



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA
DE MÉXICO

INSTITUTO DE ASTRONOMÍA
CENTRO DE RADIOASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA
INSTITUTO DE CIENCIAS NUCLEARES
FACULTAD DE CIENCIAS
DIVISIÓN DE ESTUDIOS DE POSGRADO

“Determinación de la composición
química de hierro en nebulosas
planetarias con emisión de rayos X”

T E S I S
QUE PARA OBTENER EL GRADO ACADÉMICO DE
MAESTRO EN CIENCIAS (ASTRONOMÍA)
P R E S E N T A
ISIDRO RAMÍREZ BALLINAS



DIRECTOR DE TESIS:
DR. LEONID GUEORGUIEV DIMITROVA



Universidad Nacional
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

Biblioteca Central



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

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

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

Agradecimientos.

Deseo manifestar mi agradecimiento a las siguientes personas e instituciones que me exhortaron a culminar este trabajo.

En primer lugar quiero agradecer a mi asesor de tesis el Dr. Leonid Georgiev Dimitrova, quien con su paciencia y motivación desinteresada me guió por el buen camino de la investigación y me exhortó a terminar esta tesis, así como por el esfuerzo empleado en conseguirme apoyo económico en los momentos requeridos.

A mis sinodales: la Dra. Yolanda Gómez Castellanos, Dra. Anabel Arrieta Ostos, Dr. Antonio Peimbert Tórres y el Dr. Wolfgang Steffen Burg, por haber empleado parte de su tiempo en la lectura de este trabajo y por sus valiosas sugerencias que me dieron para poder mejorarlo.

Al proyecto del CONACYT 42809-F por el apoyo económico que me otorgó para la realización de este trabajo de investigación.

Al Instituto de Astronomía, por todas las facilidades otorgadas durante mi estancia, así como por el apoyo que me otorgaron para realizar los viajes a San Pedro Mártir, Venezuela e Islas Canarias.

A Bertha Vásquez y a Lupita Contreras que con su paciencia me ayudaron con los horrorosos trámites burocráticos de las becas, viajes, congresos y demás.

A mis tutores de maestría, el M. en C. José Peña por compartir con nosotros su filosofía de investigación y al Dr. Luc Binette por haberme aceptado como su estudiante durante los cursos de maestría y haberme apoyado en mi primer viaje a Francia.

A mi familia, conformado por mi madre la Sra. Esther Ballinas, mis hermanas Martha, María Eugenia y Martha Esther, mis sobrinos Hugo Armando, Osmar Daniel y Diego de Jesús y mi cuñado Armando, quienes han sido parte muy importante por su apoyo moral durante todo este tiempo que llevo viviendo aquí en la ciudad de México.

A ti Mabel que has sido mi porrista número uno en los momentos más difíciles de mi vida; gracias por ser una excelente novia, amiga y cómplice.

A mis cuates “los porros”: la güera, el mike, el karapacho, el bush, el sin-hué, el fabiolo, el chango, la comadre, el lalo y el porro mayor, por todos los ratos despapayosos y de debrayes que convivimos y que aunque no fuimos la sensación del instituto si fuimos muy unidos y espero que en algún momento de nuestras vidas nos volvamos a reunir.

A mis amigas Yuyin y Jessica Edith, con quienes he compartido grandes momentos e intercambiado muchas ideas, así como por su afecto y comprensión.

Al pueblo de México, ya que por la contribución de sus impuestos muchos estudiantes podemos concluir nuestros trabajos de investigación y nuestras carreras.

Por último quiero agradecer al Dr. Wagner y al Dr. Frank N.Stein, por la motivación más chida que hayamos tenido durante toda la vida.

A mis sobrinos:

Hugo Armando,

Osmar Daniel

y Diego de Jesús.

CAPÍTULO 0. AGRADECIMIENTOS.

*Un libro abierto es un cerebro que habla;
cerrado, un amigo que espera;
olvidado, un alma que perdona;
destruido, un corazón que llora.*

Índice general

Agradecimientos.	I
Resumen.	VII
1. Introducción.	1
1.1. Nebulosas planetarias con emisión de rayos X difusos.	1
1.2. Burbujas circumstelares	2
1.3. Procesos propuestos para moderar la temperatura de rayos X de Nebulosas Planetarias	5
1.4. En búsqueda del origen del gas emisor de rayos X	10
1.5. La abundancia de Hierro en Nebulosas Planetarias	11
1.6. Objetivos generales del trabajo y metodología	12
2. Observaciones espectroscópicas y análisis cinemático de las nebulosas.	13
2.1. Observaciones y reducción de datos.	13
2.2. Descomposición de los órdenes de un echelograma	15
2.3. Distribución de las líneas de emisión	19
3. Determinación de parámetros físicos	29
3.1. Introducción	29
3.2. El efecto de la extinción atmosférica sobre la magnitud	29
3.3. Cálculo de la función de sensibilidad.	32
3.4. Corrección por enrojecimiento	34

3.5. Distribución espacial de las densidades y temperaturas.	36
4. Análisis espectral de las líneas de Hierro	45
4.1. La producción de gas coronal.	45
4.2. Análisis de las distintas regiones en una nebulosa con emisión de rayos X difusos.	46
4.2.1. Estructura de la nebulosa.	46
4.3. Cálculo de los parámetros físicos.	50
4.4. Determinación de abundancias químicas.	52
4.4.1. Parámetros que se ingresaron al código CLOUDY.	52
4.5. Discusiones.	54
4.5.1. NGC 6543.	55
4.5.2. NGC 7009.	58
4.5.3. NGC 7027.	58
5. Conclusiones.	69
A. Programas utilizados en MIDAS.	71
A.1. Proceso para extraer rebanadas correspondientes a un mismo orden. .	71
A.2. Proceso de conversión de longitud de onda a velocidad	72
A.3. Programa utilizado en CLOUDY para determinar abundancias. . . .	73

Resumen.

En el presente trabajo, analizamos el fenómeno observado en las nebulosas planetarias NGC 6543, NGC 7009 y NGC 7027, las cuales tienen la emisión extendida de rayos X. El estudio consistió en la determinación de las abundancias químicas de hierro en el gas nebuloso de estos objetos, mismo que fue comparado con las abundancias de hierro obtenidas en otras regiones como el viento estelar. El resultado que encontramos fue una deficiencia de hierro respecto a la solar de 28, 50 y 130 para NGC 6543, NGC 7009 y NGC 7027 respectivamente, mientras que los estudios realizados en el viento estelar revelan una abundancia de hierro comparativa a la solar.

Para explicar porque la abundancia de hierro en el viento estelar es mayor que la detectada en el gas nebuloso se propone que el gas de hierro se acumula en granos de polvo, los cuales por la baja densidad del medio interactúan muy poco con el viento estelar como para ser destruidos.

Estos resultados nos sirvieron para explicar la ausencia de las líneas de [FeX] λ 6370 y [Fe XIV] λ 5303 que, por las condiciones físicas del medio se deben generar en el gas emisor de rayos X de estas nebulosas, y por lo tanto, se esperaba que fueran detectadas en los espectros de emisión de nuestros objetos. Este resultado también nos sirvió para explicar la diferencia entre la temperatura observada ($\sim 10^6$ K) y la temperatura teórica ($\sim 10^7$ K).

La deficiencia del gas de hierro en estas nebulosas nos sirvió para concluir que el origen del gas emisor de rayos X es el gas nebuloso y que la diferencia entre la temperatura observada y la teórica se puede explicar mejor debido a la conducción térmica del gas caliente hacia el frío.

En este mismo trabajo se realizó un estudio cinemático de las líneas de [ClIII] λ 5517, [Ar IV] λ 4711, O II λ 4367 y [O III] λ 4363, para identificar la distribución espacial y de velocidades de los iones emisores, asimismo se determinaron las distribuciones de densidades y temperaturas a lo largo del eje de la rendija.

Capítulo 1

Introducción.

1.1. Nebulosas planetarias con emisión de rayos X difusos.

Se cree que este tipo de nebulosas planetarias se forman por la fuerte interacción de un viento rápido proveniente de la estrella central con un viento lento que fue expulsado por la estrella durante su vida en la etapa asintótica de las gigantes (Kwok, Purton, & Fitzgerald 1978). Con base a los cálculos teóricos se esperaba que en esta región de interacción, se produjera una burbuja de gas muy caliente, y que de acuerdo a la velocidad del viento rápido, se alcanzará la temperatura de $\sim 10^7$ K (Soker & Kastner 2003).

Recientes observaciones de nebulosas planetarias (NP) con el satélite ROSAT, el Observatorio de Rayos X Chandra y con el XMM-Newton, han revelado el descubrimiento de emisión extendida de rayos X. Los objetos observados se presentan en la tabla 1.1, de estos objetos, los últimos cuatro son los más brillantes y en ellos vamos a concentrar nuestro trabajo.

Tabla 1.1: Nebulosas planetarias que tienen emisión extendida de rayos X.

NP	Referencia
Mz 3	Kastner et al. (2003)
Hen 3-1475	Sahai et al. (2003)
BD +30°3639	Kastner et al. (2000)
NGC 7027	Kastner et al. (2001)
NGC 6543	Chu et al. (2001)
NGC 7009	Guerrero et al. (2002)

En la tabla 1.2, se muestran algunos parámetros físicos relevantes de estas NP entre los que destacan su temperatura y luminosidad en rayos X, los cuales han sido

obtenidos por el CXO y el XMM-Newton con el objetivo de detectar y resolver las emisiones de estos objetos.

Tabla 1.2: **Parámetros físicos de nebulosas planetarias observadas con el CXO y el XMM.**

NP	NGC 6543	BD +30°3639	NGC 7027	NGC 7009
$L_{X-ray}(10^{32}\text{erg s}^{-1})$	1	1.6	1.3	0.3
$T_{X-ray}(10^6\text{ K})$	1.7	3	3	1.8
distancia (kpc)	1.17	1.2	0.88	1.2
$V_f(\text{km s}^{-1})$	1750	700	400	2800
$\dot{M}_f(10^{-8}M_{\odot}\text{ año}^{-1})$	4	≤ 100	4100	0.3
$N_e(\text{cm}^{-3})$	50	258	96	22
$N(\text{H})(\text{cm}^{-2})$	3.8	19.8	7.4	1.7

¹ Esta tabla fue obtenida de Soker & Kastner (2003)

Al comparar los valores de las temperaturas obtenidas de las observaciones que se pueden apreciar en esta tabla, con el valor que resulta del cálculo de la temperatura esperada para esta región ($\approx 10^7\text{ K}$, mismo que se explicará en la siguiente sección) se puede notar una diferencia de 1 orden de magnitud más bajo que lo esperado, ya que las temperaturas observadas del gas emisor de rayos X están del orden de $\sim 1 - 3 \times 10^6\text{ K}$.

Por lo tanto, se han propuesto varios modelos que puedan explicar esta discrepancia entre la temperatura calculada y la que se observa. Los modelos son igualmente probables y es necesario un trabajo adicional para seleccionar el más adecuado. El principal objetivo de esta tesis es contribuir a la solución de este problema. Pero antes de exponer los modelos posibles, se explicará el escenario que se origina en las NP cuando comienzan a emitir en rayos X.

1.2. Burbujas circunestelares

La evolución de las estrellas de masa baja e intermedia (entre $1M_{\odot}$ y $8M_{\odot}$), ha sido estudiado por muchos años, pero aun no es comprendida totalmente. Sin embargo, se ha podido establecer una estructura básica que pueda describir los eventos principales de la evolución estelar. De todas las etapas de la evolución, la que nos concierne es la final, en la que inicialmente podemos mencionar la Rama Asintótica de las Gigantes, conocida por sus siglas en inglés como AGB (Asymptotic Giant Branch), en la cual la estrella pierde grandes cantidades de masa y eventualmente expulsa la mayor parte de su envoltura. Durante la etapa de AGB, la evolución de la estrella experimenta una serie de oscilaciones térmicas, en la cual el material procesado en el interior de la estrella se mezcla con el material de las capas

superficiales. Al final de la etapa AGB, no queda más que un núcleo degenerado de carbono-oxígeno, rodeado por una envoltura muy extendida de baja densidad. En ese momento, la pérdida de masa disminuye en varios órdenes de magnitud y consecuentemente la temperatura estelar empieza a incrementar, provocando que la estrella se mueva hacia la izquierda en el diagrama Hertzsprung-Russell (HR). Esta fase es llamada post-AGB.

Durante la etapa post-AGB la estrella se volverá lo suficientemente caliente al grado de que puede fotoionizar la capa de material que fue expulsado durante la etapa de AGB, provocando que esta región se vuelva observable como una nebulosa planetaria. Aunque cabe mencionar que no todas las estrellas de baja masa necesariamente llegan a la fase de NP: si el movimiento a la izquierda en el diagrama HR es muy lento, la capa AGB se dispersará en el medio circunestelar mucho antes de que la estrella central esté lo suficientemente caliente como para ionizar esta capa. Eventualmente todos los procesos nucleares cesarán en el interior de la estrella, el material nebuloso se disolverá en el medio circunestelar y la estrella central se convertirá en una enana blanca.

Como ya se ha mencionado anteriormente, esta descripción esquemática de la evolución está bien establecida. Sin embargo, muchos detalles necesitan ser explicados tanto desde el punto de vista teórico como del observacional.

Como ya se había comentado al principio, lo relevante de las observaciones de estas NP es que se han detectado emisiones extendidas de rayos X; el escenario propicio para explicar este fenómeno, está en proponer la presencia de un viento rápido dirigido por la estrella central durante la etapa post-AGB, este viento interactúa con un material que se mueve más lentamente y que fue expulsado cuando la estrella central pertenecía a la rama asintótica de las gigantes (AGB), y que por lo tanto debe conducir a choques energéticos.

Este tipo de interacción entre estos vientos, desempeña un papel importante en la morfología de la NP (e.g. Frank (1999)). Alternativamente, la conducción de calor puede resultar en temperaturas del gas mucho más bajas que aquellas del viento rápido chocado y dada la presencia de campos magnéticos que limitan la velocidad y dirección de los frentes de conducción que pueden causar una desviación de la simetría esférica. Por lo tanto, los procesos de emisión extendida de rayos X están enlazados a los procesos de morfología de NP (Kastner et al. 2002), aunque no todos los procesos morfológicos conducen a la emisión de rayos X.

Al analizar la estructura de la interacción de un viento estelar fuerte con el medio circunestelar, tenemos que considerar que a un tiempo $t = 0$, la estrella comienza a soplar un viento estelar uniforme con velocidad terminal constante V_∞ y una tasa de pérdida de masa \dot{M} . Por lo tanto, la luminosidad mecánica L_w del viento resulta ser

$$L_w = \frac{1}{2} \dot{M} V_\infty^2. \quad (1.1)$$

Este viento interactúa con un gas circunestelar de densidad atómica que para fines prácticos consideramos uniforme y que denominamos n_o , en donde se obtiene un sistema esférico en expansión, al cual se le llama burbuja. A lo largo de su evolución, el sistema dinámico consiste de cuatro regiones distintas, esta estructura se describe esquemáticamente en la Fig. 1.1. Comenzando desde el interior, se encuentra: (a) el viento estelar hipersónico; (b) una región de viento estelar chocado; (c) una capa de gas circunestelar chocado; y la región más externa (d) que consiste del gas circunestelar sin perturbar.

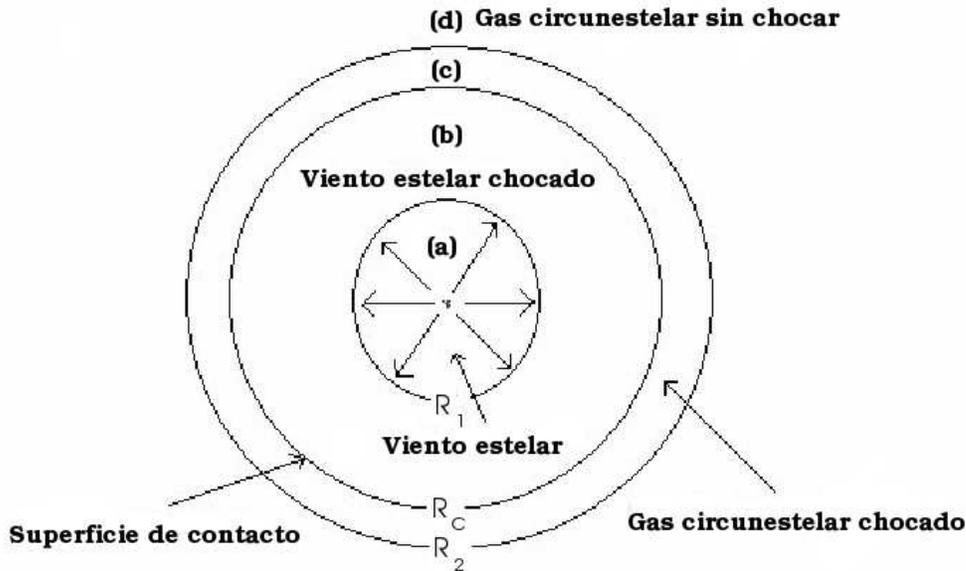


Figura 1.1: Diagrama esquemático en donde se indican las regiones y límites del flujo estelar.

En los modelos propuestos por Weaver et al. (1977) y Kwok, Purton, & Fitzgerald (1978), sobre la historia evolutiva de la burbuja se detallan varios eventos para considerar las condiciones físicas necesarias del viento en expansión, aunque por el momento sólo explicaremos como la nebulosa alcanza una temperatura tan elevada. Si consideramos que el gas circunestelar está prácticamente estático ya que se expande a una velocidad relativa $V_{gas} \approx 20 - 50 \text{ km s}^{-1}$, la cual es mucho menor que la velocidad del viento estelar cuyo valor es $V_\infty = 2000 \text{ km s}^{-1}$, entonces la temperatura resultante del choque del viento estelar con el gas circunestelar se puede

obtener de la ecuación:

$$kT = \frac{3}{16}\mu m_p V_\infty^2, \quad (1.2)$$

(Soker & Kastner 2003), donde k es la constante de Boltzmann, T la temperatura, μ es el peso molecular, que para el caso del hidrógeno ionizado consideramos $\mu = 0.5$ y m_p la masa del protón, tenemos que el viento alcanza una temperatura $T_{choque} \approx 4.54 \times 10^7$ K, la cual es un orden de magnitud más grande que la observada y que podemos apreciar en la tabla 1.2. De acuerdo a los datos observacionales, la interfase entre la región (b) de viento estelar chocado y la capa (c) de gas circunestelar chocado es particularmente interesante porque ahí la temperatura abarca el rango $10^5 \text{ K} < T < 10^6 \text{ K}$, donde las especies altamente ionizadas tales como [Fe X] o [Fe XIV] deberían ser las más dominantes de la región.

En la siguiente sección se proponen algunos mecanismos que probablemente atenúan la temperatura de emisión de rayos X y que explican las discrepancias mencionadas anteriormente.

1.3. Procesos propuestos para moderar la temperatura de rayos X de Nebulosas Planetarias

Con el escenario anteriormente expuesto, se tiene el problema de como explicar la diferencia de la temperatura calculada teóricamente de la burbuja ($\sim 10^7$ K) con la temperatura observada ($\sim 1 - 3 \times 10^6$ K). Ahora tenemos que buscar los mecanismos que enfrían al gas. En principio, el gas caliente está en contacto con el gas circunestelar chocado, que se encuentra a una temperatura inferior ($T_{gas} \approx 10^4$ K), por lo tanto la conducción térmica desempeña un papel importante en la disminución de la temperatura del gas de la burbuja caliente y por consiguiente se puede resolver el problema de la suavidad en los rayos X de estas NP. Por otro lado, la conducción de calor puede resultar en temperaturas del gas mucho más bajas que las del viento rápido chocado, dada la presencia de campos magnéticos que limitan la velocidad y dirección de los frentes de conducción, que puede causar enormes desviaciones de la simetría esférica (Soker 1994, Zhekov & Perinotto 1996, Zhekov & Myasnikov 2000)).

Anteriormente se advirtió que la conducción de calor puede formar regiones de emisión de rayos X en NP teniendo temperaturas mucho más bajas que aquella del viento rápido chocado (Soker 1994, Zhekov & Perinotto 1996) y que puede causar la desviación de la simetría esférica (Zhekov & Myasnikov 2000).

Basándonos en el esquema de la Fig. 1.1, la región de interfase entre el viento estelar chocado (región b) y la capa de gas barrido (región c) tiene una estructura determinada por conducción térmica de electrones que va de la región del viento chocado hacia esta zona (interfase). Aproximadamente el 40% del flujo de calor conducido es emitido por radiación hacia el exterior desde la interfase por excitación colisional de líneas del UV tales como OVI $\lambda 1035$. El otro 60% provoca la evaporación

de gas de la capa fría, la cual se difunde hacia la región b, provocando el mezclado de estos gases. De hecho, la principal fuente de masa en esta región (viento estelar chocado), es el gas circunestelar evaporado proveniente del gas circunestelar chocado más que del mismo viento proveniente de la estrella. Weaver et al. (1977) basándose en los fundamentos clásicos sobre la conductividad térmica en esta superficie de contacto, demostraron que la saturación de conducción térmica no es significativa en esta región, aunque es muy probable que si lo sea cerca del choque en R_1 .

En términos generales el frente de conducción de calor va a través de tres etapas: evaporación, cuasiestática y condensación. Durante las primeras dos etapas, la región de temperatura intermedia está dentro del gas inicialmente frío (región c), mientras que en la tercera fase está en el gas inicialmente caliente (región b) (Borkowski, Balbus, & Fristrom 1990). Esto puede explicar ciertos aspectos de las observaciones que no son fácilmente entendidas, por ejemplo, el mezclado del material del viento rápido y nebular.

En el trabajo de Soker & Kastner (2003) se proponen algunos procesos que podrían producir una temperatura relativamente baja en la burbuja de gas. Cabe mencionar que uno o más de estos procesos independientes pueden actuar juntos para atenuar la temperatura de emisión de rayos X. Los procesos propuestos son los siguientes:

1. Enfriamiento por conducción térmica magnetizada

Una complicación importante ignorada hasta el momento en el análisis de la estructura de la interfase es el efecto del campo magnético sobre la conductividad térmica, el cual, disminuye drásticamente la conducción de calor cuando se transmite en una dirección perpendicular al vector de campo magnético local. El coeficiente de conductividad térmica κ en ausencia de campo magnético es $\chi T_e^{5/2}$ (Spitzer 1962), tal que

$$\chi = 1.84 \times 10^{-5} / \ln \Lambda \text{ ergs cm}^{-1} \text{ s}^{-1} \text{ K}^{-7/2}.$$

Donde Λ , que es la densidad de carga, varía lentamente con la temperatura T y la densidad n_e ; $\ln \Lambda \approx 2.97 + \ln(T_{e6} n_e^{-1/2})$ en donde $T_{e6} = T_e / (10^6 \text{ K}) > 0.42$ en un plasma de hidrógeno completamente ionizado, además T_e y n_e son la temperatura electrónica y la densidad respectivamente.

Entonces, la presencia del campo magnético restringe la movilidad de los electrones en la dirección perpendicular a las líneas de campo magnético. Si el frente de conducción térmica forma un ángulo θ con las líneas de campo, el flujo total conductivo se reduce por un factor de $\cos \theta$, pero solamente la componente del campo paralela al frente normal ($\propto \cos^2 \theta$) ingresa un balance de energía debido a la desaparición de la componente perpendicular (Borkowski, Balbus, & Fristrom 1990).

Para encontrar una relación de la conductividad térmica en presencia del campo magnético, suponemos que la inclinación respecto a las líneas de campo es θ_o si el gas frío es calentado a la temperatura T_o . Entonces la conductividad varía continuamente

a través de la interfase inicial y puede ser escrita como

$$\kappa = \frac{\chi T^{5/2}}{1 + (n \tan \theta_{co}/n_{co})^2}. \quad (1.3)$$

Nótese que la conducción se inhibe en una extensión más grande en la capa de gas fría debido a la inclinación del campo magnético a más altas densidades.

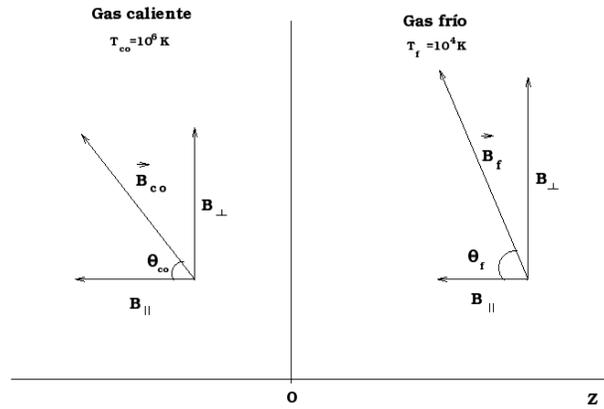


Figura 1.2: Configuración inicial para un frente de conducción térmica magnetizada. La frontera entre el gas caliente y el frío se localiza en $z=0$ donde z es la coordenada normal al frente. El campo B_{co} en el gas caliente forma un ángulo θ_{co} con respecto al eje z . Las variables correspondientes en el gas frío son B_f y θ_f .

2. Mezclado del viento rápido con grumos de gas fríos

Este proceso, el cual fue discutido por Chu & Ho (1995) para A30 y Arnaud et al. (1996) para BD +30°3639, probablemente toma lugar cuando hay una gran cantidad de pequeños grumos de gas que son observables ópticamente en el interior nebuloso. El gas de estos grumos $\sim 10^4 K$, se mezcla con el viento rápido, lo que por lo tanto disminuye su temperatura. Arnaud et al. (1996) discuten que el cociente de mezclado requerido para formar el gas emisor de rayos X más frío debería resultar en una abundancia elevada de oxígeno. En contraste, el análisis de los espectros de rayos X de BD +30°3639 (Kastner et al. 2000) y NGC 6543 (Chu et al. 2001) sugiere que el gas caliente tiene deficiencia de oxígeno. Por lo tanto, mientras el mezclado puede

ocurrir hasta cierto punto en alguna nebulosa, es improbable explicar la temperatura de emisión relativamente baja de la región de choque en las NP.

3. Enfriamiento por expansión adiabática de la burbuja.

Este mecanismo puede ser importante para un viento rápido que choca en las etapas tempranas, muy cerca de la estrella central. Ya que durante estas primeras etapas de la evolución de las NP la tasa de pérdida de masa es mayor que durante las etapas posteriores, un viento rápido a un radio muy corto choca a una alta densidad. Este gas se enfría adiabáticamente, en un gran factor a medida que la nebulosa se expande y a tiempos tardíos se forma una región delgada, relativamente densa y fría en la parte interior de la burbuja caliente. Esta región emite intensamente temperaturas de rayos X más bajas, con la emisión concentrada justo en el interior del viento denso emitido en la etapa AGB. Por lo tanto, esta emisión no necesariamente implica que haya conducción de calor y/o mezclado de la burbuja de gas caliente con el gas nebuloso frío en esa región. Nótese que el gas emisor de rayos X relativamente denso y frío que se encuentra en la parte exterior de la burbuja caliente se forma aún si el viento rápido tiene una velocidad $\sim 2000 \text{ km s}^{-1}$ (que es una velocidad típica del viento en estos objetos, ver tabla 1.2) desde el comienzo. Observacionalmente, las distribuciones de brillo superficial de NGC 6543 (Chu et al. 2001) y BD +30°3639 (Kastner et al. 2002) indican que la emisión más brillante proviene de una región cercana a la capa densa (borde) con una emisión más débil en la región interna. La emisión de la región interna de BD +30°3639 es también más suave que la emisión de la región adyacente al borde óptico (Kastner et al. 2002), sin embargo se sugiere que, al menos para esta NP, se consideren también la evolución del viento rápido.

4. Velocidad moderada del viento estelar.

Para producir choques con temperaturas características de $T_x \approx (2 - 3) \times 10^6 \text{ K}$, la velocidad del viento debería ser $\sim 400 - 500 \text{ km s}^{-1}$, en donde el valor exacto depende de la expansión adiabática del material post-choque. Tal velocidad moderada del viento, probablemente surge en la fase tardía post-AGB y en la fase temprana de NP, a medida que la estrella atraviesa el diagrama H-R. Arnaud et al. (1996) han propuesto que una velocidad de viento moderado generado en la fase post-AGB es la fuente del gas emisor de rayos X en BD +30°3639. Mientras que el gas de velocidad moderada y chocado, se enfría muy rápidamente, el gas de alta velocidad se enfría lentamente y emite a una tasa baja por unidad de volumen. Por lo tanto, si se presenta un viento más rápido de la estrella central ($\sim 1000 \text{ km s}^{-1}$), la emisión de rayos X dominante vendría aún de un gas que se origina en un viento post-AGB de velocidad más moderada dirigido a $\sim 500 \text{ km s}^{-1}$.

5. Enfriamiento debido a la desviación del equilibrio térmico.

En un encuentro de vientos con pocas colisiones de partículas, los iones son mucho más calientes que los electrones (Laming 2001). El equilibrio electrostático y las inestabilidades del plasma podrían calentar los electrones. Para las condiciones apropiadas en una NP joven, el equilibrio Coulombiano por sí mismo calentaría los electrones en un tiempo relativamente corto. Tomando una pérdida de masa para la

estrella de $10^{-7} M_{\odot} \text{año}^{-1}$, una velocidad prechoque de 1000 km s^{-1} , y una posición de choque de $2 \times 10^{16} \text{ cm}$ desde la estrella central, se encuentra de la ecuación de Laming (2001)

$$T_e = \left(\frac{5}{2} \times 0.13 \frac{Z^2 T_i n_e t}{A Z + 1} \right)^{2/5}, \quad (1.4)$$

que los electrones serán calentados hasta 10^7 K en ~ 100 años. En esta ecuación T_i , Z y A , son la temperatura, la carga y la masa atómica del ión respectivamente, T_e y n_e representan la temperatura y la densidad electrónica y t el tiempo. Las inestabilidades del plasma harán el tiempo de equilibrio mucho más corto. Por lo tanto, la salida del equilibrio térmico no es una buena explicación general para el enfriamiento del plasma emisor de rayos X observado en NP.

6. Emisión de rayos X en un sistema binario

Una compañera de secuencia principal cercana a la estrella AGB progenitora puede acretar del viento AGB, formando un disco de acreción y dirigiendo jets o un viento rápido colimado a una velocidad de $\sim 200 - 600 \text{ km s}^{-1}$. Tal mecanismo, descrito en detalle por Soker & Rappaport (2000), sería responsable de la emisión de rayos X aparentemente asociados con flujos protoestelares (Pravdo et al. 2001, Favata et al. 2002) y para los jets colimados de rayos X en el sistema binario simbiótico R Aqr (Kellogg, Pedelty, & Lyon 2001). Las temperaturas del plasma emisor de rayos X en estos sistemas son similares a aquellos en NP jóvenes con emisión de rayos X (i.e. $\sim 10^6 \text{ K}$). Las observaciones de R Aqr son quizá las más relevantes, porque las binarias simbióticas están frecuentemente asociadas con NP mostrando una estructura bipolar pronunciada. Si tal viento colimado es dirigido por una compañera, es responsable de la emisión de rayos X en NP jóvenes, entonces tal emisión debería estar confinada a las regiones polares como es aparentemente el caso para NGC 7027, NGC 6543 y posiblemente para BD +30°3639.

A pesar de que pudieramos considerar este proceso para explicar la emisión de rayos X suaves, no podríamos aceptarlo totalmente ya que ninguna de las NP que estudiamos en este trabajo pertenece a un sistema binario.

1.4. En búsqueda del origen del gas emisor de rayos X

Uno de los retos más importantes que tenemos en este trabajo es tratar de determinar la región en donde se puede encontrar el plasma emisor de rayos X, ya que éste lo podemos encontrar tanto en el gas circunestelar chocado (región c de la fig.1) como en el viento estelar chocado (región b) o en alguna zona en donde se encuentren mezclados ambos gases.

Si nos basamos en la suposición de que el gas emisor de rayos X debería tener la misma composición química que la región en donde se encuentra (ya sea gas nebuloso o el viento estelar), entonces, una posible prueba para determinar esta región, es mediante la determinación de la abundancia relativa del hierro en el gas emisor de rayos X.

En lo que respecta a la abundancia de hierro en el viento estelar aún se sabe muy poco acerca de ésta en los objetos estudiados aquí. A pesar de ello, se ha sugerido una manera indirecta de hacer una estimación sobre la abundancia de este elemento, la cual consiste en analizar la abundancia de hidrógeno en la atmósfera de cada una de las estrellas centrales. Esta propuesta se basa en el hecho, de que hay una aparente tendencia de que las estrellas con deficiencia de hidrógeno, con o sin viento, tienen una atmósfera con deficiencia de hierro de al menos un orden de magnitud, como sucedió en el caso concreto de los objetos K 1-16 y NGC 7094 (Miksa et al. 2002, Herald & Bianchi 2004c,b,a, Stasińska et al. 2004). Esta deficiencia de hierro puede ser el resultado de procesos nucleares (Herwig 2003).

Al aplicar este análisis a nuestros objetos, tenemos que tanto BD+30°3639 como NGC 6543 tienen una deficiencia de hidrógeno en sus estrellas centrales, mientras que NGC 7009 tiene una abundancia elevada de este elemento, en lo que respecta a NGC 7027 aun no se sabe algo al respecto. Por otro lado, las estrellas centrales de NP que tienen vientos y que presentan una abundancia elevada de hidrógeno no parecen tener una deficiencia de hierro (Herald & Bianchi 2004c,b,a).

Otro inconveniente que tenemos que tomar en cuenta es que el agotamiento de hierro tanto en el viento estelar como en el material nebuloso podría traer como consecuencia la falta de detección de las líneas de este elemento en los espectros, tal podría ser el caso de la línea de [Fe XIV] λ 5303, que se origina precisamente en la región donde está el gas que emite los rayos X.

1.5. La abundancia de Hierro en Nebulosas Planetarias

Los modelos propuestos por Zhekov & Perinotto (1996), demuestran que el gas en la interfase entre el viento chocado y el gas nebuloso debería emitir líneas coronales excitadas colisionalmente de elementos altamente ionizados. Las dos líneas coronales de emisión más intensas en la región espectral del óptico son $[\text{Fe X}]\lambda 6374$ y $[\text{Fe XIV}]\lambda 5303$. Si se pueden detectar estas líneas en NP, la medición de sus intensidades nos proveería información valiosa acerca de las propiedades físicas del plasma emisor.

La abundancia de hierro en NP ha sido muy poco estudiada hasta el momento esencialmente por la relativa debilidad de sus líneas de emisión observada. Sin embargo el conocimiento de la abundancia de hierro en NP es muy importante en varios aspectos. Uno de ellos es establecer, vía comparación con las correspondientes abundancias de las fotosferas de sus estrellas centrales, la producción efectiva de granos de hierro de las fases AGB a la NP.

Los pocos resultados que tenemos nos pueden ser de gran utilidad. Por ejemplo, las mediciones obtenidas por Perinotto et al. (1999) para las nebulosas NGC 6543 y NGC 7027, nos dan como resultado una deficiencia del hierro por factores de 11 y 80 respectivamente. De manera similar, Sterling et al. (2005) determinaron una deficiencia del hierro respecto a la solar por un factor de 3-14 en SwSt-1 la cual dependía de la región observada de la nebulosa. De tal modo, que aun cuando consideremos necesario realizar un mayor número de estudios sobre la abundancia del hierro nebuloso, estos resultados nos conducen a pensar que este elemento se encuentra muy a menudo agotado por un factor de 10 o más en las NP. Por otro lado, en el estudio de las abundancias relativas en regiones H II se han encontrado similares deficiencias, e.g. Rodríguez (2002) quien encontró un agotamiento del hierro por factores de 3 a 50. Un resultado general de estos trabajos demuestra que la abundancia Fe/H derivada en NP, es mucho menor que la del Sol, siendo más pequeña por un factor entre 5 y 100.

Las determinaciones previas han sido basadas en el uso de pocas líneas de emisión prohibidas en las regiones espectrales del visual y del cercano infrarrojo, interpretado esencialmente con el modelo atómico de dos niveles. Una representación adecuada de la realidad requiere preferiblemente tomar en cuenta las inter-relaciones entre los numerosos niveles de la estructura atómica de los iones de hierro. Esto no fue posible hasta recientemente, cuando principalmente en conexión con el *Iron-Project* (Hummer et al. 1993), proporcionó los valores para las cantidades atómicas necesitadas de hasta 100 niveles que han sido calculadas. Estos resultados son claramente fundamentales para obtener abundancias confiables de iones de hierro.

1.6. Objetivos generales del trabajo y metodología

En el presente trabajo se realizará el estudio de las nebulosas NGC 6543, NGC 7009, NGC 7027, y BD +30°3639, en las que se han observado regiones difusas que emiten rayos X. El objetivo principal consiste en la determinación de la abundancia de hierro en la región del gas circunestelar chocado (región c) en estos cuatro objetos. También es necesario mencionar que la parte correspondiente a la determinación de la abundancia de hierro en el viento estelar (región a) no está comprendido dentro de este trabajo, sin embargo haremos un análisis posterior del trabajo realizado por Georgiev et al. (2006a) en donde se estudió el comportamiento del hierro en dicha región.

Por otro lado, debemos determinar el origen del gas emisor de rayos X, ya sea viento estelar o gas nebuloso y proponer un mecanismo encargado de atenuar la temperatura en esta región.

También tenemos que determinar el comportamiento cinemático de las líneas de [Cl III] λ 5517, [Ar IV] λ 4711, O II λ 4367 y [O III] λ 4363, con el fin de obtener la distribución espacial y de velocidades de los iones en cada objeto mediante el rebanado de los órdenes espectrales (método que explicaremos posteriormente). También pretendemos determinar la distribución de las temperaturas y densidades de cada nebulosa a lo largo del eje de la rendija.

El método a utilizar para llevar a cabo el proceso del análisis cinemático de las nebulosas, se basa en el rebanado de los órdenes espectrales, mismo que explicaremos en el capítulo 2 y analizaremos una por una las líneas mencionadas anteriormente. Al rebanar los órdenes espectrales, se puede distinguir las distintas regiones de la nebulosa por donde atraviesa la rendija, por cada rebanada podremos determinar la expansión de cada ión emisor.

Para determinar la abundancia de hierro en las nebulosas, nos basamos en la ejecución del código CLOUDY, mediante un arreglo numérico que genera superficies y la obtención de sus respectivas curvas de nivel se pueden identificar tanto la densidad nebulosa como la temperatura estelar en cada objeto. Una vez obtenidos estos parámetros, se ajustan los flujos de las líneas con el fin de reproducir los espectros observados y de esta manera obtener las abundancias de hierro en el gas nebuloso.

Capítulo 2

Observaciones espectroscópicas y análisis cinemático de las nebulosas.

2.1. Observaciones y reducción de datos.

Todas las observaciones fueron obtenidas durante los períodos del 26-27 de mayo y del 2-4 de agosto de 2004 en el Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir, Baja California, México (SPM), con el espectrógrafo echelle REOSC acoplado al telescopio de 2.1 m. Éste es un espectrógrafo cuya dispersión es de 7.93 Å/mm y 9.51 Å/mm a 5303 Å y 6374 Å respectivamente. Para las observaciones de NGC 6543 y NGC 7009 se utilizó una máscara de $2'' \times 26''$, para NGC 7027 fue de $3.3'' \times 26''$ mientras que para las observaciones de BD +30°3639 fue de $3.3'' \times 13''$. Para la observación de las estrellas estándares se utilizó una rendija cuyo ancho era de $11''$. La rendija se orientó de tal modo que se pudieran cubrir varias regiones de interés dentro de cada objeto (ver Fig. 2.1). Para remover la contaminación a segundo orden para la línea [Fe X] λ 6374 Å, se usó un filtro GG395. El detector fue un CCD SITE con un arreglo de 1024 X 1024 pixeles. Dentro de la ganancia utilizada, la lectura del ruido del CCD fue de aproximadamente 9 electrones. La configuración del espectrógrafo fue de tal modo que la emisión de la línea $H\alpha$ no fuera detectado por el CCD, sin embargo, parte de la luz dispersada por esta línea inevitablemente contaminó el orden adyacente que contiene a [Fe X] λ 6374. La relación de las observaciones se presenta en la tabla 2.1.

Los datos se redujeron con el programa MIDAS. El paso inicial consistió en la limpieza de los espectros de las NP de los rayos cósmicos, para llevarlo a cabo se promediaron las imágenes de cada nebulosa. Los bias se obtuvieron en cada noche de observación, las cuales se utilizaron para construir una imagen de corrección cero y que posteriormente se usó para ser sustraída de cada una de las exposiciones, es decir, las imágenes de la nebulosa, estrellas estándares o lámparas de calibración.

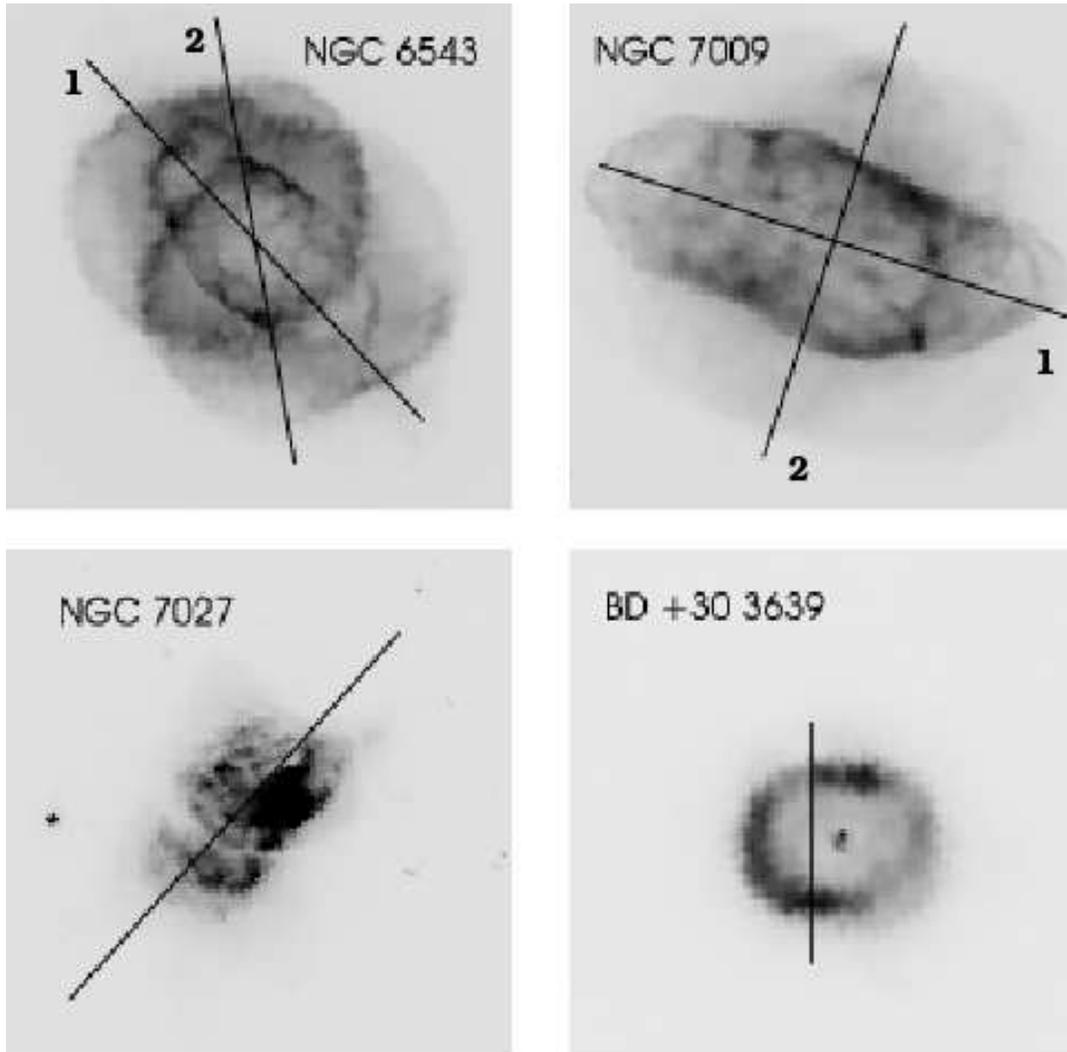


Figura 2.1: *Imágenes HST de los cuatro objetos estudiados en este trabajo.*

En esta imagen se superponen las posiciones de la rendija en cada una de nuestras observaciones. La longitud de la rendija se muestra a escala, 13'' para BD +30°3639, 26'' para los otros objetos. Para cada una de las imágenes el Norte se ubica hacia arriba mientras que el Este se encuentra a la izquierda. Los valores 1 y 2 corresponden a la primera y segunda orientación de la rendija.

Las observaciones de las estrellas estándares se usaron para trazar las posiciones y las formas de cada orden. Para las NP, se cambiaron estas definiciones de apertura para las posiciones apropiadas dentro de la rendija sin cambiar la forma de las aperturas. Cuando se extrajeron los espectros de las estrellas estándares, se sustrajo el fondo entre los órdenes resultante de la luz dispersada. Este paso se omitió para aquellos espectros en donde la dispersión de luz era despreciable. La emisión del campo plano no pudo ser sustraída debido a que el detector obtiene una mejor calidad en la región espectral del rojo, pero no así en la región azul, por lo tanto no hubo forma de generar un campo plano decente, aunque ésto no resulta ser un

Tabla 2.1: **Relación de las observaciones.**

Fecha (TU)	Objeto	Inclinación ¹	Exposiciones
26 de Mayo de 2004	NGC 6543	10°	7 × 900s
27 de Mayo de 2004	NGC 6543	43°	11 × 100s
30 de Mayo de 2004	BD+30°3639	0°	5 × 1800s
2 de Agosto de 2004	NGC 7027	138°	5 × 600s
3 de Agosto de 2004	NGC 7009	72°	12 × 900s
4 de Agosto de 2004	NGC 7009	162°	11 × 900s

¹ La posición de los ángulos sigue la convención astronómica, partiendo del norte hacia el este.

problema mayor para nuestros propósitos.

Para realizar la calibración de longitud de onda, se obtuvieron espectros de una lámpara de Torio-Argón; el rebineo adecuado para la calibración de las imágenes fue de 0.01 Å/pix.

2.2. Descomposición de los órdenes de un echelograma

El estudio del comportamiento cinemático de las nebulosas, en particular la expansión de las burbujas que rodean a cada uno de nuestros objetos, comenzó a partir desde el mismo punto de la observación de éstos, en la que se obtuvieron las imágenes que constaron de 32 órdenes cada uno, a lo largo de ellos se midió la rango espectral del visible y cada orden es un segmento del espectro que mide alrededor de 150 Å trayendo como consecuencia un traslape de información entre órdenes adyacentes. Pero antes que nada, es necesario mencionar cual es la información contenida en cada uno de estos espectros.

La orientación utilizada por la rendija se ilustra en la Fig. 2.1. Como se puede apreciar en ese conjunto de imágenes, se tienen algunos casos en los que la orientación de la rendija incluye a la estrella central (cuyas líneas espectrales tuvieron que ser removidas) y ambos lados de la burbuja en expansión, de tal manera que la información contenida en cada orden de los espectros puede verse en la fig. 2.2. En este caso consideramos dos situaciones, en la primera y más sencilla analizamos el caso de una nebulosa que se expande en forma esférica y el caso de otra que se aproxima más a lo que ocurre en nuestros objetos, que se expanden en forma de elipsoide.

Si quisieramos analizar por ejemplo el orden 7 (véase la Fig. 2.3) que pertenece a alguno de nuestros espectros, en la que podríamos reconocer las regiones de la

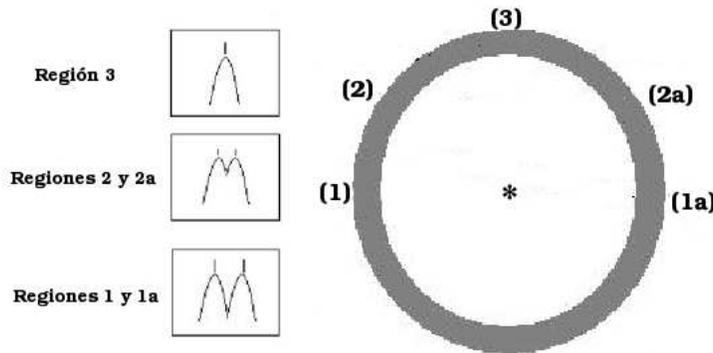


Figura 2.2: En este diagrama observamos el tipo de perfil que se obtiene depende de la región de la nebulosa que estemos observando.

burbuja que se acercan hacia nosotros con velocidad $v \cos(i)$ y las que se alejan de la misma manera, donde i es el ángulo que hay entre el segmento de de la cáscara que se expande y la línea de visión (Fig. 2.2).

Al analizar las imágenes de las nebulosas proyectadas en el plano del cielo, podemos apreciar que conforme nos alejamos del centro de la estrella, los dos lados de la burbuja en expansión se alejan respectivamente con una velocidad de proyección cada vez menor dada por la expresión $v \cos(i)$, lo cual nos permite observar en los espectros que sus líneas de emisión están más cercanas, hasta llegar el extremo de la rendija en donde observamos una sólo línea, lo que equivale a observar a la nebulosa de una manera tangencial.

Con el método anteriormente expuesto, se pudieron extraer las rebanadas de cada orden y así pudimos trabajar con líneas de emisión como $[\text{Cl III}]\lambda\lambda 5517, 5537$, $[\text{Ar IV}]\lambda 4711$, $\text{H}\gamma\lambda 4340$, $\text{O II}\lambda 4367$ y $[\text{O III}]\lambda 4363$.

También es necesario mencionar que este proceso no solamente se realizó con los espectros de la nebulosa sino también con los espectros de comparación. Con las imágenes obtenidas se realizó la conversión de longitud de onda a velocidad, ya que este parámetro nos proporciona mayor información para la determinación de la cinemática de las nebulosas. En el programa diseñado se utilizó un paso de 10 km/s por pixel (ver Apéndice A). Gracias a esto, se pudieron medir las líneas de los espectros de comparación y, de este modo, corregir los desajustes de sus mediciones, recordemos que es una lámpara de Torio-Argón y que por lo tanto no tienen desplazamiento y que se deberían observar con velocidad cero con respecto al sistema de referencia del observatorio, sin embargo al analizar una de las líneas que medimos se observó un desplazamiento Doppler, de tal modo que intentamos utilizar la línea de $[\text{O I}]\lambda 6300$ la cual es una línea que se genera por ión localizado en la

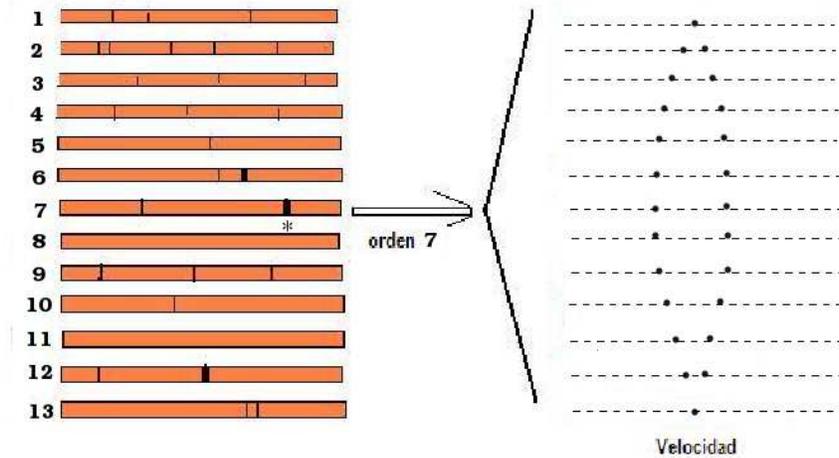


Figura 2.3: Del lado izquierdo tenemos la representación de los órdenes espectrales, mientras que del lado derecho observamos el rebanado del orden 7 realizado alrededor de la línea marcada con *. Esta representación es tan sólo un ejemplo y no representa a las líneas de emisión reales.

atmósfera terrestre y que tampoco debe presentar un desplazamiento espectral y que sin embargo el resultado obtenido se presenta en la fig. 2.4. Esto se cree que se debe a una mala alineación de la rendija al obtener los espectros, por lo tanto, este efecto se le tuvo que sustraer a los espectros estelares. Después de este ajuste se procedió a obtener las imágenes rebanadas, para analizar el comportamiento cinemático en cada región de la nebulosa.

Una vez corregidos los espectros se obtuvieron las imágenes rebanadas con el fin de analizar el comportamiento cinemático de las líneas de $[\text{Cl III}]\lambda\lambda 5517, 5537$, $[\text{Ar IV}]\lambda 4711$, $\text{O II}\lambda 4367$ y $[\text{O III}]\lambda 4363$, el resultado obtenido se observa en las figs. 2.5 a la 2.10. En estas figuras observamos la distribución espacial, las cuales tienen una separación de $2''$ /rebanada y la velocidad de desplazamiento de las líneas que corresponde a la región de la nebulosa en donde fue emitida. También observamos claramente en estas imágenes el perfil doble en los espectros correspondientes a NGC 6543 y NGC 7009 que corresponden a la emisión de la línea a ambos lados de la cáscara en expansión de cada objeto. Por lo que respecta a NGC 7027 no pudimos apreciar este perfil doble y la posible explicación es que necesitamos una mayor resolución espectral para poder apreciar este efecto, ya que si vemos en la figura 2.1 podemos notar que la expansión de la burbuja en este objeto es un tanto más complicada que la que se aprecia en NGC 6543 y NGC 7009, lo que no nos

permite apreciar adecuadamente los perfiles de sus líneas. Por último en el caso de BD +30°3639 tampoco pudimos apreciar en detalle los perfiles correspondientes en sus espectros ya que en este objeto la temperatura de su estrella central es muy baja ($T_{\star} = 30000$ K Kastner et al. (2000)), la cual no emite los fotones con la energía necesaria para excitar a la nebulosa. Por lo tanto, podemos apreciar los distintos casos en NP que tienen emisión en rayos X, en donde los espectros en la región espectral del óptico varía dependiendo de las condiciones físicas de cada objeto.

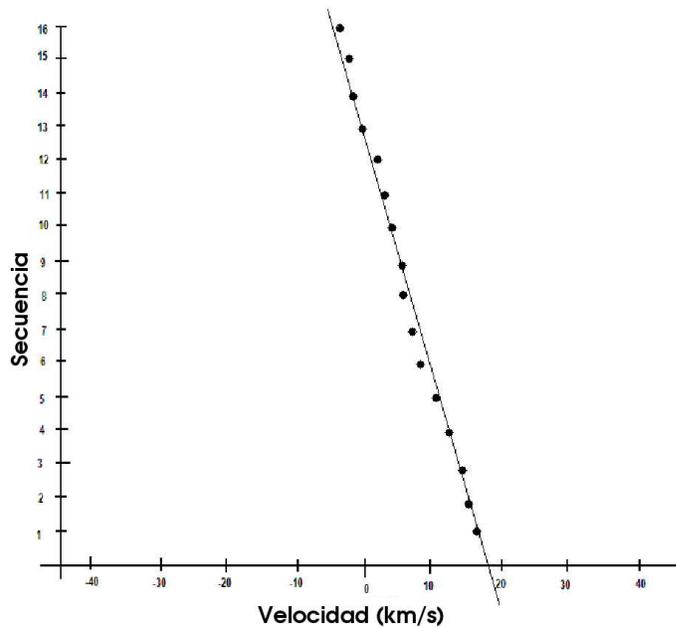


Figura 2.4: *Medición de la línea de [O I] en el espectro de NGC 7009.*

Esta distribución de puntos es resultado de la medición de los centros de los perfiles de la línea mencionada, después de hacer su respectivo rebanado. Esta es una línea que se emitió en la atmósfera terrestre y por lo tanto debe presentar un ligero desplazamiento espectral. Dado que no fue así, la posible explicación es que esto se debe a una mala orientación de la rendija y este efecto se tuvo que sustraer de todos los espectros nebulares.

2.3. Distribución de las líneas de emisión

Para analizar la distribución espacial de las líneas de emisión, se realizaron diagramas Posición-Velocidad que muestran la distribución espacial de las líneas de [Ar IV] λ 4711, [Cl III] $\lambda\lambda$ 5517, 5537, H γ λ 4340, O II λ 4367 y [O III] λ 4363 para NGC 6543 y NGC 7009. Véase las figs. 2.11 y 2.12.

Estos diagramas muestran que la línea de [Ar IV] λ 4711 está formada en el interior de donde se forma la línea de [Cl III] $\lambda\lambda$ 5517, 5537 y a la vez su velocidad es más pequeña, mientras que la línea de O II λ 4367 se forma en una región más cercana a la estrella central que donde se forma la línea de [O III] λ 4363 y por último la línea que se genera en la región más externa de la nebulosa es la correspondiente a H γ λ 4340. Es necesario mencionar que se observó el mismo comportamiento tanto en NGC 6543 como en NGC 7009. Por otro lado, se tiene establecido que de acuerdo a la distribución espacial, tanto [O III] λ 4363 como O II λ 4367 se deberían de formar en la misma región de la nebulosa ya que O II λ 4367 es una línea de recombinación y requiere del ión O⁺⁺ para formarse, por otro lado para formar la línea de [O III] λ 4363 se requiere de la excitación colisional del mismo ión, entonces ambas emisiones deberían generarse en la misma cáscara de la nebulosa.

Mientras que nuestras observaciones revelan que la distribución espacial y de velocidades de las líneas, desde la región más interna de la nebulosa a la más externa, se generaron las líneas de [Ar IV] λ 4711, O II λ 4367, [Cl III] $\lambda\lambda$ 5517, 5537, [O III] λ 4363 y H γ λ 4340 respectivamente. Este resultado, con excepción de la emisión de la línea de O II λ 4367, nos dice que cuanto menor sea el grado de ionización de la componente del gas, el ión emisor se encontrará en una región más lejana de la estrella central. Este resultado se ajusta al modelo propuesto por Wilson (1950), en el que después de observar diferencias en velocidades de expansión entre los componentes de NP, propuso que las velocidades más grandes se encuentran en los iones de más baja excitación mientras que las velocidades más bajas están asociadas a los iones de más alta excitación.

Pero hasta el momento no hemos podido explicar lo que ocurrió con la línea de O II λ 4367, ya que de acuerdo a lo anterior el ión que emite esta línea debería estar en una región más externa a la correspondiente al [O III] λ 4363, sin embargo se observa en una cáscara más interna. Una posible explicación es que el modelo expuesto en el párrafo anterior se utiliza para analizar el comportamiento de líneas prohibidas como lo son [Ar IV] λ 4711, [Cl III] $\lambda\lambda$ 5517, 5537, [O III] λ 4363, mientras que O II λ 4367 es una línea permitida.

De tal manera que la emisión de la línea de O II λ 4367 no pueden ser explicada mediante un simple proceso de recombinación y por lo tanto se requiere de un me-

canismo adicional que sea capaz de predecir la emisión de esta línea en una región interna a la que se emite la línea de $[\text{O III}]\lambda 4363$. Este mecanismo ausente podría conducir a una mejor interpretación de los datos, aunque esto requiere un trabajo que está fuera de los objetivos contemplados para esta tesis, pero que lo podemos desarrollar en una futura investigación.

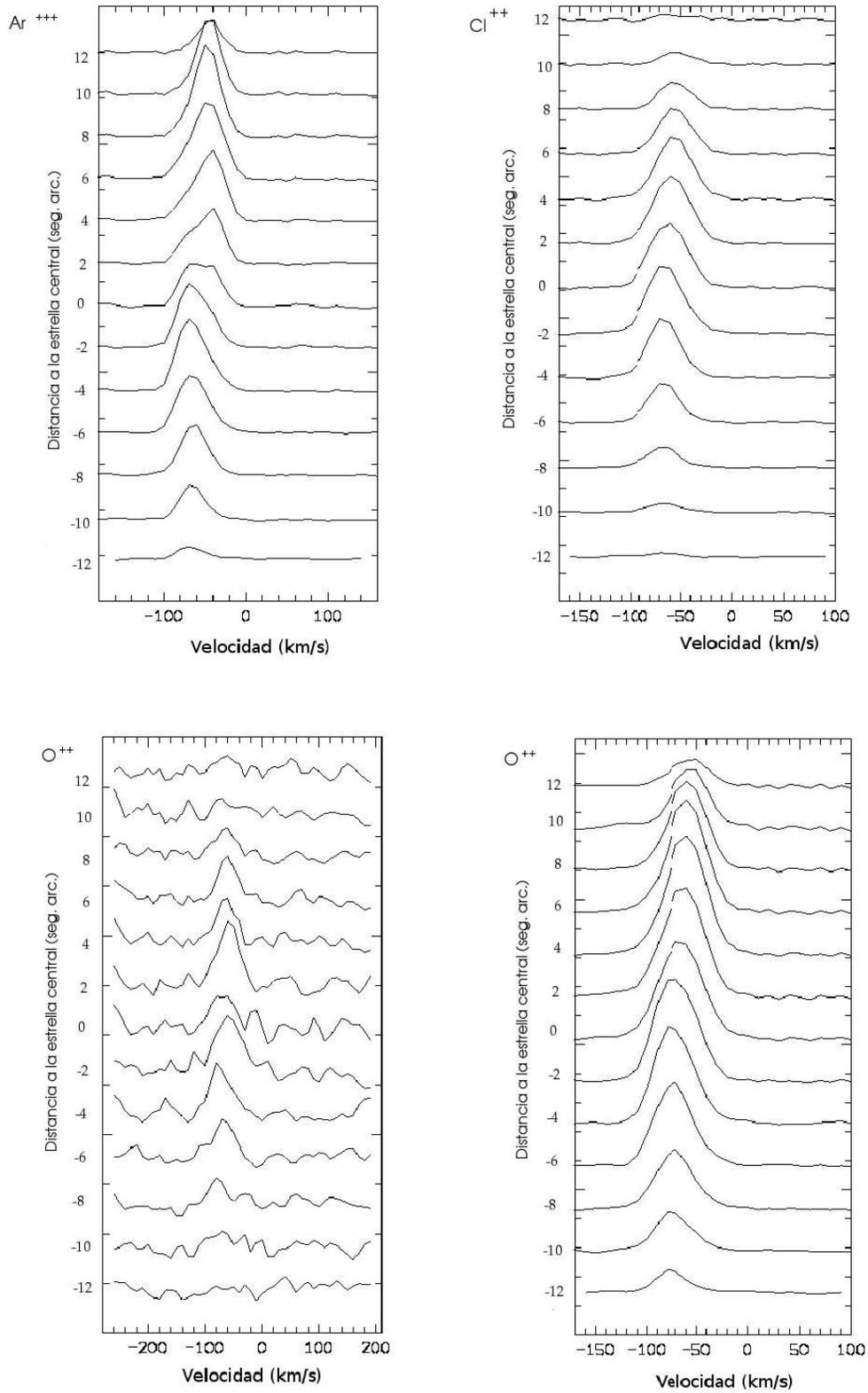


Figura 2.5: Análisis espectral de las líneas de $[Ar\ IV]\lambda 4711$ y $[Cl\ III]\lambda 5517$ (arriba), $O\ II\lambda 4367$ y $[O\ III]\lambda 4363$ (abajo), encontradas en NGC 6543.

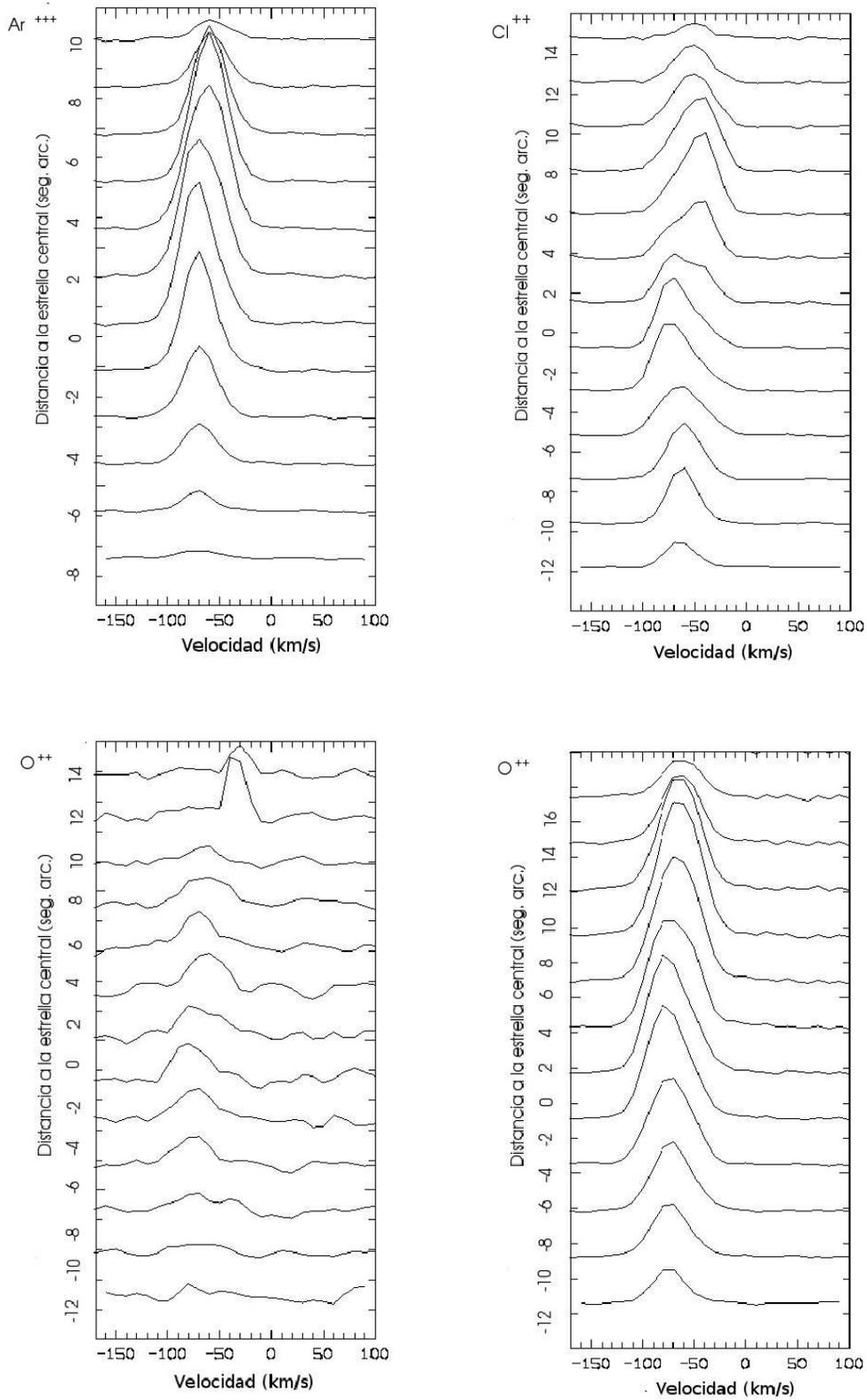


Figura 2.6: Análisis espectral de las líneas de $[Ar IV]\lambda 4711$, y $[Cl III]\lambda 5517$ (arriba), $O II\lambda 4367$ y $[O III]\lambda 4363$ (abajo), obtenidas en la segunda orientación de la rendija para NGC 6543.

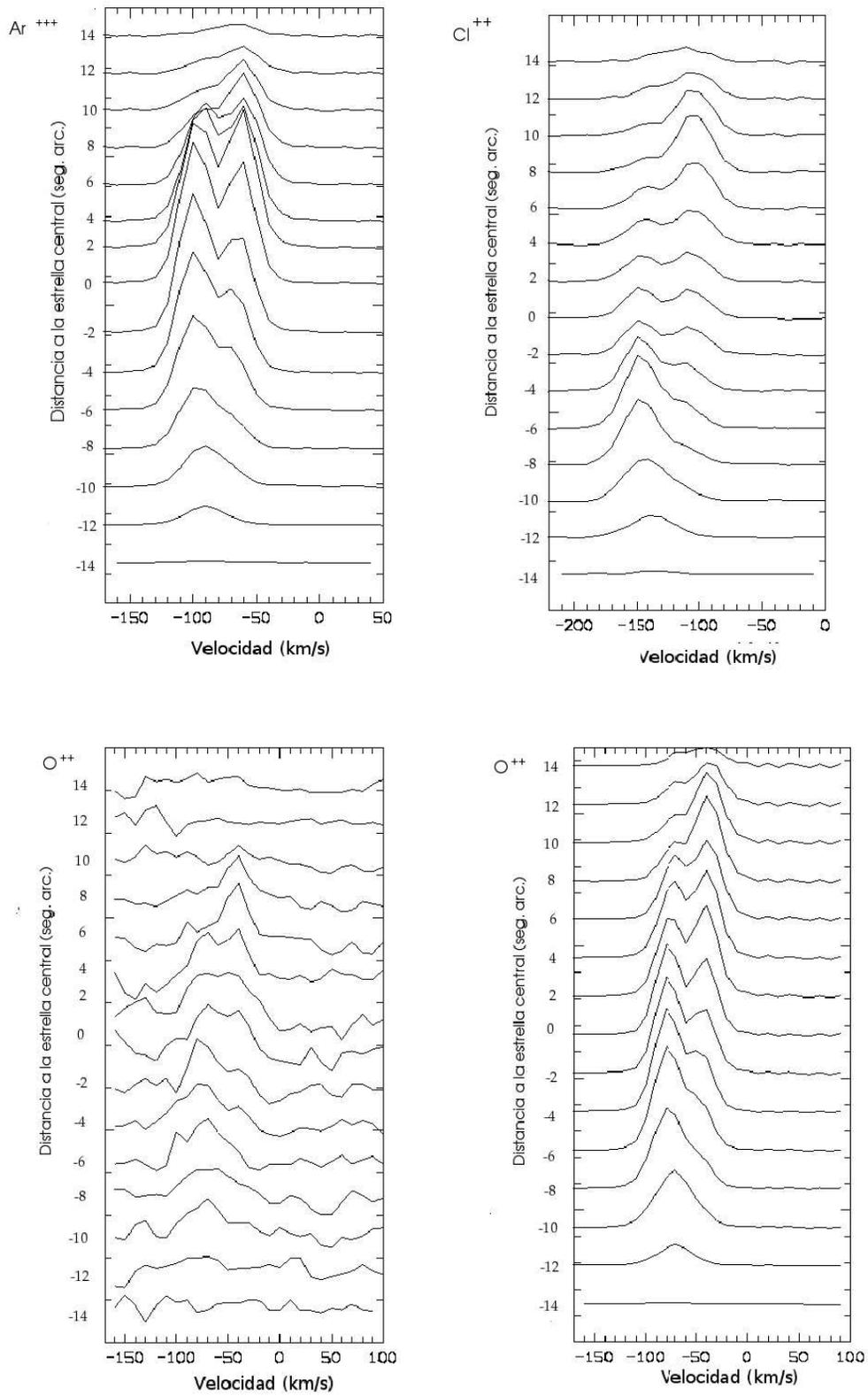


Figura 2.7: Análisis espectral de las líneas de [Ar IV] λ 4711 y [Cl III] λ 5517 (arriba), O II λ 4367 y [O III] λ 4363 (abajo), encontradas en NGC 7009.

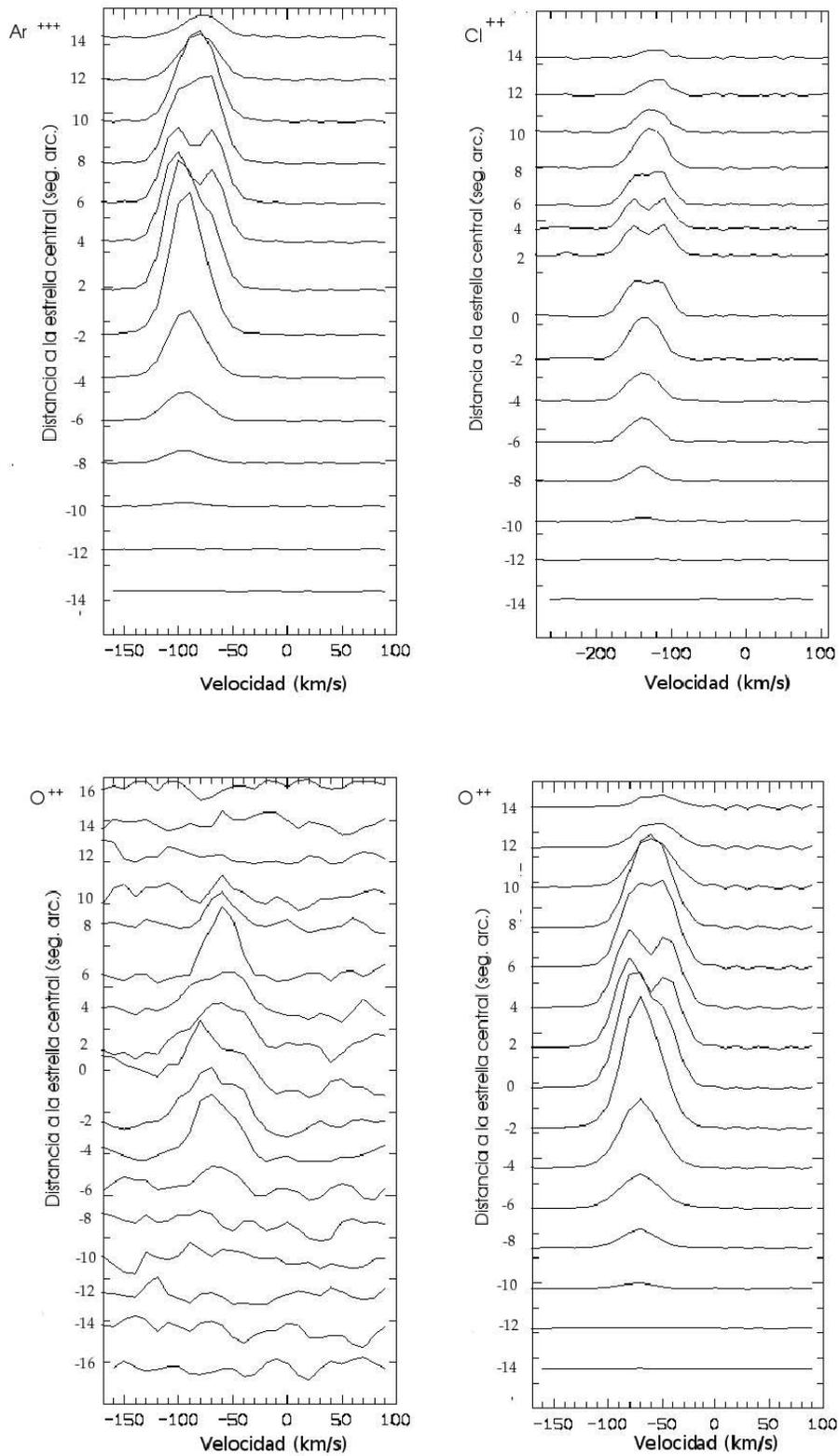


Figura 2.8: Análisis espectral de las líneas de [Ar IV] λ 4711 y [Cl III] λ 5517 (arriba), O II λ 4367 y [O III] λ 4363 (abajo), obtenidas en la segunda orientación de la rendija para NGC 7009.

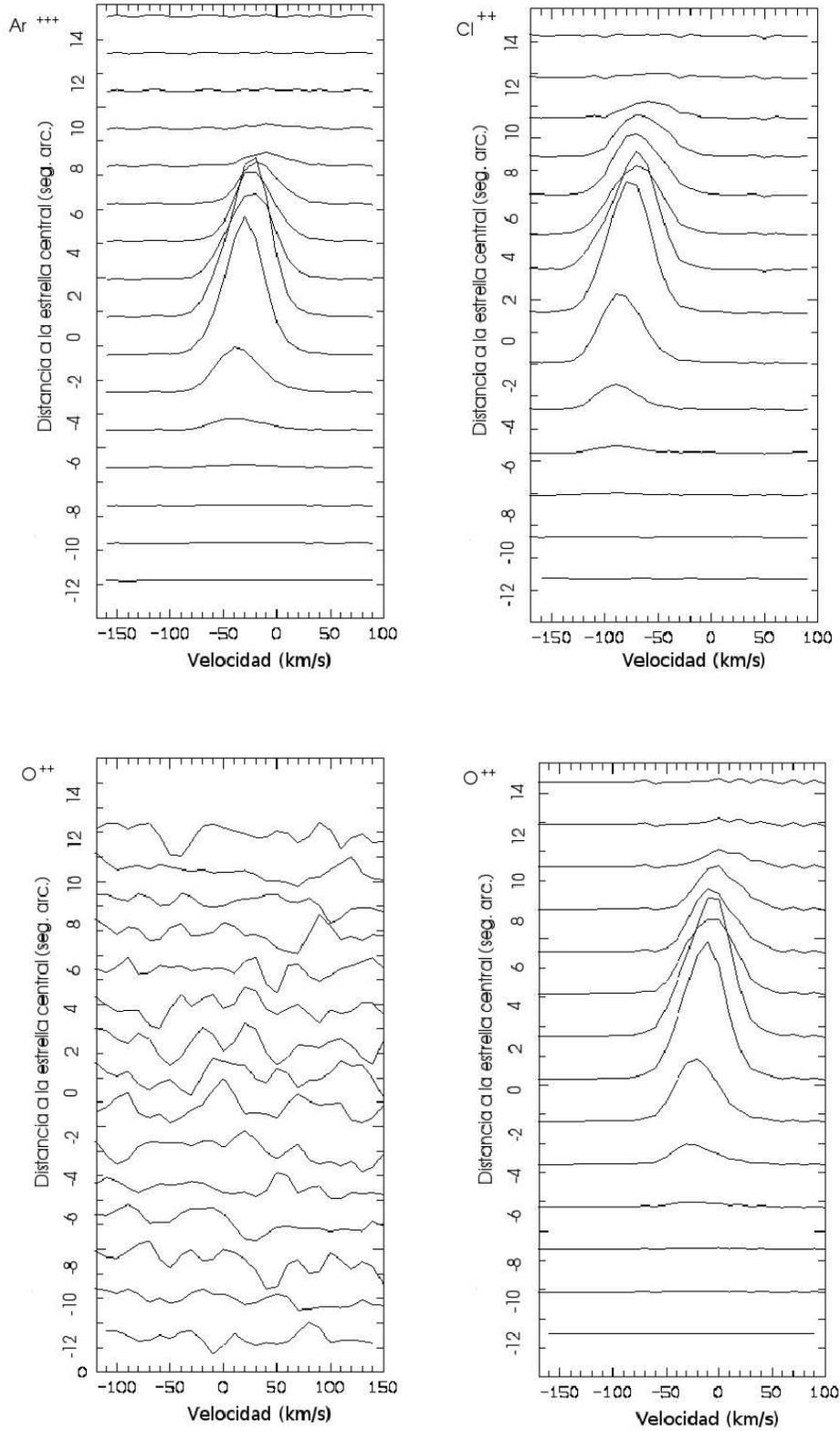


Figura 2.9: Análisis espectral de las líneas de [Ar IV] λ 4711, [Cl III] λ 5517 (arriba), O II λ 4367 y [O III] λ 4363 (abajo), encontradas en NGC 7027.

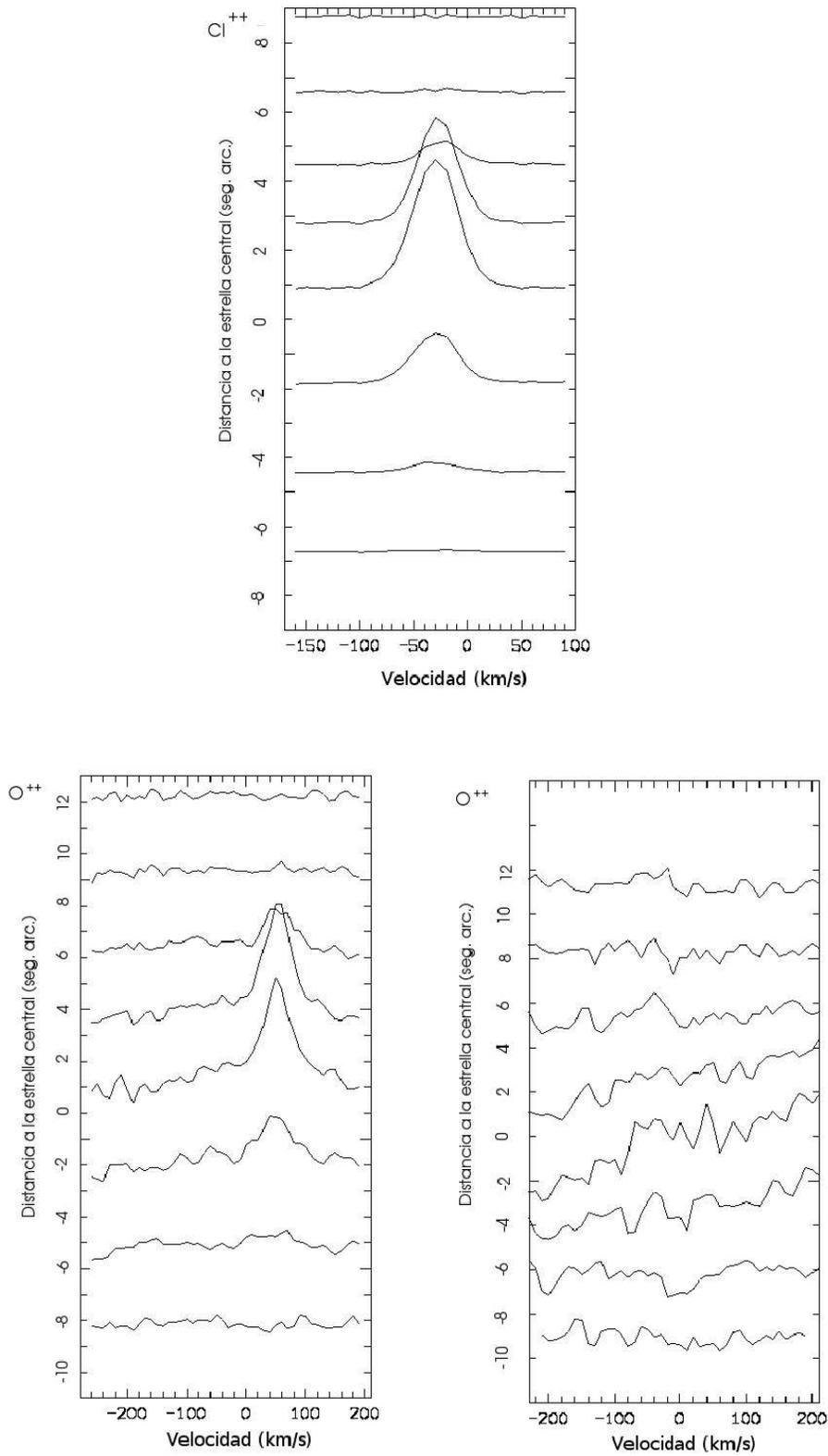


Figura 2.10: Análisis espectral de las líneas de $[Cl\ III]\lambda 5517$ (arriba), de $O\ II\lambda 4367$ y $[O\ III]\lambda 4363$ (abajo), encontradas en $BD +30^\circ 3639$.

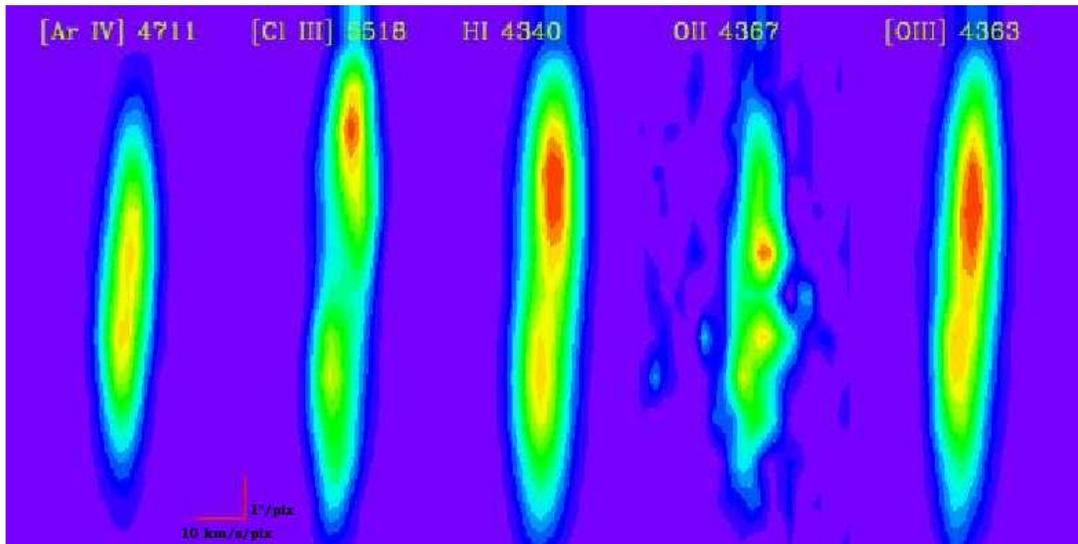


Figura 2.11: Diagrama posición-velocidad para NGC 6543. Noreste hacia arriba de la imagen, la región espectral azul hacia la izquierda..

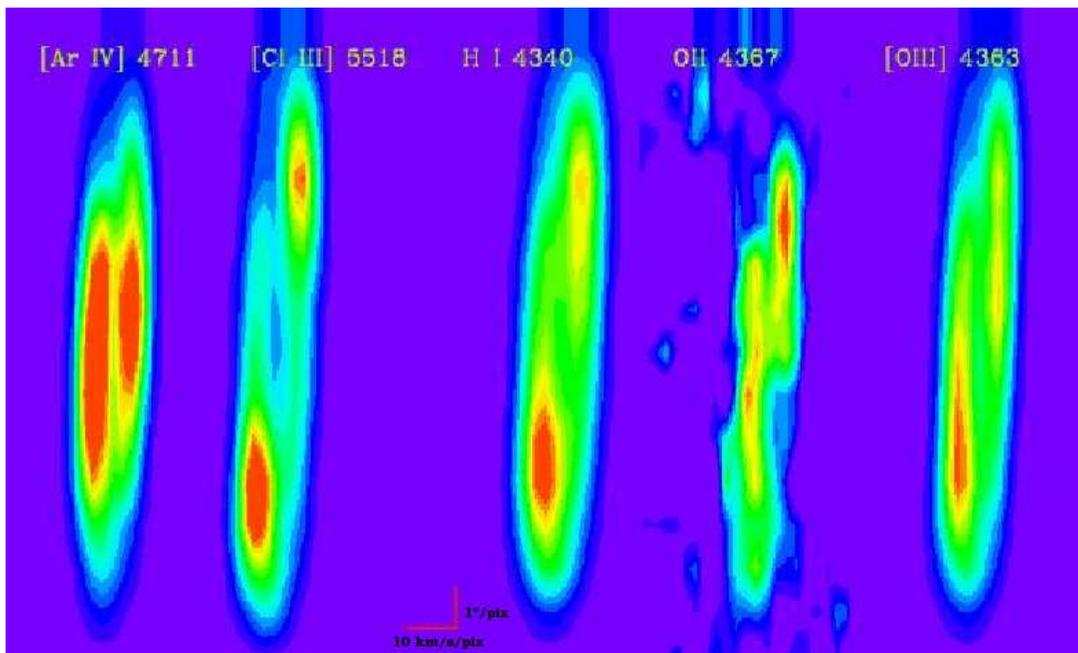


Figura 2.12: Diagrama posición-velocidad para NGC 7009. Noreste hacia arriba de la imagen, la región espectral azul hacia la izquierda..

Capítulo 3

Determinación de parámetros físicos

3.1. Introducción

En esta sección se realizará el análisis de densidades y temperaturas para diferentes regiones de la nebulosa. El estudio de la cinemática de las burbujas en expansión de las nebulosas, mediante el rebanado del orden en donde se encontraban las líneas de nuestro interés, tal como [Cl III], [Ar IV], O II y [O III], resultó ser muy importante ya que así podemos determinar la velocidad de expansión de las distintas regiones de las nebulosas vistas en dos dimensiones, como se pudo apreciar en el capítulo anterior. Pero si aparte de esto también fuéramos capaces de medir las intensidades de las líneas espectrales también podríamos determinar parámetros como la temperatura o la densidad en distintas regiones de las nebulosas. Esto es un avance ya que así podemos identificar las variaciones en la nebulosa en donde disminuya o aumente la densidad, lo que traería como consecuencia un aumento o disminución de la temperatura.

Pero, para llevar a cabo lo anterior es necesario determinar la calibración del flujo observado, para lo cual se tiene que calcular la función de sensibilidad de los espectros obtenidos. Para ello es necesario calcular la extinción atmosférica y la masa de aire al momento de observación, lo cual vamos a detallar en las siguientes secciones.

3.2. El efecto de la extinción atmosférica sobre la magnitud

Dado que la atmósfera de la Tierra también provoca la extinción, la magnitud observada m_{obs} también depende de la localización del observador y de la distancia cenital del objeto, dados estos factores, la magnitud observada desde la superficie

de la Tierra está dada por:

$$m_{obs} = m_o + \alpha X, \tag{3.1}$$

donde m_o representa la magnitud del objeto fuera de la atmósfera terrestre, X es la masa de aire y α es el coeficiente de extinción. Por otro lado, la diferencia de magnitudes $m_{obs} - m_o$ se puede definir en términos del cociente de flujos, de tal manera que se obtiene la expresión:

$$\Delta m = m_{obs} - m_o = -2.5 \log \frac{F_{obs}}{F_o}; \tag{3.2}$$

de manera análoga a la ecuación anterior F_{obs} es el flujo observado desde la superficie de la Tierra y F_o representa el flujo de la estrella fuera de la atmósfera terrestre. Entonces, al combinar las ecuaciones 3.1 y 3.2 se obtiene la expresión

$$F_{obs} = 10^{(m_o + \alpha X)} = F_o 10^{-0.4(\alpha X)}. \tag{3.3}$$

Si ahora analizamos la longitud de la trayectoria que sigue la luz proveniente de un objeto al atravesar la atmósfera, podemos ilustrarlo en la figura 3.1 como

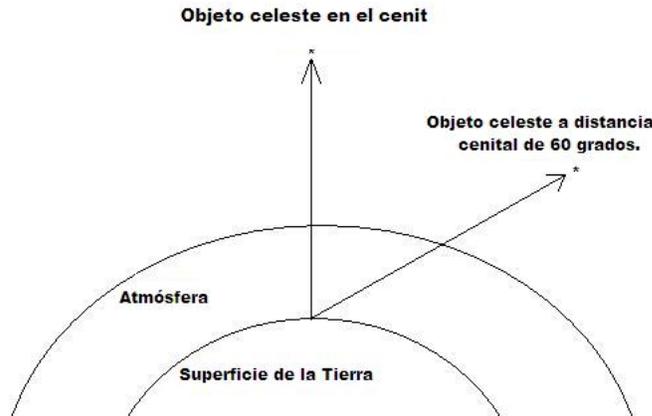


Figura 3.1: La longitud de la trayectoria a través de la atmósfera varía con la distancia cenital.

podemos ver la trayectoria mínima es para un objeto que se localiza en el cenit, de tal modo que le podemos llamar a este espesor de atmósfera *una masa de aire*. Entonces la masa de aire para un objeto fuera del cenit será más grande que la unidad. Por lo tanto, se puede encontrar una longitud de la trayectoria aproximada mediante la expresión:

$$X \approx \sec z, \tag{3.4}$$

donde z es la distancia cenital. Esta expresión es solamente aproximada ya que no considera la curvatura de la Tierra. En nuestro caso con el programa MIDAS se calcularon estos valores, considerando la posición geográfica del observatorio, las coordenadas celestes y de los tiempos de observación. En la tabla 3.1 se listan algunos valores de la masa de aire para distintos valores de distancias cenitales, de tal modo que se pueda apreciar la forma en que incrementa.

Tabla 3.1: Masas de aire y distancia cenital.

z	30°	60°	70°	75°	79°
sec z	1.155	2.000	2.924	3.864	5.241
Masa de aire	1.154	1.995	2.904	3.816	5.120

De manera alternativa, el cálculo de la masa de aire también se puede hacer desde el mismo programa de reducción MIDAS, en la que es necesario cambiar ciertas variables internas del programa, para adaptarse al tiempo de observación, estas variables son: Latitud y longitud geográfica, el tiempo de observación y las coordenadas celestes del objeto en observación, obteniéndose valores muy similares propuestos en la tabla anterior.

Por lo que respecta al cálculo de la extinción atmosférica, debemos considerar que esta depende de la longitud de onda que observemos. De igual manera que en el caso anterior, el efecto de la extinción sobre el brillo de un objeto depende de la altitud de la estrella sobre el horizonte, de este modo, deberíamos de advertir este efecto si hacemos una serie de observaciones cuando la estrella está a diferentes altitudes. En nuestro caso, el cálculo de la extinción atmosférica se corrigió con el uso de la curva de extinción de SPM (Schuster & Parrao (2001)), la cual, sigue la expresión:

$$k(\lambda) = 0.0254\lambda^{-0.87} + 0.0067\lambda^{-4.05} + 0.281k_{oz}(\lambda). \quad (3.5)$$

Los tres términos de este modelo representan la dispersión de aerosol y la dispersión de Rayleigh-Cabannes y la absorción de ozono, respectivamente. Con el uso de esta ecuación se pudo obtener un cálculo de la extinción atmosférica para el rango espectral del visible la cual se muestra en la fig. 3.2.

La magnitud aparente m , depende del instrumento que utilizamos para medirlo. La sensibilidad del detector es diferente a diferentes posiciones del detector y a diferentes longitudes de onda. También, distintos instrumentos detectan diferentes rangos de longitud de onda. Por lo tanto, el flujo medido por el instrumento no es igual al flujo real.

Dependiendo del método de observación, se pueden definir varios sistemas de magnitudes. Diferentes magnitudes tienen diferente punto cero, i.e. éstas tienen diferentes densidades de flujo F_o correspondiente a la magnitud cero. Los puntos cero son usualmente calibrados por unas cuantas estrellas estándares.

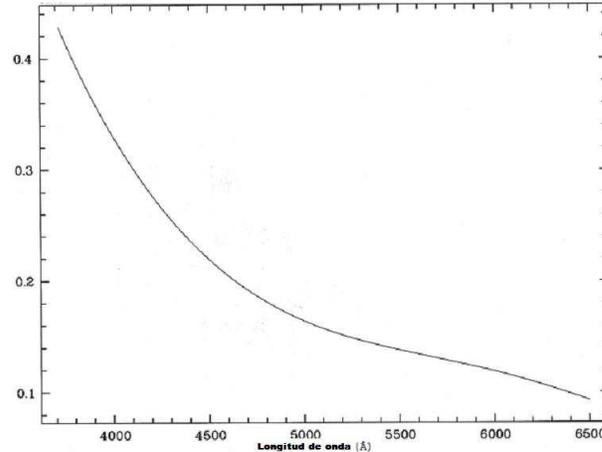


Figura 3.2: Cálculo de la extinción atmosférica de acuerdo a la ecuación propuesta por Schuster & Parrao (2001).

Por lo tanto, los espectros de las estrellas estándares se usaron para determinar la función de sensibilidad instrumental dentro de cada orden, con el fin de obtener una calibración del flujo.

3.3. Cálculo de la función de sensibilidad.

Para obtener este factor es necesario medir los espectros de las estrellas estándares, los cuales también debieron ser obtenidos en la misma noche de observación. De igual manera que los demás espectros, los correspondientes a las estándares también estuvieron compuestos de 24 órdenes, los que tuvieron que sumarse para formar una imagen unidimensional abarcando toda la longitud de onda del visible.

Para calcular el flujo proveniente de este objeto se utilizó la ecuación 3.3, donde F_o representa al flujo instrumental y que corresponde a la imagen anterior, a su vez se utilizó la imagen correspondiente al cálculo de la extinción atmosférica y de la masa de aire calculada a la hora de observación de los objetos. Con lo anterior se pudo obtener el flujo proveniente de la estrella estandar y que se puede ver en la fig. 3.3.

Para encontrar la sensibilidad instrumental, se utilizaron los valores de los flujos de las estrellas estándares de nuestra base de datos, estos objetos son HR7950, HR8634 y HR9087. Las tablas que se obtuvieron de esta base de datos se convirtieron a imágenes y por último se obtuvo el cociente de las dos imágenes i.e.

$$\text{Sensibilidad} = \frac{\text{Flujo observado}}{\text{Flujo esperado}}. \quad (3.6)$$

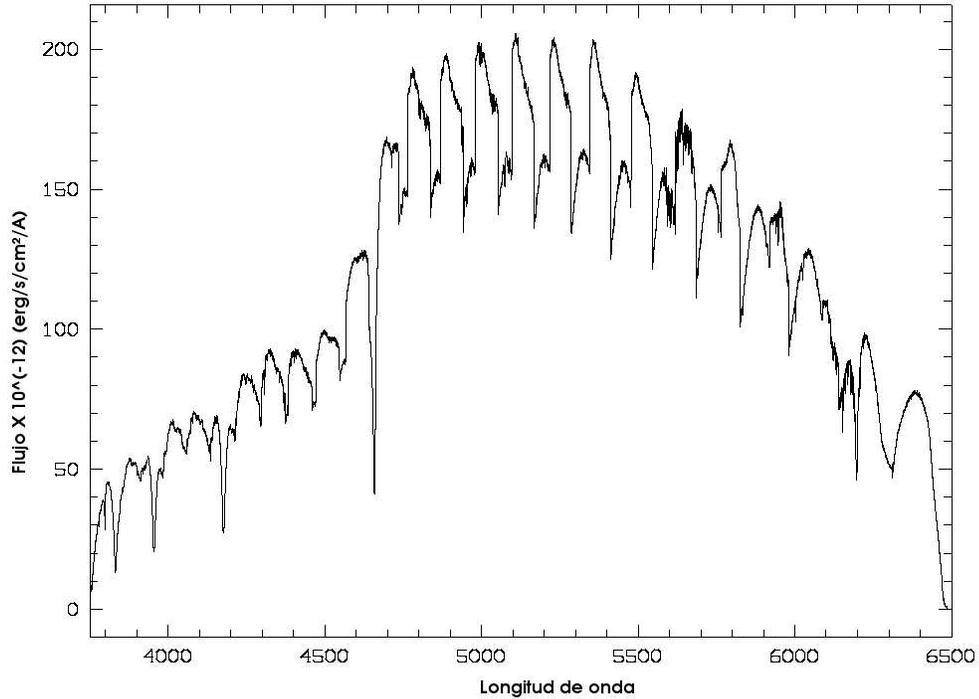


Figura 3.3: Suma de todos los órdenes de una estrella estándar.

Para verificar que el cálculo de la sensibilidad es buena, se obtenía el cociente de otra imagen de las estandares con la sensibilidad anterior y el resultado se tiene que asemejar con el valor conocido. De este modo se calcularon otras funciones de sensibilidad con el fin de obtener un promedio. Al final un espectro que este calibrado por la sensibilidad del detector se obtiene con el cociente de:

$$\text{Espectro calibrado} = \frac{\text{Flujo observado}}{\text{Sensibilidad}}, \quad (3.7)$$

y con esto la imagen ha quedado corregida tanto por extinción atmosférica, como por la sensibilidad del detector.

3.4. Corrección por enrojecimiento

Hasta el momento hemos reunido los ingredientes necesarios para realizar una buena calibración de flujo, ya que se determinaron la extinción atmosférica, la masa de aire y la función de sensibilidad. Pero antes de continuar con cualquier otro tipo de análisis formal, los espectros nebulares tienen que ser corregidos por los efectos de extinción interestelar provocada por el polvo. En el estudio de las nebulosas, el parámetro que representa el enrojecimiento interestelar es usualmente descrito por $c(H\beta)$, que es la diferencia logarítmica entre los flujos observados e intrínseco (o flujo desenrojecido) de la línea $H\beta$. Los flujos nebulares corregidos por enrojecimiento (en unidades de $I(H\beta) = 100$ están dados por:

$$I_\lambda = 10^{c(H\beta)f_\lambda} F_\lambda, \quad (3.8)$$

donde f_λ es la curva de extinción normalizada, de tal modo que $f_{H\beta} = 0$.

Una forma común de derivar $c(H\beta)$ en los estudios ópticos de nebulosas es realizando una comparación entre las líneas observadas y las predichas en el decremento de la serie de Balmer, usando los cocientes de líneas de $H\alpha/H\beta$, $H\gamma/H\beta$ y $H\delta/H\beta$. Este es el método que debemos adoptar para desenrojecer nuestros espectros ópticos, aunque tenemos que considerar que desafortunadamente en nuestros espectros, las líneas correspondientes a $H\beta$ se encontraron saturadas y que por lo tanto no se pudieron medir sus intensidades, por lo tanto de manera alternativa se usaron las líneas $H\gamma$ y $H\delta$. Si consideramos que el índice c se obtiene de la ecuación:

$$\log \frac{I_\lambda}{I_{H\beta}} = -(f_\lambda - f_{H\beta})c(H\beta) + \log \frac{F_\lambda}{F_{H\beta}}; \quad (3.9)$$

en este caso podemos hacer que λ corresponda a las longitudes de onda de $H\gamma$ en una ecuación y $H\delta$ en otra similar. Al obtener la diferencia de ellas se obtiene como resultado:

$$\log \frac{I_{H\gamma}}{I_{H\delta}} = -(f_{H\gamma} - f_{H\delta})c(H\beta) + \log \frac{F_{H\gamma}}{F_{H\delta}}. \quad (3.10)$$

En esta ecuación, el cociente $I_{H\gamma}/I_{H\delta}$ representa al cociente teórico obtenido de Osterbrock para un valor $T_e = 10000$ K y $N_e = 5000 \text{ cm}^{-3}$. Los valores correspondientes de la curva de extinción para $f_{H\gamma}$ y $f_{H\delta}$ son 0.173 y 0.232 respectivamente (Cardelli, Clayton, & Mathis 1989). Por lo tanto, de la ecuación 3.10 se obtuvo una expresión correspondiente para el cálculo de $c(H\beta)$:

$$c(H\beta) = +16.95 \times \log \frac{F_{H\gamma}}{F_{H\delta}} - 0.253. \quad (3.11)$$

Después de haber calculado $c(H\beta)$ y f_λ se pudo calcular el flujo intrínseco del espectro mediante el uso de la ecuación 3.8. Con el fin de que las mediciones de las líneas quedaran normalizadas respecto a $H\beta$ se realizó el siguiente cálculo:

$$\frac{F_{linea}}{F_{H\beta}} = \frac{F_{linea}}{F_{H\gamma}} \frac{I_{H\gamma}}{I_{H\beta}} \times 100; \quad (3.12)$$

y así nuestros datos pudieron ser calibrados y normalizados. De la ecuación anterior el cociente $I_{H\gamma}/I_{H\beta}$ tiene un valor de 0.47. Para desenrojecer el espectro completo se obtuvieron los valores de $c(H\beta) = 0.18$ para NGC 6543, 0.14 para NGC 7009, 1.49 para NGC 7027 y 0.65 para BD +30°3639. En las tablas 3.2, 3.3, 3.4 y 3.5 se presentan las intensidades relativas de las líneas medidas en las 4 nebulosas, en la columna 1 se muestran los valores de las longitudes de onda observadas, en la columna 2 se muestran los identificadores de éstas, en la columna 3 se presenta el flujo de las líneas sin desenrojecer, mientras que en la columna 4 se muestran los flujos desenrojados y normalizados respecto a $H\gamma = 100$, por último en la columna 5 se muestran los flujos desenrojados respecto a $H\beta = 100$.

Tabla 3.2: **Flujos relativos observados y desenrojados de las líneas espectrales medidos en NGC 6543¹.**

λ	ID	$F(\lambda)^2$	$I_1(\lambda)^3$	$I_2(\lambda)^3$
4143.76	He I	1.52	1.55	7.28(-1)
4267.26	C II	1.43	1.44	6.76(-1)
4340.47	H 5	1.00(+2)	1.00(+2)	4.70(+1)
4363.21	[O III]	5.10	5.09	2.39
4387.93	He I	1.91	1.89	8.88(-1)
4471.50	He I	1.61(+1)	1.58(+1)	7.43
4701.62	[Fe III]	2.15(-1)	2.03(-1)	9.55(-2)
4711.37	[ArIV]	1.86	1.75	8.23(-1)
4733.93	[Fe III]	9.94(-2)	9.35(-2)	4.39(-2)
4740.17	[ArIV]	2.29	2.15	1.00
4754.70	[Fe III]	1.45(-1)	1.36(-1)	6.41(-2)
4769.43	[Fe III]	7.73(-2)	7.22(-2)	3.39(-2)
4777.68	[Fe III]	4.79(-2)	4.47(-2)	2.10(-2)
4881.11	[Fe III]	3.21(-1)	2.94(-1)	1.38(-1)
4931.23	[O III]	2.62(-1)	2.39(-1)	1.12(-1)
5270.40	[Fe III]	4.07(-1)	3.55(-1)	1.67(-1)
5517.37	[Cl III]	9.33(-1)	7.94(-1)	3.73(-1)
5537.88	[Cl III]	1.37	1.16	5.45(-1)
5875.66	He I	4.29(+1)	3.52(+1)	1.65(+1)

¹ Para este objeto $c(H\beta) = 0.2$ y $F(H\gamma) = 1.08 \times 10^{-11}$ erg cm⁻² s⁻¹.

² Esta columna corresponde al flujo sin desenrojecer normalizado respecto a $F(H\gamma) = 100$.

³ Las columnas 4 y 5 representan los flujos desenrojados normalizados respecto a $I(H\gamma) = 100$ y $I(H\beta) = 100$ respectivamente.

Tabla 3.3: Flujos relativos observados y desenrojecidos de las líneas espectrales medidos en NGC 7009¹.

λ	ID	$F(\lambda)^2$	$I_1(\lambda)^3$	$I_2(\lambda)^3$
4143.76	He I	1.14	1.20	5.64(-1)
4200.42	He II	1.41	1.40	6.58(-2)
4267.26	C II	3.35	3.37	1.58
4340.47	H 5	1.00(+2)	1.00(+2)	4.70(+1)
4363.21	[O III]	1.58(+1)	1.58(+1)	7.43
4387.93	He I	1.38	1.38	6.48(-1)
4471.50	He I	1.07(+1)	1.05(+1)	4.94(-1)
4541.59	He II	1.13	1.10	5.17(-1)
4685.68	He II	7.37(+1)	7.08(+1)	3.33(+1)
4711.37	[ArIV]	7.32	7.03	3.30
4733.93	[Fe III]	2.52(-2)	2.42(-2)	1.13(-2)
4740.17	[ArIV]	7.64	7.30	3.43
4754.70	[Fe III]	2.02(-2)	1.93(-2)	9.07(-3)
4769.43	[Fe III]	2.52(-2)	2.41(-2)	1.13(-2)
4881.11	[Fe III]	3.60(-1)	3.39(-1)	1.59(-1)
4931.23	[O III]	2.73(-1)	2.55(-1)	1.20(-1)
5270.40	[Fe III]	3.25(-1)	2.95(-1)	1.39(-1)
5411.52	He II	3.21	2.90	1.36
5517.37	[Cl III]	1.43	1.28	5.99(-1)
5537.88	[Cl III]	1.38	1.23	5.78(-1)
5875.66	He I	3.65(+1)	3.18(+1)	1.49(+1)

¹ Para este objeto $c(H\beta) = 0.14$ y $F(H\gamma) = 1.98 \times 10^{-13}$ erg cm⁻² s⁻¹.

² Esta columna corresponde al flujo sin desenrojecer normalizado respecto a $F(H\gamma) = 100$.

³ Las columnas 4 y 5 representan los flujos desenrojecidos normalizados respecto a $I(H\gamma) = 100$ y $I(H\beta) = 100$ respectivamente.

3.5. Distribución espacial de las densidades y temperaturas.

La determinación de la distribución espacial de las densidades y temperaturas es muy importante ya que nos permite conocer la variación de estos parámetros a lo largo del eje observado de la nebulosa. Para la obtención de dichos parámetros se utilizó el programa IRAF con la paquetería *nebular* al que se ingresaron los cocientes de las líneas de [Cl III] $\lambda\lambda$ 5517/5537 y de [Ar IV] $\lambda\lambda$ 4711/4740. El primer cociente se empleó para el cálculo de las densidades en NGC 6543 y NGC 7009, sin embargo este cociente no se pudo utilizar para NGC 7027, ya que al ingresar en IRAF el cociente de flujos observados, no nos arrojaba resultado alguno y esto se debe a que las cantidades eran inferiores a las permitidas para los cocientes de clor. Por lo tanto, utilizamos el cociente de [Ar IV] $\lambda\lambda$ 4711/4740 para determinar la distribución

Tabla 3.4: Flujos relativos observados y desenojados de las líneas espectrales medidos en NGC 7027¹.

λ	ID	$F(\lambda)^2$	$I_1(\lambda)^3$	$I_2(\lambda)^3$
4143.76	He I	8.34(-1)	9.00(-1)	4.27(-1)
4200.42	He II	1.79	2.00	9.40(-1)
4267.26	C II	1.49	1.57	7.39(-1)
4340.47	H 5	1.00(+2)	1.00(+2)	4.70(+1)
4363.21	[O III]	5.67(+1)	5.60(+1)	2.63
4387.93	He I	9.25(-1)	8.00(-1)	3.76(-1)
4471.50	He I	8.90	7.60	3.57
4541.59	He II	4.20	3.30	1.55
4685.68	He II	1.47(+2)	9.68(+1)	4.55(+1)
4701.62	[Fe III]	1.52(-1)	2.03(-1)	9.83(-2)
4711.37	[ArIV]	7.04	4.57	2.15
4733.93	[Fe III]	1.37(-1)	8.70(-2)	4.09(-2)
4740.17	[ArIV]	2.49(+1)	1.53(+1)	7.20
4754.70	[Fe III]	1.44(-1)	8.90(-2)	4.19(-2)
4769.43	[Fe III]	9.99(-2)	6.01(-2)	2.82(-2)
4777.68	[Fe III]	8.20(-2)	4.94(-2)	2.32(-2)
4881.11	[Fe III]	2.85(-1)	1.51(-1)	7.08(-2)
4931.23	[O III]	7.56(-1)	3.79(-1)	1.78(-1)
5270.40	[Fe III]	3.73(-1)	1.34(-1)	6.30(-2)
5411.52	He II	1.84(+1)	5.80	2.72
5517.37	[Cl III]	9.47(-1)	2.85(-1)	1.34(-1)
5537.88	[Cl III]	3.20	9.27(-1)	4.36(-1)
5875.66	He I	6.35(+1)	1.47(+1)	6.91

¹ Para este objeto $c(H\beta) = 1.49$ y $F(H\gamma) = 3.8 \times 10^{-11}$ erg cm⁻² s⁻¹.

² Esta columna corresponde al flujo sin desenojear normalizado respecto a $F(H\gamma) = 100$.

³ Las columnas 4 y 5 representan los flujos desenojados normalizados respecto a $I(H\gamma) = 100$ y $I(H\beta) = 100$ respectivamente.

espacial de densidades en NGC 7027.

Para el cálculo de la temperatura se trató de emplear el cociente de líneas de [O III] (4959 + 5007)/4363, ya que de este cociente tenemos la ventaja de que las líneas $\lambda\lambda 4959, 5007$ son más intensas y fáciles de identificar, pero al tratar de hacer las mediciones en los espectros se detectó que la línea de [O III] $\lambda 5007$ estaba saturada debido a la exposición prolongada en la obtención de los espectros que abarcaron un período comprendido entre los 600 y los 900 segundos, entonces consideramos necesario identificar otras líneas de emisión que no estuvieran saturadas y que nos permitiera calcular el cociente de temperaturas. Inicialmente intentamos calcular este parámetro basándonos en la medición de los flujos de [O I] que utiliza el cociente (6300 + 6363)/5577, pero tampoco obtuvimos éxito ya que no observamos un

Tabla 3.5: **Flujos relativos observados y desenrojecidos de las líneas espectrales medidos en BD +30°3639¹.**

λ	ID	$F(\lambda)^2$	$I_1(\lambda)^3$	$I_2(\lambda)^3$
4340.47	H 5	1.00(+2)	1.00(+2)	4.70(+1)
4363.21	[O III]	4.84(-2)	4.81(-2)	2.26(-2)
4701.62	[Fe III]	5.29(-1)	4.38(-1)	2.06(-1)
4733.93	[Fe III]	2.41(-1)	1.97(-2)	9.28(-2)
4754.70	[Fe III]	2.54(-1)	2.05(-1)	9.65(-2)
4769.43	[Fe III]	1.79(-1)	1.43(-1)	6.74(-2)
4777.68	[Fe III]	1.03(-1)	8.26(-2)	3.88(-2)
4881.11	[Fe III]	7.66(-1)	5.80(-1)	2.73(-1)
5270.40	[Fe III]	1.00	6.42(-1)	3.02(-1)
5517.37	[Cl III]	4.40(-1)	2.60(-1)	1.22(-1)
5537.88	[Cl III]	1.24	7.21(-1)	3.39(-1)

¹ Para este objeto $c(H\beta) = 0.65$ y $F(H\gamma) = 3.8 \times 10^{-15}$ erg cm⁻² s⁻¹.

² Esta columna corresponde al flujo sin desenrojecer normalizado respecto a $H\gamma = 100$.

³ Las columnas 4 y 5 representan los flujos desenrojecidos normalizados respecto a $I(H\gamma) = 100$ y $I(H\beta) = 100$ respectivamente.

desplazamiento Doppler de las líneas y concluimos que la observación de estas líneas correspondían a las emitidas en la atmósfera terrestre y por lo tanto tuvimos que descartarlo. Asimismo, intentamos trabajar con líneas de [S II] mediante el cociente $(6716 + 6731)/(4068 + 4076)$, pero desafortunadamente tampoco se pudo realizar esto ya que dos líneas del ión se encontraron fuera del rango de nuestras observaciones, debido a que el rango que se cubrió en nuestras observaciones comprendió la región espectral visible de 3800-6500Å y por lo tanto, tampoco pudimos utilizar este cociente. Así como el ión de [S II], se buscaron líneas correspondientes a otros iones, pero por la misma razón expuesta anteriormente no se pudo lograr nuestro objetivo. Nuestro último recurso, fue tratar de encontrar otra línea correspondiente al multiplete de [O III], en este caso nos referimos de nuevo a $\lambda\lambda 5007, 4959$ y 4931 en donde la última línea de esta serie nos ayude a realizar el cálculo de la temperatura y que aunque es de muy baja intensidad es posible detectarla y medir su flujo, después de esto buscamos una expresión que nos permitiera obtener el valor de la suma de las intensidades correspondientes a 5007 y 4959 en función de la intensidad de 4931 y así finalmente se pueda determinar la intensidad de las líneas del multiplete que no se pueden medir directamente en el espectro. Para deducir lo anterior tenemos que $I_\lambda = nA_{21}$ donde A_{21} es el coeficiente de Einstein de emisión espontánea al que por el momento llamaremos A , n es la densidad de población del nivel excitado y los subíndices 1,2,3 corresponden a las líneas $\lambda\lambda 5007, 4959, 4931$ respectivamente, entonces:

$$I_1 + I_2 + I_3 = I_3 \left(\frac{nA_1}{nA_3} + \frac{nA_2}{nA_3} + 1 \right), \quad (3.13)$$

por lo tanto

$$I_1 + I_2 = I_3 \left(\frac{A_1}{A_3} + \frac{A_2}{A_3} \right). \quad (3.14)$$

Esta es la expresión que se requiere para calcular el cociente $(4959+5007)/4363$, lo que equivale a decir que observacionalmente el cociente que se utilizó para determinar la temperatura de las nebulosas fue el de $4931/4363$, por lo que respecta a la línea $\lambda 4363$ no hubo problema alguno en identificarla y medirla. De igual manera que para la determinación de las densidades se utilizó el programa IRAF para la determinación de las temperaturas.

Otra dificultad que tuvimos fue que la medición de la línea de $[\text{O III}]\lambda 4931$ no se pudo realizar para el objeto BD +30°3639, ya que no pudo ser identificada en su espectro, lo mismo ocurrió en la identificación de las líneas de $[\text{Ar IV}]\lambda\lambda 4711, 4740$ esto se puede explicar con el hecho de que el grado de ionización para cada uno de los componentes del gas es muy bajo. Esta es la razón por la cual, en esta nebulosa no se pudo realizar la medición de sus parámetros físicos.

De este modo, se pudo determinar la distribución espacial de las densidades y temperaturas de cada una de las nebulosas, ya que se fue midiendo rebanada por rebanada las intensidades de las líneas de los iones mencionados anteriormente. Los resultados de nuestros cálculos se representan en las figuras 3.4 a la 3.13. Estas figuras representan la distribución de densidades y temperaturas en función de su distancia a la estrella central medida en segundos de arco. Para calcular las barras de error, primeramente se asociaron porcentajes de error a los cocientes de señal a ruido (s/n), los cuales podemos apreciar en la tabla 3.6. Los errores observados en las figs. 3.4 a la 3.12 denotan que son más grandes en los bordes de las nebulosas y que disminuyen sus magnitudes conforme nos vamos acercando al centro de las mismas. Esto se puede explicar con el hecho de que el cociente s/n es mejor en la parte central de los órdenes espectrales que en las orillas, por lo tanto en las rebanadas más cecanas a los bordes, el flujo detectado es comparable al ruido y la barra de error es mayor.

Tabla 3.6: **Porcentajes de error asociados a la señal a ruido (s/n).**

Señal a ruido (s/n)	Porcentaje de error
1.5-2	50 %
2-5	30 %
5-10	10 %
10-20	5 %
20-50	2 %
>50	1 %

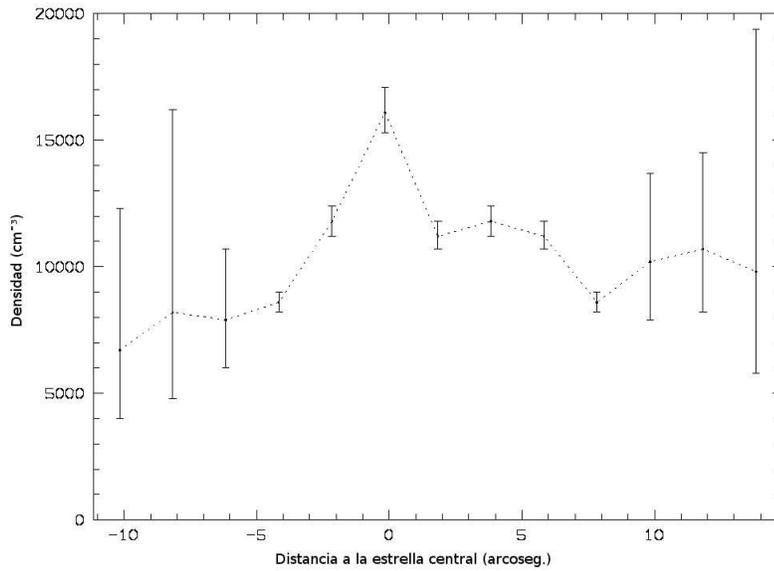


Figura 3.4: Cálculo de las densidades obtenidas con los cocientes de $[Cl\ III] 5517/5537$ en las distintas rebanadas en función de la distancia a la estrella central de NGC 6543.

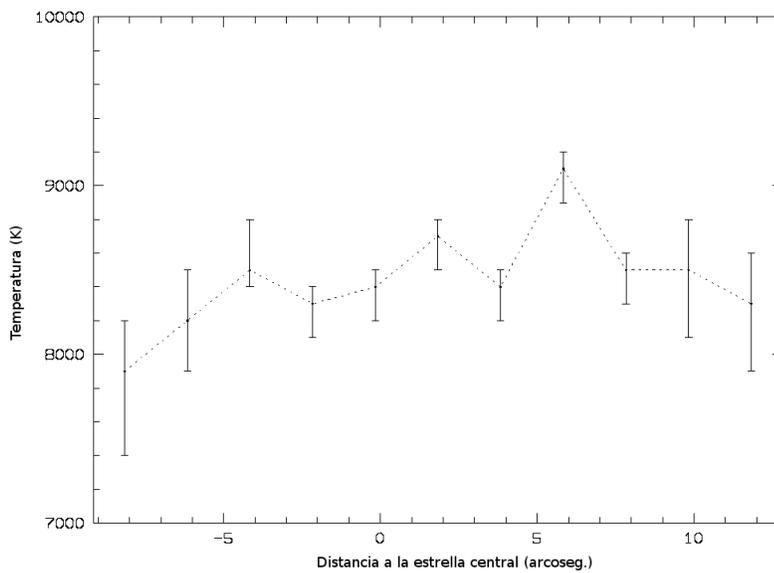


Figura 3.5: Cálculo de las temperaturas obtenidas con los cocientes de $[O\ III] 4931/4363$ en las distintas rebanadas en función de la distancia a la estrella central de NGC 6543.

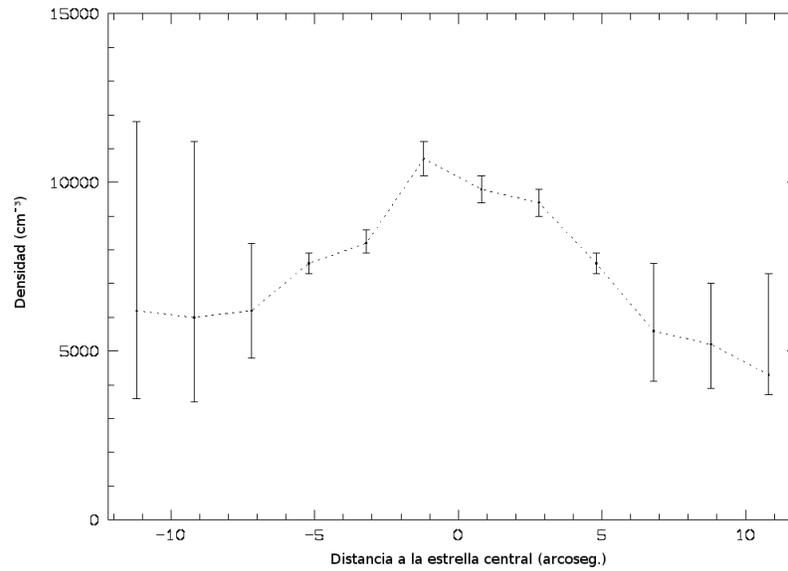


Figura 3.6: Cálculo de las densidades obtenidas con los cocientes de $[Cl\ III] 5517/5537$ en las distintas rebanadas en función de la distancia a la estrella central de NGC 6543 (segunda orientación).

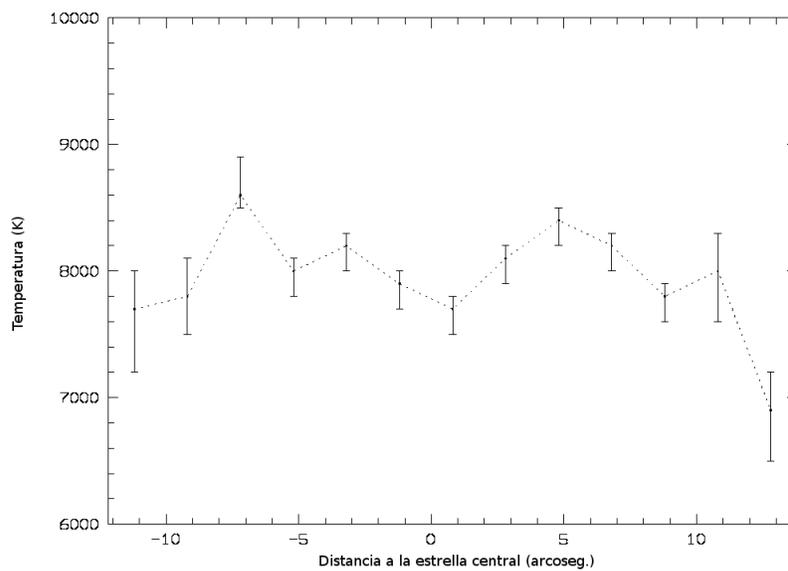


Figura 3.7: Cálculo de las temperaturas obtenidas con los cocientes de $[O\ III] 4931/4363$ en las distintas rebanadas en función de la distancia a la estrella central de NGC 6543 (segunda orientación).

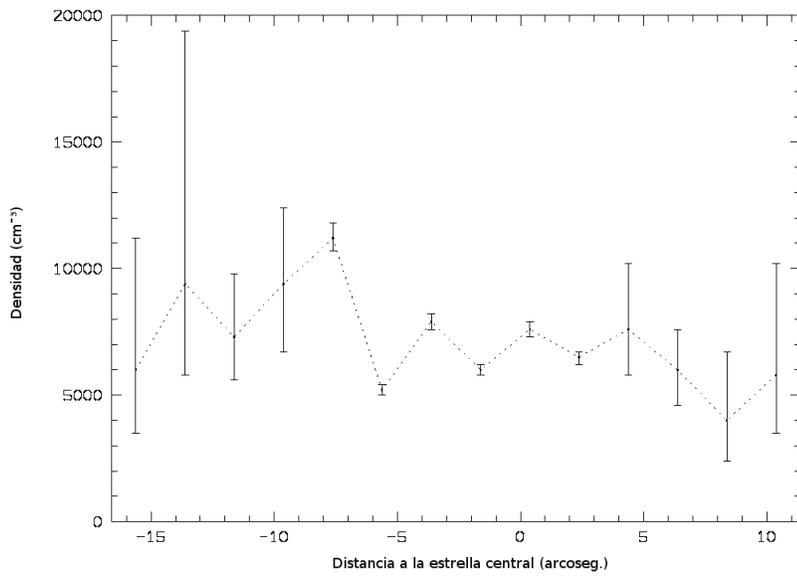


Figura 3.8: Cálculo de las densidades obtenidas con los cocientes de $[Cl\ III] 5517/5537$ en las distintas rebanadas en función de la distancia a la estrella central de NGC 7009.

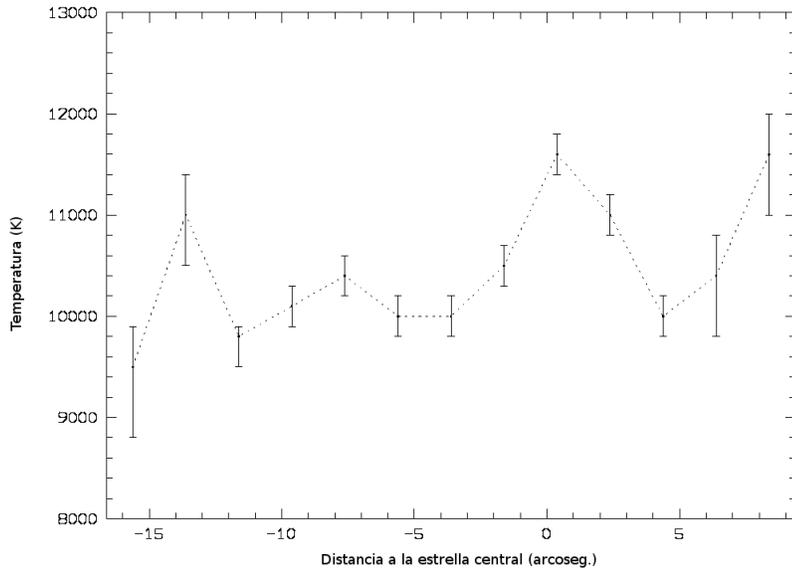


Figura 3.9: Cálculo de las temperaturas obtenidas con los cocientes de $[O\ III] 4931/4363$ en las distintas rebanadas en función de la distancia a la estrella central de NGC 7009.

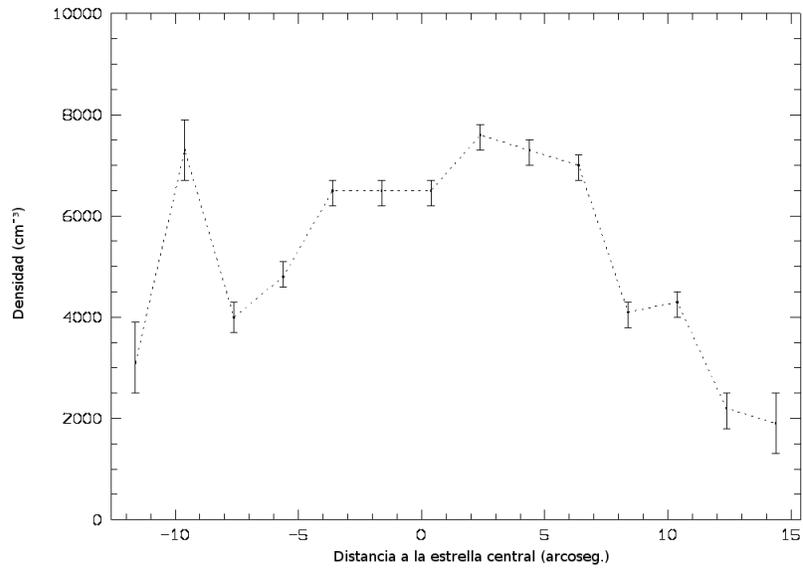


Figura 3.10: Cálculo de las densidades obtenidas con los cocientes de $[Cl\ III] 5517/5537$ en las distintas rebanadas en función de la distancia a la estrella central de NGC 7009 (segunda orientación).

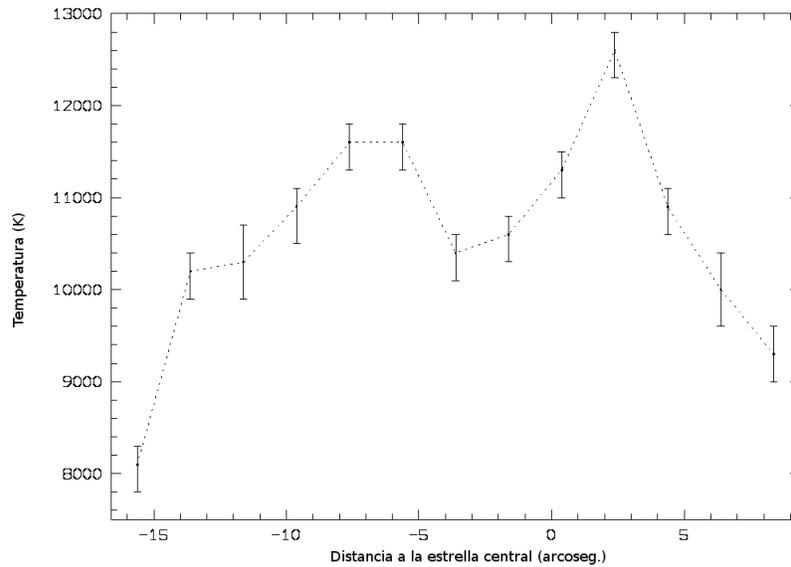


Figura 3.11: Cálculo de las temperaturas obtenidas con los cocientes de $[O\ III] 4931/4363$ en las distintas rebanadas en función de la distancia a la estrella central de NGC 7009 (segunda orientación).

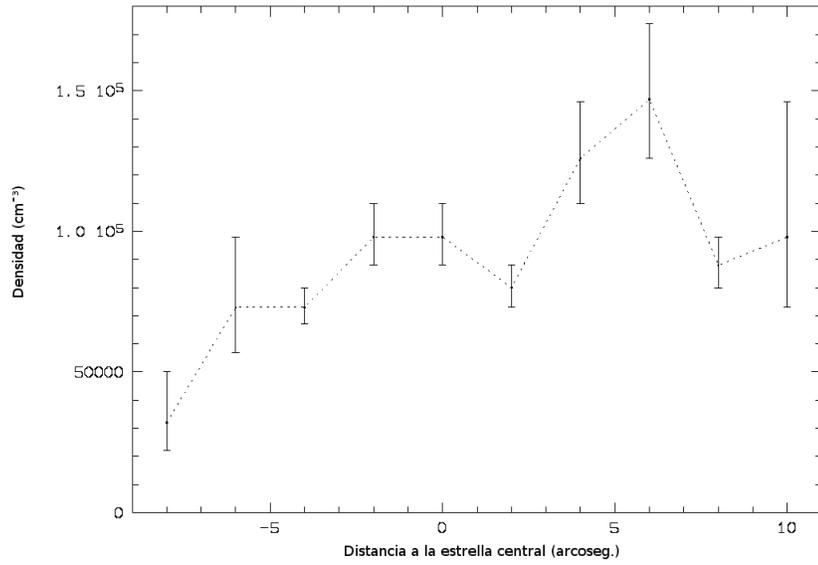


Figura 3.12: Cálculo de las densidades obtenidas con los cocientes de [Ar IV] 4711/4740 en las distintas rebanadas en función de la distancia a la estrella central de NGC 7027.

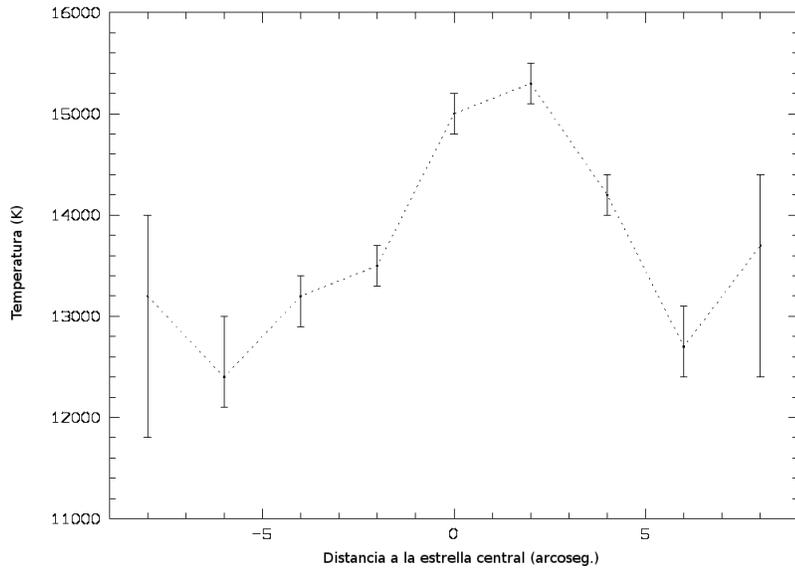


Figura 3.13: Cálculo de las temperaturas obtenidas con los cocientes de [O III] 4931/4363 en las distintas rebanadas en función de la distancia a la estrella central de NGC 7027.

Capítulo 4

Análisis espectral de las líneas de Hierro

4.1. La producción de gas coronal.

El gas coronal forma parte del medio interestelar, es extremadamente caliente y recibe este nombre por la analogía con el gas encontrado en la corona solar. La evidencia más obvia de la existencia de este tipo de gas, proviene directamente de sus observaciones en rayos-X, que se observa en explosiones de supernova o en regiones donde se presentan choques violentos de vientos estelares con el gas del medio interestelar, tal como es la situación física de nuestros objetos de estudio. Los espectros de tales regiones a menudo presentan líneas de emisión y esto, como hemos visto anteriormente demuestra que el gas está en la línea de visión, una característica muy importante es que su densidad es relativamente baja, menor que 10^{-2} partículas por centímetro cúbico.

La excitación y ionización de este gas puede ser explicado mediante procesos colisionales, ya que la fotoionización produce temperaturas tan sólo de 10^4 K. Uno de los fenómenos físicos que pueden estar relacionados, son las emanaciones de ondas de choque o de vientos a alta velocidad. En este capítulo analizaremos las distintas regiones por donde viaja el viento estelar rápido, y trataremos de determinar la composición de hierro en la región que emite rayos X, basándonos en la composición química observada en la región del gas estelar chocado.

4.2. Análisis de las distintas regiones en una nebulosa con emisión de rayos X difusos.

Para la formación de líneas espectrales de alto grado de ionización se requiere que el gas se encuentre a elevadas temperaturas, que sean del orden $10^6 - 10^7$ K como el caso de las nebulosas que hemos mencionado anteriormente en las que se puede encontrar este tipo de escenario. Debido a su elevada temperatura, estas regiones se observan con un telescopio de rayos X, entre los que se pueden mencionar el ROSAT, el XMM-Newton y el CHANDRA.

Sin embargo, en estas regiones de choque, se tienen las condiciones físicas necesarias, que permiten la formación de fotones que se pueden ver en la región espectral del óptico, en donde podemos mencionar líneas de [Fe X] $\lambda 6374$ y [Fe XIV] $\lambda 5303$, o en el infrarrojo [Fe XV] $\lambda 9928$, O VI $\lambda 9398$ ó [S VIII] $\lambda 9913$. Desafortunadamente las líneas correspondientes al óptico no fueron detectadas tal como lo representan las imágenes contenidas en la figura 4.1 obtenidas por Georgiev et al. (2006b) al analizar la región alrededor de [Fe XIV] $\lambda 5303$. En las imágenes también se indican la posición de [Fe XIV] $\lambda 5303$ en cada figura. Por lo que podemos ver esta línea no está presente en ninguno de los espectros. Para NGC 6543, el espectro superior contiene a la extracción del área que abarcó en la rendija la estrella central, mientras que en el inferior excluye esta área.

4.2.1. Estructura de la nebulosa.

Para realizar la búsqueda de las líneas de hierro en nuestros espectros, inicialmente tenemos que analizar el escenario en donde se genera el proceso de emisión de rayos X, al analizar la figura 4.2 podemos encontrar cinco regiones distintas.

En la región A que representa la zona del viento estelar rápido, sin colisionar, emitido en la fase post-AGB, se detectó la presencia de líneas de [Fe V] y [Fe VI] en los espectros UV reportados por Georgiev et al. (2006a), además al tratar de reproducir el espectro con el código CMFGEN (Hillier & Miller 1998 modelo utilizado para modelar vientos con simetría esférica), se pudieron reproducir las líneas de hierro, con solamente utilizar la abundancia solar de este elemento; por lo cual se puede concluir que en esta región la abundancia de hierro es muy cercana a la solar. En esta zona no se pueden detectar las emisiones de [Fe X] $\lambda 6374$ o [Fe XIV] $\lambda 5303$ porque obviamente la temperatura es muy baja como para generar este tipo de emisiones, a pesar de todo en esta zona se tiene la certeza de la presencia de hierro.

La región B es una zona con características similares a la región A, ya que a pesar de que aún no se han realizado estudios en esta zona, podemos establecer que la abundancia de hierro es similar a la solar. Esto es por el hecho de que su gas proviene directamente de la región A y por lo tanto debe estar enriquecido de igual

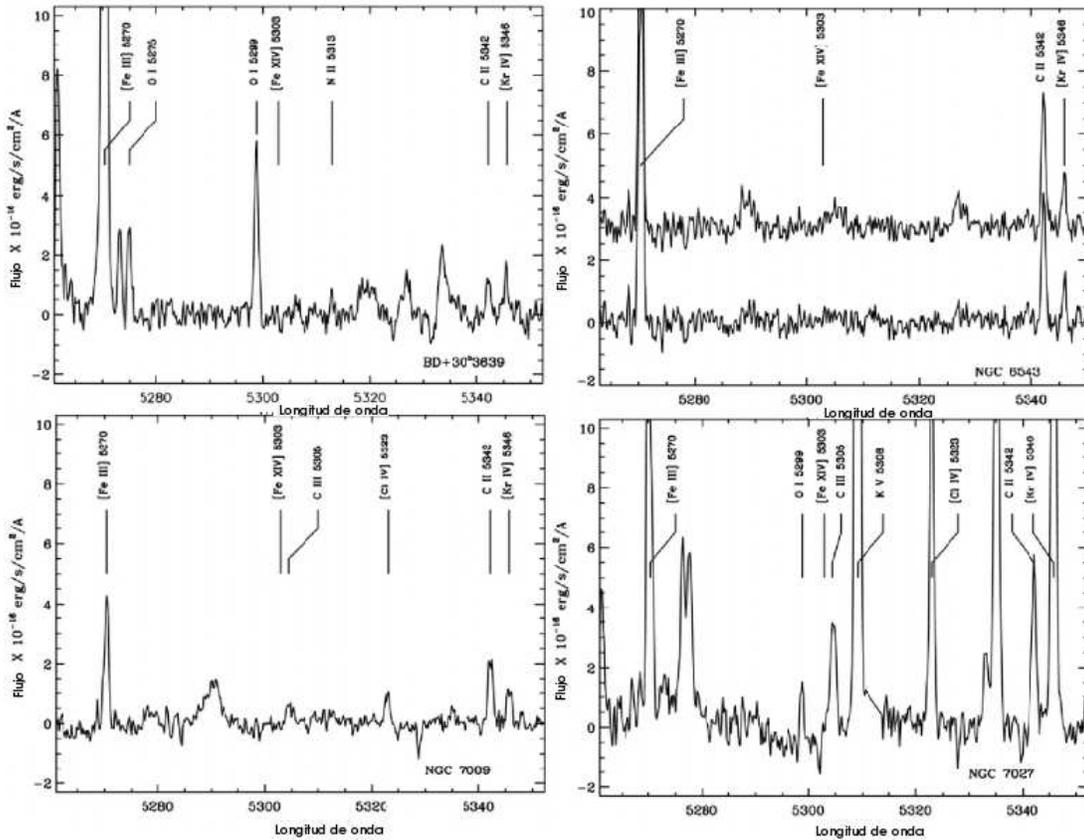


Figura 4.1: Espectros de NGC 6543, NGC 7009, NGC 7027 y BD +30°3639 obtenidos por Georgiev et al. (2006b). En estas imágenes se analiza la región alrededor de la línea de [FeXIV] λ 5303, en donde notamos la ausencia de esta línea.

manera.

De manera análoga al estudio en la región A, Georgiev et al. (2006b) analizó la región C la cual representa la región posterior a la superficie de contacto del gas lento con el gas rápido (ver fig.4.2) y es precisamente la zona en donde se emiten los rayos X difusos. En donde tampoco se detectaron las líneas de [Fe X] λ 6374 o [Fe XIV] λ 5303, ya que los modelos que ajustan en los espectros de rayos X indican que los flujos de [Fe XIV] λ 5303 es inferior al predicho por los modelos. De manera similar, el flujo predicho para [FeX] λ 6374 explica porque nunca fue detectada. La intensidad predicha por esta línea es a menudo más débil que la [Fe XIV] λ 5303 por dos órdenes de magnitud o más. Como resultado, siempre se espera que las intensidades de estas líneas estén por debajo de los límites de detección. Y como se vió al principio de esta sección, el estudio espectral realizado en el óptico, tampoco nos otorgó la evidencia observacional de la presencia de dichas líneas.

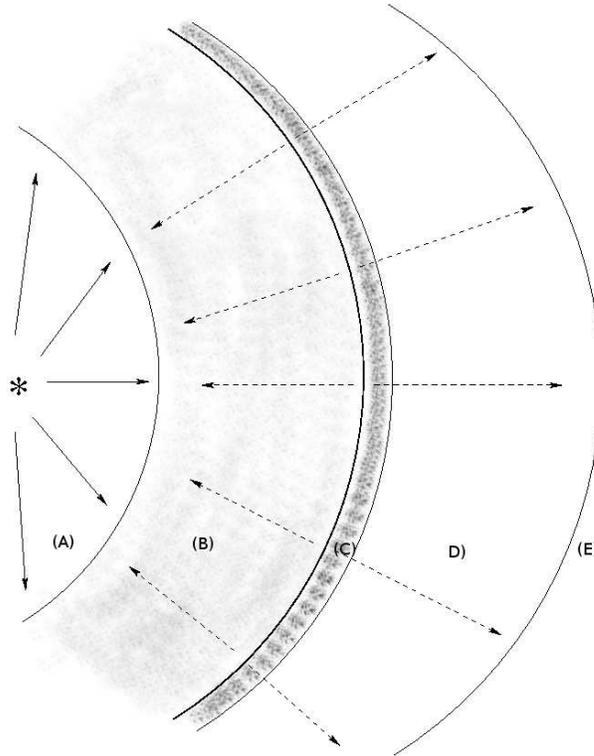


Figura 4.2: Representación de las distintas regiones en donde viaja el viento estelar a través de la nebulosa.

Ahora nos corresponde ver que ocurre en la región D, de donde son precisamente los espectros que obtuvimos para el presente trabajo. Esta zona corresponde a la región exterior en donde se emiten los rayos X, en esta zona se encuentra el gas nebuloso (emitido en la fase AGB) colisionado. Al analizar la región cercana a $[\text{Fe XIV}]\lambda 5303$, se obtuvieron los mismos resultados a los reportados por Georgiev et al. (2006b) es decir, la emisión de la línea no se detectó tal como se aprecia en la figura 4.3, en donde se puede ver el espectro obtenido de NGC 7009 (la orientación correspondiente de la rendija es la 1, de acuerdo a la fig. 2.1). Por último, es necesario mencionar que para distinguir observacionalmente entre las diferentes regiones mencionadas (A, B, C, D), no se requiere de un trabajo adicional ya que cada capa de la nebulosa es ópticamente delgada y nos permite obtener información de regiones más internas, a la vez de que cada capa emite en distinta frecuencia y no hay problema alguno en detectar sus emisiones, por lo tanto no requerimos de una técnica especial para distinguir entre cada región nebulosa.

También realizamos un estudio por rebanadas, similar al que se hizo en el capítulo 2 con las líneas de $[\text{Cl III}]$, $[\text{Ar IV}]$, O II y $[\text{O III}]$, en el cual se rebanaron los órdenes en donde se encontraban las líneas de interés, pero en este caso tratamos de detectar la emisión de la línea de hierro. En particular se presenta el caso de NGC 7009, en la cual tratamos de detectar la emisión de la línea de $[\text{Fe X}]\lambda 6374$, los espectros fueron

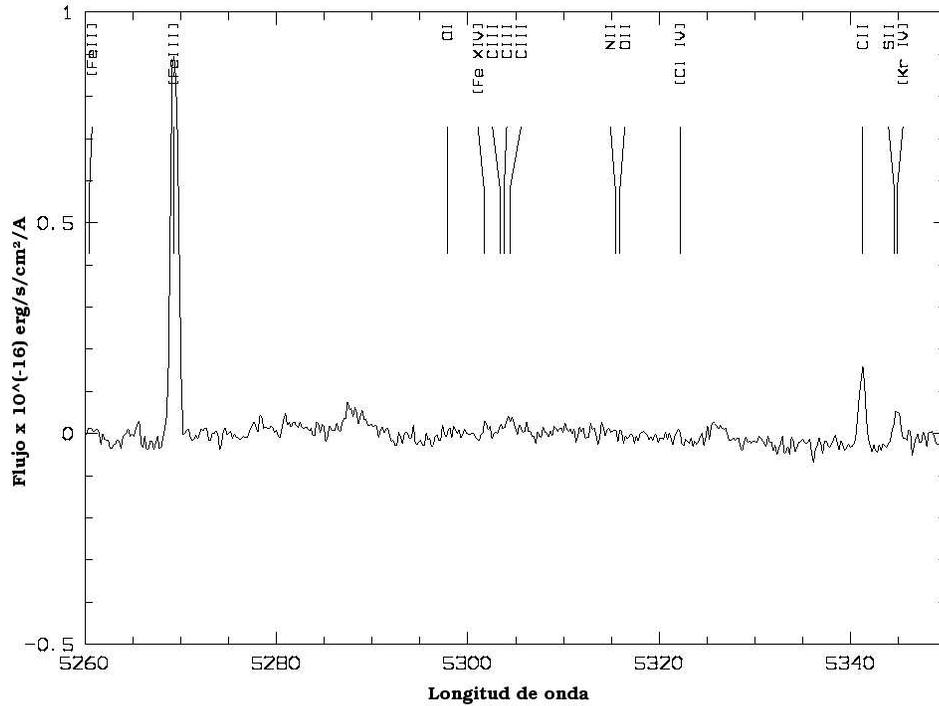


Figura 4.3: Análisis de la región alrededor de $\lambda 5303$. Este espectro fue obtenido de la región (D) que se puede apreciar en la imagen 4.2 y cuyo resultado demuestra la ausencia de la línea de [Fe XIV] $\lambda 5303$.

corregidos a velocidad cero alrededor de esta línea. Como se puede apreciar en la figura 4.4 se denota la presencia de la línea de Si II $\lambda 6371$ y de O I $\lambda 6374$ por las regiones sombreadas verticales, pero no se detectó la línea de [Fe X] no detectamos su emisión en los espectros de este objeto.

Ahora tenemos que determinar que tan deficiente es la composición química de hierro en la región D. Este es un proceso laborioso que requiere del uso de otro programa en el que se tuvieron que determinar parámetros físicos como la temperatura de la estrella central y la densidad nebulosa y que vamos a discutir en las siguientes secciones.

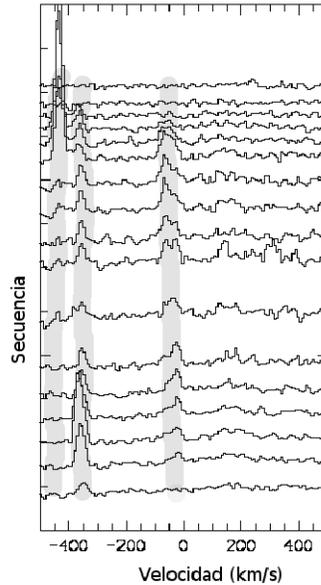


Figura 4.4: Búsqueda de la línea de $[FeX]\lambda 6374$, las regiones sombreadas verticales denotan la presencia de la doble componente de la línea de $Si\ II\lambda 6371$ (izquierda) y de $O\ I\lambda 6374$ (cerca a velocidad cero).

4.3. Cálculo de los parámetros físicos.

Para determinar la abundancia de hierro en nuestros objetos estudiados, fue necesario calcular la temperatura de la estrella central así como la densidad de la nebulosa, por lo tanto, se requirió el uso de un modelo que nos reprodujera los flujos de las principales líneas estudiadas en este trabajo, para ello utilizamos la versión más reciente del código de fotoionización CLOUDY (versión 96.01 actualizado en julio del 2005) suponiendo una simetría esférica y una luminosidad constante. Para cada NP hemos modelado su espectro de emisión tomando en cuenta la temperatura de la estrella, luminosidad, densidad y tamaño de la nebulosa. En la tabla 4.1 se muestran estos parámetros. La composición química inicial que se usó fue la solar. Por lo que respecta al objeto BD +30°3639, no se pudo modelar su espectro, ya que como reportamos en el capítulo anterior la ausencia de la línea de $[O\ III]\lambda 4931$, no nos permitió obtener el cociente de $[O\ III]\lambda 4931/4363$ y de esta forma, llevar a cabo el análisis de la estimación de temperatura de la estrella central.

El proceso consistió en la elaboración de un arreglo numérico basado en la variación de los valores de las densidades de cada nebulosa y la temperatura de su estrella central, cabe mencionar que dichas cantidades variables oscilaron alrededor de los valores citados en la tabla 4.1. En el caso de que se requiera utilizar 6 valores distintos para la densidad y 6 valores distintos para la temperatura, el código se tuvo que ejecutar $6 \times 6 = 36$ veces. De esta manera, se generó una superficie

Tabla 4.1: **Parámetros físicos de las nebulosas planetarias utilizados en el código Cloudy.**

Objeto	NGC 6543	NGC 7009	NGC 7027
Distancia (kpc)	1.4	1.0	0.8
T_{\star} (K)	60000	82000	161000
$L/L_{\odot}(x10^3)$	5.6	5.0	6.9
$N_e(x10^3)$	3.6	5.5	20
r_{neb}	0.070	1.34	0.027

- Los valores correspondientes a NGC 6543 y NGC 7027 se obtuvieron de Perinotto et al. (1999), mientras que los correspondientes a NGC 7009 se obtuvieron de Gonçalves et al. (2003).

correspondiente a la función $flujo = flujo(densidad, temperatura)$. Por lo tanto, el código generó un archivo con los valores propuestos para los flujos de las principales líneas de nuestros espectros. De este archivo se tomaron los valores de las líneas de [O III] $\lambda\lambda$ 4363, 4931 para obtener el cociente que determina la temperatura y también se tomaron los valores de las líneas de [Cl III] $\lambda\lambda$ 5517, 5537, para obtener el cociente sintético que determina la densidad. Con los valores generados por estos cocientes se generaron gráficas tridimensionales, con las respectivas entradas (densidad, temperatura, cociente) tal como se puede apreciar en las figs. 4.8, 4.9 y 4.10.

Después se determinaron las respectivas curvas de nivel, para cada una de las gráficas anteriores, estas curvas correspondieron a los valores obtenidos de los cocientes de flujos de líneas observadas. Estos valores de los cocientes de flujos observados se pueden ver en la tabla 4.2. Después, se superpusieron las curvas de nivel correspondientes a [O III] y [Cl III] de cada objeto, (ver figs. 4.11, 4.12 y 4.13). Con esto, se puede apreciar el cruce de las curvas y en el punto de encuentro se midieron las respectivas abcisas y ordenadas, para calcular la temperatura de la estrella central y la densidad de la nebulosa como se puede observar en las mismas figuras.

De las mismas figuras podemos apreciar que para NGC 6543, el modelo determinó una temperatura de la estrella central de $T_{\star} = 52500 \pm 3000K$ y una densidad $\log N = 3.8 \pm 0.02$, para NGC 7009 se registró una temperatura de $T_{\star} = 129000 \pm 7000K$ y una densidad de $\log N = 3.30 \pm 0.02$, por último, para NGC 7027 la temperatura que proporcionó el modelo para su estrella central fue de $T_{\star} = 210000 \pm 20000$ y una densidad de $\log N = 4.7 \pm 0.1$.

Tabla 4.2: Cocientes de los flujos observados de [O III] 4931/4363 y de [Cl III] 5517/5537.

Objeto	Cociente obs.	Cociente obs.
	oxígeno	cloro
NGC 7027	0.0067 ± 0.007	0.307 ± 0.006
NGC 7009	0.0161 ± 0.002	1.036 ± 0.020
NGC 6543	0.0469 ± 0.003	0.684 ± 0.013

4.4. Determinación de abundancias químicas.

En la sección anterior se explicó el proceso mediante el cual se determinaron las temperaturas de las estrellas centrales y las densidades de las nebulosas. Con estos valores que nos proporcionó el modelo se determinaron las abundancias químicas de los iones de Fe^{++} , Cl^{++} , Ar^{+++} , O^+ y O^{++} . Para lograr esto, se requirió de nuevo el uso del código CLOUDY y además se debieron reunir 2 condiciones para asegurar que nuestros cálculos fueran confiables: la primera consistió en reproducir los flujos de las principales líneas del espectro observado, mismos que fueron mencionados en las tablas 3.2, 3.3 y 3.4 del capítulo anterior. Para llevar a cabo esto se tuvieron que ajustar los cocientes de los flujos de las líneas obtenidas por el modelo, respecto a los flujos de las líneas observadas. Para este proceso es necesario que en el código se alteraran los valores de las abundancias de los elementos, cabe mencionar que la abundancia original utilizada en el código es la solar y respecto a esta abundancia se fueron alterando los valores hasta que el cociente mencionado se ajustara. La segunda condición y muy importante consistió en mantener los cocientes de las líneas de [OIII] y [Cl III] correspondientes a cada objeto (en la tabla 4.2 podemos apreciar una comparación entre los cocientes de flujos observados con los flujos calculados por el modelo), para que de esta forma se pudieran mantener las condiciones físicas del medio. La dificultad que se encontró en esta parte fue que al cambiar la composición química de los elementos, dichos cocientes no pudieron mantenerse constantes, entonces se tuvieron que manipular las temperaturas de las estrellas centrales, de tal forma que se volvieran a reproducir los cocientes de las líneas observadas. Esto se puede explicar ya que de la abundancia original, alteramos la cantidad de enfriadores en nuestra mezcla, estos enfriadores pueden ser el caso de oxígeno o argón.

4.4.1. Parámetros que se ingresaron al código CLOUDY.

NGC 6543 es una nebulosa con un mediano grado de ionización; tiene una estructura principal compleja de aproximadamente $20''$ de diámetro (Acker et al. (1992)) y un halo débil extendido (Middlemass et al. (1989)). Para su distancia utilizamos el promedio de las determinaciones reportadas por Acker et al. (1992) igual a 1.44 kpc.

El radio de su capa brillante es de 0.07 pc. El valor inicial de la temperatura efectiva fue 52500 K, ésta cantidad se obtuvo de la sección anterior y de acuerdo a la segunda condición para el cálculo de abundancias, alcanzó un valor final de 68000 K. Estas fueron las cantidades que se ingresaron al código CLOUDY, para la determinación de abundancias.

NGC 7009, mejor conocida como “Nebulosa Saturno” es una NP elíptica muy bien estudiada, tiene un alto grado de excitación, aunque posee un par de nudos de baja ionización a lo largo de su eje mayor y también posee un sistema tipo jet a lo largo del mismo eje (Gonçalves et al. (2003)). La distancia a la que se encuentra este objeto es de 1 kpc y posee una estrella central tipo O a la que le determinamos una temperatura inicial de 129000 K, pero como se tuvieron que ajustar los cocientes de [O III] y [Cl III] (por la segunda condición del cálculo de abundancias) se manipuló el valor de la temperatura hasta alcanzar un valor de ajuste de 142000 K.

NGC 7027 es una de las NP con mayor temperatura por lo tanto su gas circundante se encuentra a un mayor grado de excitación, con una morfología no propiamente esférica y un diámetro óptico medio de 14". Su estrella central es muy débil ($V=16.25$). La distancia a la que se encuentra este objeto es de 0.8 kpc (Acker et al. (1992), Middlemass (1990)) con una incertidumbre de $\sim 50\%$, considerando la dispersión de las existentes determinaciones. El radio nebular es de 0.027 pc, mientras que la luminosidad es $L/L_{\odot} = 6900$ (Beintema et al. (1996)). La temperatura inicial que se ingresó al código fue de 210000 K y al final del proceso de ajuste de líneas se obtuvo una temperatura final de 235000 K.

Los resultados de los ajustes para NGC 6543, NGC 7009 y NGC 7027 se pueden ver en las tablas 4.3, 4.4 y 4.5 respectivamente; en estas tablas se puede apreciar que en la tercera columna se encuentran los flujos obtenidos por el modelo después de alterar las abundancias de los elementos y en la última columna tenemos el cociente de flujos calculado entre el observado (que se puede ver en las tablas 3.2, 3.3, 3.4), esto es con el objetivo de visualizar la primera condición de que nuestros cálculos fueran confiables, como mencionamos al principio de esta sección. De esta última columna notamos que la mayoría de los cocientes oscilan ligeramente alrededor de 1 y con esto tenemos una mayor confiabilidad en nuestros resultados, porque los flujos calculados y observados para cada emisión son muy similares. Por otro lado, la composición química de NGC 6543, NGC 7009 y NGC 7027, se puede ver en las tablas 4.6, 4.7 y 4.8 respectivamente, en donde también podemos encontrar una comparación realizada de las abundancias determinadas por otros autores.

Asimismo la temperatura que condujo a reproducir los cocientes observados de [O III] 4931/4363 y [Cl III] 5517/5537 para NGC 6543 es de $T_{\star} = 68000 \pm 3000$ K, para NGC 7009 es de $T_{\star} = 142000 \pm 7000$ K, mientras que para NGC 7027 la temperatura que reproduce los cocientes es de $T_{\star} = 235000 \pm 20000$ K. Estos resultados se pueden apreciar y comparar con otros resultados obtenidos por otros autores en la tabla 4.9.

Tabla 4.3: **Flujos relativos observados y desenrojados de las líneas espectrales medidos en NGC 6543. Los flujos están normalizados respecto a $H\gamma=100$. Los flujos observados para este objeto se encuentran en la tabla 3.2.**

λ	ID	Cociente de flujos	
		Flujo Calculado	Calculado a observado
4143.76	He I	7.4(-1)	0.477
4267.26	C II	1.41	0.975
4340.47	H 5	1.00(+2)	1.000
4363.21	[O III]	5.36	1.053
4387.93	He I	1.34	0.709
4471.50	He I	1.07(+1)	0.675
4701.62	[Fe III]	2.50(-1)	1.230
4711.37	[ArIV]	1.85	1.057
4733.93	[Fe III]	9.35(-2)	1.000
4740.17	[ArIV]	2.61	1.219
4754.70	[Fe III]	1.30(-1)	0.954
4769.43	[Fe III]	8.43(-2)	1.167
4777.68	[Fe III]	4.44(-2)	0.994
4881.11	[Fe III]	2.90(-1)	0.986
4931.23	[O III]	2.50(-1)	1.045
5270.40	[Fe III]	4.20(-1)	0.986
5517.37	[Cl III]	8.20(-1)	1.032
5537.88	[Cl III]	1.20	1.034
5875.66	He I	2.84(+1)	0.807

4.5. Discusiones.

Como pudimos ver, no se detectó la emisión de las líneas de [Fe X] λ 6374 o [Fe XIV] λ 5303 en nuestro trabajo ni en el realizado por Georgiev et al. (2006b), entonces podemos interpretar que la ausencia de estas emisiones en la región C (gas caliente emisor de rayos X) es una consecuencia de la baja abundancia de hierro en este gas; también podemos notar que ocurre una situación similar en el gas nebuloso colisionado (región D), el cual, se encuentra a una temperatura que oscila alrededor de los 10000 K, como vimos en el capítulo anterior. Esto nos conduce a pensar que la composición química de la región C es similar a la de la región D, por lo tanto el origen del gas emisor de rayos X proviene de la región en donde se encuentra el gas nebuloso colisionado (emitido en la fase AGB) y que se ha elevado a una temperatura de millones de grados debido a la conducción térmica a partir de la región en donde impactó el viento rápido con el lento.

En lo correspondiente a los valores de los cocientes de flujos de las líneas de [O III](4931/4363) y [Cl III](5517/5537) reproducidos por el código CLOUDY tam-

Tabla 4.4: **Flujos relativos observados y desenojados de las líneas espectrales medidos en NGC 7009. Los flujos están normalizados respecto a $H\gamma=100$. Los flujos observados para este objeto se encuentran en la tabla 3.3.**

λ	ID	Cociente de flujos	
		Flujo Calculado	Calculado a observado
4143.76	He I	5.50(-1)	0.458
4200.42	He II	1.06	0.757
4267.26	C II	3.24	0.961
4340.47	H 5	1.00(+2)	1.000
4363.21	[O III]	1.70(+1)	1.076
4387.93	He I	9.90(-1)	0.717
4471.50	He I	7.83	0.745
4541.59	He II	2.06	1.873
4685.68	He II	6.52(+1)	0.921
4711.37	[ArIV]	7.50	1.066
4733.93	[Fe III]	6.87(-2)	0.846
4740.17	[ArIV]	7.14	0.978
4754.70	[Fe III]	1.30(-1)	0.959
4769.43	[Fe III]	7.57(-2)	1.344
4777.68	[Fe III]	4.44(-2)	0.994
4881.11	[Fe III]	1.90(-1)	0.560
4931.23	[O III]	2.70(-1)	1.057
5270.40	[Fe III]	3.80(-1)	1.288
5517.37	[Cl III]	1.36	1.066
5537.88	[Cl III]	1.32	1.072
5875.66	He I	2.07(+1)	0.652

bién se presentan en la tabla 4.10, junto a los valores de los cocientes de flujos observados, Estas cantidades demuestran que el código reprodujo dentro de un rango confiable los flujos de las líneas de estos elementos. Por lo tanto, los valores de los parámetros físicos que se obtuvieron del código son aceptables. Si analizamos los parámetros físicos obtenidos para nuestros objetos podemos observar la confiabilidad de nuestros resultados.

4.5.1. NGC 6543.

Para esta nebulosa, el modelo reportó un mejor ajuste de las líneas espectrales observadas a una temperatura efectiva de 68000 ± 3000 K; al comparar este resultado con los reportados por otros autores como se puede observar en la tabla 4.9, podemos encontrar una variación del 36.7% reportada por Castor et al. (1981), pero si comparamos con un resultado más reciente como el publicado por Perinotto et al.

Tabla 4.5: **Flujos relativos observados y desenrojados de las líneas espectrales medidos en NGC 7027. Los flujos están normalizados respecto a $H\gamma=100$. Los flujos observados para este objeto se encuentran en la tabla 3.4.**

λ	ID	Cociente de flujos	
		Flujo Calculado	Calculado a observado
4143.76	He I	3.40(-1)	0.378
4200.42	He II	2.30	1.150
4267.26	C II	1.56(+1)	0.994
4340.47	H 5	1.00(+2)	1.000
4363.21	[O III]	5.38(+1)	0.962
4387.93	He I	6.10(-1)	0.763
4471.50	He I	5.10	0.671
4541.59	He II	4.40	1.333
4685.68	He II	1.39(+2)	1.435
4711.37	[ArIV]	4.15	0.908
4701.62	[Fe III]	1.60(-1)	1.620
4733.93	[Fe III]	7.99(-2)	0.910
4740.17	[ArIV]	16.76	1.094
4754.70	[Fe III]	6.09(-2)	0.680
4769.43	[Fe III]	5.34(-2)	0.890
4777.68	[Fe III]	3.80(-2)	0.770
4881.11	[Fe III]	1.70(-1)	1.120
4931.23	[O III]	3.80(-1)	1.001
5270.40	[Fe III]	1.90(-1)	1.410
5517.37	[Cl III]	3.00(-1)	1.053
5537.88	[Cl III]	9.70(-1)	1.046
5875.66	He I	1.57(+1)	1.069

(1999) tenemos una variación del 11.7% o el reportado por Georgiev et al. (2006a) se nota una diferencia del 7.3%.

En lo correspondiente a la densidad nebular de NGC 6543 el modelo nos dió una cantidad de $\log N_e = 3.8 \pm 0.02 cm^{-3}$ mientras que el reportado por Beintema et al. (1996) obtuvo un valor de $\log N_e = 3.6$.

Para el cálculo de las abundancias se realizó un análisis correspondiente al carbono, oxígeno, cloro, argón y hierro (ver tabla 4.6). Al comparar nuestras abundancias con la solar, detectamos una sobreabundancia de Carbono y Argón por un factor de 2.0 y 2.4 respectivamente, mientras que la abundancia de Oxígeno es ligeramente mayor por un factor de 1.2, en lo que respecta al Cloro su abundancia es similar a la solar y por último y más importante, la abundancia de hierro que tiene una deficiencia de ≈ 28 veces respecto a la solar, que puede ser comparada con la abundancia obtenida por Perinotto et al. (1999) en donde se menciona una deficiencia de ≈ 11

veces respecto a la solar.

Ahora tenemos que considerar el criterio de que cuando hemos determinado correctamente la temperatura efectiva de la estrella central el balance de la emisión de líneas de distintos iones debe ser constante. Esto lo podemos apreciar en la fig.4.5 en donde se puede ver la distribución de las distintos iones estudiados en el presente trabajo. Cada punto representa el logaritmo del cociente de flujos calculado a observado de cada ión. De esta figura también podemos observar que la mayor parte de la distribución de los puntos se encuentran cercanos a la posición cero. Por otro lado, notamos una ligera tendencia de los cocientes de He I a separarse de esta región, esto podría ser preocupante ya que nos indica que la temperatura de la estrella central que obtuvimos por el modelo es un poco mayor a la temperatura real. Es necesario mencionar que aunque no reproducimos un modelo perfecto de la nebulosa y su estrella central, nuestro objetivo se mantuvo, ya que en esta sección nos enfocamos en la determinación de la abundancia de hierro la cual reportó un factor de agotamiento de 28 veces respecto a la solar y aun cuando hubieramos encontrado el valor real de la temperatura de la estrella central, la abundancia de hierro no se habría alterado notablemente y esta explicación también se aplica para los otros dos objetos que analizamos.

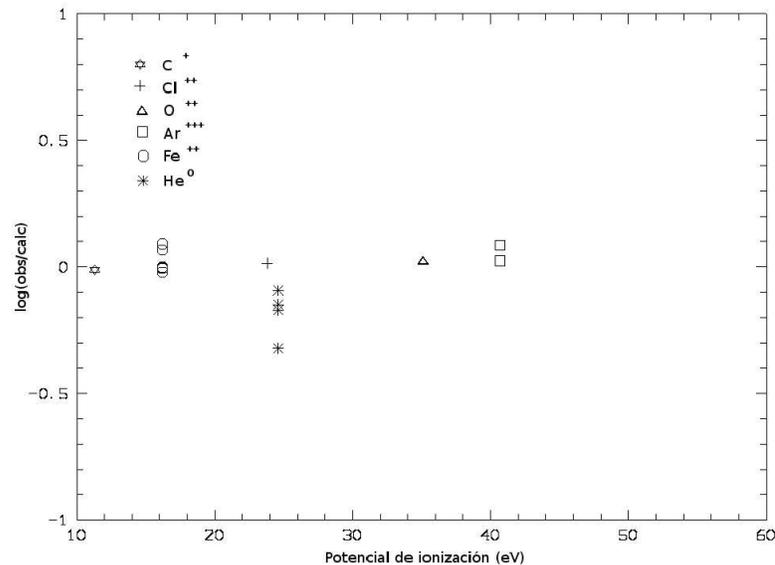


Figura 4.5: Distribución de los logaritmos de los cocientes de los iones estudiados en NGC 6543, en función del potencial de ionización.

4.5.2. NGC 7009.

En esta nebulosa, para ajustar el cociente de las líneas de [O III] $4931/4363 = 0.0161$ se obtuvo una temperatura efectiva $T_{\star} = 142000 \pm 7000$ K, esta cantidad resulta ser muy elevada respecto a las reportadas por Mendez et al. (1992) y Sabbadin et al. (2004) (ver tabla 4.9) ya que la discrepancias fueron del 42.2 % y 36.6 %, aunque podemos considerar el resultado obtenido por Perinotto & Benvenuti (1981) que para ajustar el continuo reportaron una variación de temperaturas entre 100000 y 150000 K. El estudio del comportamiento de los cocientes calculado a observado de los flujos de los iones se puede ver en la fig.4.6, en el cual se aprecia un resultado similar al de NGC 6543, con la diferencia de que en NGC 7009 si se pudieron registrar líneas de He II, pero la discusión es similar a la expuesta en la sección anterior.

Mientras que para ajustar los cocientes de [Cl III] $5517/5537 = 1.036$ se determinó una densidad de $\log N_e = 3.3 \pm 0.02$ aunque los valores reportados por Gonçalves et al. (2003) reflejan una densidad en la región interna de la capa de $\log N_e = 3.74$ la cual es mucho mayor a la que nosotros obtuvimos.

En lo que respecta al cálculo de las abundancias, se analizaron los mismos elementos químicos que con NGC 6543, para lo cual obtuvimos una sobreabundancia de carbono por un factor de 6, mientras que las abundancias correspondientes a argón, oxígeno y cloro fueron de 3/5, 1/2 y 2/3 respectivamente. Por otro lado, el hierro se ajustó de mejor manera en el modelo al reportarse un factor de deficiencia de 50 veces respecto a la solar. El análisis de la abundancia de hierro en este objeto no había sido estudiada anteriormente así que no disponemos otro valor con el cual compararlo.

4.5.3. NGC 7027.

En lo correspondiente a este objeto obtuvimos una temperatura efectiva $T_e = 235000 \pm 20000$, la cual registró una discrepancia respecto a la temperatura reportada por Perinotto et al. (1999) que equivale al 31.5 %, aunque el resultado que nos presenta Zhang et al. (2005) denota una variación del 6.8 %. El estudio del comportamiento de los cocientes calculado a observado de los flujos de los iones se puede ver en la fig.4.6, en el cual se aprecia un resultado similar a los obtenidos con los otros objetos.

Esta nebulosa presenta una densidad elevada ya que para ajustar el cociente de Cl III, se obtuvo un valor de $\log N_e = 4.72 \pm 0.1$, mientras que la reportada por Perinotto et al. (1999) fue de $\log N_e = 4.3$.

De las abundancias químicas de NGC 7027, tenemos que el Carbono tiene un factor de 3.3 respecto a la solar, para el oxígeno y el argón se reportan factores de 11/20 y 2/3 respectivamente, por otro lado el cloro es también deficiente por un factor de $\approx 1/2.5$. El hierro nuevamente resultó ser el más deficiente y el factor de

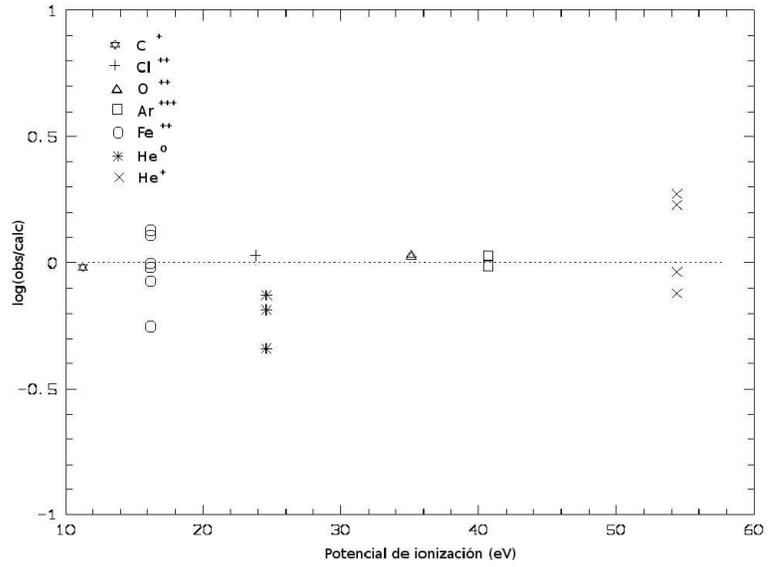


Figura 4.6: *Distribución de los logaritmos de los cocientes de los iones estudiados en NGC 7009, en función del potencial de ionización.*

agotamiento es de ≈ 130 veces respecto a la encontrada en el Sol, mientras que el factor de agotamiento que obtuvieron Perinotto et al. (1999) fue de 80.

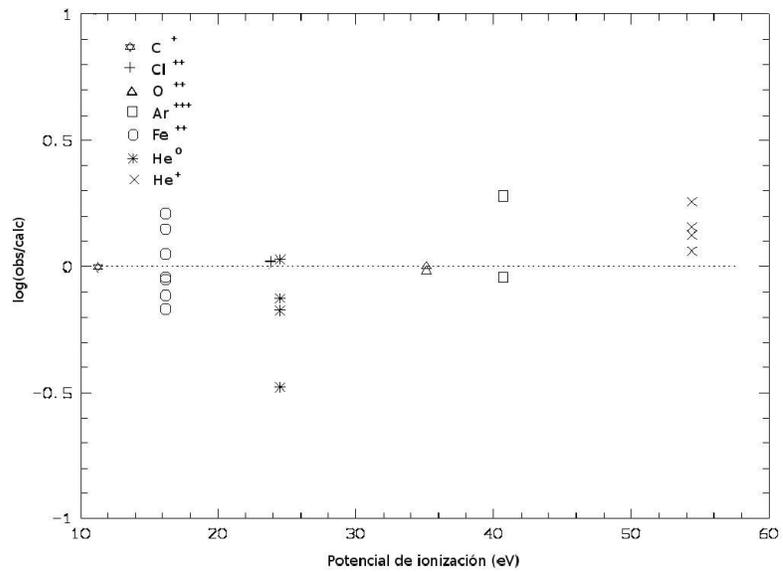


Figura 4.7: *Distribución de los logaritmos de los cocientes de los iones estudiados en NGC 7027, en función del potencial de ionización.*

Tabla 4.6: **Comparación de abundancias químicas en NGC 6543. Las abundancias son respecto a la abundancia de hidrógeno.**

Elemento	Presente abund.	Sol	Estrellas O,B ¹	Hyung et. al (2000)	Middlemass et al.(1989)	Bernard (2003)
Carbono	7.10(-4)	3.55(-4)	1.74(-4)	2.5(-4)	7.6(-4)	2.5(-4)
Oxígeno	8.89(-4)	7.41(-4)	4.17(-4)	4.7(-4)	6.4(-4)	5.5(-4)
Cloro	1.86(-7)	1.86(-7)	1.86(-7)	1.6(-7)		2.0(-7)
Argón	8.71(-6)	3.63(-6)		3.0(-6)		4.2(-6)
Hierro	1.16(-6)	3.24(-5)	3.55(-5)			

¹ Las abundancias de las estrellas O, B se obtuvieron de Gies & Lambert (1992) y de Kilian-Montenbruck et al. (1994).

Tabla 4.7: **Comparación de abundancias químicas en NGC 7009. Las abundancias son respecto a la abundancia de hidrógeno.**

Elemento	Presente abund.	Sol	Estrellas O,B ¹	Kingsburgh & Barlow(1990)	Aller & Czyzak(1990)	Hyung (2000)
Carbono	2.13(-3)	3.55(-4)	1.74(-4)	6.48(-4)	1.25(-3)	2.5(-4)
Oxígeno	3.70(-4)	7.41(-4)	4.17(-4)	4.93(-4)	7.41(-4)	4.7(-4)
Cloro	1.24(-7)	1.86(-7)	1.86(-7)	1.66(-7)	2.96(-7)	1.6(-7)
Argón	2.17(-6)	3.63(-6)		2.42(-6)	2.65(-6)	3.0(-6)
Hierro	6.48(-7)	3.24(-5)	3.55(-5)			

¹ Las abundancias de las estrellas O, B se obtuvieron de Gies & Lambert (1992) y de Kilian-Montenbruck et al. (1994).

Tabla 4.8: **Comparación de abundancias químicas en NGC 7027. Las abundancias son respecto a la abundancia de hidrógeno.**

Elemento	Presente abund.	Sol	Estrellas O,B ¹	Keyes & Aller (1990)	Middlemass (1990)	Bernard (2001)
Carbono	1.17(-3)	3.55(-4)	1.74(-4)	6.9(-4)	1.3(-3)	6.0(-4)
Oxígeno	4.08(-4)	7.41(-4)	4.17(-4)	3.1(-4)	5.5(-4)	4.1(-4)
Cloro	7.44(-8)	1.86(-7)	1.86(-7)	2.0(-7)		1.1(-7)
Argón	2.42(-6)	3.63(-6)		2.1(-6)	2.1(-6)	2.3(-6)
Hierro	2.49(-7)	3.24(-5)	3.55(-5)		1.0(-6)	

¹ Las abundancias de las estrellas O, B se obtuvieron de Gies & Lambert (1992) y de Kilian-Montenbruck et al. (1994).

Tabla 4.9: Comparación de temperaturas de las estrellas centrales en NGC 6543, NGC 7009 y NGC 7027 con las obtenidas por otros autores.

NGC 6543	NGC 7027	NGC 7009
*68000 ± 3000	235000±20000	142000±7000
60000 ¹	161000 ¹	82000 ²
50000 ³	219000 ⁴	90000 ¹⁰
43000 ⁵	310000 ⁶	150000 ¹¹
80000 ⁷	180000 ⁸	
	198000 ⁹	

* La primera línea de la tabla representa los valores de la temperatura que fueron calculados en el presente trabajo.

¹ Perinotto et al. (1999), [²] Mendez et al. (1992), [³] Zweigle et al. (1997), [⁴] Zhang et al. (2005), [⁵] Castor et al. (1981), [⁶] Walton et al. (1988), [⁷] Bianchi et al. (1986), [⁸] Jacoby (1988), [⁹] Dayal et al. (2000), [¹⁰] Sabbadin et al. (2004), [¹¹] Perinotto & Benvenuti (1981)

Tabla 4.10: Comparación de los cocientes observados con los calculados por el modelo.

Objeto	Cociente obs.	Cociente modelo	Cociente obs.	Cociente modelo
	oxígeno	oxígeno	cloro	cloro
NGC 7027	0.0067 ± 0.007	0.0070	0.307 ± 0.006	0.309
NGC 7009	0.0161 ± 0.002	0.0159	1.036 ± 0.020	1.03
NGC 6543	0.0469 ± 0.003	0.0466	0.684 ± 0.013	0.683

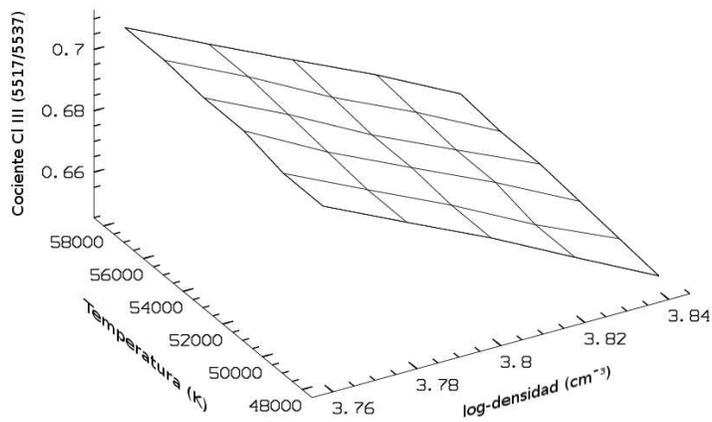
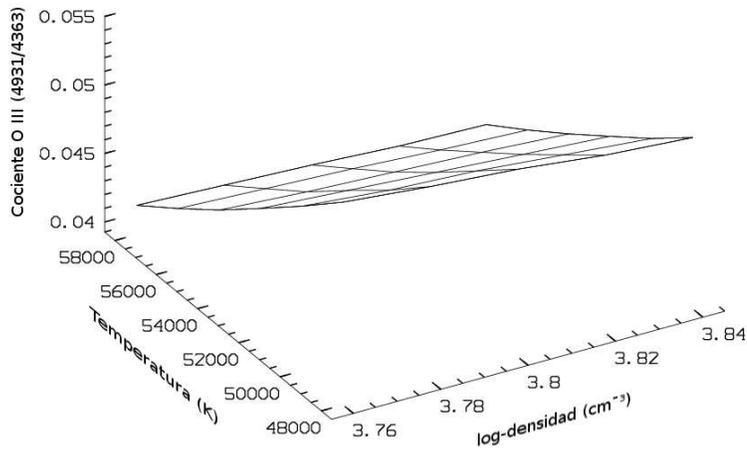


Figura 4.8: Resultados obtenidos con *CLOUDY* para reproducir los cocientes observados de [O III] (arriba) y de [Cl III] (abajo) en NGC 6543.

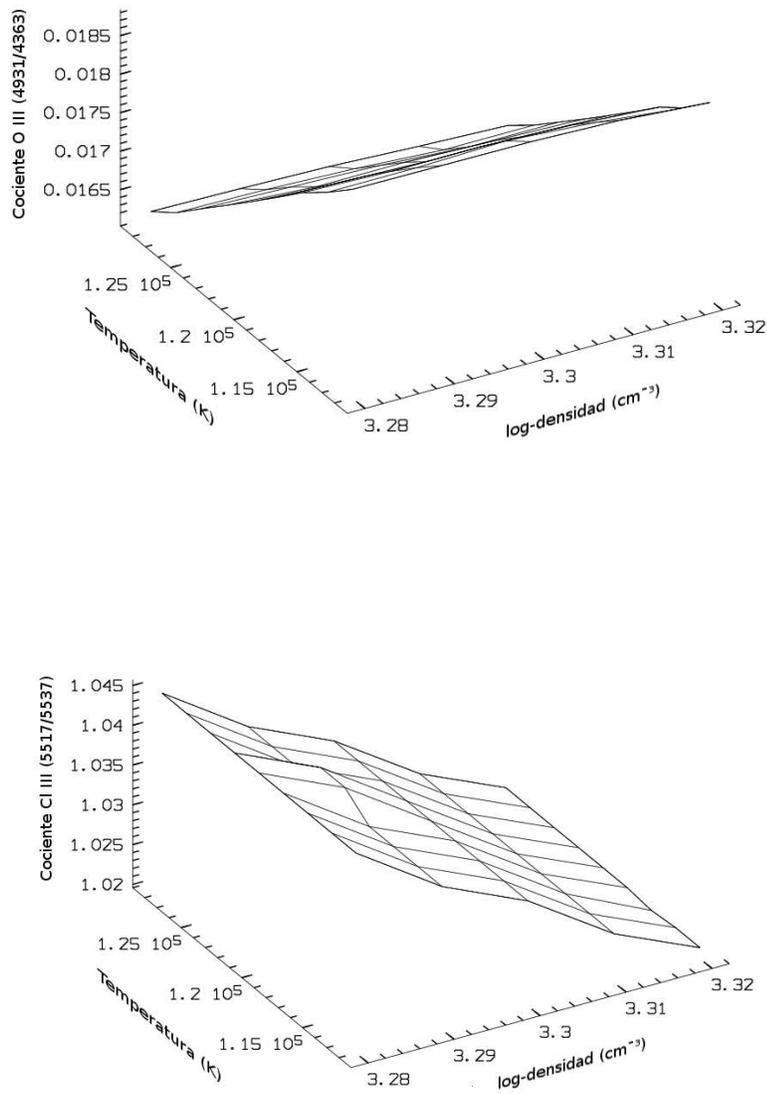


Figura 4.9: Resultados obtenidos con CLOUDY para reproducir los cocientes observados de [O III] (arriba) y de [Cl III] (abajo) en NGC 7009.

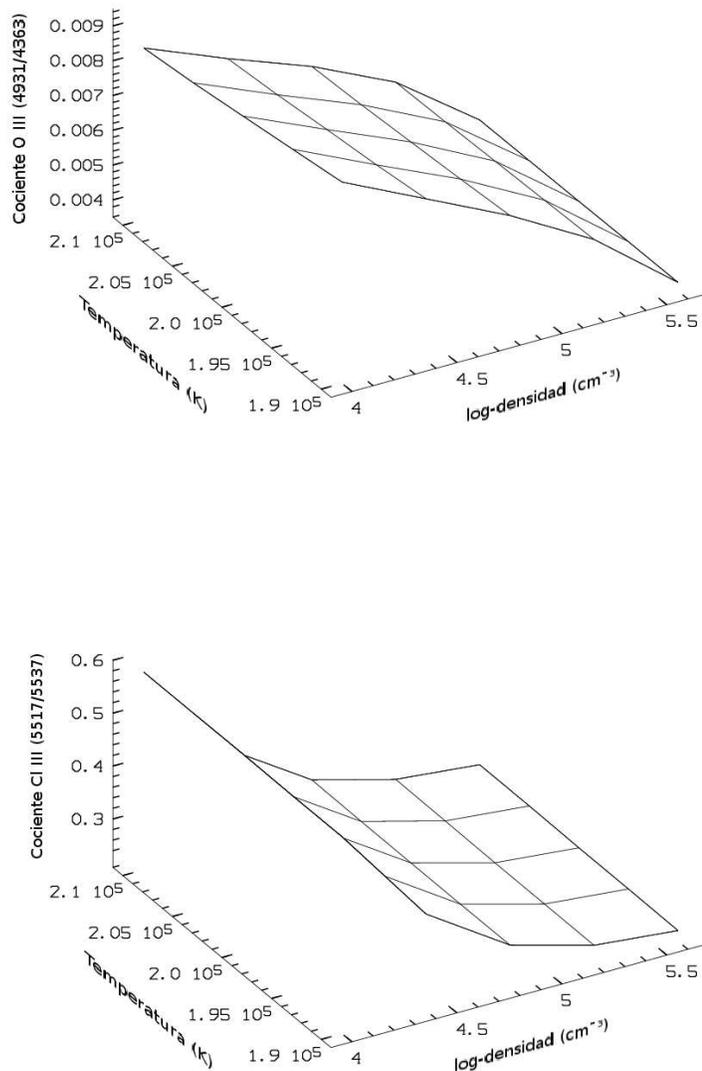


Figura 4.10: Resultados obtenidos con CLOUDY para reproducir los cocientes observados de [O III] (arriba) y de [Cl III] (abajo) en NGC 7027.

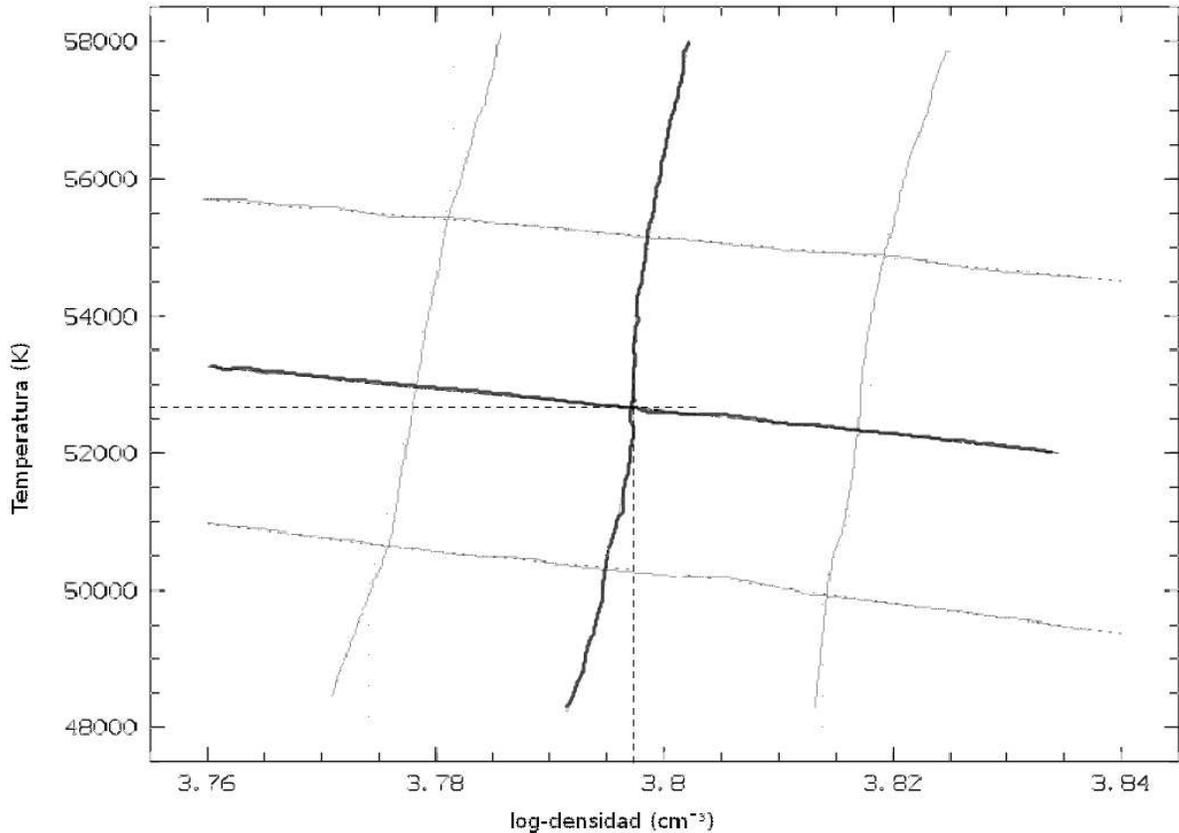


Figura 4.11: Esta figura es el resultado de sobreponer las curvas de nivel provenientes de los diagramas de la fig.4.8, del diagrama superior la curva de nivel se obtuvo a la altura $4931/4363 = 0.0469$ mientras la correspondiente al diagrama inferior fue de $5517/5537 = 0.684$. Ambas curvas se superpusieron y las podemos observar en la imagen actual (líneas gruesas), la intersección de estas curvas nos conducen a obtener los valores de la densidad logarítmica y la temperatura efectiva de la estrella central de NGC 6543. Las líneas delgadas representan la región de los errores obtenidos para este cálculo.

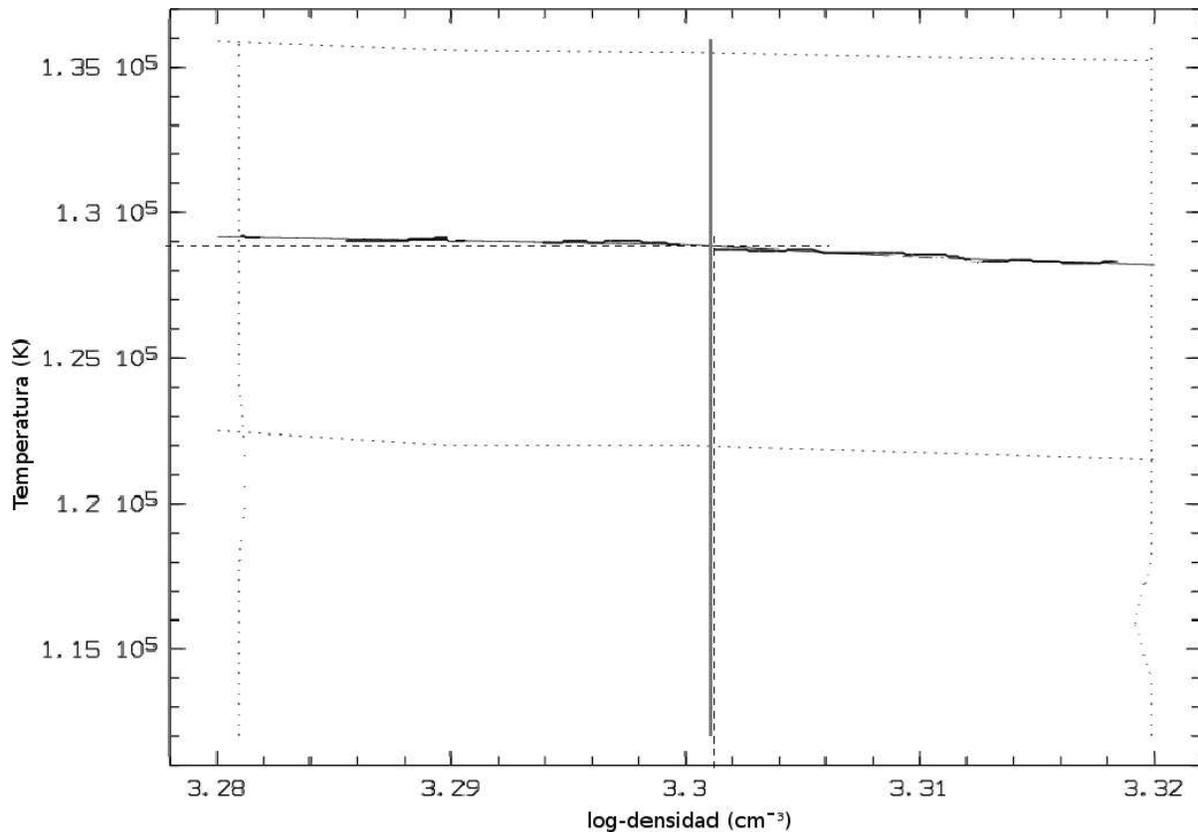


Figura 4.12: Esta figura es el resultado de sobreponer las curvas de nivel provenientes de los diagramas de la fig.4.9, del diagrama superior la curva de nivel se obtuvo a la altura $4931/4363 = 0.0161$ mientras la correspondiente al diagrama inferior fue de $5517/5537 = 1.036$. Ambas curvas se sobrepusieron y las podemos observar en la imagen actual (líneas gruesas), la intersección de estas curvas nos conducen a obtener los valores de la densidad logarítmica y la temperatura efectiva de la estrella central de NGC 7009. Las líneas delgadas representan la región de los errores obtenidos para este cálculo.

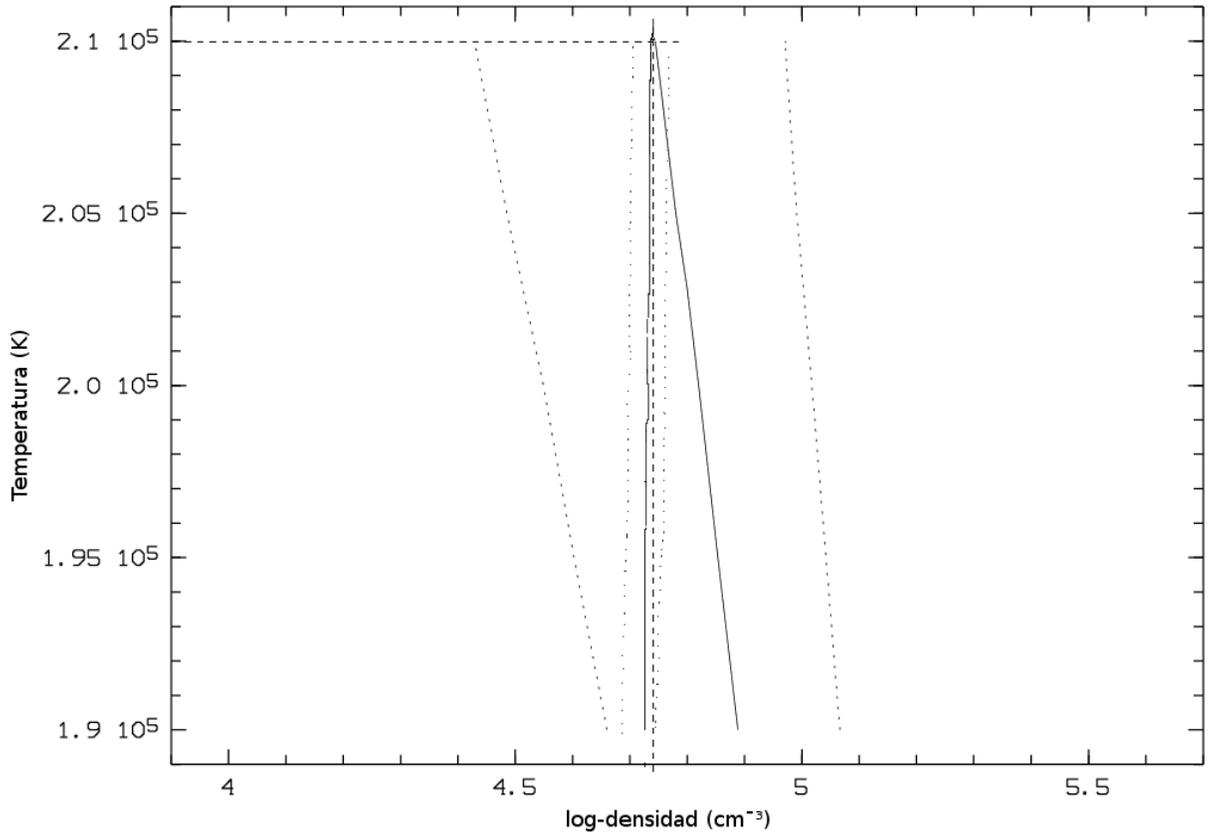


Figura 4.13: Esta figura es el resultado de sobreponer las curvas de nivel provenientes de los diagramas de la fig.4.8, del diagrama superior la curva de nivel se obtuvo a la altura $4931/4363 = 0.0067$ mientras la correspondiente al diagrama inferior fue de $5517/5537 = 0.307$. Ambas curvas se superpusieron y las podemos observar en la imagen actual (líneas gruesas), la intersección de estas curvas nos conducen a obtener los valores de la densidad logarítmica y la temperatura efectiva de la estrella central de NGC 7027. Las líneas delgadas representan la región de los errores obtenidos para este cálculo.

Capítulo 5

Conclusiones.

Dentro del marco propuesto en la fig. 4.2, los estudios realizados en el presente trabajo corresponden a la determinación de la abundancia química de hierro en el gas nebuloso colisionado (región D) de 3 nebulosas planetarias con emisión de rayos X difusos. El resultado que obtuvimos fue que el gas nebuloso colisionado tiene una deficiencia de hierro por un factor de 28, 50 y 150 en NGC 6543, NGC 7009 y NGC 7027 respectivamente. A la vez se discutió acerca de la búsqueda de hierro en la región nebulosa en donde se encuentra el gas coronal (región C) cuyo estudio fue realizado por Georgiev et al. (2006b), en donde no detectaron la presencia espectral de las líneas de [Fe X] λ 6374 y [Fe XIV] λ 5303. Por lo tanto podemos concluir que para estos tres objetos, la composición química del gas coronal es la misma que la del gas nebuloso colisionado.

El escenario físico que proponemos es que el gas coronal inicialmente era el correspondiente al viento lento expulsado por la estrella en la etapa AGB y que posteriormente fue alcanzado por el viento rápido emitido en la etapa post-AGB, de este choque se generaron 2 ondas de choque una que avanzó en la dirección del gas nebuloso lento y la otra fue en retroceso para colisionar con el viento rápido y así generar la región B. En el radio de contacto se elevó la temperatura hasta alcanzar una temperatura del orden de $10^6 K$ y así poco a poco comenzó a formarse la región C debido a la evaporación del gas nebuloso colisionado, al estar en contacto con el gas coronal.

Aún no podemos explicar con toda certeza cual es el mecanismo encargado de la deficiencia del hierro en estas dos regiones nebulosas. Sin embargo se propone el escenario en donde la fracción faltante de hierro se puede encontrar muy probablemente atrapada en los granos de polvo, los cuales soportan la temperatura elevada del gas sin destruirse, de lo anterior surge la interrogante de cual es el mecanismo que impide o atenúa la destrucción de los granos al encontrarse en un medio tan caliente. Lo más probable es que el material se caliente por un mecanismo no tan severo como los choques fuertes, sino por conducción térmica. En el trabajo de Tielens

et al. (1994) se indica que los granos de polvo deberían sobrevivir al calentamiento de iones térmicos en un período igual al tiempo de vida de la NP, considerando que los granos originales son lo suficientemente grandes, 0.1 - 1.0 μm .

Para sustentar esta propuesta tenemos que la densidad del viento rápido es muy baja y éste casi no interactúa con los granos de polvo del gas nebuloso y por lo tanto la mayoría de estos granos no interactúan con las partículas energéticas del viento, éstos no son susceptibles a desintegrarse y al final podemos tener granos de polvo inmersos en el gas coronal.

Por otro lado, para tratar de explicar la discrepancia encontrada entre la temperatura de rayos X observada y la propuesta por los modelos, descartamos aquellos procesos que proponen el enfriamiento del gas coronal, porque como vimos en este trabajo, la composición química del plasma emisor de rayos X no es similar al del viento estelar post-AGB (regiones B y C de la fig.4.2), si no más bien al viento estelar emitido en la etapa AGB, es decir, el gas nebuloso chocado. Dado que este gas es naturalmente más frío, el fenómeno de observar esta diferencia de temperaturas puede explicarse mediante mecanismos que tratan más bien con el calentamiento de este gas y a la eficiencia de la conducción térmica por el material, tal como lo proponen Soker (1994), Zhekov & Perinotto (1996) y Zhekov & Myasnikov (2000) y que fue el primer mecanismo discutido en la sección 1.3.

En lo correspondiente a un mejor estudio de la NP BD +30°3639 se requiere que podamos obtener espectros que puedan cubrir un mayor rango espectral, ya que como se mencionó en el cap. 3, no fuimos capaces de encontrar las líneas adecuadas para obtener cocientes que nos determinaran la temperatura del gas nebuloso y que las únicas probables correspondientes a la emisión de [O III] $\lambda\lambda$ 4363, 4931 no pudieron ser detectadas satisfactoriamente, debido al bajo grado de ionización que se presenta en este objeto. Por lo tanto, proponemos la medición de las líneas de [S II] $\lambda\lambda$ 6716, 6731 y $\lambda\lambda$ 4068, 4076 las cuales muy probablemente nos puedan brindar información acerca de la temperatura.

Apéndice A

Programas utilizados en MIDAS.

A.1. Proceso para extraer rebanadas correspondientes a un mismo orden.

```
!***** Este programa extrae ordenes de las rebanadas extraidas *****
def/par p1 ? I
def/par p2 ? I
def/par p3 ? N "Orden:"
def/loc ciclo/I/1/1 0
cre/ima referencia 1,1500 4923,0.01 nodata
do ciclo = 1 13
  ext/ima {p1}{ciclo} = a{ciclo}[<,{p3}:>,{p3}]
  write/desc {p1}{ciclo} start 4870.1531784849
  write/desc {p1}{ciclo} step 0.17801057960745
  reb/ii {p2}{ciclo} {p1}{ciclo} referencia lin 0.,1. spg
enddo
```

A.2. Proceso de conversión de longitud de onda a velocidad

Además en este programa se hace un proceso que inserta las otras rebanadas en las anteriores.

```

!***** Este programa convierte los frames de *****
!***** longitud de onda a velocidad *****
def/par p1 ? I
def/par p2 ? T
def/par p3 ? I
def/par p4 ? N
def/par p5 ? N
def/loc ciclo/I/1/1 0
  set/gra yax=0,1.3e-12
  set/gra xax
  do ciclo = 1 13
    copy/it {p1}{ciclo} {p2}{ciclo}
    name/col {p2}{ciclo} #1 :int
    comp/tab {p2}{ciclo} :int1 = :int + 0.5e-14*{ciclo}
    comp/tab {p2}{ciclo} :w = {p4} + {p5} * (seq - 1)
    comp/tab {p2}{ciclo} :v = 300000 * ( :w - 5537.7 ) / 5537.7

    reb/ti {p3}{ciclo} {p2}{ciclo} :v,:int1 referencia1.bdf
  enddo
  ciclo = 1
write/desc {p3}{ciclo} cunit/c/17/32 velocidad
write/desc {p3}{ciclo} cunit/c/1/16 secuencia
  plot/row {p3}{ciclo} 1 @35,@65 -50,-105
cre/ima prueba = {p3}{ciclo}
grow/ima prueba = {p3}{ciclo} 1,1,13
  do ciclo = 2 13
    over/row {p3}{ciclo} 1 @20,@90
insert/ima {p3}{ciclo} prueba -500,{ciclo}
load/ima prueba cent=@46,@9 scale=20,20 cuts=0.1e-13,1.5e-13
  enddo

```

A.3. Programa utilizado en CLOUDY para determinar abundancias.

El ejemplo que se expone corresponde al cálculo realizado para NGC 6543

```
title 6543 Planetary nebula
c standard" PN model of the Pequignot Meudon Conferance
c
c commands controlling continuum =====
black body, T=68000K
luminosity total 37.35
c
c commands for density & abundances =====
hden = 3.79
init file="ism.ini"
abundance old solar 84
element scale factor iron 0.035
element scale factor argon 2.4
element scale factor oxygen 1.2
element scale factor carbon 2
c
c commands controlling geometry =====
radius = 17.33
sphere
c
c commands controlling output =====
normalize to "H 1" 4340
punch line array "lineas.txt"
c
c pn_paris.in
c class pn
c =====
c
```


Bibliografía

- Acker, A., Ochsenbein, F., & Steholm, B. 1992, Catalogue of Galactic Planetary Nebulae (Strasbourg-ESO)
- Arnaud, K., Borkowski, K. J., & Harrington, J. P. 1996, *ApJ*, 462, L75
- Beintema, D. A., van Hoof, P. A. M., Lahuis, F., Pottasch, S. R., Waters, L. B. F. M., de Graauw, T., Boxhoorn, D. R., Feuchtgruber, H., & Morris, P. W. 1996, *A&A*, 315, L253
- Bianchi, L., Cerrato, S., & Grewing, M. 1986, *A&A*, 169, 227
- Borkowski, K. J., Balbus, S. A., & Fristrom, C. C. 1990, *ApJ*, 355, 501
- Cardelli, J. A., Clayton, G. C., & Mathis, J. S. 1989, *ApJ*, 345, 245
- Castor, J. I., Lutz, J. H., & Seaton, M. J. 1981, *MNRAS*, 194, 547
- Chu, Y.-H., Guerrero, M. A., Gruendl, R. A., Williams, R. M., & Kaler, J. B. 2001, *ApJ*, 553, L69
- Chu, Y.-H. & Ho, C.-H. 1995, *ApJ*, 448, L127
- Dayal, A., Latter, W. B., Bieging, J. H., Meakin, C., Kelly, D. M., Hora, J. L., & Tielens, A. G. G. M. 2000, in *ASP Conf. Ser. 199: Asymmetrical Planetary Nebulae II: From Origins to Microstructures*, ed. J. H. Kastner, N. Soker, & S. Rappaport, 221
- Favata, F., Fridlund, C. V. M., Micela, G., Sciortino, S., & Kaas, A. A. 2002, in *ASP Conf. Ser. 277: Stellar Coronae in the Chandra and XMM-NEWTON Era*, ed. F. Favata & J. J. Drake, 467
- Frank, A. 1999, *New Astronomy Review*, 43, 31
- Georgiev, L., Hillier, D. J., Richer, M., & Arrieta, A. 2006a, in *ASP Conf. Ser. 277: Planetary Nebulae in our galaxy and beyond*
- Georgiev, L., Richer, M. G., Arrieta, A., & Zhekov, S. A. 2006b, *ApJ*, 639, 185
- Gies, D. R. & Lambert, D. L. 1992, *ApJ*, 387, 673

- Gonçalves, D. R., Corradi, R. L. M., Mampaso, A., & Perinotto, M. 2003, *ApJ*, 597, 975
- Guerrero, M. A., Chu, Y.-H., Gruendl, R. A., & Meixner, M. 2005, *A&A*, 430, L69
- Guerrero, M. A., Gruendl, R. A., & Chu, Y.-H. 2002, *A&A*, 387, L1
- Herald, J. E. & Bianchi, L. 2004a, *PASP*, 116, 391
- . 2004b, *ApJ*, 611, 294
- . 2004c, *ApJ*, 609, 378
- Herwig, F. 2003, *Astronomische Nachrichten Supplement*, 324, 20
- Hummer, D. G., Berrington, K. A., Eissner, W., Pradhan, A. K., Saraph, H. E., & Tully, J. A. 1993, *A&A*, 279, 298
- Jacoby, G. H. 1988, *ApJ*, 333, 193
- Kastner, J. H., Balick, B., Blackman, E. G., Frank, A., Soker, N., Vrřilek, S. D., & Li, J. 2003, *ApJ*, 591, L37
- Kastner, J. H., Li, J., Vrřilek, S. D., Gatley, I., Merrill, K. M., & Soker, N. 2002, *ApJ*, 581, 1225
- Kastner, J. H., Soker, N., Vrřilek, S. D., & Dgani, R. 2000, *ApJ*, 545, L57
- Kastner, J. H., Vrřilek, S. D., & Soker, N. 2001, *ApJ*, 550, L189
- Kellogg, E., Pedelty, J. A., & Lyon, R. G. 2001, *ApJ*, 563, L151
- Kilian-Montenbruck, J., Gehren, T., & Nissen, P. E. 1994, *A&A*, 291, 757
- Kwok, S., Purton, C. R., & Fitzgerald, P. M. 1978, *ApJ*, 219, L125
- Laming, J. M. 2001, *ApJ*, 546, 1149
- Mendez, R. H., Kudritzki, R. P., & Herrero, A. 1992, *A&A*, 260, 329
- Middlemass, D. 1990, *MNRAS*, 244, 294
- Middlemass, D., Clegg, R. E. S., & Walsh, J. R. 1989, *MNRAS*, 239, 5P
- Miksa, S., Deetjen, J. L., Dreizler, S., Kruk, J. W., Rauch, T., & Werner, K. 2002, *A&A*, 389, 953
- Perinotto, M., Bencini, C. G., Pasquali, A., Manchado, A., Rodriguez Espinosa, J. M., & Stanga, R. 1999, *A&A*, 347, 967
- Perinotto, M. & Benvenuti, P. 1981, *A&A*, 101, 88

- Pravdo, S. H., Feigelson, E. D., Garmire, G., Maeda, Y., Tsuboi, Y., & Bally, J. 2001, *Nature*, 413, 708
- Rodríguez, M. 2002, *A&A*, 389, 556
- Sabbadin, F., Turatto, M., Cappellaro, E., Benetti, S., & Ragazzoni, R. 2004, *A&A*, 416, 955
- Sahai, R., Kastner, J. H., Frank, A., Morris, M., & Blackman, E. G. 2003, *ApJ*, 599, L87
- Schuster, W. J. & Parrao, L. 2001, *Revista Mexicana de Astronomia y Astrofisica*, 37, 187
- Soker, N. 1994, *AJ*, 107, 276
- Soker, N. & Kastner, J. H. 2003, *ApJ*, 583, 368
- Soker, N. & Rappaport, S. 2000, *ApJ*, 538, 241
- Spitzer, L. 1962, *Physics of Fully Ionized Gases* (Physics of Fully Ionized Gases, New York: Interscience (2nd edition), 1962)
- Stasińska, G., Gräfener, G., Peña, M., Hamann, W.-R., Koesterke, L., & Szczerba, R. 2004, *A&A*, 413, 329
- Sterling, N. C., Dinerstein, H. L., Bowers, C. W., & Redfield, S. 2005, *American Astronomical Society Meeting Abstracts*, 206,
- Tielens, A. G. G. M., McKee, C. F., Seab, C. G., & Hollenbach, D. J. 1994, *ApJ*, 431, 321
- Walton, N. A., Pottasch, S. R., Reay, N. K., & Taylor, A. R. 1988, *A&A*, 200, L21
- Weaver, R., McCray, R., Castor, J., Shapiro, P., & Moore, R. 1977, *ApJ*, 218, 377
- Wilson, O. C. 1950, *Leaflet of the Astronomical Society of the Pacific*, 6, 20
- Zhang, Y., Liu, X.-W., Luo, S.-G., Péquignot, D., & Barlow, M. J. 2005, *A&A*, 442, 249
- Zhekov, S. A. & Myasnikov, A. V. 2000, *Ap&SS*, 274, 243
- Zhekov, S. A. & Perinotto, M. 1996, *A&A*, 309, 648
- Zweigle, J., Grewing, M., Barnstedt, J., Goelz, M., Gringel, W., Haas, C., Hopfensitz, W., Kappelmann, N., Kraemer, G., Appenzeller, I., Krautter, J., & Mandel, H. 1997, *A&A*, 321, 891

