta)f_{H\beta}(H\beta). \quad (3.8)$$

El valor que se obtuvo fue $A_{H\beta} = 1.10 \pm 0.32$, que es menor al reportado por Fosbury & Hawarden (1977) $A_{H\beta} = 2.31$.

Por otra parte, como las líneas en el rango espectral rojo se encuentran normalizadas a $H\alpha$, para pasar a una normalización respecto a $H\beta$ lo que se hace es multiplicar por el cociente teórico de $H\alpha/H\beta = 2.79$. Las correcciones de las líneas por enrojecimiento se encuentran en el Apéndice A.

CAPÍTULO 3. DATOS OBSERVACIONALES Y SU REDUCCIÓN
3.5. CORRECCIÓN POR ENROJECIMIENTO

Tabla 3.3: Valores de $c(H\beta)$.

Región (1)	Espectro azul		Espectro rojo
	$c(H\beta)^\dagger$ (2)	Promediando pares de $c(H\beta)$ (3)	$c(H\beta)^\dagger$ (4)
A1	0.67 ± 0.21	0.62 ± 0.16	0.23 ± 0.12
	0.55 ± 0.26	--	---
A2	0.29 ± 0.17	0.36 ± 0.14	0.28 ± 0.11
	0.29 ± 0.22	--	---
A3	0.47 ± 0.22	0.39 ± 0.16	0.53 ± 0.11
	0.30 ± 0.24	--	---
A4	0.37 ± 0.15	0.32 ± 0.12	0.70 ± 0.11
	0.21 ± 0.21	--	---
A5	0.58 ± 0.39	0.51 ± 0.31	0.56 ± 0.14
	0.40 ± 0.50	--	---
A6a	0.39 ± 0.20	0.36 ± 0.15	-0.91 ± 0.12
	0.32 ± 0.24	---	---
A6b	0.77 ± 0.36	---	0.54 ± 0.15
A7	0.72 ± 0.23	0.57 ± 0.17	0.52 ± 0.12
	0.40 ± 0.24	---	---
A8a	1.81 ± 0.76	---	0.48 ± 0.22
A8b	---	---	0.49 ± 0.26
A10	---	---	0.51 ± 0.46
A11	---	---	0.21 ± 0.26
B4	0.54 ± 0.36	0.69 ± 0.24	0.68 ± 0.14
	0.80 ± 0.33	---	---
B5a	0.15 ± 0.72	---	0.61 ± 0.24
B5b	0.55 ± 0.97	---	1.06 ± 0.18
B5c	0.033 ± 0.55	---	0.51 ± 0.21
B6	1.53 ± 0.46	---	0.71 ± 0.17
B9	---	---	0.52 ± 0.25
C7	0.88 ± 0.62	---	0.66 ± 0.22
D1	0.43 ± 0.41	---	0.44 ± 0.18
D7	0.65 ± 0.94	---	0.60 ± 0.28

[†]En el espectro azul en el primer valor calculado se usó $I(H\gamma)/I(H\beta)$ y el segundo valor se usó $I(H\delta)/I(H\beta)$. En el espectro rojo se usó $I(H\alpha)/I(H\beta)$.

Tabla 3.4: Valores de $c(H\beta)$ promediado.

Comparación	Regiones	Espectro azul	Espectro rojo
1 ^{ra}	Donde hay dos valores de $c(H\beta)$	0.44 ± 0.13	0.49 ± 0.20
2 ^{da}	Todas	0.47 ± 0.23	0.54 ± 0.20

Capítulo 4

Resultados

4.1. Medición de velocidades en Cartwheel

Las líneas de emisión en los espectros de las regiones en Cartwheel se encuentran corridas al rojo, es decir, dada una línea ésta no se encontrará en la longitud de onda que le corresponde (λ_{em}) sino que estará desplazada hacia longitudes de onda más largas (λ_{obs}). Este efecto surge porque la galaxia se aleja respecto a la posición de la Tierra. Para calcular la velocidad con la que se aleja la galaxia (velocidad radial) se utilizó la ecuación Doppler relativista:

$$V_{\text{obs}} = c \left(\frac{(\lambda_{\text{obs}}/\lambda_{\text{em}})^2 - 1}{(\lambda_{\text{obs}}/\lambda_{\text{em}})^2 + 1} \right) \quad (4.1)$$

Esto se hizo para cada línea identificada en cada uno de los espectros de todas las regiones (ver las tablas en el Apéndice A). No se consideraron aquellas líneas que no están resueltas, por ejemplo [O II] $\lambda 3727$, H8 + He I y [Ne III] + He ϵ . Posteriormente, en cada región se obtuvo un promedio de las velocidades pesado por la intensidad de cada línea y su desviación estándar ponderada. En la Tabla 4.1 se muestran los resultados de las velocidades medidas para cada región y el número de líneas que se usaron, para los rangos espectrales azul y rojo.

En primera aproximación se considera que el anillo exterior de Cartwheel es circular con un grado de inclinación $i = 40^\circ$ (Fosbury & Hawarden 1977) respecto al plano del cielo, si $i = 90^\circ$ la galaxia se encontraría de canto (edge on). Bajo estas consideraciones la proyección del anillo es una elipse. Se midió el ángulo θ que hace cada región H II tomando como referencia el eje mayor de la elipse, en donde el ángulo positivo se mide en sentido contrario a las manecillas del reloj. Si la dinámica interna de la galaxia se lleva a cabo en el plano del anillo entonces la velocidad radial $V(r, \theta)$ en coordenadas polares (r, θ) es:

$$V(r, \theta) = V_{\text{sist}} + \text{sen}(i) \left[V_{\text{rot}}(r, \theta) \cos\theta + V_{\text{exp}}(r, \theta) \text{sen}\theta \right] \quad (4.2)$$

en donde V_{sist} es la velocidad sistémica de la galaxia, $V_{\text{rot}}(r, \theta)$ es la velocidad rotacional en el plano de la galaxia y $V_{\text{exp}}(r, \theta)$ es la velocidad de expansión. Los valores de velocidad radial que se obtuvieron a partir de las observaciones se corrigieron por

CAPÍTULO 4. RESULTADOS
4.1. MEDICIÓN DE VELOCIDADES EN CARTWHEEL

Tabla 4.1: Valores de velocidades .

Región	v_a (km/s)	N_a	v_r (km/s)	N_r
A1	9137 ± 40	6	9165 ± 4	4
A2	9163 ± 56	6	9154 ± 14	4
A3	9124 ± 69	6	9143 ± 9	4
A4	9204 ± 59	6	9142 ± 8	4
A5	9166 ± 24	4	9099 ± 17	4
A6a	8997 ± 22	6	9024 ± 12	4
A6b	9056 ± 8	6	9019 ± 9	4
A7	9020 ± 11	6	8995 ± 5	4
A8a	8955 ± 6	3	8962 ± 13	4
A8b	8982 ± 20	2	8954 ± 27	4
A10	8942 ± 21	3	8915 ± 4	2
A11	8831 ± 19	3	8873 ± 26	2
B4	9040 ± 35	5	9037 ± 35	4
B5a	8955 ± 35	4	8938 ± 26	4
B5b	9029 ± 60	4	8967 ± 6	4
B5c	8943 ± 27	4	8931 ± 4	4
B6	8965 ± 33	4	8908 ± 14	4
B9	8867 ± 11	3	8822 ± 1	1
C7	8862 ± 21	3	8855 ± 3	3
D1	9188 ± 30	4	9152 ± 14	2
D7	8875 ± 26	3	8822 ± 17	2

el efecto del movimiento de la Tierra alrededor del Sol para tener tales valores con referencia al Sol. IRAF calcula la velocidad debido al movimiento traslacional de la Tierra en donde se introducen parámetros como: las coordenadas ecuatoriales de la galaxia Cartwheel, fecha, hora y lugar de observación, el resultado fue -11 km/s, el cual se suma algebraicamente a las velocidades observadas. Se ajustó a los datos la función dada por (4.2). El ajuste se realizó de manera numérica utilizando IRAF. En la Figura 4.1 se muestra la gráfica de velocidades para el rango espectral azul, en donde la curva continua es el ajuste y los símbolos azules son las velocidades calculadas a partir de las observaciones (para 21 regiones). Los resultados del ajuste para la velocidad sistémica, la velocidad de expansión y la velocidad radial se presentan en la Tabla 4.2. De igual manera en la Figura 4.2 se presenta el ajuste para las velocidades medidas en el rango espectral rojo (para 21 regiones) y en la Tabla 4.2 se encuentran los resultados. Estos valores serán discutidos en la siguiente sección.

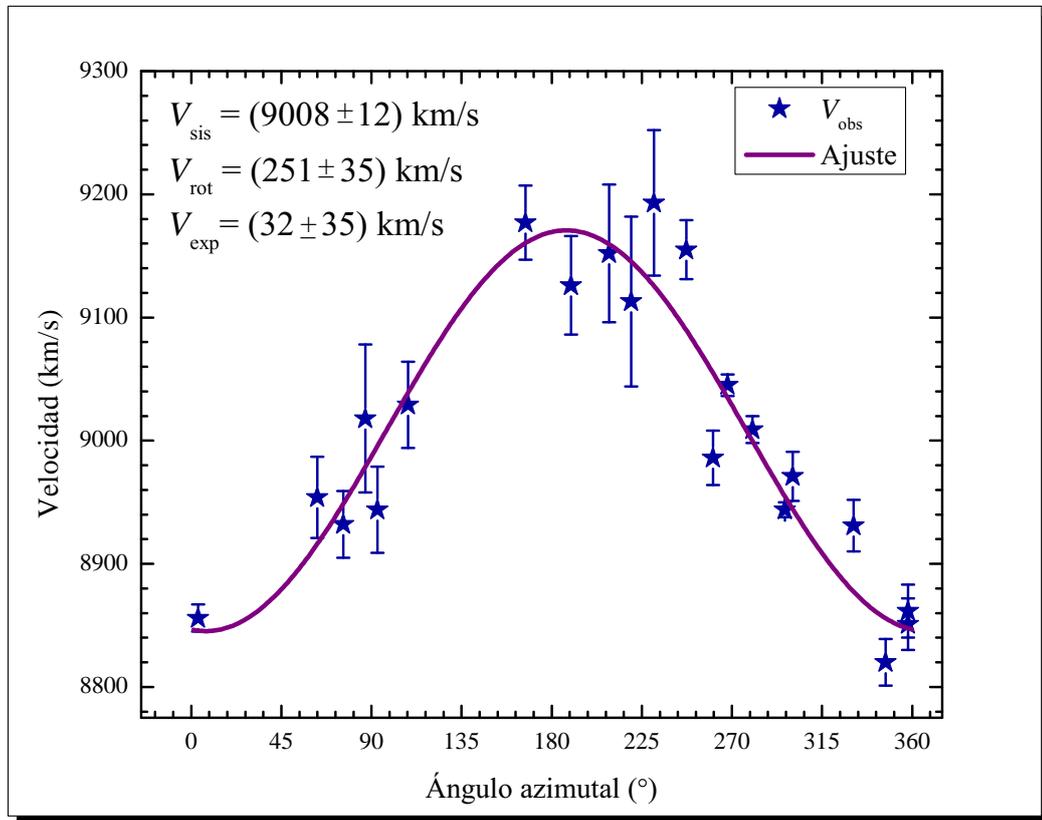


Figura 4.1: Ajuste de la velocidad radial a partir de las observaciones (símbolos azules) con la función dada por la ecuación 4.2 (curva continua) para el rango espectral azul.

CAPÍTULO 4. RESULTADOS

4.1. MEDICIÓN DE VELOCIDADES EN CARTWHEEL

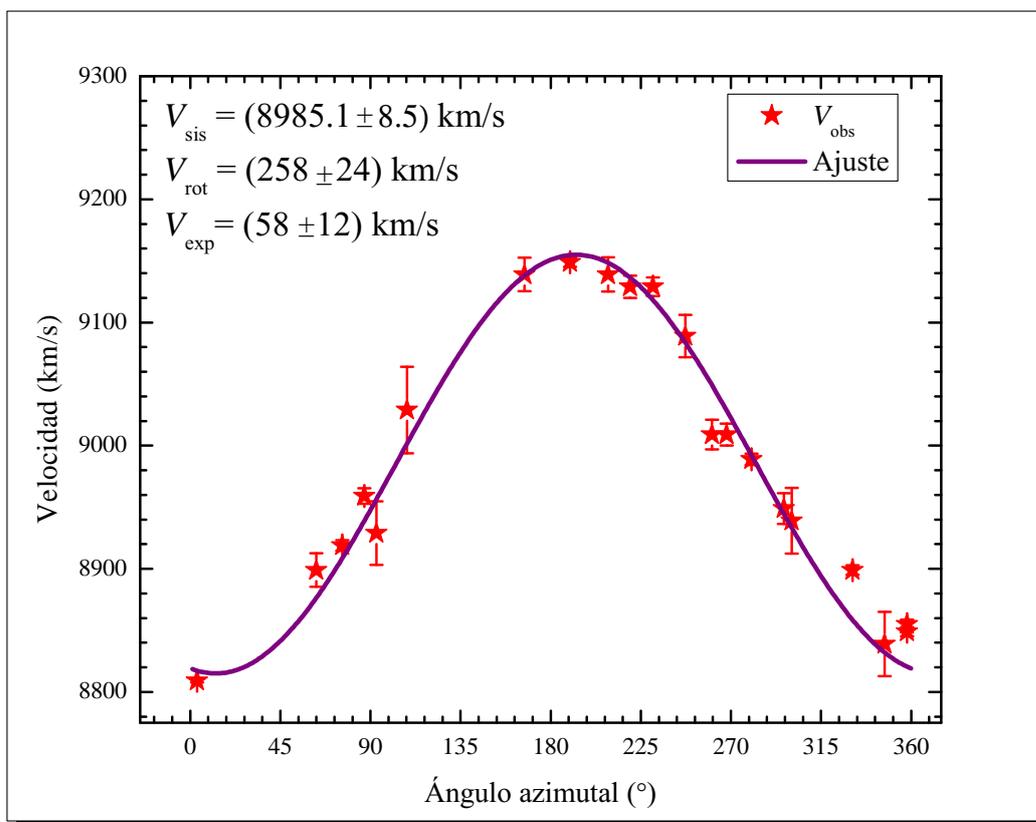


Figura 4.2: Ajuste de la velocidad radial a partir de las observaciones (símbolos rojos) con la función dada por la ecuación 4.2 (curva continua) para el rango espectral rojo.

Debido a que los espectros de las regiones en Cartwheel fueron tomados en dos rangos espectrales en diferentes tiempos hace que su análisis también sea por separado. En la Figura 4.3 se muestra el ajuste (curva continua) a las velocidades calculadas a partir de las observaciones, en donde se diferencian cuales son del rango espectral azul (símbolos azules) y cuales son del rango espectral rojo (símbolos rojos).

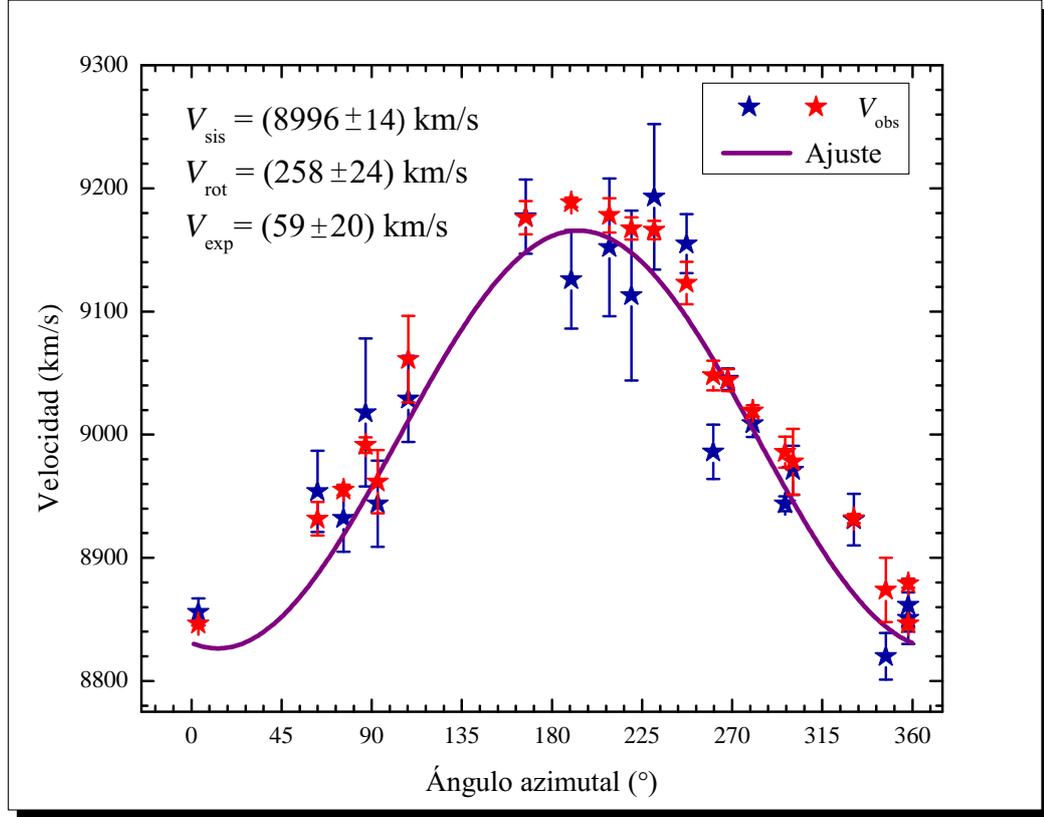


Figura 4.3: Ajuste de la velocidad radial a partir de las observaciones, tomando en cuenta ambos rangos espectrales (estrellas azules para el rango azul y estrellas rojas para el rango rojo) con la función dada por la ecuación 4.2 (curva continua).

Tabla 4.2: Resultados de las velocidades sistémica, de rotación y de expansión en Cartwheel.

	V_{sist} (km/s)	V_{rot} (km/s)	V_{exp} (km/s)
Espectro (azul)	9008 ± 12	251 ± 35	32 ± 35
Espectro (rojo)	8985.1 ± 8.5	258 ± 24	58 ± 12
Espectro (azul y rojo)	8996 ± 14	258 ± 24	59 ± 20

4.2. Discusión de resultados: velocidades en Cartwheel

Si se confía en los resultados tomando en cuenta ambos rangos espectrales ya que se toma en cuenta la contribución total en velocidades, se hace una comparación con las obtenidas por Fosbury & Hawarden (1977), Amram et al. (1998) y J. L. Higdon (1996) en la Tabla 4.3. Amram et al. (1996) obtiene sus cálculos de velocidades con

CAPÍTULO 4. RESULTADOS

4.3. CÁLCULO DE LAS TEMPERATURAS Y DENSIDADES ELECTRÓNICAS

observaciones de emisión de $H\alpha$ de alta resolución usando un interferómetro Fabry-Perot (IFP), Fosbury & Hawarden (1977) por espectroscopia (rendija larga) y Higdon (1996) utilizó observaciones de hidrógeno neutro (H I). Los cálculos de estos autores se basan en la expresión (4.2). Por otro es necesario resaltar que el valor de la velocidad sistémica obtenido en este trabajo incluye un error debido a la calibración el longitud de onda, ya que dicha calibración había errores por 2 \AA equivalente a 90 km/s , por lo tanto nuestros resultados son más próximos a los que reporta Amram et al. (1996).

Tabla 4.3: Comparación de las velocidades (sistémica, rotación y expansión) obtenidas en este trabajo y con las reportadas por Amram et al. (1998).

	En este trabajo	Amram et al. (1998)	Fosbury & Hawarden (1977)	J. L. Higdon (1996)
Núm. de regiones	21	Toda la galaxia	6	Toda la galaxia
Técnica	multiobjeto	IFP	rendija larga	H I
V_{sist} (km/s)	8996 ± 14	9052 ± 1	9100	9088.5 ± 5.2
V_{rot} (km/s)	258 ± 24	265 ± 5	254	291.2 ± 9.2
V_{exp} (km/s)	59 ± 20	17 ± 2	89	53.0 ± 8.8

Para $i = 40^\circ$.

Con el valor de la velocidad sistémica V_{sist} y la constante de Hubble (H_0) se calcula la distancia (d) a la cual se encuentra la galaxia, usando la expresión $d = V_{\text{sist}}/H_0$. Una vez conocida la distancia ($d = 126 \pm 10 \text{ Mpc}$) y el radio angular del anillo ($\phi = 36 \text{ arcsec}$) se determina el radio (R) del anillo de la galaxia en parsec como $R = \phi d$. También con el valor de la velocidad rotacional (V_{rot}) es posible calcular la masa de la galaxia dentro del radio $R = 21.9 \pm 1.7 \text{ Kpc}$ empleando la relación $M = RV_{\text{rot}}^2/G$, en donde G es la constante gravitacional universal. Esta expresión surge a partir del equilibrio entre la fuerza centrífuga y la gravitacional. Y con la velocidad de expansión (V_{exp}) se determina la edad del anillo como $t = R/V_{\text{exp}}$, considerando que la expansión siempre ha sido uniforme. Para estos cálculos se tomó la constante de Hubble como $H_0 = 71.6 \pm 5.7 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ (Planck Collaboration 2013). Los resultados que se obtuvieron se muestran en la Tabla 4.4.

Tabla 4.4: Parámetros físicos de la galaxia Cartwheel.

Distancia (Mpc)	Radio del anillo (kpc)	Masa ($10^{11} M_\odot^\dagger$)	Edad del anillo (10^8 años)
126 ± 10	21.9 ± 1.7	3.53 ± 0.66	6.7 ± 2.8

$^\dagger 1 M_\odot = 1.98 \times 10^{30} \text{ Kg}$

4.3. Cálculo de las temperaturas y densidades electrónicas

De la muestra de los espectros de las regiones H II en Cartwheel, sólo en 7 regiones (A1, A2, A3, A4, A6a, A7 y B4) se cuenta con la línea [O III] $\lambda 4363$ y junto con [O III] $\lambda \lambda 4959, 5007$ permite medir la temperatura. Las mismas regiones tienen las líneas

CAPÍTULO 4. RESULTADOS
4.4. DETERMINACIÓN DE ABUNDANCIAS

necesarias para determinar la densidad electrónica ([S II] $\lambda\lambda 6717, 6731$). Se calcularon los cocientes de líneas ([S II] $\lambda 6717/\lambda 6731$, [O III] $(\lambda 4959 + \lambda 5007)/\lambda 4363$) y sus errores, estos resultados se muestran en la Tabla 4.5. Para la determinación de la temperatura y densidad electrónica se utilizó la tarea *tenden* de IRAF. Lo que hace esta tarea es resolver las ecuaciones de equilibrio estadístico dada una densidad o temperatura fija. Se usó el rango de valores del cociente respectivo (temperatura y densidad) que se debe a su error para asociar los errores correspondientes a la temperatura y densidad electrónica.

La temperatura que se determinó fue para una zona con un grado de ionización alto, pero como se mencionó en el Capítulo 2 es necesario contar con una temperatura asociada a las zonas de un grado de ionización bajo, para ello se emplea la ecuación (2.1), $T_e[\text{N II}] = 0.71 T_e[\text{O III}] + 3050 \text{ K}$. Los resultados de los cálculos de temperatura para las dos zonas de ionización (alto y bajo) y la densidad electrónica se muestran en la Tabla 4.5.

Tabla 4.5: Cociente de líneas, temperaturas y densidades electrónicas.

Cociente de líneas			
Región	[S II] $\lambda 6717/\lambda 6731$	[O III] $(\lambda 4959 + \lambda 5007)/\lambda 4363$	
A1	1.36 ± 0.21	70 ± 20	
A2	1.34 ± 0.17	68 ± 12	
A3	1.43 ± 0.20	55 ± 12	
A4	1.29 ± 0.14	68.6 ± 8.0	
A6a	1.40 ± 0.24	59 ± 11	
A7	1.45 ± 0.19	111 ± 42	
B4	1.52 ± 0.25	69 ± 34	
Temperaturas y densidades electrónicas			
Región	n_e (cm^{-3})	$T_e[\text{O III}]$ (K)	$T_e[\text{N II}]$ (K)
A1	50^{+300}_{-50}	15000^{+2800}_{-1600}	13700^{+2000}_{-1100}
A2	70^{+250}_{-70}	15300^{+1600}_{-1100}	13900^{+1100}_{-800}
A3	≤ 220	16900^{+2400}_{-1500}	15000^{+1700}_{-1100}
A4	130^{+220}_{-130}	15200^{+900}_{-700}	13800^{+700}_{-500}
A6a	≤ 350	16400^{+1900}_{-1300}	14700^{+1340}_{-900}
A7	≤ 170	12400^{+2700}_{-1300}	11900^{+1900}_{-1000}
B4	≤ 160	15200^{+6900}_{-2400}	13800^{+4900}_{-1700}

4.4. Determinación de abundancias

Método directo

Con los valores de las temperaturas y densidades electrónicas es posible determinar las abundancias iónicas. Se utilizó la tarea *ionic* de IRAF en donde, para un ión dado se

CAPÍTULO 4. RESULTADOS

4.4. DETERMINACIÓN DE ABUNDANCIAS

especifica cuál es la temperatura derivada, la densidad electrónica, el valor del cociente de intensidad de la línea respecto a $H\beta$ y la línea que se va a usar. En el caso que se cuente con dos líneas con intensidades similares provenientes del mismo ión, por ejemplo $[O\ III] \lambda\lambda 4959,5007$, el valor del cociente de intensidad respecto a $H\beta$ será la suma. Este paso se realiza para los iones que se van a usar para calcular las abundancias totales en las 7 regiones que cuentan con $[O\ III] \lambda 4363$, los cuales son $[O\ II]$, $[N\ II]$, $[O\ III]$ y $[Ne\ III]$. Se cambió uno de los archivos para el cálculo de la abundancia de $[O\ II]$, este archivo es una actualización de los datos atómicos (fuerzas de colisión) dado por Pradhan et al. (2006). Los errores para las abundancias iónicas se determinaron tomando en cuenta los errores asociados a la temperatura y los errores en el cociente de intensidades usado para la determinación de las abundancias. No se consideró en el cálculo de los errores la densidad electrónica ya que no eran significativos debido a que se tienen densidades bajas ($\sim 100\text{ cm}^{-3}$). Los valores de las abundancias iónicas se muestran en la Tabla 4.6.

Tabla 4.6: Abundancias iónicas usando el método directo.

Región	$(O^{++}/H^+) \times 10^{-5}$	$(O^+/H^+) \times 10^{-5}$	$(N^+/H^+) \times 10^{-6}$	$(Ne^{++}/H^+) \times 10^{-5}$
A1	4.1 ± 1.4	2.9 ± 1.1	1.73 ± 0.44	0.94 ± 0.40
A2	3.99 ± 0.89	2.84 ± 0.72	1.36 ± 0.23	1.04 ± 0.29
A3	3.0 ± 1.1	2.75 ± 0.82	1.28 ± 0.26	0.87 ± 0.28
A4	6.7 ± 1.0	1.82 ± 0.33	0.88 ± 0.10	1.50 ± 0.29
A6a	4.3 ± 1.0	2.10 ± 0.55	1.54 ± 0.33	1.19 ± 0.34
A7	5.7 ± 2.4	6.4 ± 2.7	2.30 ± 0.68	2.3 ± 1.2
B4	3.2 ± 1.8	3.0 ± 1.8	1.80 ± 0.81	0.87 ± 0.61

Para la determinación de la abundancia total de oxígeno se empleó la ecuación (2.4), $O/H = O^+/H^+ + O^{++}/H^+$. En el cálculo de los errores se tomó la propagación debido a la suma. Para el caso de nitrógeno y neón se usaron las ecuaciones (2.5) y (2.6), respectivamente, suponiendo que $(N/O) \approx (N^+/O^+)$ y $(Ne/O) \approx (Ne^{++}/O^{++})$. Para la estimación de las incertidumbres se consideró la propagación de errores debido al cociente de intensidades de las líneas (consideradas anteriormente) sumado cuadráticamente con el error debido a la temperatura. Los valores de las abundancias totales relativas al hidrógeno se suelen expresar en logaritmo base 10 más 12 y para el caso de las abundancias relativas al oxígeno se expresan solo como logaritmo base 10. Estos resultados se encuentran en la Tabla 4.7.

Tabla 4.7: Abundancias totales usando el método directo.

Región	$12 + \log(\text{O}/\text{H})$	$12 + \log(\text{N}/\text{H})$	$12 + \log(\text{Ne}/\text{H})$	$\log(\text{N}/\text{O})$	$\log(\text{Ne}/\text{O})$
A1	7.85 ± 0.11	6.62 ± 0.15	7.21 ± 0.14	-1.22 ± 0.09	-0.64 ± 0.07
A2	7.83 ± 0.07	6.51 ± 0.11	7.25 ± 0.10	-1.32 ± 0.08	-0.59 ± 0.06
A3	7.76 ± 0.09	6.43 ± 0.12	7.22 ± 0.11	-1.33 ± 0.08	-0.54 ± 0.06
A4	7.93 ± 0.05	6.61 ± 0.08	7.28 ± 0.08	-1.32 ± 0.06	-0.65 ± 0.06
A6a	7.81 ± 0.08	6.67 ± 0.12	7.25 ± 0.10	-1.14 ± 0.09	-0.56 ± 0.06
A7	8.08 ± 0.13	6.64 ± 0.17	7.68 ± 0.15	-1.44 ± 0.10	-0.40 ± 0.07
B4	7.79 ± 0.19	6.57 ± 0.24	7.23 ± 0.22	-1.22 ± 0.13	-0.56 ± 0.10

Método C

Se aplicó el método C (ver sección 2.3) para todas las regiones, tanto en las que no se pudo medir [O III] $\lambda 4363$ como en las que sí. Esto servirá para comparar ambos métodos, el directo y el C. Solo en dos regiones no fue posible determinar su abundancia total por este método, ya que en el caso de la región A11 no cuenta con la medida de la línea [S II] $\lambda 6731$ y para la región D7 no cuenta con [N II] $\lambda \lambda 6548, 6584$. En la Tabla 4.8 se encuentran los resultados obtenidos.

Como caso particular se tratan las regiones A8a y B5c, puesto que en el Capítulo 3 se encontraron valores extremos de $c(\text{H}\beta)$ para ellas: 1.8 para A8a y 0.033 para B5c. Se corrigieron de extinción las líneas correspondientes usando estos valores en vez de los que se obtuvieron anteriormente y se determinó la abundancia de estas dos regiones empleando el método C. Los resultados se presentan al final de la Tabla 4.7. La región B5c tiene $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.17$ y 8.19 los cuales son compatibles. Para A8a con $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.36$ y 8.23 existe una diferencia más grande, sin embargo tratándose de un solo valor se tomará el valor dado en la primera parte de la Tabla 4.8 el cual está más de acuerdo con lo obtenido en las otras regiones. Sin embargo, tratándose de un solo valor no se tomará en cuenta para el análisis que sigue. Esto permite acotar el efecto de la incertidumbre en la corrección de $c(\text{H}\beta)$.

CAPÍTULO 4. RESULTADOS
4.4. DETERMINACIÓN DE ABUNDANCIAS

Tabla 4.8: Abundancias totales usando el método C.

Región	$12 + \log(\text{O}/\text{H})$	$12 + \log(\text{N}/\text{H})$	$\log(\text{N}/\text{O})$
A1	8.17	6.82	-1.35
A2	8.12	6.67	-1.45
A3	8.14	6.66	-1.48
A4	8.14	6.72	-1.42
A5	8.14	6.57	-1.57
A6a	8.09	6.85	-1.24
A6b	8.11	6.65	-1.46
A7	8.16	6.66	-1.50
A8a	8.23	6.64	-1.59
A8b	8.15	6.68	-1.47
A10	8.05	6.39	-1.66
B4	8.13	6.79	-1.34
B5a	8.12	6.70	-1.42
B5b	8.12	6.80	-1.32
B5c	8.19	6.85	-1.34
B6	8.10	6.91	-1.19
B9	8.06	6.65	-1.41
C7	8.16	6.79	-1.37
D1	8.14	6.78	-1.36
Casos particulares			
Región	$12 + \log(\text{O}/\text{H})$	$12 + \log(\text{N}/\text{H})$	$\log(\text{N}/\text{O})$
A8a	8.36	6.32	-2.04
B5c	8.17	6.95	-1.22

4.5. Discusión de resultados: abundancias en Cartwheel

Es común medir la metalicidad de una región H II con $12 + \log(\text{O}/\text{H})$, ya que el oxígeno es el elemento en general más abundante después del H y He y su abundancia puede determinarse más fácilmente que la de otros elementos en regiones H II. En la Figura 4.4 se comparan los resultados obtenidos con el método directo (círculos morados) y el método C (triángulos verdes) respecto al ángulo azimutal de cada región. La diferencia que existe entre ambos se debe posiblemente a que el método C no necesariamente utiliza los mismos datos atómicos que IRAF y a la forma en como ha sido calibrado el método C. En estudios realizados por Arellano-Córdova (2012) es fácil encontrar diferencias de 0.2 dex ($0.2 \text{ dex} = 10^{0.2}$) entre el método C y el método directo, lo cual corresponde a lo obtenido en este trabajo.

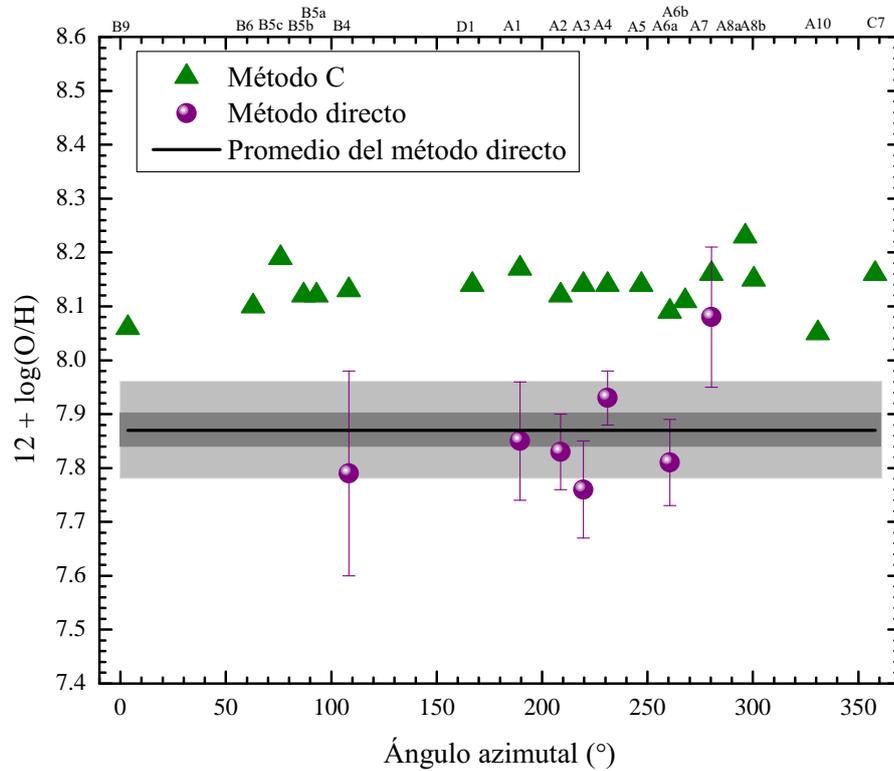


Figura 4.4: Comparación de los valores de $12 + \log(\text{O}/\text{H})$ obtenidos con distintos métodos. Los triángulos verdes corresponden al método C, los círculos morados al método directo y la línea negra a su promedio ponderado en donde la parte sombreada gris claro es la desviación estándar ponderada y la parte sombreada color gris oscuro es el error en el promedio. Los valores se representan en función de ángulo azimutal que hace cada región respecto al centro del anillo.

A partir del método C se puede apreciar que la abundancia de oxígeno respecto a

CAPÍTULO 4. RESULTADOS

4.5. DISCUSIÓN DE RESULTADOS: ABUNDANCIAS EN CARTWHEEL

hidrógeno es casi la misma en todas las regiones. Esto sugiere que podemos obtener un valor único a partir de las abundancias obtenidas por el método directo. Para la abundancia de oxígeno se tiene como promedio pesado $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 7.87 \pm 0.09$. El error que se presenta es la desviación estándar ponderada. También se calculó el error en el promedio obteniendo $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 7.87 \pm 0.03$. Entonces en la misma Figura 4.4 se grafica el promedio del método directo (línea negra) en donde la parte sombreada gris claro corresponde a su desviación estándar ponderada y la parte sombreada color gris oscuro al error en el promedio. Este valor de abundancia promedio corresponde a la séptima parte de la abundancia de oxígeno del Sol que tiene un valor de $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 8.69 \pm 0.05$ (Asplund et al. 2009).

En la Tabla 4.9 se comparan los valores obtenidos en este trabajo con los de Fosbury & Hawarden (1977). Ellos determinaron la abundancia de O/H, N/H y Ne/H en dos regiones A4 y A7 (llamadas A y B, respectivamente en su trabajo). También se presentan los valores de abundancias recalculadas empleando los mismos datos atómicos que en este trabajo en la parte inferior de dicha tabla. Como se aprecia, los valores de abundancias recalculadas son muy parecidas a las calculadas por Fosbury & Hawarden (1977). Comparando con los obtenidos en este trabajo se tiene que las abundancias de oxígeno son muy similares, al igual que la abundancia de neón respecto al hidrógeno en la región A7. Sin embargo, para las demás abundancias existen diferencias de hasta ~ 0.38 dex. Estas diferencias pueden ser por factores como la calibración de los datos y la ley de extinción que usaron. De estos resultados se puede decir que en ambos trabajos coinciden en la abundancia de oxígeno, la cual es baja (respecto a la del Sol).

Tabla 4.9: Comparación de las abundancias totales calculadas en éste trabajo y por Fosbury & Hawarden (1977) usando el método directo.

En este trabajo					
Región	$12 + \log(\text{O}/\text{H})$	$12 + \log(\text{N}/\text{H})$	$12 + \log(\text{Ne}/\text{H})$	$\log(\text{N}/\text{O})$	$\log(\text{Ne}/\text{O})$
A4	7.93 ± 0.05	6.61 ± 0.08	7.28 ± 0.08	-1.32 ± 0.02	-0.65 ± 0.01
A7	8.08 ± 0.13	6.64 ± 0.17	7.68 ± 0.15	-1.44 ± 0.09	-0.40 ± 0.03
Fosbury & Hawarden (1977) original					
Región	$12 + \log(\text{O}/\text{H})$	$12 + \log(\text{N}/\text{H})$	$12 + \log(\text{Ne}/\text{H})$	$\log(\text{N}/\text{O})$	$\log(\text{Ne}/\text{O})$
A4	8.10	6.33	7.66	-1.77	-0.44
A7	7.96	—	7.64	—	-0.32
Fosbury & Hawarden (1977) recalculado					
Región	$12 + \log(\text{O}/\text{H})$	$12 + \log(\text{N}/\text{H})$	$12 + \log(\text{Ne}/\text{H})$	$\log(\text{N}/\text{O})$	$\log(\text{Ne}/\text{O})$
A4	8.05	6.33	7.50	-1.72	-0.55
A7	8.00	—	7.61	—	-0.39

Por otra parte, en la Figura 4.5 se compara la abundancia de oxígeno de Cartwheel obtenida por el método directo (rombos negros) con otras galaxias de anillo reportadas por Bransford et al. (1998). Ellos determinan la abundancia de oxígeno por otro método

empírico llamado R_{23} , ya que no pudieron medir la línea [O III] $\lambda 4363$. Este método se basa en el uso de líneas de emisión intensas. El parámetro R_{23} fue introducido por Pagel et al. (1979) y se define como $R_{23} = ([\text{O II}] \lambda 3727 + [\text{O III}] \lambda \lambda 4959, 5007) / \text{H}\beta$. Bransford et al. (1998) promedian las abundancias de oxígeno obtenidas con tres calibraciones de este método, obteniendo una nueva calibración: $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 9.265 - 0.33x - 0.202x^2 - 0.207x^3 - 0.333x^4$, con $x = \log(R_{23})$. Calculamos la abundancia de oxígeno para Cartwheel empleando el mismo método que Bransford et al. (1998), los resultados se muestran en la Figura 4.5 como estrellas rojas.

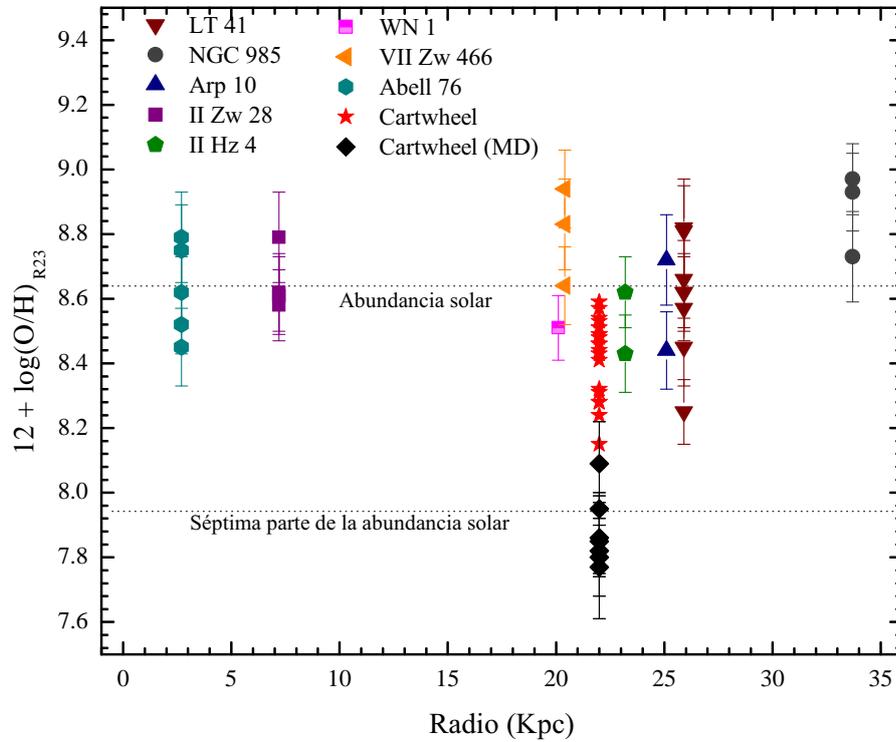


Figura 4.5: Comparación de la abundancia de oxígeno para las galaxias de anillo de Bransford et al. (1998) y la galaxia Cartwheel (rombos negros) empleando el método R_{23} con el método directo (MD) para Cartwheel. Los resultados se presentan en función del radio respecto al centro de la galaxia.

Esta comparación tiene como propósito resaltar que el método R_{23} calculado para la galaxia Cartwheel se aparta mucho de lo obtenido con el método directo, por un factor de ~ 0.5 dex. Por otra parte si consideramos que las galaxias de anillo, antes de que colisionaran eran galaxias espirales, el valor de la abundancia de oxígeno resulta ser mayor al esperado ya que las galaxias espirales presentan un gradiente de abundancia de tal forma que conforme aumenta el radio disminuye la abundancia (ver por ejemplo Bresolin et al. 2012). Esto permite decir que las abundancias calculadas para las

galaxias de anillo por Bransford et al. (1998) no son confiables, por lo que valdría la pena volver a calcular las abundancias empleando el método directo o el método C. No se presentan resultados mediante estos métodos ya que Bransford et al. (1998) no publicaron las líneas necesarias para llevar a cabo esta tarea.

Capítulo 5

Conclusiones

En este trabajo se presentaron resultados sobre la medición de velocidades y abundancias químicas en la galaxia Cartwheel. Para lograrlo se utilizaron datos observacionales obtenidos de la base de datos de la ESO. Los espectros fueron obtenidos en el telescopio de 3.6 m ESO en La Silla, Chile. Se utilizó el instrumento EFOSC, el cual obtiene varios espectros de objetos distintos en una sola exposición (espectroscopia multiobjeto). Para un mismo objeto se tienen dos espectros, uno abarca un rango espectral de $\sim 3000 \text{ \AA}$ a $\sim 5800 \text{ \AA}$ con una resolución de $\sim 8 \text{ \AA}$ (espectros azules) y otro espectro que va de los $\sim 6000 \text{ \AA}$ hasta $\sim 8000 \text{ \AA}$ con una resolución de $\sim 6 \text{ \AA}$ (espectros rojos). Trabajamos con 21 espectros que se encuentran distribuidos a lo largo del anillo de la galaxia, los cuales se corrigieron por efectos instrumentales y se calibraron para obtener unidades de longitud de onda (\AA) y flujo ($\text{erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$). Basado en esto se concluye que:

♣ En la determinación de las velocidades sistémica, de rotación y de expansión, tomando en cuenta ambos rangos espectrales y mediante un ajuste de una función (método clásico) se tuvo que el valor de la velocidad sistémica ($V_{\text{sist}} = 8996 \pm 14 \text{ km/s}$) resulta consistente con los reportados por Fosbury & Hawarden (1977), Amram et al. (1998) y J. L. Higdon (1996) si se considera que en nuestras mediciones existe un error adicional debido a la calibración en longitud de onda que es al orden de 2 \AA aproximadamente 90 km/s . Las velocidades de expansión ($V_{\text{exp}} = 59 \pm 20 \text{ km/s}$) y de rotación ($V_{\text{rot}} = 258 \pm 24 \text{ km/s}$) dentro de los errores son compatibles con las reportadas por J. L. Higdon (1996).

♣ Se obtuvo un valor promedio de la constante de extinción $c(\text{H}\beta) = 0.44 \pm 0.13$ pesado por los errores de los valores individuales de $c(\text{H}\beta)$ en aquellas regiones en donde se tenían dos medidas de éste valor, bajo la suposición de que toda la galaxia tiene la misma extinción. Esta suposición es compatible con los valores obtenidos. El valor obtenido fue usado para corregir por extinción las líneas que se midieron empleando la ley de Cardelli et al. (1989). En términos de unidades de magnitudes de extinción el valor obtenido fue $A_{\text{H}\beta} = 1.10 \pm 0.32$ el cual resultó menor al reportado por Fosbury & Hawarden (1977) $A_{\text{H}\beta} = 2.31$.

♣ Solo 7 espectros contaban con la línea $[\text{O III}] \lambda 4363$ que permitió medir la temperatura electrónica para las zonas con un grado de ionización alto ($T_e[\text{O III}]$). Empleando

la relación dada por Esteban et al. (2009) se estimó la temperatura electrónica para las zonas con un grado de ionización bajo ($T_e[\text{N II}]$) a partir de $T_e[\text{O III}]$.

♣ Se determinaron las abundancias totales para oxígeno, nitrógeno y neón respecto a hidrógeno, empleando el método directo en un esquema de dos temperaturas en 7 regiones. Solo se pudieron comparar las abundancias obtenidas para dos regiones con las reportadas por Fosbury & Hawarden (1977), en donde para el caso del oxígeno están de acuerdo los resultados (dentro de los errores). Sin embargo para las demás abundancias existen discrepancias que pueden deberse a los datos atómicos empleados o que solo utilizó un esquema de temperatura.

♣ A partir de los resultados de la abundancia de oxígeno mediante el método directo se obtuvo un promedio: $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 7.87 \pm 0.09$, en donde el error es la desviación estándar que fue calculada con la idea de ver que tanto se apartan del valor medio los valores obtenidos y considerando que todas las regiones no necesariamente tienen el mismo valor de abundancia. También se calculó el error debido al promedio: $12 + \log(\text{O}/\text{H}) = 7.87 \pm 0.03$.

♣ Se determinaron las abundancias totales empleando el método C (método empírico) para las 21 regiones. La diferencia de la abundancia de oxígeno que existe entre el método directo y el método C se debe a la forma en como fue calibrado éste método y el tipo de datos atómicos que usa. La diferencia obtenida fue de 0.20 dex, la cual es consistente con los resultados obtenidos por Arellano-Córdova (2012). Por otro lado, el método C dio como resultado que la abundancia de oxígeno es similar para todas las regiones confirmando la posibilidad de realizar un promedio, tal como se presentó en el punto anterior.

♣ Se calculó la abundancia de oxígeno para las 21 regiones en Cartwheel empleando el método R_{23} con la idea de comparar con las abundancias de otras galaxias de anillo presentadas por Bransford et al. (1998) usando este método. Lo que se observó fue que el método R_{23} no es confiable cuando se compara con el método directo, obteniendo diferencias de hasta 0.50 dex. También se observó que las galaxias donde el anillo está a distancias mayores a 20 kpc tienen abundancias mayores comparadas con lo obtenido en galaxias espirales. Por lo que valdría la pena recalcular las abundancias empleando el método directo o el método C.

Apéndice A

Mediciones en las líneas de emisión

Se presentan las mediciones obtenidas de todas las líneas de emisión para cada uno de los espectros de las regiones H II de la galaxia Cartwheel, lo cual involucra medición de longitud de onda emitida y observada después de corregir por efecto Doppler, el cociente observado de las líneas respecto a $H\alpha$ para el rango espectral rojo y respecto a $H\beta$ para el rango espectral azul, así como el cociente normalizado respecto a $H\beta$ para ambos rangos espectrales ya corregido por extinción.

Tabla A.1: Líneas medidas en los espectros^a.

	$\lambda_{em}(\text{\AA})$	$\lambda_{obs}(\text{\AA})$	$(I_{\lambda}/I_{H\alpha})_{obs}$	$(I_{\lambda}/I_{H\beta})_{obs}$	$(I_{\lambda}/I_{H\beta})_{cor}$
A1					
[O II]	3727.0	3727.5	---	200 ± 16	277 ± 35
[Ne III]	3868.8	3868.6	---	28.3 ± 3.4	38.0 ± 5.7
H8 + He I	3889.0	3888.9	---	13.9 ± 2.3	18.5 ± 3.4
[Ne III]+H ϵ	3970.0	3969.2	---	15.5 ± 2.4	20.3 ± 3.5
H δ	4101.7	4101.6	---	18.4 ± 2.0	23.2 ± 3.0
H γ	4340.4	4340.5	---	38.8 ± 3.7	45.4 ± 4.8
[O III]	4363.2	4363.5	---	6.4 ± 1.8	7.4 ± 2.1
H β	4861.2	4861.4	---	100.0 ± 8.2	100.0 ± 8.2
[O III]	4958.9	4959.0	---	134 ± 11	131 ± 11
[O III]	5006.8	5006.8	---	404 ± 31	389 ± 31
[N II]	6548.0	6547.8	2.10 ± 0.47	---	5.9 ± 1.3
H α	6562.8	6562.7	100.0 ± 7.4	---	279 ± 21
[N II]	6583.4	6583.4	6.79 ± 0.76	---	18.9 ± 2.1
[S II]	6716.5	6716.4	8.50 ± 0.88	---	23.4 ± 2.4
[S II]	6730.8	6731.0	6.27 ± 0.72	---	17.2 ± 2.0

$$I(H\beta) = 2.4 \times 10^{-15} \text{ (erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1}\text{)}$$

$$c(H\beta) = 0.44 \pm 0.13$$

^aIntensidades normalizadas a $H\beta = 100$

Tabla A.1: Intensidades de las líneas^a (continuación)

A2		A4		A3		A5	
$\lambda_{\text{em}}(\text{Å})$	$\lambda_{\text{obs}}(\text{Å})$	$(I_{\lambda}/I_{H\alpha})_{\text{obs}}$	$(I_{\lambda}/I_{H\beta})_{\text{cor}}$	$\lambda_{\text{em}}(\text{Å})$	$\lambda_{\text{obs}}(\text{Å})$	$(I_{\lambda}/I_{H\alpha})_{\text{obs}}$	$(I_{\lambda}/I_{H\beta})_{\text{cor}}$
[O II]	3727.0	---	283 ± 35	[O II]	3726.5	---	336 ± 41
[Ne III]	3868.8	---	43.8 ± 5.7	[Ne III]	3868.2	---	48.0 ± 6.3
H8 + He I	3889.0	---	19.1 ± 3.1	H8 + He I	3888.6	---	20.3 ± 3.3
[Ne III]+He	3970.0	---	29.3 ± 4.2	[Ne III]+He	3970.0	---	25.7 ± 3.7
Hδ	4101.7	---	28.4 ± 3.2	Hδ	4100.8	---	20.4 ± 2.4
Hγ	4340.4	---	50.0 ± 4.6	Hγ	4339.9	---	49.8 ± 5.0
[O III]	4363.2	---	7.8 ± 1.4	[O III]	4361.4	---	9.2 ± 1.9
Hβ	4861.2	---	100.0 ± 7.8	Hβ	4860.6	---	100.0 ± 7.7
[O III]	4958.9	---	132 ± 10	[O III]	4958.6	---	131 ± 10
[O III]	5006.8	---	395 ± 30	[O III]	5006.6	---	393 ± 29
[N II]	6548.0	1.93 ± 0.31	5.40 ± 0.88	[N II]	6547.7	2.12 ± 0.35	279 ± 20
Hα	6562.8	100.0 ± 7.2	279 ± 20	Hα	6562.6	100.0 ± 7.2	16.2 ± 1.6
[N II]	6583.4	5.29 ± 0.53	14.7 ± 1.5	[N II]	6582.6	5.80 ± 0.59	5.80 ± 0.82
[S II]	6716.5	7.80 ± 0.68	21.4 ± 1.9	[S II]	6716.1	8.85 ± 0.82	24.3 ± 2.3
[S II]	6730.8	5.82 ± 0.56	16.0 ± 1.5	[S II]	6730.9	6.19 ± 0.65	17.0 ± 1.8
$I(H\beta) = 3.5 \times 10^{-15}$ (erg cm ⁻² s ⁻¹) $c(H\beta) = 0.44 \pm 0.13$				$I(H\beta) = 5.2 \times 10^{-15}$ (erg cm ⁻² s ⁻¹) $c(H\beta) = 0.44 \pm 0.13$			
A2		A4		A3		A5	
$\lambda_{\text{em}}(\text{Å})$	$\lambda_{\text{obs}}(\text{Å})$	$(I_{\lambda}/I_{H\alpha})_{\text{obs}}$	$(I_{\lambda}/I_{H\beta})_{\text{cor}}$	$\lambda_{\text{em}}(\text{Å})$	$\lambda_{\text{obs}}(\text{Å})$	$(I_{\lambda}/I_{H\alpha})_{\text{obs}}$	$(I_{\lambda}/I_{H\beta})_{\text{cor}}$
[O II]	3727.0	---	283 ± 35	[O II]	3726.2	---	359 ± 46
[Ne III]	3868.8	---	43.8 ± 5.7	[Ne III]	3868.7	---	56.16 ± 8.44
H8 + He I	3889.0	---	19.1 ± 3.1	H8 + He I	3970.1	---	23.11 ± 5.60
[Ne III]+He	3970.0	---	29.3 ± 4.2	[Ne III]+He	4101.5	---	24.39 ± 5.24
Hδ	4101.7	---	28.4 ± 3.2	Hδ	4340.1	---	48 ± 6.21
Hγ	4340.4	---	50.0 ± 4.6	Hγ	4860.7	---	100 ± 9.1
[O III]	4363.2	---	7.8 ± 1.4	[O III]	4958.8	---	147 ± 13
Hβ	4861.2	---	100.0 ± 7.8	Hβ	5006.6	---	445 ± 37
[O III]	4958.9	---	132 ± 10	[O III]	6562.6	100.0 ± 7.9	279 ± 22
[O III]	5006.8	---	395 ± 30	[O III]	6583.2	5.0 ± 1.0	13.8 ± 2.8
[N II]	6548.0	1.27 ± 0.12	5.40 ± 0.88	[N II]	6715.8	7.9 ± 1.0	21.6 ± 2.9
Hα	6562.8	100.0 ± 7.1	279 ± 20	[S II]	6729.8	5.7 ± 1.0	15.6 ± 2.7
[N II]	6583.4	3.33 ± 0.26	14.7 ± 1.5	$I(H\beta) = 1.7 \times 10^{-15}$ (erg cm ⁻² s ⁻¹) $c(H\beta) = 0.44 \pm 0.13$			
[S II]	6716.5	4.11 ± 0.32	21.4 ± 1.9	$I(H\beta) = 5.9 \times 10^{-16}$ (erg cm ⁻² s ⁻¹) $c(H\beta) = 0.44 \pm 0.13$			
[S II]	6730.8	3.19 ± 0.25	16.0 ± 1.5	^a Intensidades normalizadas a Hβ = 100			

Tabla A.1: Intensidades de las líneas^a (continuación)

A6a		A7		A8a		A8b		
$\lambda_{\text{em}}(\text{Å})$	$\lambda_{\text{obs}}(\text{Å})$	$(I_{\lambda}/I_{H\alpha})_{\text{obs}}$	$(I_{\lambda}/I_{H\beta})_{\text{obs}}$	$(I_{\lambda}/I_{H\beta})_{\text{cor}}$	$\lambda_{\text{em}}(\text{Å})$	$\lambda_{\text{obs}}(\text{Å})$	$(I_{\lambda}/I_{H\beta})_{\text{obs}}$	$(I_{\lambda}/I_{H\beta})_{\text{cor}}$
[O II]	3727.0	---	167 ± 13	232 ± 29	3727.0	3727.0	256 ± 20	355 ± 44
[Ne III]	3868.8	---	45.2 ± 4.0	60.8 ± 7.5	3868.8	3867.7	37.5 ± 3.8	50.4 ± 6.8
H8 + He I	3889.0	---	14.4 ± 2.1	19.2 ± 3.2	3889.0	3888.7	12.3 ± 1.9	16.4 ± 3.0
[Ne III]+He	3970.0	---	25.0 ± 2.6	32.8 ± 4.3	3970.0	3968.3	15.8 ± 2.3	20.6 ± 3.5
Hδ	4101.7	---	21.3 ± 2.2	26.9 ± 3.3	4101.7	4101.5	17.9 ± 2.1	22.6 ± 3.1
Hγ	4340.4	---	42.1 ± 3.7	49.4 ± 4.9	4340.4	4340.2	41.0 ± 3.6	48.0 ± 4.7
[O III]	4363.2	---	9.9 ± 1.7	11.5 ± 2.1	4363.2	4363.6	3.3 ± 1.2	3.9 ± 1.5
Hβ	4861.2	---	100.0 ± 7.9	100.0 ± 7.9	4861.2	4861.0	100.0 ± 7.9	100.0 ± 7.9
[O III]	4958.9	---	174 ± 13	169 ± 13	4958.9	4958.7	113.6 ± 8.9	110.7 ± 8.7
[O III]	5006.8	---	526 ± 40	506 ± 39	5006.8	5006.6	333 ± 25	321 ± 25
[N II]	6548.0	2.53 ± 0.80	---	7.1 ± 2.2	6548.0	6546.6	2.39 ± 0.43	6.7 ± 1.2
Hα	6562.8	100.0 ± 7.7	---	279 ± 22	6562.8	6561.6	100.0 ± 7.3	279 ± 20
[N II]	6583.4	6.5 ± 1.0	---	18.2 ± 2.9	6583.4	6582.3	6.17 ± 0.63	17.2 ± 1.7
[S II]	6716.5	12.1 ± 1.4	---	33.3 ± 3.8	6716.5	6715.3	9.35 ± 0.82	25.7 ± 2.2
[S II]	6730.8	8.7 ± 1.1	---	23.8 ± 3.1	6730.8	6729.6	6.45 ± 0.63	17.7 ± 1.7
$I(H\beta) = 2.3 \times 10^{-15}$ (erg cm ⁻² s ⁻¹)		$I(H\beta) = 1.7 \times 10^{-15}$ (erg cm ⁻² s ⁻¹)			$I(H\beta) = 3.9 \times 10^{-16}$ (erg cm ⁻² s ⁻¹)			
$c(H\beta) = 0.44 \pm 0.13$		$c(H\beta) = 0.44 \pm 0.13$			$c(H\beta) = 0.44 \pm 0.13$			
A6b		A8a		A8b				
$\lambda_{\text{em}}(\text{Å})$	$\lambda_{\text{obs}}(\text{Å})$	$(I_{\lambda}/I_{H\alpha})_{\text{obs}}$	$(I_{\lambda}/I_{H\beta})_{\text{obs}}$	$(I_{\lambda}/I_{H\beta})_{\text{cor}}$	$\lambda_{\text{em}}(\text{Å})$	$\lambda_{\text{obs}}(\text{Å})$	$(I_{\lambda}/I_{H\beta})_{\text{obs}}$	$(I_{\lambda}/I_{H\beta})_{\text{cor}}$
[O II]	3727.0	---	257 ± 23	356 ± 46	3727.0	3726.9	409 ± 49	566 ± 87
[Ne III]	3836.8	---	35.2 ± 4.9	47.3 ± 7.8	3868.8	3866.7	57 ± 13	77 ± 18
Hγ	4340.4	---	35.9 ± 4.7	42.0 ± 5.8	4340.4	4340.9	24.7 ± 6.6	28.9 ± 7.8
Hβ	4861.2	---	100 ± 10	100 ± 10	4861.2	4861.2	100 ± 13	100 ± 13
[O III]	4958.9	---	109 ± 10	106 ± 10	4958.9	4958.7	112 ± 15	109 ± 15
[O III]	5006.8	---	329 ± 28	317 ± 28	5006.8	5006.8	306 ± 35	295 ± 34
[N II]	6548.0	2.41 ± 0.80	---	6.7 ± 2.2	6562.8	6562.7	100.0 ± 8.7	279 ± 24
Hα	6562.8	100.0 ± 7.8	---	279 ± 22	6583.4	6583.2	8.1 ± 1.8	22.6 ± 5.1
[N II]	6583.4	6.5 ± 1.0	---	18.0 ± 2.8	6716.5	6716.8	15.8 ± 2.5	43.4 ± 6.8
[S II]	6716.5	12.0 ± 1.3	---	32.9 ± 3.7	6730.8	6731.3	11.0 ± 2.2	30.2 ± 6.0
[S II]	6730.8	8.4 ± 1.1	---	23.1 ± 3.1			---	
$I(H\beta) = 8.6 \times 10^{-16}$ (erg cm ⁻² s ⁻¹)		$I(H\beta) = 3.9 \times 10^{-16}$ (erg cm ⁻² s ⁻¹)			$I(H\beta) = 8.6 \times 10^{-16}$ (erg cm ⁻² s ⁻¹)			
$c(H\beta) = 0.44 \pm 0.13$		$c(H\beta) = 0.44 \pm 0.13$			$c(H\beta) = 0.44 \pm 0.13$			

^aIntensidades normalizadas a Hβ = 100

Tabla A.1: Intensidades de las líneas^a (continuación)

	$\lambda_{\text{em}}(\text{\AA})$	$\lambda_{\text{obs}}(\text{\AA})$	$(I_{\lambda}/I_{H\alpha})_{\text{obs}}$	$(I_{\lambda}/I_{H\beta})_{\text{obs}}$	$(I_{\lambda}/I_{H\beta})_{\text{cor}}$	$\lambda_{\text{em}}(\text{\AA})$	$\lambda_{\text{obs}}(\text{\AA})$	$(I_{\lambda}/I_{H\alpha})_{\text{obs}}$	$(I_{\lambda}/I_{H\beta})_{\text{obs}}$	$(I_{\lambda}/I_{H\beta})_{\text{cor}}$
B5a										
[O II]	3727.0	3728.8	---	325 ± 43	451 ± 74	[O II]	3727.0	3728.8	---	329 ± 39
H γ	4340.4	4341.5	---	45 ± 10	52 ± 12	H γ	4340.4	4341.7	---	46.7 ± 8.4
H β	4861.2	4861.8	---	100 ± 15	100 ± 15	H β	4861.2	4861.9	---	100 ± 13
[O III]	4958.9	4959.2	---	82 ± 14	80 ± 14	[O III]	4958.9	4959.3	---	95 ± 13
[O III]	5006.8	5006.7	---	223 ± 28	214 ± 27	[O III]	5006.8	5006.6	---	245 ± 28
H α	6562.8	6562.7	100.0 ± 8.8	---	279 ± 24	H α	6562.8	6562.7	100.0 ± 8.7	---
[N II]	6583.4	6583.6	9.6 ± 1.9	---	26.8 ± 5.2	[N II]	6583.4	6583.3	12.0 ± 2.0	---
[S II]	6716.5	6716.3	20.9 ± 2.7	---	57.3 ± 7.4	[S II]	6716.5	6716.7	17.5 ± 2.6	---
[S II]	6730.8	6730.0	11.7 ± 2.0	---	32.2 ± 5.5	[S II]	6730.8	6730.9	12.4 ± 2.2	---
$I(H\beta) = 2.5 \times 10^{-16}$ (erg cm ⁻² s ⁻¹) $c(H\beta) = 0.44 \pm 0.13$										
B5b										
[O II]	3727.0	3728.7	---	227 ± 25	314 ± 46	[O II]	3727.0	3728.5	---	184 ± 20
H γ	4340.4	4341.9	---	38.8 ± 7.5	45.5 ± 9.0	H γ	4340.4	4341.4	---	27.3 ± 4.5
H β	4861.2	4861.7	---	100 ± 12	100 ± 12	H β	4861.2	4861.4	---	100 ± 12
[O III]	4958.9	4959.1	---	119 ± 14	116 ± 13	[O III]	4958.9	4958.9	---	111 ± 12
[O III]	5006.8	5006.6	---	336 ± 34	324 ± 33	[O III]	5006.8	5006.6	---	333 ± 33
[N II]	6548.0	6547.8	3.55 ± 0.73	---	9.9 ± 2.0	[N II]	6548.0	6548.2	2.96 ± 0.82	---
H α	6562.8	6562.6	100.0 ± 7.6	---	279 ± 21	H α	6562.8	6562.6	100.0 ± 7.9	---
[N II]	6583.4	6583.1	8.0 ± 1.0	---	22.4 ± 2.8	[N II]	6583.4	6583.3	9.0 ± 1.2	---
[S II]	6716.5	6716.1	14.3 ± 1.5	---	39.3 ± 4.1	[S II]	6716.5	6716.1	14.5 ± 1.7	---
[S II]	6730.8	6730.4	9.3 ± 1.2	---	25.5 ± 3.2	[S II]	6730.8	6730.7	9.5 ± 1.3	---
$I(H\beta) = 5.2 \times 10^{-16}$ (erg cm ⁻² s ⁻¹) $c(H\beta) = 0.44 \pm 0.13$										
^a Intensidades normalizadas a $H\beta = 100$										

Apéndice B

Espectros finales

En las Figuras B.1-B.14 se muestran los espectros (en el rango azul y rojo) para todas las regiones calibrados en longitud de (\AA) onda y flujo ($\text{erg}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$).

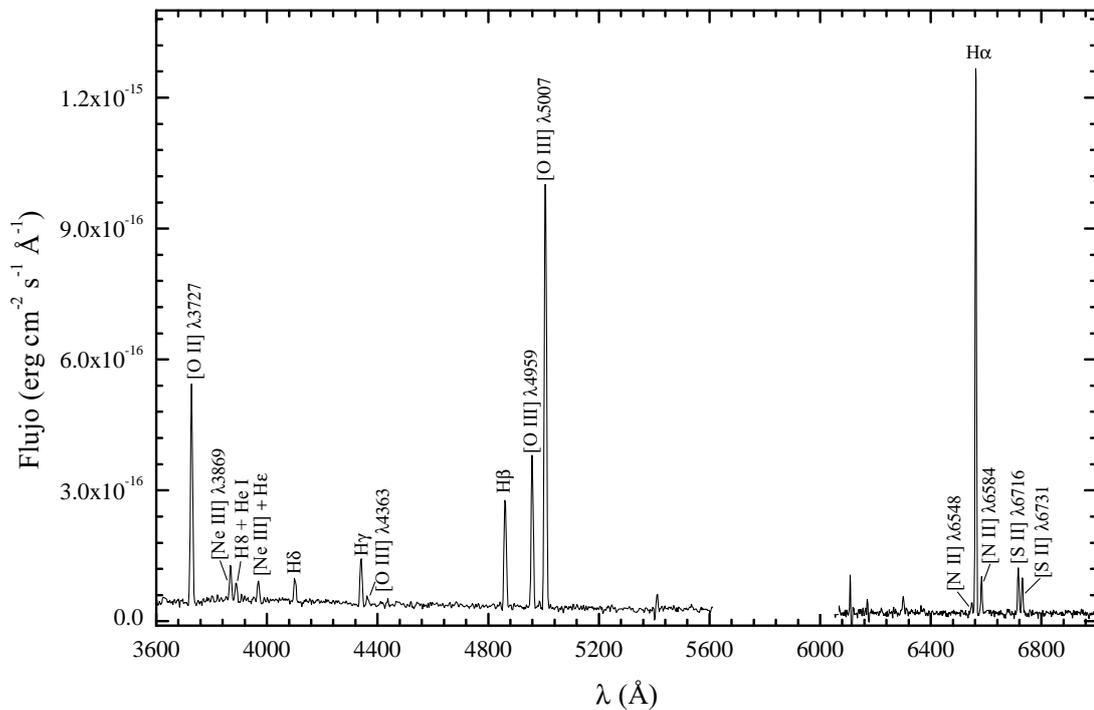


Figura B.1: Espectro para la región A1.

APÉNDICE B. ESPECTROS FINALES

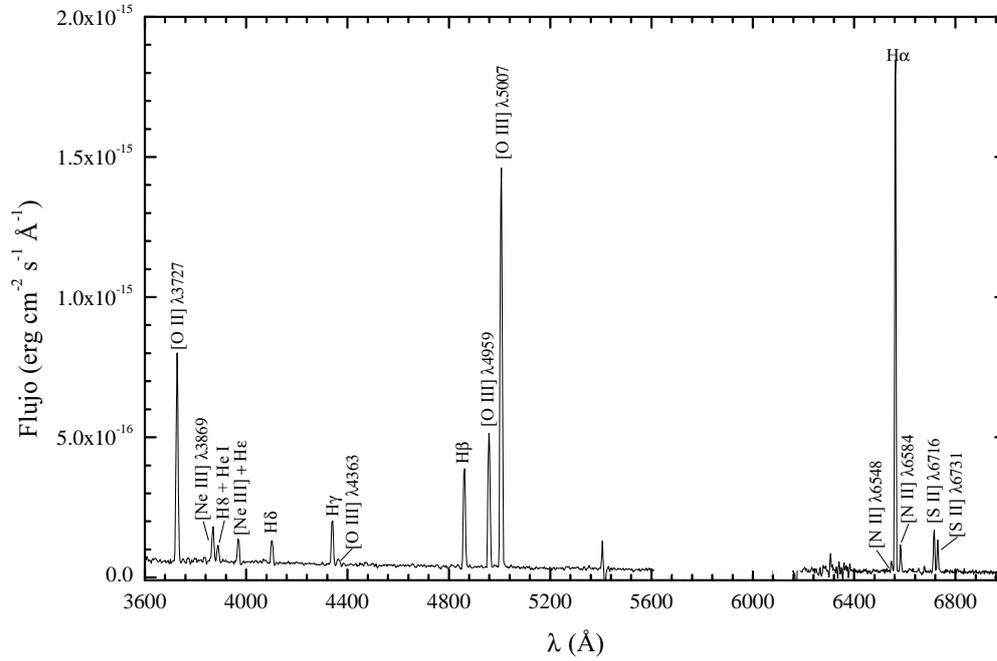


Figura B.2: Espectro para la región A2.

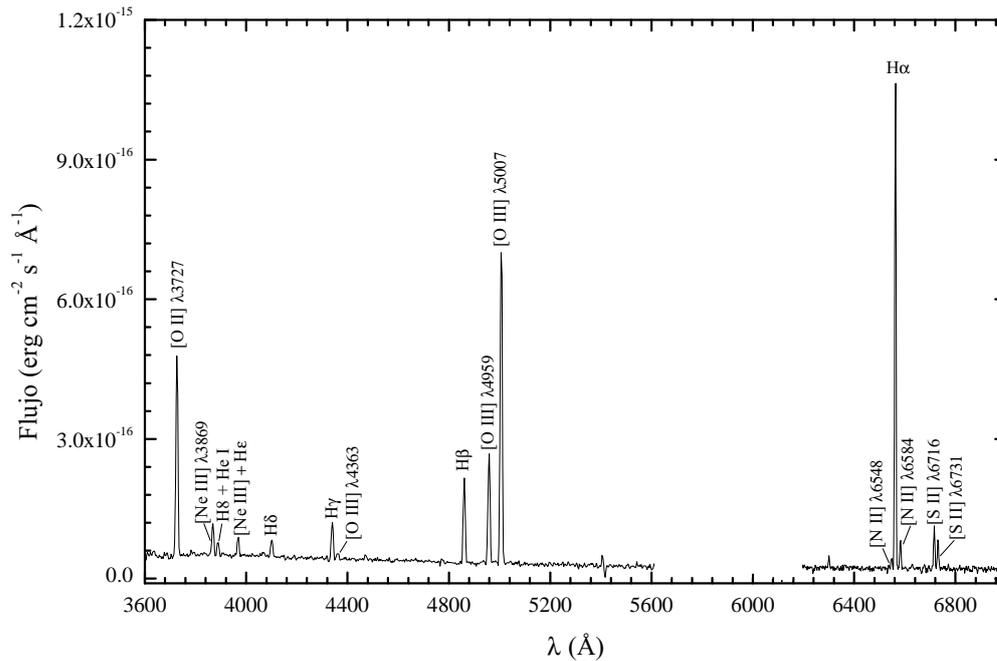


Figura B.3: Espectro para la región A3.

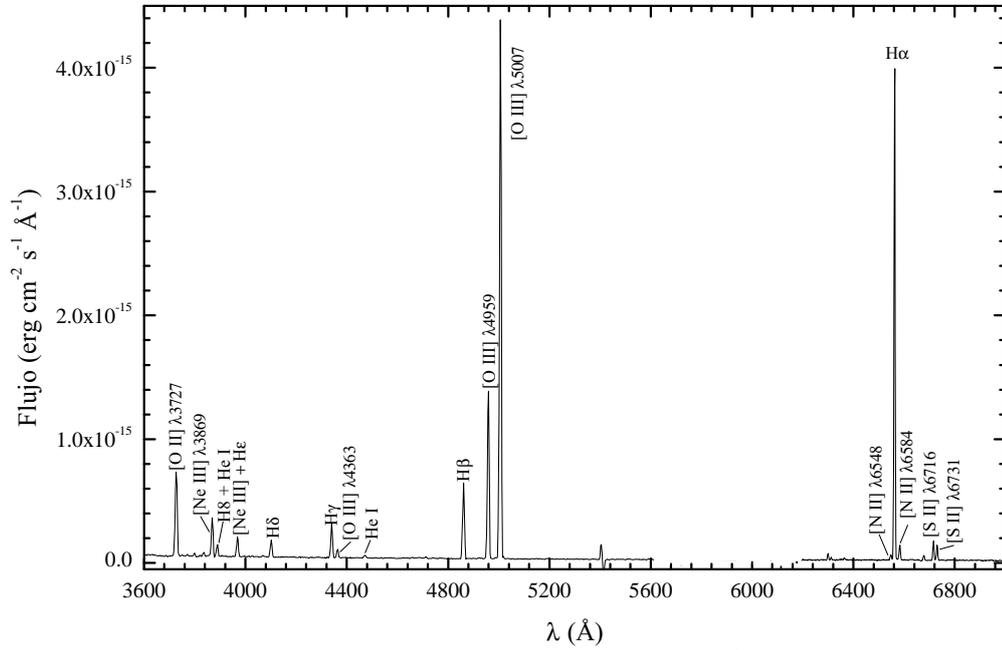


Figura B.4: Espectro para la región A4.

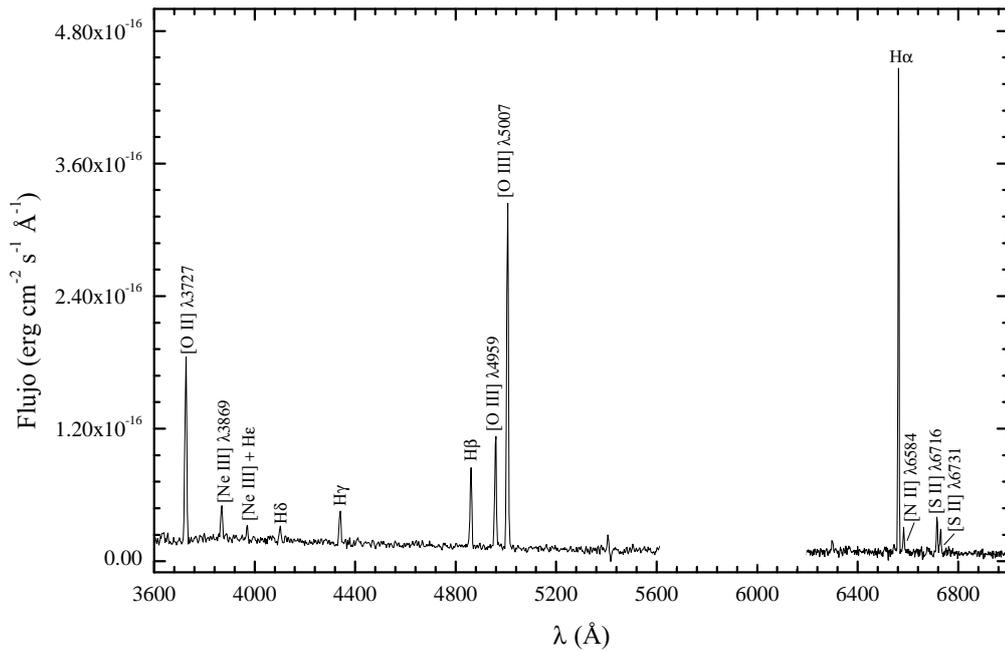


Figura B.5: Espectro para la región A5.

APÉNDICE B. ESPECTROS FINALES

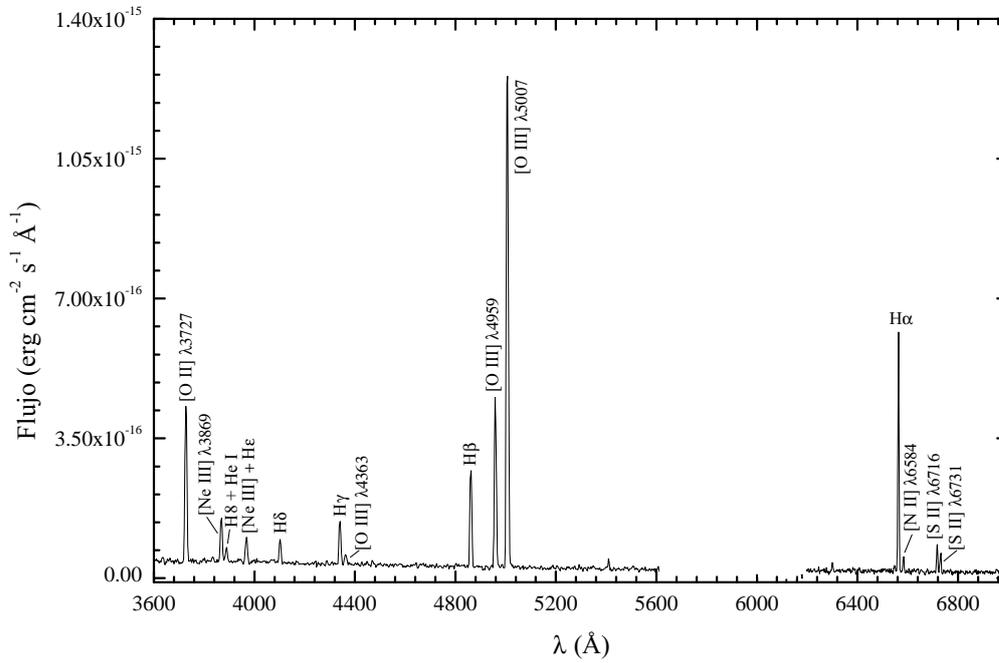


Figura B.6: Espectro para la región A6a.

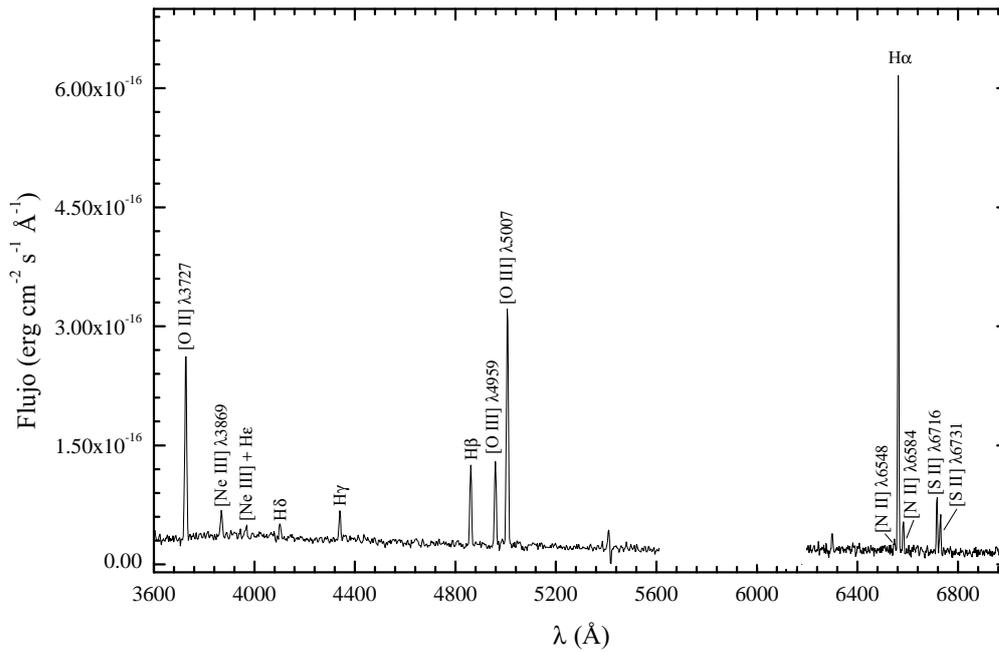


Figura B.7: Espectro para la región A6b.

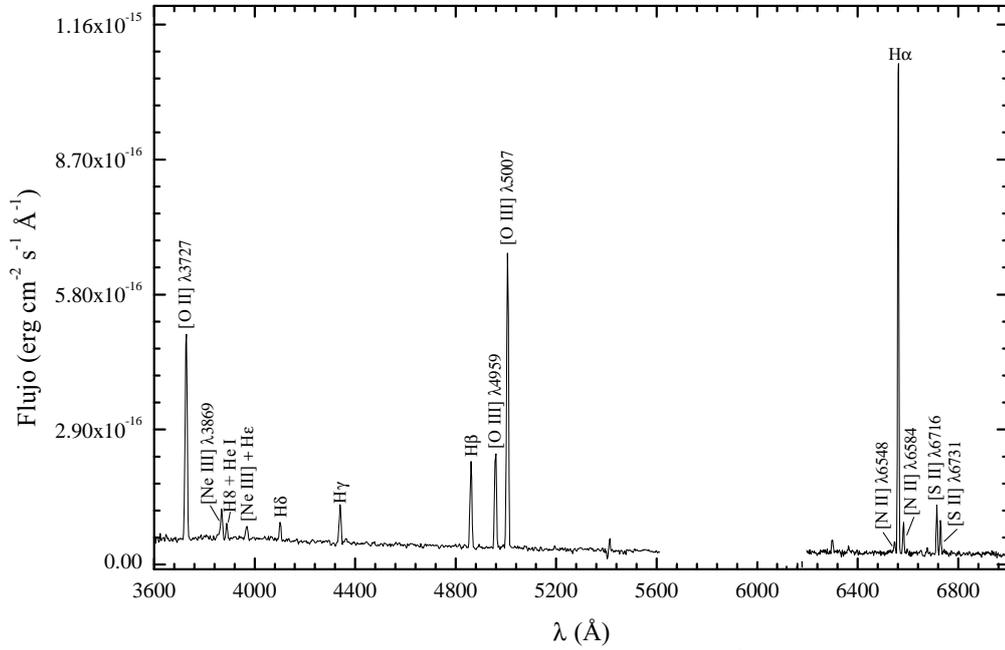


Figura B.8: Espectro para la región A7.

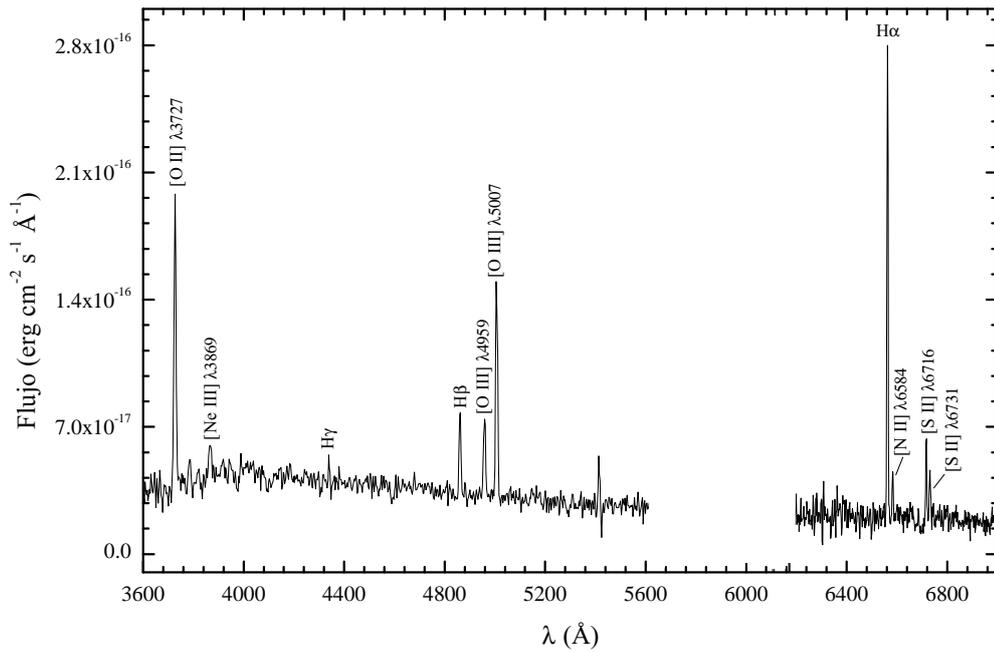


Figura B.9: Espectro para la región A8a.

APÉNDICE B. ESPECTROS FINALES

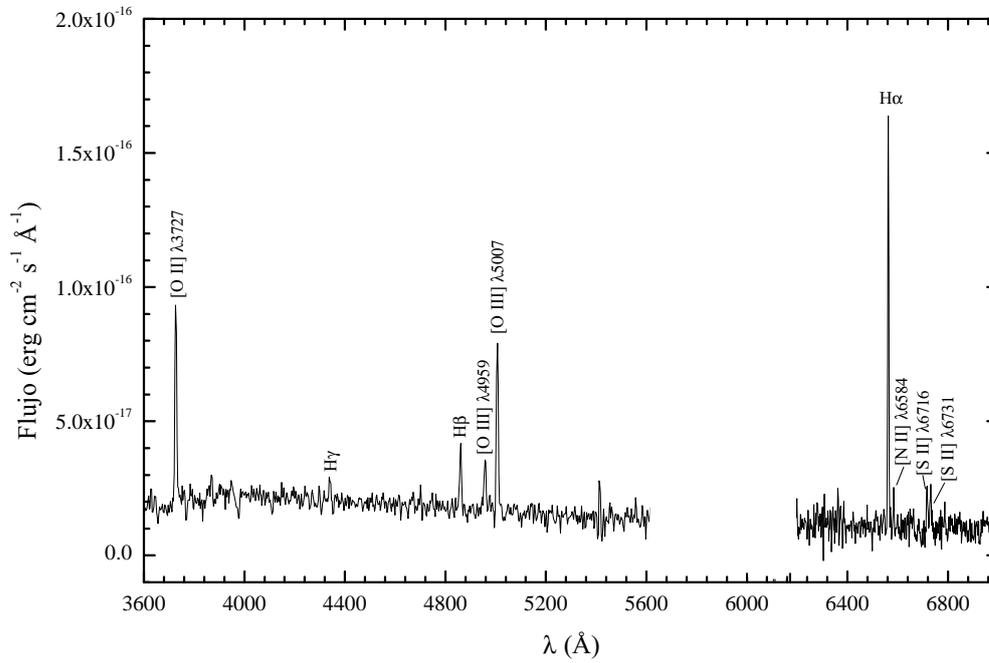


Figura B.10: Espectro para la región A8b.

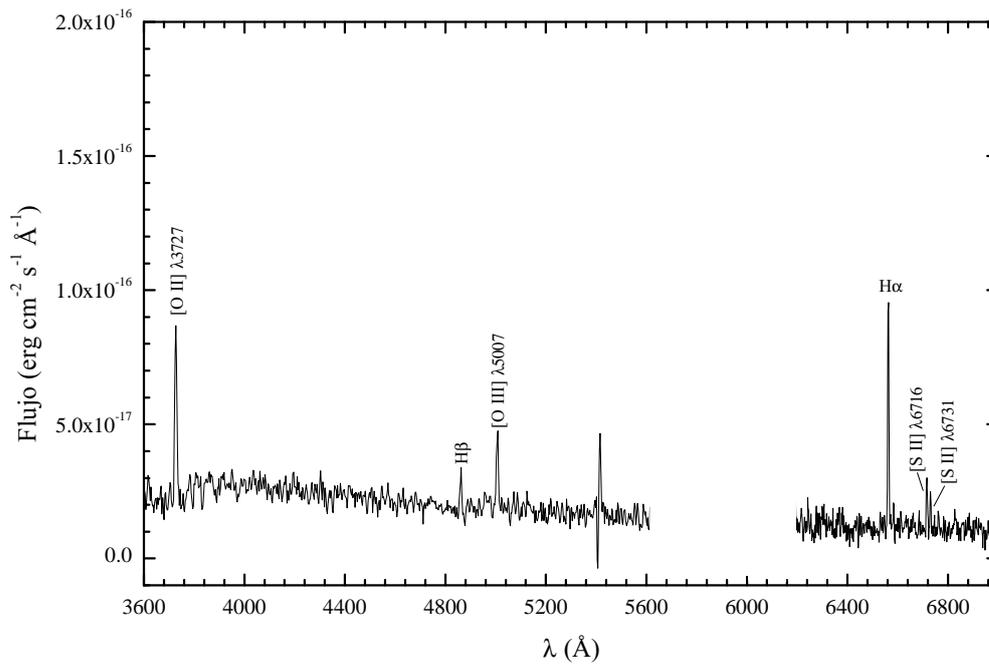


Figura B.11: Espectro para la región A10.

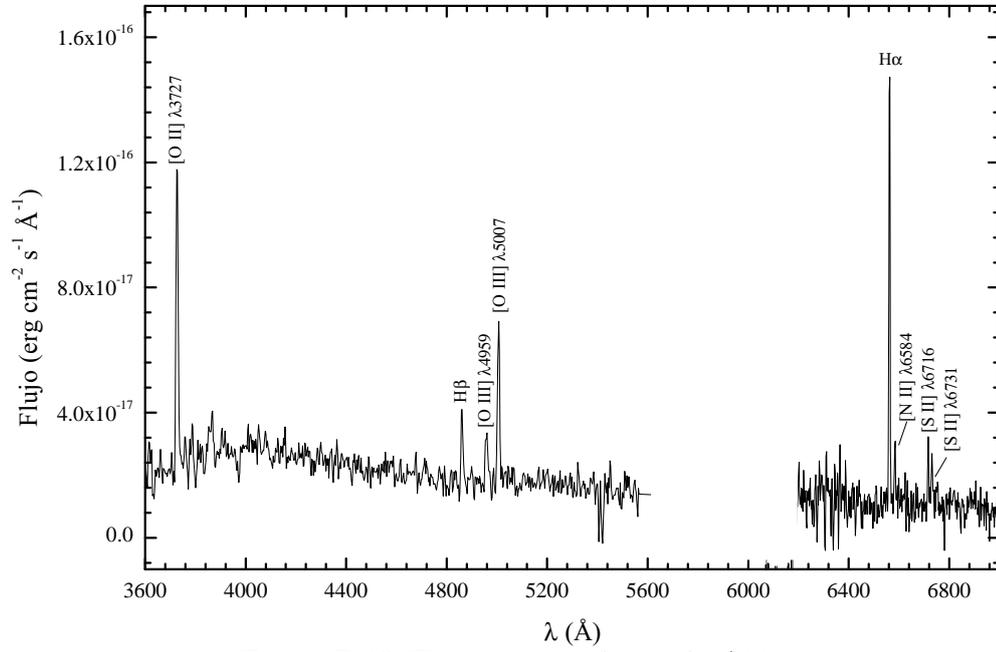


Figura B.12: Espectro para la región A11.

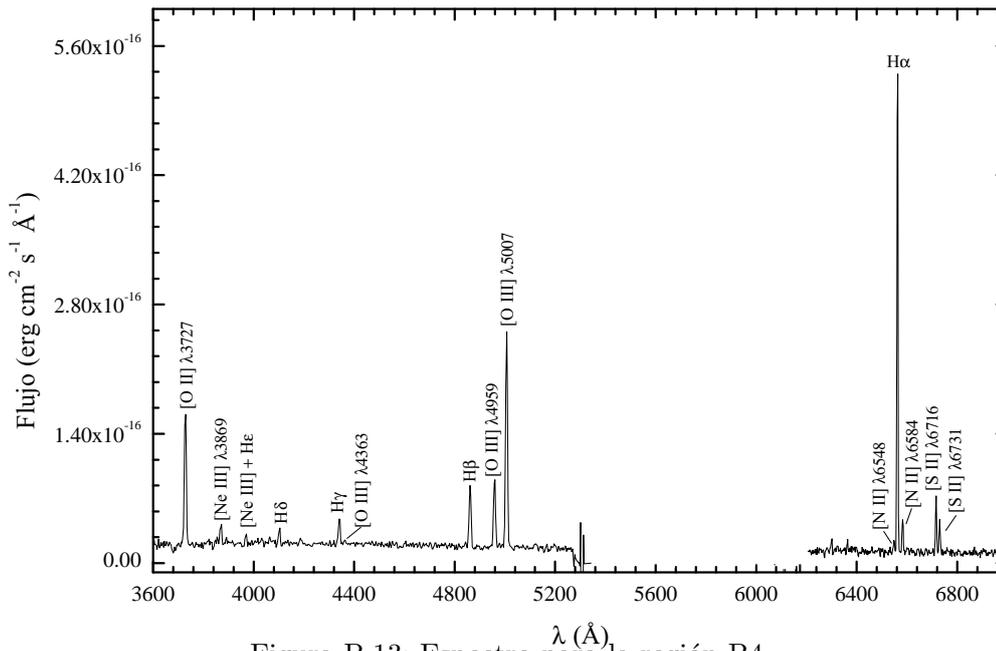


Figura B.13: Espectro para la región B4.

APÉNDICE B. ESPECTROS FINALES

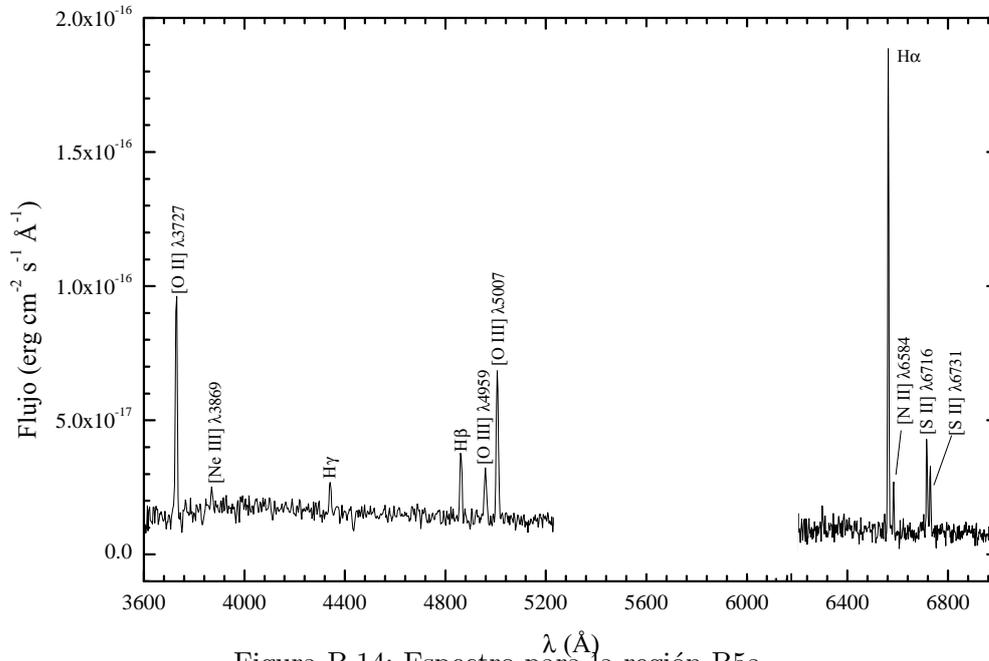


Figura B.14: Espectro para la región B5a.

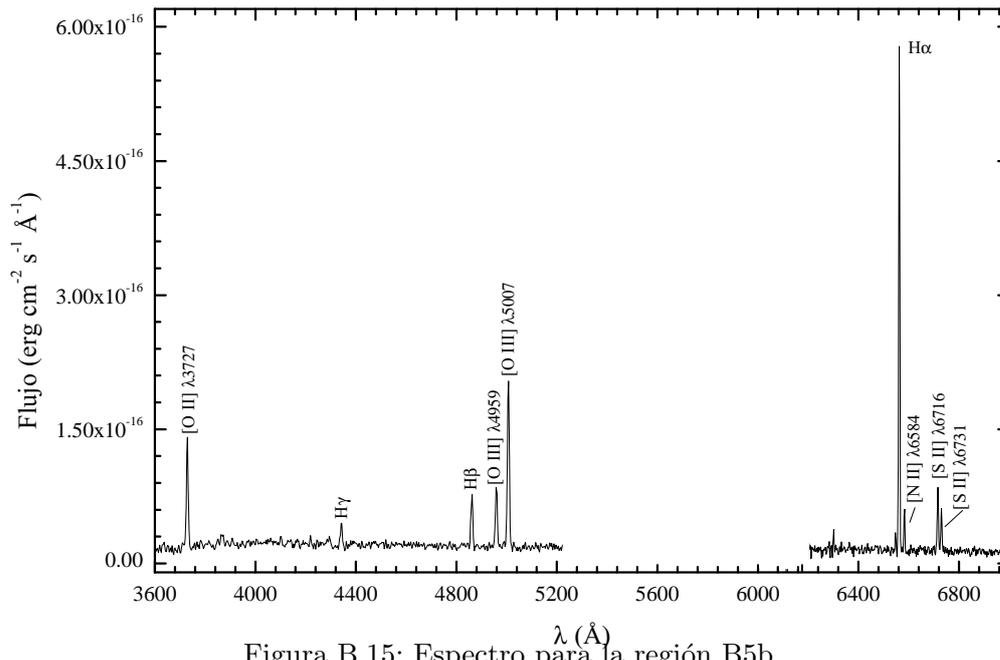


Figura B.15: Espectro para la región B5b.

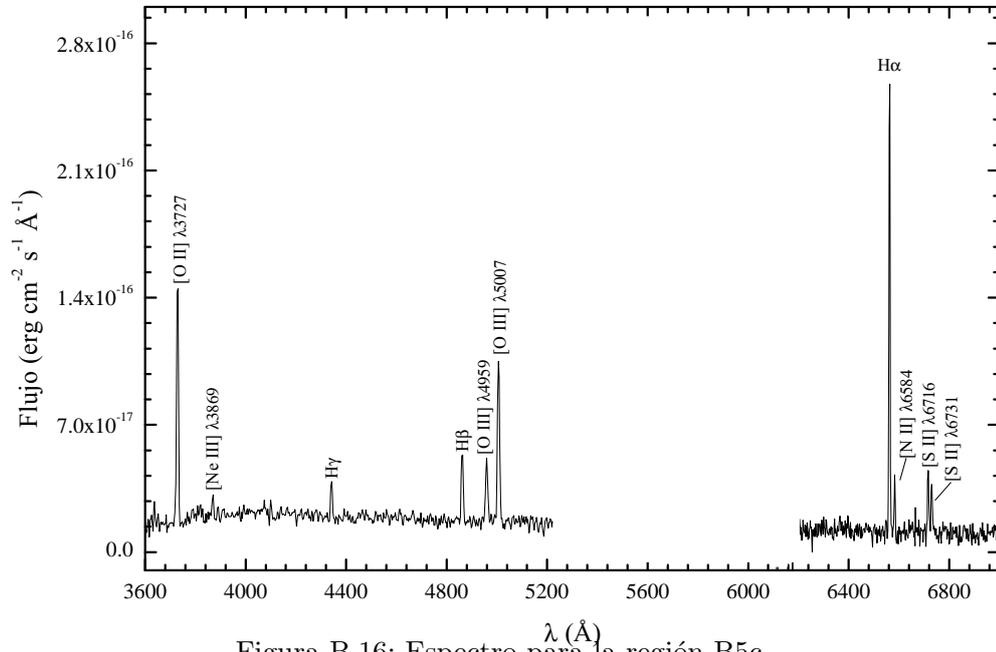


Figura B.16: Espectro para la región B5c.

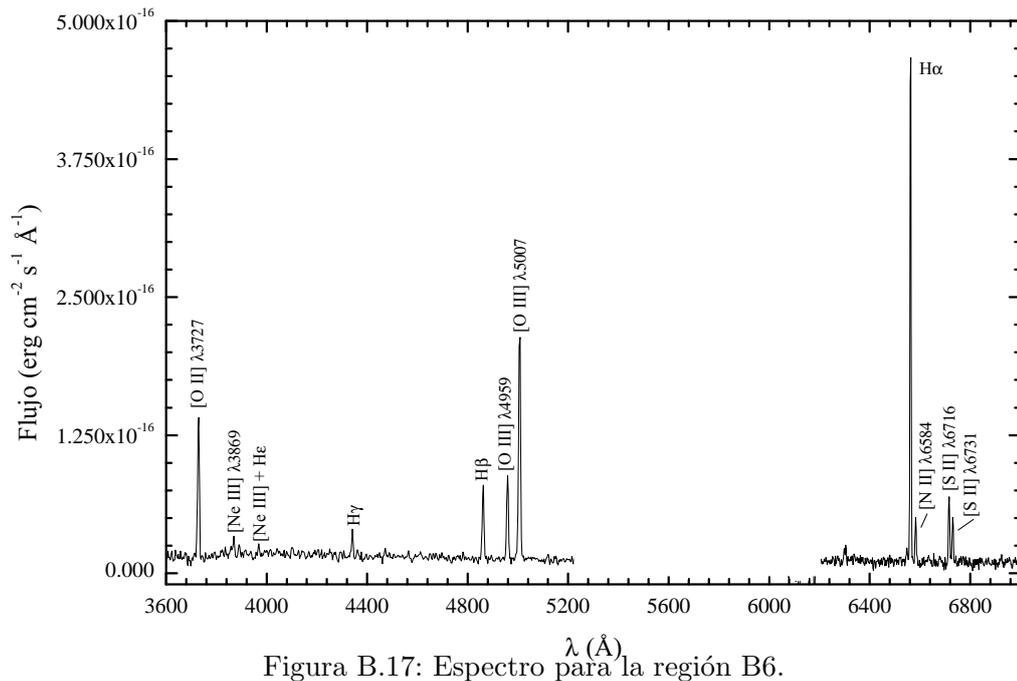


Figura B.17: Espectro para la región B6.

APÉNDICE B. ESPECTROS FINALES

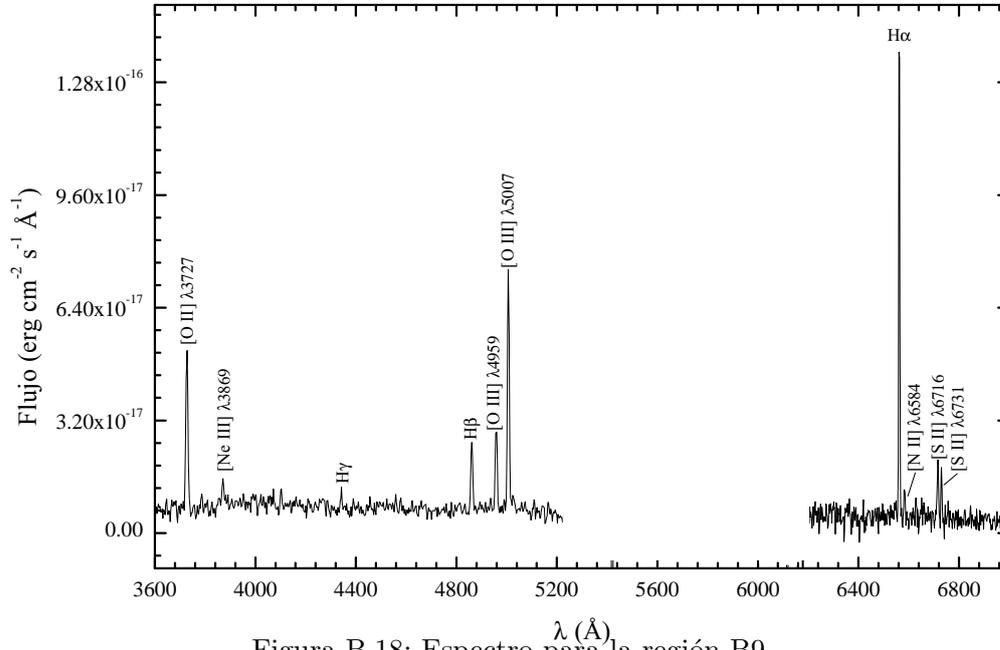


Figura B.18: Espectro para la región B9.

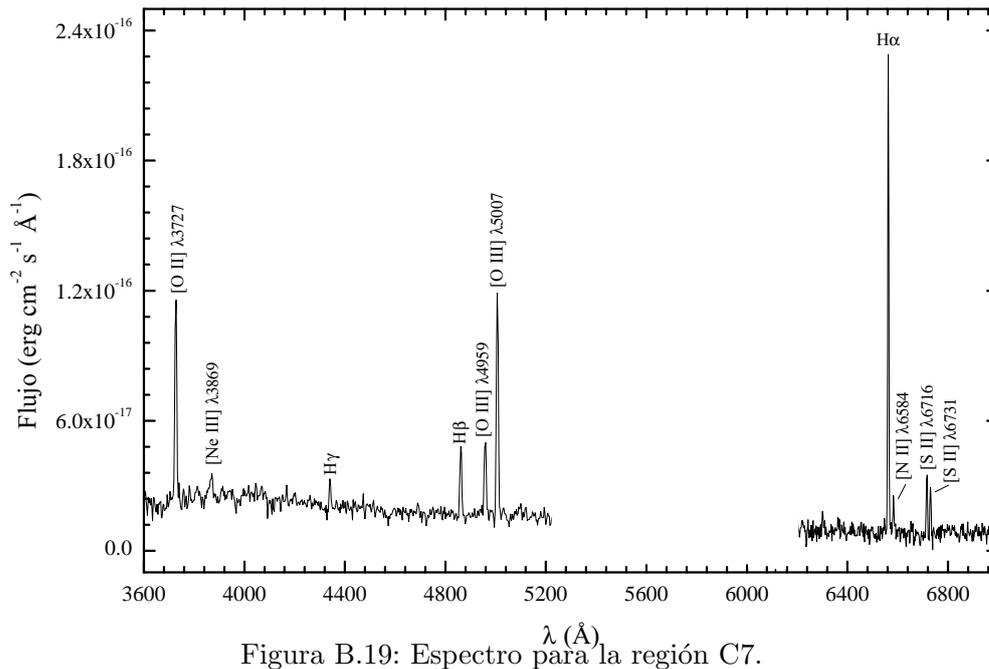


Figura B.19: Espectro para la región C7.

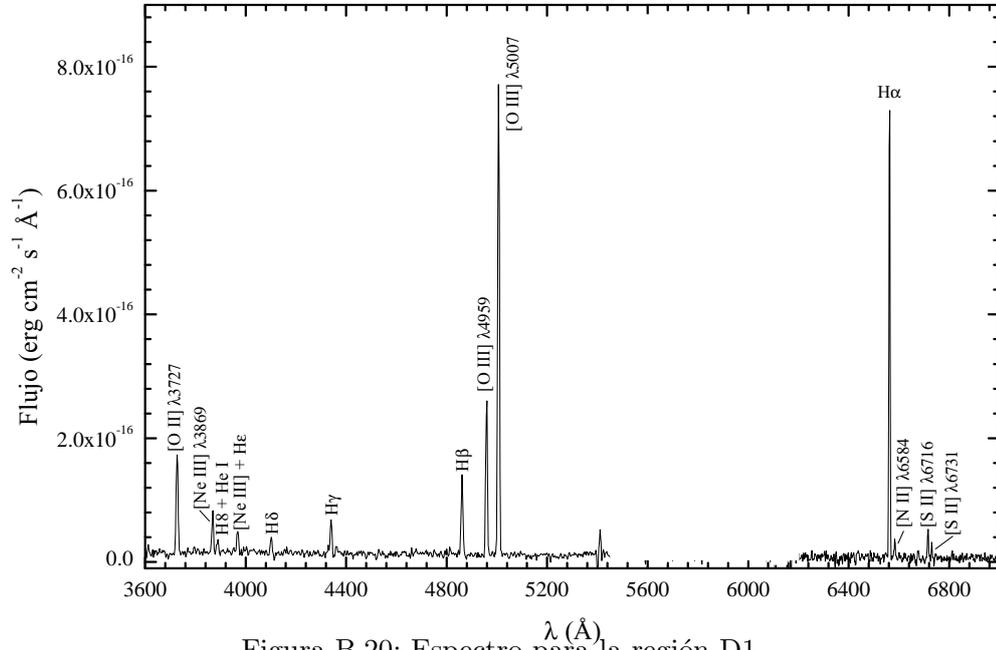


Figura B.20: Espectro para la región D1.

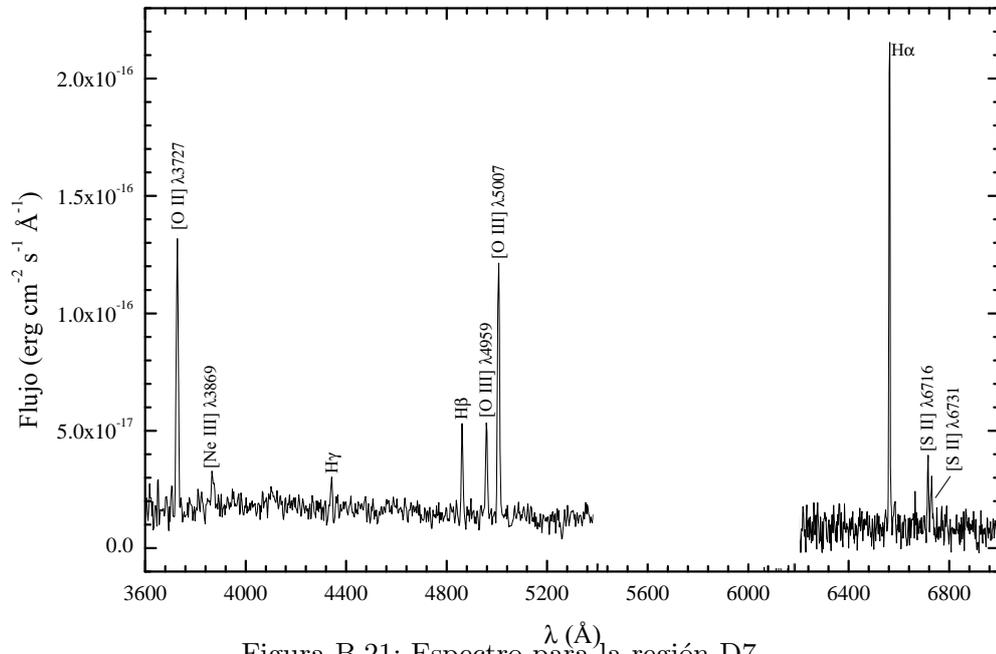


Figura B.21: Espectro para la región D7.

Índice de figuras

1.1.	Imagen de la galaxia M 101 tomada por el telescopio espacial Hubble en el óptico. Crédito: NASA, ESA, K. Kuntz (JHU), F. Bresolin (University of Hawaii), J. Trauger (Jet Propulsion Lab), J. Mould (NOAO), Y.-H. Chu (University of Illinois, Urbana), and STScI.	2
1.2.	Imagen de la nebulosa de Orión tomada por el telescopio espacial Hubble en el óptico. Crédito: NASA,ESA, M. Robberto (Space Telescope Science Institute/ESA) and the Hubble Space Telescope Orion Treasury Project Team.	3
1.3.	Galaxias de anillo. De izquierda a derecha: NCG 985, NGC 2793 y NGC 5410. Las imágenes son un composición en las bandas B, V y R tomadas de Romano et al. (2008)	4
1.4.	Imagen de la galaxia Cartwheel tomada por el telescopio espacial Hubble en el óptico. Crédito: NASA/STScI.	5
1.5.	La galaxia Cartwheel en diferentes rangos del espectro electromagnético. Crédito: NASA/JPL/Caltech/P.Appleton et al. X-ray: NASA/CXC/A.Wolter & G.Trinchieri et al.	5
1.6.	Contornos de hidrógeno neutro. Imagen tomada de J. L. Higdon (1996).	6
2.1.	Espectro de HS 0822+3542 tomado con el Nordic Optical Telescope (NOT) en La Palma. Éste es un gran ejemplo de un espectro típico de una región H II dominado por líneas intensas de emisión del hidrógeno, helio, oxígeno, neón y azufre (Kniazev et al. 2000).	10
2.2.	A la izquierda los niveles inferiores de energía de [O II] y [S II] y a la derecha el cociente de las las intensidades para [O II] y [S II] como función de la densidad. Imágenes tomadas de Osterbrock & Ferland (2006).	11
2.3.	A la izquierda los niveles de energía de [O III] y a la derecha el cociente de las intensidades para líneas de [O III] y [Ne III] en función de la temperatura. Imágenes tomadas de Osterbrock & Ferland (2006).	12
3.1.	Parte del espectro original en el rango azul.	16
3.2.	Posición de las rendijas. La imagen es en $H\alpha$ (Mayya et al. 2005).	17
3.3.	Función de sensibilidad, arriba para espectros del rango azul, abajo para espectros del rango rojo.	20
3.4.	Espectro azul de la región A1, después de la calibración en longitud de onda y flujo.	21
3.5.	Espectro azul de la región A2, después de la calibración en longitud de onda y flujo.	21

3.6.	Espectro azul de la región A3, después de la calibración en longitud de onda y flujo.	22
3.7.	Espectro azul de la región A4, después de la calibración en longitud de onda y flujo.	22
3.8.	Espectro azul de la región A6a, después de la calibración en longitud de onda y flujo.	23
3.9.	Espectro azul de la región A7, después de la calibración en longitud de onda y flujo.	23
3.10.	Espectro azul de la región B4, después de la calibración en longitud de onda y flujo.	24
4.1.	Ajuste de la velocidad radial a partir de las observaciones (símbolos azules) con la función dada por la ecuación 4.2 (curva continua) para el rango espectral azul.	31
4.2.	Ajuste de la velocidad radial a partir de las observaciones (símbolos rojos) con la función dada por la ecuación 4.2 (curva continua) para el rango espectral rojo.	32
4.3.	Ajuste de la velocidad radial a partir de las observaciones, tomando en cuenta ambos rangos espectrales (estrellas azules para el rango azul y estrellas rojas para el rango rojo) con la función dada por la ecuación 4.2 (curva continua).	33
4.4.	Comparación de los valores de $12 + \log(\text{O}/\text{H})$ obtenidos con distintos métodos. Los triángulos verdes corresponden al método C, los círculos morados al método directo y la línea negra a su promedio ponderado en donde la parte sombreada gris claro es la desviación estándar ponderada y la parte sombreada color gris oscuro es el error en el promedio. Los valores se representan en función de ángulo azimutal que hace cada región respecto al centro del anillo.	39
4.5.	Comparación de la abundancia de oxígeno para las galxias de anillo de Bransford et al. (1998) y la galaxia Cartwheel (rombos negros) empleando el método R_{23} con el método directo (MD) para Cartwheel. Los resultados se presentan en función del radio respecto al centro de la galaxia.	41
B.1.	Espectro para la región A1.	51
B.2.	Espectro para la región A2.	52
B.3.	Espectro para la región A3.	52
B.4.	Espectro para la región A4.	53
B.5.	Espectro para la región A5.	53
B.6.	Espectro para la región A6a.	54
B.7.	Espectro para la región A6b.	54
B.8.	Espectro para la región A7.	55
B.9.	Espectro para la región A8a.	55
B.10.	Espectro para la región A8b.	56
B.11.	Espectro para la región A10.	56
B.12.	Espectro para la región A11.	57

B.13. Espectro para la región B4.	57
B.14. Espectro para la región B5a.	58
B.15. Espectro para la región B5b.	58
B.16. Espectro para la región B5c.	59
B.17. Espectro para la región B6.	59
B.18. Espectro para la región B9.	60
B.19. Espectro para la región C7.	60
B.20. Espectro para la región D1.	61
B.21. Espectro para la región D7.	61

Índice de tablas

3.1.	Nombre, coordenadas en ascensión recta y declinación, número de exposiciones, tiempo de integración, tiempo universal, número de pixeles que se usaron para extraer los espectros de las regiones observadas en Cartwheel y el ángulo que forma cada región con el eje mayor del anillo.	18
3.2.	Ley de extinción de Cardelli et al. (1989) para $R_V = 3.1$.	26
3.3.	Valores de $c(H\beta)$.	28
3.4.	Valores de $c(H\beta)$ promediado.	28
4.1.	Valores de velocidades	30
4.2.	Resultados de las velocidades sistémica, de rotación y de expansión en Cartwheel.	33
4.3.	Comparación de las velocidades (sistémica, rotación y expansión) obtenidas en este trabajo y con las reportadas por Amram et al. (1998).	34
4.4.	Parámetros físicos de la galaxia Cartwheel.	34
4.5.	Cociente de líneas, temperaturas y densidades electrónicas.	35
4.6.	Abundancias iónicas usando el método directo.	36
4.7.	Abundancias totales usando el método directo.	37
4.8.	Abundancias totales usando el método C.	38
4.9.	Comparación de las abundancias totales calculadas en éste trabajo y por Fosbury & Hawarden (1977) usando el método directo.	40
A.1.	Líneas medidas en los espectros ^a .	45

Referencias

- Ade, P. A. R., Aghanim, N., Armitage-Caplan, C., Arnaud, M., Ashdown, M. et al. (Planck Collaboration) 2013, enviado a A&A, arXiv:1303.5076
- Amram, P., Mendes de Oliveira, C., Boulesteix, J. & Balkowski, C. 1998, A&A, 330, 881
- Arellano Córdova K. 2012, tesis de maestría
- Asplund, M., Grevesse, N., Sauval, A. J. & Scott, P. 2009, A&A, 47,481
- Bransford, M. A., Appleton, P. N., Marston, A. P., Charmandaris, V. 1998, AJ, 116, 2757
- Bresolin, F., Kennicutt, R. C. & Ryan-Weber, E. 2012, ApJ, 750, 122
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C. & Mathis, J. S. 1989, AUS, 135, 5
- Delgado Inglada, G., Rodríguez, M., Mampaso, A. & Viironen K. 2009, ApJ, 694, 1335
- Esteban, C., Bresolin, F., Peimbert, M., García-Rojas, J., Peimbert, A. & Mesa-Delgado, A. 2009, ApJ, 700, 654.
- Fosbury, R. A. E. & Hawarden T. G. 1977, MNRAS, 178, 473
- Higdon, J. L. 1996, ApJ, 476,241
- Kniazev, A. Y., Pustilnik, S. A., Masegosa, J. et al. 2000, A&A, 357, 101
- Osterbrock, D. E. & Ferland, G. J. 2006, Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei, 2da. Ed. (University Science Books)
- Peimbert M. & Costero, R. 1969, Boletín de los Observatorios de Tonantzintla y Tacubaya, 5, 31.
- Pilyugin, L. S., Grebel, E. K. & Mattsson, L. 2012, MNRAS, 424, 2316

Romano, R., Mayya, Y. D. & Vorobyov, E. I. 2008, *AJ*, 136, 1259

Schlafly, E. F. & Finkbeiner, D. P. 2011, *ApJ*, 737, 103

Stasińska, G. 2007, XVIII Canary Islands Winterschool of Astrophysics, Cambridge University Press, arXiv:0704.0348

Storey, P. J. & Hummer, D. G. 1995a, *MNRAS*, 272, 41