



Universidad Central de Venezuela
Facultad de Ciencias
Escuela de Física

ANÁLISIS DE ESPECTROS UV DE ESTRELLAS O EN LAS NUBES DE MAGALLANES OBTENIDOS CON FUSE

Eliceth Yaneire Rojas Montes

Caracas, Enero 2011

ANÁLISIS DE ESPECTROS UV DE ESTRELLAS O EN LAS NUBES DE MAGALLANES OBTENIDOS CON FUSE

Eliceth Yaneire Rojas Montes

Trabajo especial de grado presentado
ante la ilustre Facultad de Ciencias de la
Universidad Central de Venezuela como
requisito parcial para optar al título de:
Licenciada en Física.

Quienes suscriben, miembros del Jurado que examinó el trabajo presentado por la Br. **Eliceth Yaneire Rojas Montes** titulado: **Análisis de Espectros UV de Estrellas O en las Nubes de Magallanes obtenidos con FUSE**, para optar al título de Licenciada en Física, consideramos que dicho trabajo cumple con los requisitos exigidos por los reglamentos respectivos y por lo tanto lo declaramos APROBADO en nombre de la Universidad Central de Venezuela.

Dr. Gustavo Bruzual, Tutor

Fecha

Dr. Carlos Rojas

Fecha

Dr. Pierre Embaid

Fecha

Resumen

ANÁLISIS DE ESPECTROS UV DE ESTRELLAS O EN LAS NUBES DE MAGALLANES OBTENIDOS CON FUSE

Eliceth Yaneire Rojas Montes

Universidad Central de Venezuela

Dr. Gustavo Bruzual, Dr. Nolan R. Walborn, Dr. Alex W. Fullerton

En este trabajo hemos extendido el atlas espectral de estrellas gigantes y supergigantes O de las Nubes de Magallanes observadas con el satélite Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer (FUSE) en el rango de 900-1200 Å (Walborn et al. 2002, ApJS 141, 443), incorporando los espectros de 20 estrellas muy tempranas de la secuencia principal. Estos espectros han sido procesados y organizados por tipo espectral y clase de luminosidad, recuperando las correlaciones entre los vientos estelares y los parámetros fundamentales de las estrellas O encontradas por Walborn et al. Específicamente, hemos analizado las líneas espectrales de los iones OVI ($\lambda\lambda 1032, 1038$ Å) y CIII ($\lambda 1176$ Å). Además, hemos confirmado las anomalías en la abundancia de CNO en las estrellas de mayor masa y luminosidad (O2) y cuantificado las relaciones encontradas mediante índices espectrales definidos para caracterizar los perfiles P Cygni en el doblete OVI y la absorción de CIII.

*A mis padres,
a la Virgen, al Sagrado Corazón de Jesús y
en honor a la memoria de Alvaro Roccaro*

Agradecimientos

Mi gratitud es infinita para todos aquellos que me ayudaron e inspiraron durante la realización de la tesis y mi carrera; pero me gustaría hacer agradecimientos especiales...

Primero que todo quiero AGRADECER a mi FAMILIA por apoyarme SIEMPRE, a mis amigos y conocidos, que de alguna u otra forma me alentarón en culminar este trabajo, y me prestaron su apoyo y ayuda incondicional. En especial mis padres Gloria Montes y Luis Rojas, a mi hermano Dorensky Rojas y tío Fernando Montes que al vivir conmigo, vieron todo el proceso de aprendizaje experimentado durante la carrera y la tesis. Millones de gracias por aguantarme en mis crisis de estrés, por apoyarme, por financiarme, por inspirarme, en fin, por su amor incondicional.

GRACIAS a Aarón Machado por su apoyo, comprensión, cariño y amor que han inundado mi vida de optimismo y positivismo, y me ha enseñado que la vida va más allá del mundo académico.

GRACIAS a Alvaro Roccaro por inspirarme con su forma de ser y sus actitudes ante las decepciones del mundo académico, por ser ejemplo de constancia y entrega a la ciencia; y por ser feliz con sólo estudiar Física y aprender durante su investigación.

GRACIAS al Centro de Investigaciones de Astronomía Francisco J. Duarte, por recibirme desde hace algunos años, incluso cuando no poseía el conocimiento para hacer una pasantía o entender las conferencias de astronomía, gracias por creer en mi y financiarme innumerables veces durante todo el

trayecto que llevo en Astronomía y haciendo ciencia.

GRACIAS al Instituto Venezolano de Investigaciones Científicas, por ser mi primer contacto con el mundo de la investigación, en especial a mi tutor de pasantías Dr. Manuel Bautista por brindarme la oportunidad de hacer ciencia e investigación aunque sea a bajo nivel; ya que para aquella época no entendía muchas cosas, y aún así logré contribuir aunque sea un poco con su trabajo.

GRACIAS al programa de verano que posee el Instituto del Telescopio Espacial (STScI) por escogermme como su estudiante en el verano de 2007. Gracias por brindarme una experiencia inolvidable, en un ambiente tan diverso y único. Por mostrarme que la astronomía es una ciencia que puede unir a la humanidad bajo el estudio de un mismo concepto e interés: entender nuestro universo. Además, de todos los amigos que gané durante mi estancia en Baltimore.

GRACIAS a la Universidad Central de Venezuela junto a la Escuela de Física y toda su planta de profesores, por educarme y formarme como físico, por enseñarme a pensar en la forma más inteligente de resolver los problemas, y por mostrarme el mundo desde una perspectiva diferente, la perspectiva de un físico, ante el asombro que nunca finaliza por los fenómenos que nos rodean.

GRACIAS a mi co-tutor y amigo Dr. Nolan Walborn por apoyarme, creer en mi y brindarme la oportunidad de participar en su proyecto y enamorarme de las estrellas OB. Gracias también al Dr. Alex Fullerton, por enseñarme con paciencia la utilización del software para el tratamiento de los datos y responder innumerables correos haciendo consultas sobre la física que hay detrás de los misteriosos vientos de las estrellas OB. Gracias Nolan por conseguir y otorgar el financiamiento durante mi estancia 2007 y 2008 en el STScI mediante el fondo para investigación de la NASA FUSE NNG06G179G, HST GO-10898 y un fondo interno del STScI . Gracias también a ustedes dos (Nolan y Alex) por proporcionarme datos, gráficas,

dibujos, explicaciones vía e-mail y demás herramientas para complementar y entender este trabajo de tesis y mis presentaciones en congresos. Y debo agradecer al Dr. Danny Lennon por explicarme física atómica y sus sugerencias en los resultados obtenidos durante el análisis morfológico de las estrellas O estudiadas en esta tesis.

GRACIAS a mi tutor Dr. Gustavo Bruzual, por guiarme y por tener paciencia en mis fechas de entrega con el manuscrito, y comprenderme cuando estaba pasando por situaciones difíciles.

Por último, gracias al jurado por sus críticas constructivas, por hacer el esfuerzo y acceder hacer la defensa en la fecha que lo necesitaba de forma urgente.

Índice general

1. Introducción	1
2. Las Estrellas y su Clasificación	4
2.1. Diagrama HR	6
2.2. Clasificación Espectral	9
2.3. Estrellas OB	11
2.4. Clasificación de Estrellas O	12
2.4.1. Tipo Espectral	12
2.4.2. Clase de Luminosidad	13
2.4.3. Anomalías CNO	14
2.4.4. Otros criterios de clasificación para caracterizar los Espectros de las Estrellas OB.	15
3. Vientos estelares	17
3.1. Formación de líneas espectrales en vientos estelares	18
3.2. Vientos estelares de Estrellas Masivas	18
3.2.1. Línea por Dispersión. Línea de Resonancia.	19
3.3. Perfil P Cygni	20
3.3.1. Interacción entre el viento y la radiación estelar en el UV . . .	22
3.4. Formación del Perfil P Cygni en el UV	23
3.5. Perfil de Línea Saturado	25
3.6. Atlas de Estrellas Masivas en el UV	29
3.6.1. Atlas O del IUE	30

3.6.2. Atlas del FUSE	31
4. FUSE. CalFUSE	34
4.1. FUSE	34
4.1.1. El instrumento científico	35
4.2. CalFUSE	37
4.2.1. Archivo NVO (National Virtual Observatory)	39
4.2.2. LINE_NORM	39
5. La Muestra	40
5.1. Criterios de Selección	40
5.2. Post-Procesamiento de Datos	41
5.2.1. Calibración	42
5.2.2. Normalización	42
5.2.3. Paso de longitud de onda o Remuestreo	44
5.2.4. Gráficos	44
6. Relaciones Morfológicas	45
6.1. Nube Grande de Magallanes	46
6.2. Nube Pequeña de Magallanes	50
6.3. Relaciones morfológicas para enanas, gigantes y supergigantes	54
6.3.1. Nube Grande de Magallanes	54
6.3.2. Nube Pequeña de Magallanes	57
6.4. Secuencia de luminosidad O2	60
6.5. Anomalías CNO	60
7. Índices Espectrales	65
7.1. Definición	65
7.2. Índices escogidos para la extensión de la muestra del Atlas 2002 . . .	68
7.2.1. Medida del ión OVI	70
7.2.2. Medida del ión CIII no resonante	70

<i>ÍNDICE GENERAL</i>	XI
7.2.3. Errores Asociados	73
7.3. Gráficas y discusiones	75
7.3.1. Comparación con una muestra parcial del Atlas 2002	77
7.4. Estrellas O2	81
7.5. Medición de la anomalía CNO en la muestra	82
8. Conclusiones y Recomendaciones	84

Índice de figuras

2.1. Diagrama HR Observacional	8
2.2. Clases de Luminosidad. Efecto Of	14
3.1. Modelo de viento en una estrella masiva para explicar la formación de un perfil P Cygni	21
3.2. Diagrama de dispersión en el viento	24
3.3. Iones en el viento estelar	26
3.4. Formación de un perfil de línea moderado y saturado	27
3.5. Secuencia de estrellas O de tipo medio de la Nube Grande de Magallanes	32
4.1. Instrumentación del satélite FUSE.	36
6.1. Secuencia de gigantes/supergigantes mostrando distintos tipos espectrales O para las Nubes de Magallanes del Atlas 2002. (ver Walborn et al., 2002a)	47
6.2. Estrellas de la secuencia principal de la Nube Grande	52
6.3. Estrellas de la secuencia principal de la Nube Grande	53
6.4. Secuencia temprana en la Nube Pequeña de Magallanes	55
6.5. Secuencia tardía en la Nube Pequeña de Magallanes	56
6.6. Secuencia de luminosidad para la Nube Grande de Magallanes.	58
6.7. Secuencia de luminosidad para la Nube Grande de Magallanes	59
6.8. Secuencia de luminosidad O2	61
6.9. Secuencia de estrellas O2 que presentan la dicotomía encontrada por (Walborn et al., 2004) en la Nube Pequeña de Magallanes	63
6.10. Secuencia ON2/O2 III	64
7.1. Índice espectral	67
7.2. Topcat	69
7.3. Índices escogidos para caracterizar el perfil P Cygni en el ión OVI	72

7.4. Índice espectral para CIII λ 1176 Å	73
7.5. Gráficas de los índices espectrales	76
7.6. Secuencia de gigantes/supergigantes mostrando distintos tipos espectrales O para las Nubes de Magallanes del Atlas 2002. (ver Walborn et al., 2002a)	78
7.7. Absorción de CIII para las estrellas O2 de diferentes luminosidades	82
7.8. Índice de emisión del perfil P Cygni para las estrellas que muestran la dicotomía CNO	83

Índice de Tablas

6.1. Líneas de viento accesibles al FUSE, IUE y HST (Obtenido del Atlas 2002). <i>Las líneas de resonancia están identificadas con un asterisco.</i>	51
7.1. Tabla de los intervalos escogidos para crear los índices espectrales que miden la absorción y emisión del perfil P Cygni presente en el doblete OVI	71
7.2. Resultados de las mediciones para las estrellas de la Nube Grande.	71
7.3. Resultados de las medidas para las estrellas de la Nube Pequeña.	71
7.4. Tabla de los intervalos escogidos para crear el índice espectral que mide la absorción de CIII no resonante.	73
7.5. Intervalos para la absorción de CIII	74
7.6. Resultados de las medidas hechas a la absorción de CIII no resonante λ 1176, en las estrellas de la Nube Pequeña de Magallanes.	74
7.7. Resultados de las medidas con índices espectrales a las estrellas del Atlas 2002 para la Nube Grande de Magallanes.	77
7.8. Resultados de las medidas con índices espectrales a las estrellas del Atlas 2002 para la Nube Pequeña de Magallanes.	79
7.9. Resultados de las mediciones hechas con los índices espectrales para las estrellas O2	81
7.10. Valores de las medidas hechas con los índices espectrales para las estrellas que representan la dicotomía CNO	83

Capítulo 1

Introducción

A partir de nubes de gas en el medio interestelar nacen las estrellas como configuraciones gaseosas que mantienen un equilibrio hidrostático entre dos fuerzas: la gravedad y la presión de radiación ocasionada por la fusión de hidrógeno en su interior. Las estrellas que en su núcleo fusionan hidrógeno en helio son llamadas estrellas de la *secuencia principal*, que es el estado evolutivo en el cual perduran más, y cuando dejan de fusionar hidrógeno en su interior, pasan a estados más evolucionados convirtiéndose en subgigantes, gigantes, supergigantes, dependiendo de la masa inicial de la estrella.

Las diferencias entre los estados evolutivos y las diferentes temperaturas de las estrellas se evidencian a través de sus espectros. Por ende, al tener espectros distintos, es necesario un sistema de clasificación de estrellas, lo que llevó a la creación del *sistema Morgan-Keenan* (sistema MK), a mediados del siglo XX.

El sistema MK se basa en técnicas morfológicas, en el que se establece un marco de referencia (“espectros de estrellas standards”), que contiene criterios empíricos de razones de intensidades de líneas espectrales. Entonces, los espectros nuevos son descritos (clasificados) con respecto a los de referencia, buscando que los parámetros observacionales sean lo más semejante posibles (preferiblemente idénticos). Los espectros normales se clasifican dentro del sistema, mientras que excepciones peculiares al comportamiento normal de los criterios pueden ser reconocidas. Tanto en la definición del sistema como especialmente en su aplicación, es esencial la inde-

pendencia de cualquier información externa, incluyendo hasta la calibración física y la interpretación de los datos mismos. De esta manera, errores e incertidumbres en estos procesos subsiguientes no afectan a la descripción de los fenómenos, la cual mantiene su validez en el caso de revisiones o mejoras en los procedimientos adicionales, y correlaciones o discrepancias con nuevos datos al ser investigadas, pueden dar más información sobre el fenómeno ya descrito y/o reafirmar las características encontradas con los datos originales (Walborn, 2007).

El sistema MK contempla las *estrellas “O”* que no sólo se caracterizan por tener temperaturas efectivas muy altas ($\sim 30000K$), sino que pierden además un alto porcentaje de su masa inicial durante su vida a causa de los fuertes vientos estelares que hay en ellas.

La pérdida continua de masa en las estrellas O es suficiente para cambiar el curso de su evolución. Esto también significa que estas estrellas son notables portadoras de energía, momentum y enriquecimiento de material químico dentro de su ambiente galáctico local (Fullerton, 1997).

Los vientos estelares de las estrellas O, se pueden observar en los espectros mediante perfiles de línea tipo *P Cygni*. Estos vientos corresponden a la eyección de las capas superficiales en las estrellas de más alta masa y temperatura, porque la presión de radiación es tan grande, que la gravedad no puede contenerla por completo.

Durante los años 80, hubo un intenso debate acerca de la relación de los vientos estelares en estrellas de tipo temprano (o sea, las más calientes) y los parámetros estelares fundamentales -como la temperatura y luminosidad- con cierta preferencia hacia la respuesta negativa ya que gráficas de *tasas de pérdida de masa* versus *temperatura efectiva*, mostraban una gran dispersión. La dispersión encontrada en los diagramas cuantitativos fue el resultado de errores e incertidumbres en las medidas, calibraciones y modelos necesarios para derivar las cantidades a graficar. Sin embargo, cuando la pregunta fue examinada de manera empírica, a través de una comparación detallada de datos del *Explorador Ultravioleta Internacional* (International Ultraviolet Explorer, IUE) de alta resolución, con los tipos espectrales ópticos calibrados, la respuesta positiva fue obvia (Walborn et al., 1985, 1995).

Recientemente, los datos obtenidos con el *Explorador Espectroscópico del Lejano*

Ultravioleta (Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer, FUSE) han fortalecido las relaciones entre los vientos de las estrellas de tipo temprano y los parámetros estelares fundamentales (ver Walborn et al., 2002a), derivados también mediante técnicas morfológicas. El rango de FUSE ($\lambda\lambda$ 912 – 1187 Å) es de especial importancia, porque puede captar la máxima emisión de energía generada por las estrellas *O*, ubicada en el ultravioleta lejano, por lo cual, se pueden ver características espectrales de muchos elementos e ionizaciones que no están presentes en longitudes de onda de mayor tamaño (por ejemplo: el rango de longitud de onda captado por el IUE: $\lambda\lambda$ 1150 – 3200 Å).

A fin de expandir la muestra y verificar las relaciones morfológicas encontradas en 2002 usando estrellas *O* gigantes y supergigantes Walborn et al. (2002a), en el presente trabajo se escoge una muestra de estrellas *O* de tipo temprano y pertenecientes a la secuencia principal, de los datos obtenidos por el satélite FUSE posteriores a la investigación de Walborn et al. (2002a). También se hace una búsqueda de nuevas relaciones morfológicas que puedan estar presentes en los nuevos datos.

Además, se propone una forma de cuantificar las relaciones encontradas entre los parámetros estelares fundamentales y las características espectrales de los vientos estelares, mediante índices espectrales sensibles a las relaciones; es decir, que puedan mostrar las mismas tendencias halladas morfológicamente. Creando así una manera de cuantificar las relaciones ya investigadas, dando el primer paso hacia un nuevo método de clasificación espectral para las estrellas de más alta masa y temperatura, o simplemente, brindar una alternativa para caracterizar los espectros de estas estrellas en el rango de longitud de onda del FUSE.

Capítulo 2

Las Estrellas y su Clasificación

La distribución de masa en una galaxia espiral no es uniforme espacialmente. La mayor parte del material se concentra en las estrellas, de las cuales una galaxia típica tiene $\sim 10^{11} - 10^{12}$; y el resto del material es gas y polvo que se encuentra entre las estrellas, el llamado *medio interestelar*.

La densidad promedio del medio interestelar es extremadamente baja, alrededor de una partícula por centímetro cúbico, correspondiendo a una densidad de masa de $10^{-21} \text{ Kg m}^{-3}$; lo cual en un laboratorio sería considerado un “vacío” perfecto. El componente predominante del gas galáctico (del cual se forman las estrellas) es hidrógeno, cerca de un 70 % de la cantidad total de la masa, bien sea en forma molecular (H_2), gas neutro (atómico; H I), o gas ionizado (H II), dependiendo de la temperatura y densidad.

El medio interestelar no está distribuido uniformemente, reside en nubes de gas y polvo y está en movimiento continuo. El movimiento se debe a muchas razones. Por una parte, el material de las galaxias está rotando alrededor de su centro. Además, las estrellas modifican esta rotación, porque durante su vida eyectan material como vientos, y en las estrellas masivas, en explosiones de supernova, las cuales además de añadir masa al medio interestelar, le imparten cantidad de movimiento. Debido a estos movimientos, parte del material interestelar choca entre sí, creando zonas de mayor densidad. Dentro de estas zonas, la densidad es lo suficientemente alta para que la radiación ultravioleta y los rayos cósmicos no puedan penetrar. Así protegido,

el gas en estas zonas es lo suficientemente frío como para convertirse de atómico a molecular, de allí su nombre **nubes moleculares**. Además, el material no sólo existe como gas molecular, una pequeña parte de él, $\sim 1/100$ en masa, aparece en la forma de **polvo**, partículas sólidas de tamaño de micras; estas partículas absorben radiación eficientemente, escudando aún más las zonas internas de las nubes moleculares y ayudando a que las temperaturas sean aún mas bajas.

Dentro de una nube molecular la densidad tampoco es uniforme. Existen zonas, los llamados *grumos*, donde la densidad es mayor que la densidad promedio. Es en estas zonas donde se forman las estrellas.

Entonces, considerando un grumo donde cada dos de sus partículas se atraen debido a la fuerza de gravedad, el grumo comienza a comprimirse cada vez más y tendería a colapsar sin la presencia de ninguna otra fuerza. Pero el colapso ocasiona que el radio decrezca por lo cual la temperatura y la presión aumentan dentro del grumo. Debe notarse, que los grumos no son uniformes, su densidad tiende a seguir la ley $\rho(r) \sim 1/r^2$, lo que quiere decir que las partes internas del grumo colapsan más rápidamente que las externas. Durante el colapso, eventualmente, se establece un gradiente de presión en la zona más interna que contrarresta la gravedad, estableciendo un equilibrio de fuerzas, el llamado *equilibrio hidrostático*. Como consecuencia, las partes más internas alcanzan primero el equilibrio hidrostático mientras que el resto sigue cayendo sobre él; hasta acretar suficiente masa para que nazca una estrella. En el momento que empiezan las reacciones nucleares la estrella es lo suficientemente estable como para formar parte de la secuencia principal (Calvet et al., 2001, cap. 1).

Una estrella nace cuando comienza la fusión de hidrógeno a helio en su interior, en su núcleo, produciendo presión de radiación debido a la absorción y emisión continua de fotones, los cuales provienen de la radiación que se escapa del medio calentado por partículas que van decayendo durante las reacciones nucleares.

Esta presión de radiación sumada a la presión térmica existente por las colisiones entre las partículas conforman las fuerzas de presión que contrarrestan la gravedad, y mantienen el equilibrio hidrostático.

Las reacciones nucleares son las responsables de que la estrella brille y pueda

emitir la cantidad de energía que recibimos del sol, o de cualquier otra estrella.

Podemos definir entonces, una *estrella* como un plasma que cumple las siguientes condiciones:

- Está unida por su propia gravedad.
- La energía radiada proviene de una fuente interna, energía interna nuclear.

Las estrellas varían en tamaño, masa y temperatura, los diámetros pueden ser desde 450 veces más pequeños que el diámetro del Sol, o 1000 veces más grande. El rango de masas oscila entre 0.05 y más de 50 masas solares, y la temperatura superficial puede ir desde ~ 2500 grados Kelvin hasta por encima de 50000 grados Kelvin.

2.1. Diagrama HR

La manera más gráfica de ver las propiedades de las estrellas es por medio del diagrama de Hertzsprung-Russell o diagrama HR. Este diagrama tiene como coordenadas la temperatura superficial de la estrella en el eje x y la luminosidad, es decir, la energía emitida por unidad de tiempo, en el eje y . Mediante observaciones no podemos medir la temperatura superficial ni la luminosidad directamente, por lo que generalmente se coloca en los ejes cantidades representativas de estas propiedades.

Para entender mejor las cantidades representativas debemos saber que en primera aproximación las estrellas emiten como cuerpos negros. Ahora, recordando las propiedades del cuerpo negro:

- Su distribución espectral de energía depende sólo de la temperatura del cuerpo.
- La cantidad total de energía emitida por unidad de área por unidad de tiempo (el Flujo de energía), es $F = \sigma T^4$, donde $\sigma = 5,6 \cdot 10^{-5} \text{ erg cm}^{-2} \text{ s}^{-1} \text{ K}^{-4}$ es la constante de Stephan-Boltzmann.
- La distribución espectral de energía tiene un máximo a la longitud de onda $\lambda_{max} = 0,3 \text{ cm}/T$ (ley de Wien).

Las propiedades del cuerpo negro aplicadas a las estrellas implican que mientras más caliente es la estrella, más energía emite y es más azul. Esto quiere decir que si medimos la razón de flujo en dos longitudes de onda apropiadas, tendremos una medida de la temperatura de la superficie de la estrella, que es la zona de donde proviene la radiación que recibimos. Al mismo tiempo, si medimos la cantidad de energía recibida en alguna banda del espectro por unidad de tiempo, tendremos una estimación de la cantidad total de energía emitida por la estrella, si conocemos su distancia a la Tierra, o al Sol, que en escalas interestelares es casi lo mismo.

La radiación que llega de la estrella se puede medir en anchos de banda finitos, centrados en longitudes de onda dadas. Estos son los llamados *sistemas fotométricos*. Generalmente la comunidad astronómica usa una medida logarítmica del flujo llamada *magnitud*. La magnitud en una banda espectral dada se define como

$$m_{\lambda} = -2,5 \log(F_{\lambda}) + C_{\lambda}$$

donde, C_{λ} es una constante para cada banda espectral. Otra herramienta usada ampliamente es el *color*, que no es más que una resta de magnitudes de dos bandas dadas. Por ejemplo: si tenemos una magnitud B y otra V , el **color** $B - V$ sería:

$$B - V = -2,5 \log(F_B/F_V) + C_B - C_V$$

Cabe destacar que con esta definición, el color aumenta a medida que el cuerpo se hace más frío. El **diagrama HR observacional**, entonces, tiene un color en la abcisa y una magnitud en la ordenada, fig.2.1, y un **diagrama HR teórico**, entonces tendría la temperatura superficial en la ordenada, y la luminosidad en la abcisa.

Al ver un diagrama HR (fig. 2.1), es fácil notar que la mayor parte de las estrellas se encuentran sobre la **secuencia principal** de edad cero, que va desde estrellas muy frías y poco luminosas a estrellas calientes y muy brillantes. También se puede notar que arriba a la derecha se encuentran estrellas muy brillantes y frías llamadas **gigantes rojas**. Las estrellas más luminosas son las **supergigantes**.

Las diferentes zonas del diagrama HR corresponden a diferentes fases evolutivas en la vida de la estrella; una estrella de una masa dada pasa determinado tiempo en

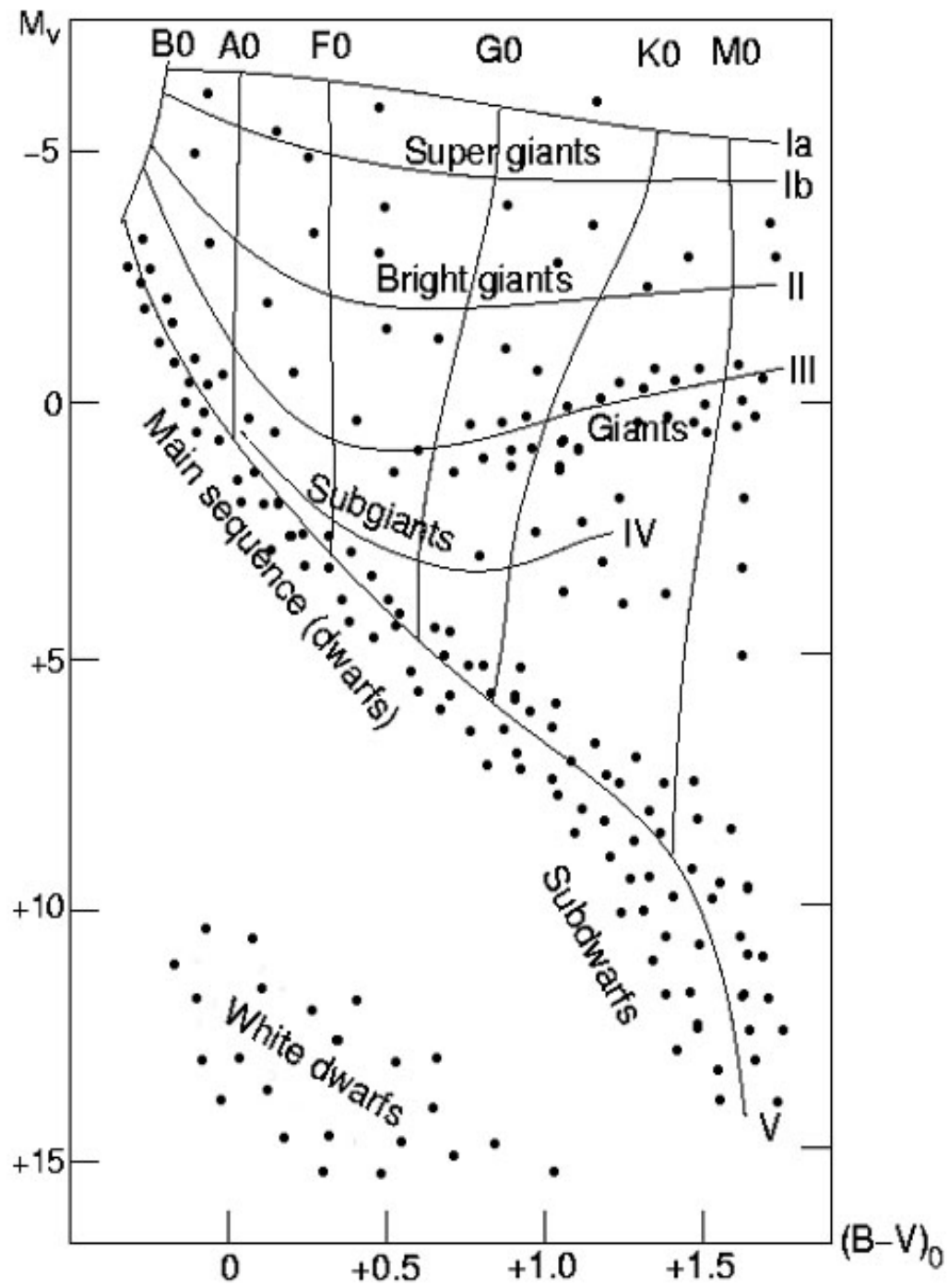


Figura 2.1: Diagrama HR Observacional

cada fase. El número de estrellas observadas en cada fase nos da en forma relativa una idea de cuánto tiempo pasan las estrellas en ella, puesto que las escalas de tiempo son tan largas que no podemos seguir la evolución individual de cada estrella. Entonces, por ser la zona más poblada, vemos que la estrella pasa la mayor parte de su vida en la secuencia principal, mientras que las otras fases duran mucho menos.

2.2. Clasificación Espectral

Los espectros de las estrellas se clasifican en base a:

- la intensidad de las líneas espectrales
- la razón entre líneas
- la ausencia de líneas

El sistema bidimensional de clasificación espectral fue introducido por William W. Morgan, Phillip C. Keenan y Edith Kellman, mejor conocido como el sistema MKK.

La clasificación MKK fue definida cuidadosamente en base al estudio de los espectros de estrellas estándares y relaciones empíricas creando un criterio de clasificación en el rango óptico $\lambda\lambda$ 3900–4900 Å. Este sistema toma en cuenta el sistema Harvard donde los espectros están divididos en clases simbolizadas por letras mayúsculas, y ordenadas acorde a la temperatura. Con la temperatura decreciendo hacia la derecha la secuencia es:

O–B–A–F–G–K–M

Lo que define los **tipos espectrales** o **clases espectrales** de las estrellas. Subdivisiones denotadas por números del cero al nueve, proveen símbolos a intervalos decimales de una clase, definiendo **subtipos espectrales** o **subclases espectrales**. Una estrella entre las clases F0 y G0 será una estrella tipo F5.

Los tipos espectrales (O, B, A, F) son llamados *tempranos* y aquellos de tipo solar o estrellas más frías (G, K, M) son llamados *tardíos*.

Tipo Espectral	Temperatura Superficial (K)
O	> 25000
B	11000-25000
A	7500-11000
F	6000-7500
G	5000-6000
K	3500-5000
M	< 3500

Para una clasificación más precisa, se debe tomar en cuenta la luminosidad de la estrella, ya que dos estrellas con la misma temperatura superficial pueden tener dos luminosidades muy diferentes, lo cual depende entonces del radio de la estrella (a mayor radio, mayor luminosidad). Se distinguen las siguientes *clases de luminosidad*:

Clase	Símbolo
Supergigantes muy luminosas	Ia
Supergigantes moderadamente luminosas	Iab
Supergigantes menos luminosas	Ib
Gigantes luminosas	II
Gigantes	III
Subgigantes	IV
Enanas o Secuencia Principal	V

La clase de luminosidad está determinada por líneas espectrales y depende de cuán fuerte sea la gravedad en la superficie estelar, lo cual está altamente relacionado al

tamaño de la estrella, lo que implica estar relacionado con su luminosidad¹.

Las masas de gigantes y enanas son similares, pero el radio de las gigantes es mucho mayor que el de las enanas. Por ende, la aceleración gravitacional $g = GM/R^2$ en la superficie de una estrella gigante es mucho más pequeña que para una enana. En consecuencia, la densidad del gas y la presión en la atmósfera de una estrella gigante es mucho menor que en una estrella enana.

Los principios básicos del sistema MK son:

1. Es empírico; sólo las características directamente observables del espectro son usadas para determinar la clasificación de una estrella.
2. Es homogéneo. Se usan espectros con dispersión media, es decir, lo suficientemente alta para proveer criterios sensibles pero, lo suficientemente baja para permitir alcanzar estrellas débiles, y por lo tanto grandes distancias en la Galaxia.
3. Está definido por estrellas estándares. Así, el sistema de clasificación es autónomo, en el sentido de que permanecen igual aún cuando la interpretación de los tipos de estrellas en términos de condiciones físicas cambie, por ejemplo: cuando los modelos de estructura estelar son refinados. Además, los observadores al usar diferentes espectrógrafos y dispersiones, pueden clasificar en el mismo sistema, sencillamente con la observación de las estrellas estándares con su propio equipo.

En resumen, se puede decir que la **clasificación espectral** simplemente agrupa los espectros que poseen características similares (morfología), sin (en primera instancia) entender el significado de estas características.

2.3. Estrellas OB

Las estrellas OB son aquellas que poseen la masa suficiente para ser progenitoras de supernovas, el límite inferior de masa es $\sim 8M_{\odot}$. Lo cual incluye las estrellas

¹La luminosidad de la estrella se puede definir como: $L = 4\pi R^2 \sigma T^4$ donde σ es la constante de Stefan-Boltzman, T es la temperatura de la estrella y R el radio de la estrella.

O y algunas estrellas B. Estas estrellas transforman el hidrógeno a helio mediante el ciclo CNO (y no mediante la cadena protón-protón, como lo hacen las estrellas menos masivas) mientras se encuentran en la secuencia principal, donde pasan la mayor parte de su vida. Cuando se refieren a estrellas OB como estrellas jóvenes, es debido a su tiempo de vida; el cual es corto, de 3 millones de años para las más masivas, y 30 millones de años para las menos masivas, en comparación al sol que es una estrella vieja, que tiene mas de 4 mil millones de años. Las estrellas OB se caracterizan por poseer vientos estelares fuertes, ya que las capas mas externas son aceleradas por la presión de radiación; ocasionando que la fuerza de presión sea mayor a la fuerza de gravedad, y como consecuencia, se origina una eyección de masa² de $10^{-5}M_{\odot}/\text{año}$ aproximadamente, lo que causa la ausencia de equilibrio hidrostático en dichas capas. Una manera de detectar estos vientos estelares en la atmósfera de la estrella es a través de los perfiles P Cygni presentes en los espectros, más adelante se darán algunos ejemplos (ver figura 6.2).

2.4. Clasificación de Estrellas O

Para una guía de referencia rápida sobre las características de las estrellas O que representa la nomenclatura de su clasificación espectral, se da una breve explicación de los criterios en los que están basados su tipo espectral y su clase de luminosidad.

2.4.1. Tipo Espectral

La Clasificación horizontal (eje de temperatura) en el rango óptico de las estrellas de tipo O se basa en la ionización del helio (Walborn, 2007), principalmente la razón de las líneas de absorción $\text{HeII } \lambda 4541 / \text{HeI } \lambda 4471$, que tiene valor unitario en el tipo espectral O7, ver (Walborn & Fitzpatrick, 1990). La línea de HeI es muy débil en el tipo O4; el tipo O3 fue introducido para clasificar varias estrellas en la Nebulosa de Carina por Walborn (1971a), basado en la ausencia de la línea de HeI en los datos fotográficos de la época. Frecuentemente esta línea se detecta en espectros O3

²En comparación al sol que tiene una pérdida de masa a causa de su viento estelar del orden de $10^{-14}M_{\odot}/\text{año}$

en los datos modernos digitales de alta señal a ruido, pero la interpretación de esta línea tan débil es complicada por la presencia de compañeras mas tardías, la resta imperfecta de la línea de emisión nebular, y posiblemente por efectos de viento en supergigantes, además del nivel de ruido. Debido a esto, se tomó un nuevo criterio de clasificación para estrellas más tempranas, basado en la razón de líneas de *emisión selectiva*³, específicamente las líneas de NIV λ 4058/NIII $\lambda\lambda$ 4634 – 40 – 42, además de agregar los nuevos tipos espectrales O2 y O3.5.

2.4.2. Clase de Luminosidad

El sistema MK no incluyó una clasificación vertical (de luminosidad) para los espectros más tempranos que O9; tal sistema fue introducido por Walborn (1971b, 1972, 1973) basado en la identificación del fenómeno Of (efectos de emisión selectivos en HeII λ 4686 y NIII $\lambda\lambda$ 4634–40–42) con efectos de luminosidad negativos en absorción⁴ (es decir, intensidades disminuyentes de absorción con aumento de luminosidad, por causa inferida de relleno con emisión, ver figura 2.2) en las mismas líneas de los tipos O9-B0. HeII λ 4686 es una línea de absorción intensa en la secuencia principal (clase V), la cual disminuye gradualmente a través de las gigantes y aparece en emisión en las supergigantes Ia, mientras que la emisión de NIII tiene una intensidad menor en la secuencia principal y aumenta su intensidad a medida que se acerca hacia las supergigantes. Estas configuraciones secuenciales se denominan con ((f)), (f), y f en los tipos espectrales. Calibraciones posteriores en términos de magnitudes visuales absolutas confirmaron estas clasificaciones morfológica, y la dependencia de la temperatura y gravedad de la emisión en NIII fue reproducida teóricamente por Mihalas et al. (1972). Un “efecto Of inverso”, es decir, absorción de HeII λ 4686 más intensa re-

³Las líneas de emisión selectiva son líneas que aparecen en emisión mientras que otras líneas del mismo ión permanecen en absorción. Las intensidades de estas líneas varían moderadamente con las temperaturas estelares y luminosidades en espectros normales, y poseen perfiles de línea similares a las líneas de absorción, ver más en Walborn (2001).

⁴En la estrella coexisten dos mecanismos que causan efectos opuestos. Uno de ellos produce la absorción de la línea, y el otro mecanismo origina la emisión de la línea. Es decir, entre mayor sea la luminosidad, predomina el mecanismo de emisión; y cuando la luminosidad es baja, el mecanismo de la absorción de la línea prevalece. Lo que se llama luminosidad negativa en absorción, y la razón física dada es que hay un mecanismo presente en la estrella que causa emisión. Entonces a esto se le llama relleno por emisión.

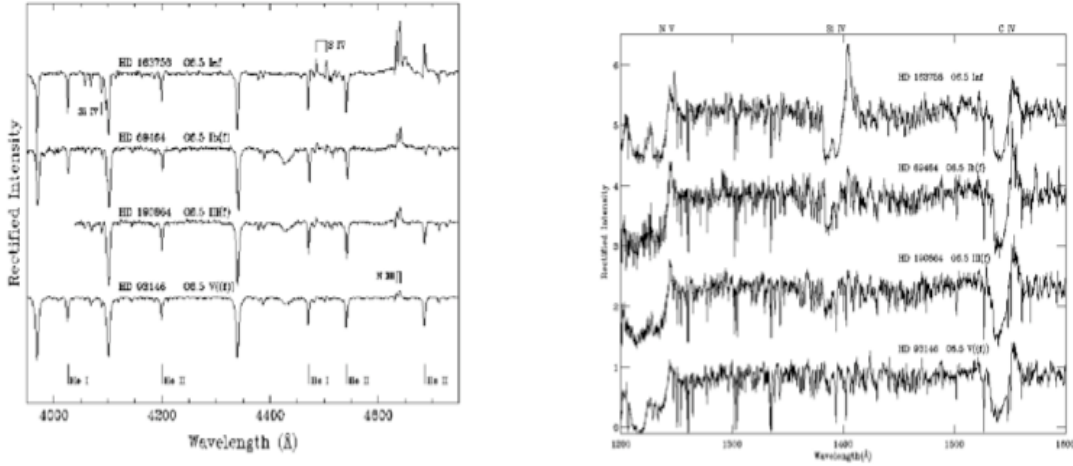


Figura 2.2: *Izquierda:* Secuencia vertical (de luminosidad) de espectros azul-violeta de tipo O medio. Cortesía de Ian Howarth.

Derecha: Secuencia vertical de espectros UV (*IUE*) correspondientes a las mismas estrellas de la figura de la izquierda. Cortesía de Danny Lennon.

lativa a otras líneas de He que en los espectros de clase V, frecuentemente observado en regiones muy jóvenes, se ha interpretado hipotéticamente como correspondiente a luminosidades visuales y edades menores (Walborn, 2007).

2.4.3. Anomalías CNO

Un estudio de las anomalías inversas de N vs. C,O en los espectros OB de absorción, denotadas como OBN y OBC, fue presentado en (Walborn, 1976) y actualizado en (Walborn, 2003). Hoy en día es generalmente aceptado que la mayoría de las supergigantes OB morfológicamente normales, exhiben una mezcla de material procesado por el ciclo CNO en sus atmósferas y vientos, mientras que los escasos objetos OBC tienen abundancias físicamente normales de CNO (es decir, correspondientes a la secuencia principal), y las OBN tienen mezclas más extremas como resultado de interacciones binarias o bien velocidades rotacionales iniciales altas, con evolución homogénea en casos extremos (Maeder & Meynet, 2000), ver más en Walborn (2007).

Nos referimos a evolución homogénea cuando toda la masa de la estrella participa en la combustión del hidrógeno mediante el ciclo CNO, debido a las corrientes internas que se generan por convección y la alta rotación de la estrella, lo que trae como consecuencia que las partes más externas sean llevadas a su núcleo, donde ocurre la combustión, aumentando así la visibilidad de los productos de las reacciones en la superficie.

Las anomalías ópticas son generalmente reflejadas en los perfiles de viento en el UV Walborn et al. (1985, 1995); Walborn & Panek (1985)). El reciente descubrimiento de una dicotomía CNO entre gigantes O2 pertenecientes a las Nubes de Magallanes, inicialmente en un estudio de la región de 3400 Å en sus espectros Walborn et al. (2004), fue una sorpresa. Estos objetos sumamente masivos tienen edades absolutas cortas y caen cerca de la secuencia principal, indicando procesos de mezclas más rápidas que las contempladas en los modelos actuales, y/o rotaciones iniciales muy rápidas que quizás induzcan evolución homogénea.

2.4.4. Otros criterios de clasificación para caracterizar los Espectros de las Estrellas OB.

Criterios extras para caracterizar, o identificar ciertas peculiaridades en los espectros de las estrellas OB se resumen en la tabla a continuación:

Nomenclatura	Característica
((f)) (f) f f?p	Emisión débil de N_{III} $\lambda\lambda$ 4634-4640-4642, absorción intensa de He_{II} λ 4686. Emisión moderada de N_{III} $\lambda\lambda$ 4634-4640-4642, absorción atómica o débil de He_{II} λ 4686. Emisión intensa de N_{III} $\lambda\lambda$ 4634-4640-4642, emisión de He_{II} λ 4686. Emisión de C_{III} $\lambda\lambda$ 4647-51 como el N_{III} $\lambda\lambda$ 4634-4640-4642.
((f*)) (f*) f*	Emisión de N_{IV} λ 4058 > emisión de N_{III} λ 4640, absorción intensa de He_{II} λ 4686 (O2-3). Emisión de N_{IV} λ 4058 > emisión de N_{III} λ 4640, absorción débil de He_{II} λ 4686 (O2-3). Emisión de N_{IV} λ 4058 > emisión de N_{III} λ 4640, emisión intensa de He_{II} λ 4686 (O2-3)
((f+)) (f+) f+	Como ((f)) mas la emisión de Si_{IV} $\lambda\lambda$ 4089-4116 (O4-8) Como (f) mas la emisión de Si_{IV} $\lambda\lambda$ 4089-4116 (O4-8) Como f mas la emisión de Si_{IV} $\lambda\lambda$ 4089-4116 (O4-8)
((n)) (n) n nn	Líneas anchas (Si_{IV} 4116 y He_I 4121 se solapan) Líneas más anchas Líneas aún más anchas Líneas mucho más anchas aún

Capítulo 3

Vientos estelares

Las estrellas eyectan continuamente material, esto quiere decir que no sólo emiten radiación sino también partículas, es esta emisión de partículas la que es llamada “viento estelar” (Lamers & Cassinelli, 1999, cap.2). La eyección de material juega un papel importante en el ciclo de vida de las estrellas. En el caso de las estrellas más masivas, las estrellas OB, los vientos pueden remover más de la mitad de la masa inicial de la estrellas antes de explotar como supernovas.

Las características que se observan en los vientos estelares, son totalmente atribuibles al hecho de que el material alrededor de la estrella se esté expandiendo rápidamente, y este material constituye un exceso con respecto a otra estrella idéntica cuya fotosfera mantenga estrictamente su equilibrio hidrostático.

Los dos parámetros más importantes concernientes al viento estelar que pueden ser derivados de las observaciones son la *tasa de pérdida de masa* $\dot{M}$, la cual indica la cantidad de masa perdida por la estrella por unidad de tiempo, y la *velocidad terminal* ν_{∞} , un parámetro que indica cual es la velocidad del viento estelar a una gran distancia de la estrella.

Por convención, la tasa de pérdida de masa $\dot{M}$ es siempre positiva y es expresada en unidades de masas solares por año, con $1 M_{\odot} \text{ año}^{-1} = 6,303 \times 10^{25} \text{ g s}^{-1}$. Una estrella con $\dot{M} = 10^{-6} M_{\odot} \text{ año}^{-1}$, lo cual no es un valor promedio, pierde una cantidad de masa igual a la masa total de la tierra en tres años. La velocidad terminal ν_{∞} de un viento estelar es aproximadamente 10 Km s^{-1} para una estrella supergigante fría

y 3000 Km s^{-1} para una estrella masiva luminosa.

3.1. Formación de líneas espectrales en vientos estelares

Las líneas espectrales formadas en vientos estelares pueden ser fácilmente distinguidas de las líneas fotosféricas, ya que debido al movimiento del gas expulsado en el viento, son más anchas y su longitud de onda está corrida. Las líneas de viento pueden aparecer en absorción, emisión, o como combinación de las dos: un perfil P Cygni. Esto depende de la eficiencia de la creación o destrucción de los fotones de la línea en el viento estelar. Se pueden distinguir cinco procesos para la formación de líneas en vientos:

- Línea por dispersión
- Línea de emisión por recombinación
- Línea de emisión debido a colisiones o foto-excitación
- Absorción pura
- Absorción estimulada mediante “Masering”

3.2. Vientos estelares de Estrellas Masivas

Los vientos estelares en estrellas de tipo temprano han sido estudiados por más de un siglo comenzando con la detección de líneas de emisión brillantes y peculiares en el espectro visual de algunos objetos calientes por Wolf y Rayet (1867). Beals (1930) fue el primero en reconocer que las características peculiares de emisión de estas “estrellas Wolf-Rayet” (estrellas WR) ¹ eran debidas a la pérdida de masa, ya que las observaciones de los espectros mostraban una línea intensa de absorción corrida hacia el azul de su posición en reposo ², lo cual correspondía a material desplazándose

¹Estrellas OB evolucionadas. Estrellas WR son estrellas OB que ha perdido parte o todo de sus capas exteriores por vientos muy intensos, mostrando así, casi o completamente material procesado.

²reposo, en el sistema del laboratorio

rápidamente hacia el observador. Los indicadores más sensibles de pérdida de masa de las estrellas masivas y calientes son las líneas espectrales provenientes del estado base, llamadas *líneas de resonancia*. Estas líneas se encuentran típicamente en el rango UV en el espectro de las estrellas de tipo temprano. Ejemplos estudiados y bien conocidos son las líneas de C IV, N V y Si IV en el UV, muestra de ello son los atlas de Walborn et al. (1985) y Walborn et al. (1995) y más recientemente, se ha extendido a otros iones en el trabajo de Walborn et al. (2002a). Una discusión breve sobre dichos trabajos se lleva en la sección §3.6. Las líneas de resonancia se forman mediante el mismo proceso físico que las líneas por dispersión.

3.2.1. Línea por Dispersión. Línea de Resonancia.

Si un fotón emitido por la fotosfera es absorbido por un átomo en una transición atómica, proporciona la foto-excitación de un electrón del átomo. Después de un tiempo breve el fotón es re-emitido de nuevo por el electrón desexcitado al nivel de energía inicial. En este caso el fotón emitido tiene casi la misma frecuencia que el fotón absorbido, aparte del corrimiento Doppler debido a los movimientos térmicos del átomo. Este proceso es llamado “dispersión de los fotones de la línea” porque parece que el fotón solamente fue dispersado en otra dirección.

En el caso de que la línea de transición provenga del estado base del átomo, la línea es llamada *línea de resonancia* y la dispersión es llamada *dispersión resonante*. Ya que la transición corresponde siempre a la mínima energía (máxima longitud de onda) entre $n = 1$ y $n = 2$, donde n es el número cuántico principal.

En particular, el tiempo de vida de una transición resonante es usualmente más corto que el tiempo requerido para excitaciones radiativas o colisiones, especialmente en ambientes caracterizados por campos de radiación débiles y densidades de partículas bajas³, como es el caso de los vientos de estrellas masivas. El tiempo de vida para la desexcitación espontánea de niveles de baja excitación es pequeño (típicamente de 10^{-10} a 10^{-9} segundos).

En resumen, cuando un electrón es excitado de su estado base al primer nivel

³Baja densidad comparada con la densidad de la estrella.

permitido por absorción de un fotón del continuo estelar a la frecuencia apropiada, se desexcitará muy rápidamente y un fotón de la línea de resonancia será emitido. El resultado neto de tal interacción es que, el fotón incidente será dispersado en alguna dirección diferente, por lo tanto se le impartirá un momentum radial al átomo sin cambiar la población de su estado base. En gases de baja densidad el grado de una especie atómica, o iónica, excitada es muy baja y siempre hay una gran cantidad de electrones en el estado base que son capaces de dispersar la radiación.

Debido a que estas líneas son formadas por dispersión de fotones del continuo, su intensidad depende linealmente de ρ , la densidad de materia, y también de la intensidad promedio del campo de radiación de la estrella.

La mayoría de los perfiles P Cygni observados están formados por una dispersión resonante.

3.3. Perfil P Cygni

Una línea intensa de absorción corrida hacia el azul de su posición en reposo acompañada por una línea de emisión corrida al rojo, forman un perfil de línea del tipo P Cygni (ver la línea de C^{III} de la estrella Sk-65°22 figura 6.1(a)). Esta forma peculiar de línea fue nombrada así, a causa de su prevalencia en el espectro de la estrella P Cygni, además de encontrarse también en el espectro de las novas⁴ por un tiempo corto después de su explosión, es decir, durante el tiempo que manifestaron una eyección de masa enorme.

Los perfiles P Cygni de estrellas OB en el UV son indicadores de tasas de pérdida de masa y velocidades terminales de estas estrellas, permitiendo estimar los parámetros fundamentales para entender las atmósferas de las estrellas más masivas y calientes y consecuentemente, un conocimiento más profundo sobre su evolución.

La formación de perfiles P Cygni puede ser entendida cualitativamente mediante

⁴Estrella que incrementa su luminosidad rápidamente de 7-16 mag, cuando eyecta masa al empezar la fusión nuclear de una forma violenta. Las novas son binarias formadas por una enana blanca y una estrella normal, y las explosiones nucleares suceden en la superficie de la enana blanca, después de que la enana blanca ha acreetado masa transferida desde la estrella normal.

un modelo simple de un viento esféricamente simétrico expandiéndose a una velocidad que crece de forma monótona de adentro hacia afuera; o sea, que mientras el radio sea mayor, mayor es la velocidad (como se muestra en la figura 3.1), análogamente, entre el radio sea menor, menor es la velocidad a la que irían los iones ubicados en ese radio.

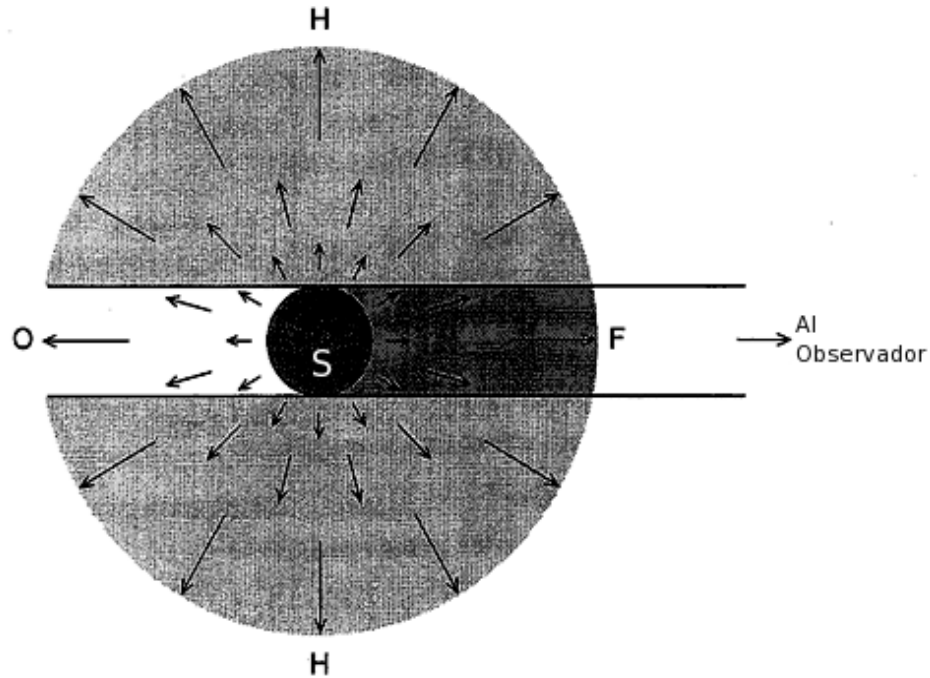


Figura 3.1: Modelo esférico de un viento alrededor de una estrella masiva, para poder explicar la formación del perfil P Cygni, los vectores que están radialmente ubicados aumentan su módulo a medida que aumenta el radio, representando así la velocidad de las partículas del viento que están aceleradas por la presión de radiación. Imagen modificada de Lamers & Cassinelli (1999) .

Un observador externo puede reconocer cuatro regiones que contribuyen a la formación de la línea espectral:

1. La estrella (S) que emite un continuo, posiblemente con una componente de absorción fotosférica con su longitud de onda en reposo λ_0 , o a la velocidad de

S con respecto al observador.

2. La columna (F) en frente de la estrella. Con los iones dentro del gas en F acercándose al observador.
3. La columna (O) que está ocultada por la estrella. Con el gas en O alejándose del observador.
4. La región a los lados de la estrella que podrían ser observadas como un halo (H), si el viento se pudiese resolver espacialmente por el observador.

El proceso físico mediante el cual la radiación emitida por la estrella interactúa con el viento, se explica en la siguiente sección.

3.3.1. Interacción entre el viento y la radiación estelar en el UV

Para que los fotones emitidos por la estrella puedan interactuar de forma radiativa con los iones dentro del viento, debe existir una “sintonización” entre la longitud de onda de los fotones, y la longitud de onda correspondiente a la resonancia del ión en el viento.

Los iones dentro del viento se alejan de la estrella de forma radial y acelerada. Pero al ubicarse sobre el sistema de referencia del ión la fuente de radiación (la estrella) se está alejando, por lo cual desde este sistema de referencia, los fotones experimentarán un corrimiento al rojo (longitudes de onda más grande) por efecto Doppler, reconociendo tres casos posibles:

1. Si la estrella emite fotones con una longitud de onda más grande comparada con la frecuencia específica de la línea de resonancia del ión, estos fotones no tendrán la frecuencia correcta para interactuar con el ión, ya que deben coincidir las dos longitudes de onda para la interacción. Es decir: $\lambda_f > \lambda_i$, donde λ_f es la longitud de onda del fotón, y λ_i es la longitud de onda de la línea de resonancia del ión.
2. Si la estrella emite fotones a la longitud de onda correspondiente a la línea de resonancia del ión en el viento ($\lambda_i = \lambda_f$), λ_f estará corrida al rojo a causa del

efecto Doppler, y una vez mas no es posible la interacción, porque los fotones al llegar al radio donde esta el ión, tendrán una frecuencia distinta. Nuevamente: $\lambda_f > \lambda_i$.

3. Entonces, los únicos fotones capaces de interaccionar con el viento, son los emitidos con una longitud de onda más pequeña, es decir, una longitud de onda más azul y que al actuar el efecto Doppler, será corrida al rojo obteniendo una mayor oportunidad de interacción. Pero, aún así, solo serán los fotones a una cierta frecuencia. La “sintonización” depende de la velocidad del ión. El resultado en este caso es: $\lambda_f \leq \lambda_i$. Y la igualdad se cumple cuando ocurre la “sintonización”, o sea, las velocidades y las longitudes de onda coinciden.

Una consecuencia importante de esta “sintonización” es que si un fotón del continuo puede interactuar con las transiciones resonantes a un radio particular, dicho fotón no podrá interactuar con iones a radios más grandes, o más pequeños; en cuyo caso, el resto del viento es transparente para él.

3.4. Formación del Perfil P Cygni en el UV

Ahora bien, conociendo la forma en que es posible la interacción entre el viento y la radiación de la estrella, además de cómo se forman las líneas resonantes, y suponiendo que el viento está formado por varias conchas plano paralelas, uniformes y simétricamente esféricas, podemos considerar cuatro iones (ver figura 3.2, etiquetados a-d); todos localizados a la misma distancia radial de la estrella y por lo tanto experimentando la misma velocidad de expansión, y reconocer algunas de las consecuencias para un observador distante:

1. Los fotones del continuo estelar que inciden en el material de la columna proyectada frente a la estrella (región F en la figura 3.1) y que estaban destinados a ser captados por el observador, serán dispersados de la línea visual por los iones del viento de esa zona, formando un valle de absorción desplazado hacia el azul por efecto Doppler, ya que el material de esta zona se acerca al observador con

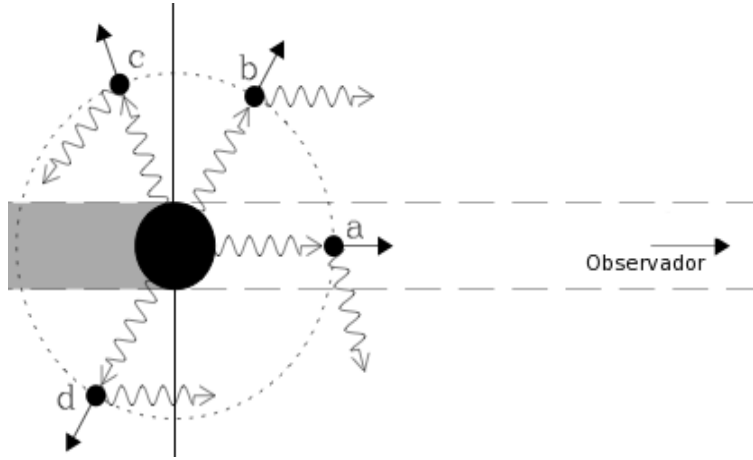


Figura 3.2: Diagrama esquemático del proceso de dispersión en el viento. Están los iones a, b, c, d cada uno con la misma velocidad de expansión, por encontrarse todos al mismo radio. Suponiendo que la línea que pasa por el centro de la estrella (círculo opaco), es la línea que define las partes del viento que se alejan o acercan, se puede decir que la parte del viento que se acerca hacia el observador está del lado de los iones a, b y la parte del viento que se aleja del observador está del lado de los iones c, d . Los iones inicialmente tienen la misma dirección que el viento, pero cuando los iones interactúan con el viento, son redireccionados hacia el observador (iones b, d) o hacia otra dirección diferente a la del observador (iones a, c). Imagen modificada de Fullerton (1997)

velocidades entre $v \simeq 0$ y v_∞ . El ión “a” es un ejemplo de un ión que dispersa un fotón de la línea del observador.

2. Los fotones incidentes en otras partes del viento (región H) dispersan radiación de la fotosfera en todas las direcciones. Parte de esta radiación puede ser dispersada hacia la línea visual, y ahora pueden ser fotones captados que al observador no le corresponderían ver inicialmente, es decir, esto forma una componente de emisión con un corrimiento Doppler entre $-v_\infty$ y v_∞ . Si los fotones redireccionados, interactúan con la parte del viento que se está acercando al observador (ión “b”), parte de la componente de emisión estará corrida al azul. Ahora, si los fotones son captados por la parte del viento que viaja en dirección opuesta al observador (ión “d”), o sea, alejándose, crearan la otra parte de la componente

de emisión corrida al rojo. Resultando así una componente de emisión formada por partes corridas, una hacia el azul, y otra hacia el rojo.

3. También puede darse el caso en que los fotones interactúen con el viento que viaja en dirección opuesta al observador, y los fotones sean redireccionados hacia el observador, pero antes de llegar, pueden ser reabsorbidos por la fotosfera estelar. O si los fotones inciden en el hemisferio que se aleja (región H de la fig.3.1), son redireccionados a la “región oculta O” y no es posible verlos. Como lo muestra el íon c .

Debido a que los fotones originados en la región oculta son dispersados en dirección opuesta al observador y por lo tanto, reabsorbidos por la fotosfera estelar antes de que puedan alcanzar al observador; el perfil de emisión no es simétrico.

La forma exacta del perfil dependerá de la geometría de la envolvente que se expande, la velocidad y el gradiente de velocidad en la envolvente; la densidad de las partículas absorbidas y la naturaleza de los procesos de absorción y emisión. El volumen de la región que emite radiación puede ser enorme en comparación al volumen de la estrella, y la suma de las contribuciones de esta región a la línea de emisión observada en el perfil puede ser mucho mayor que la energía recibida de la estrella (Mihalas, 1978).

3.5. Perfil de Línea Saturado

Un perfil P Cygni de línea saturado de un ión dado, se produce cuando la profundidad óptica τ_{uv} es grande, lo que indica que el flujo removido del continuo es mayor; ya sea a causa de una alta densidad en el viento y/o, a causa de una fracción del ión grande.

Una alta densidad en el viento significa que hay más material presente del ión responsable por la transición.

Se entiende por *fracción de ión* a la cantidad de los átomos del elemento asociado al ión que son atribuibles al ión en cuestión. Por ejemplo: Qué cantidad de átomos de oxígeno tienen removidos cinco electrones para formar el OVI. Entonces, una fracción

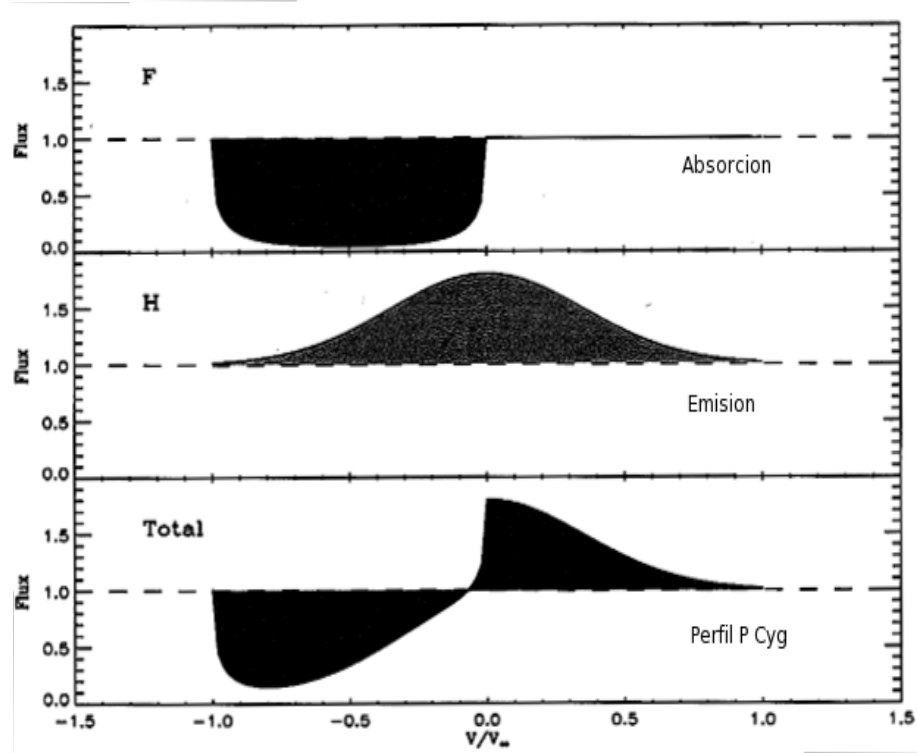


Figura 3.3: La absorción corresponde a la región F del modelo de viento simétrico, corrida al azul debido a que el material se acerca hacia el observador. Y el perfil de emisión es creado por la región H, y no es simétrico, por la pérdida de fotones dispersados a una región inobservable, la región oculta O. La adición de las contribuciones hechas por la absorción y la emisión del viento de la estrella resulta en la forma de un perfil P Cygni. Figura modificada de Lamers & Cassinelli (1999)

de ión grande o alta, quiere decir que la mayor parte del elemento está en su mayoría representado por ese ión. Volviendo al ejemplo del oxígeno, sería que la mayoría del oxígeno dentro del viento está en forma de OVI , y no como OV , OIV , etc.

Una línea saturada con perfil P Cygni puede identificarse observacionalmente cuando la componente de absorción del perfil en el espectro es más cercana a cero (el flujo es cero cuando la absorción es total), o sea, que la forma del perfil en este caso dependerá únicamente de la componente de emisión.

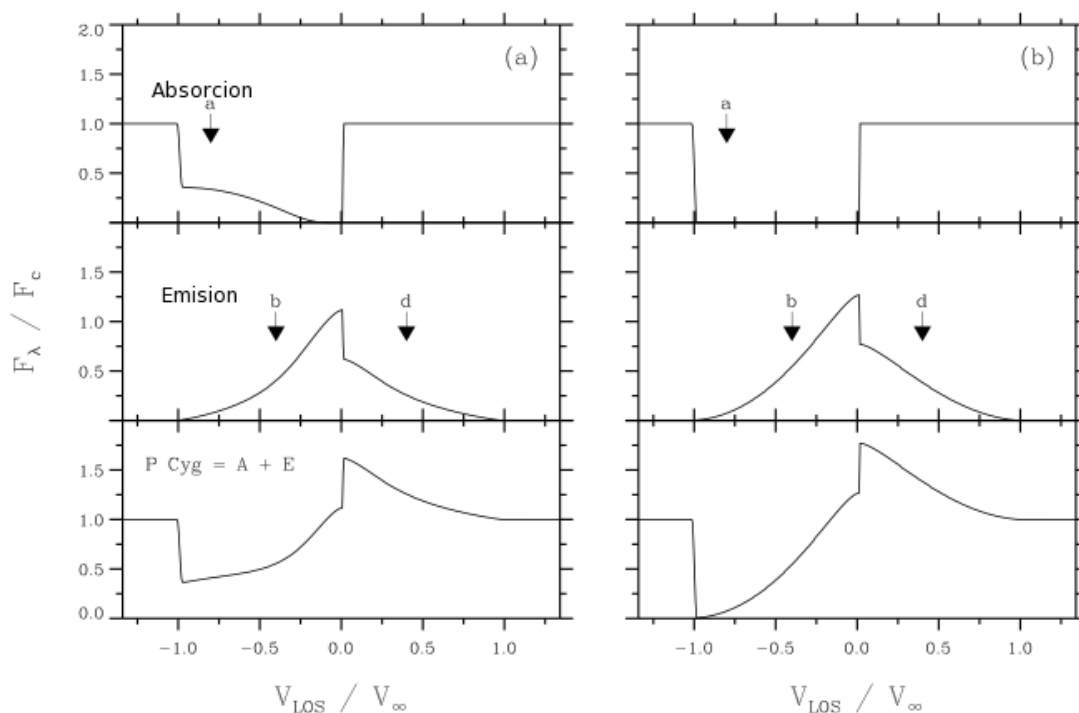


Figura 3.4: Formación de un perfil de línea moderado (a) y un perfil de línea saturado (b). Donde V_{LOS} es la velocidad en dirección en la línea visual, V_{∞} es la velocidad terminal del viento, F_{λ} es el flujo de las líneas de emisión o absorción y F_c es el flujo del continuo. Imagen modificada de Fullerton (1997)

La comparación entre una línea formada por dispersión moderada y una intensa es también instructivo. Los paneles superiores, figura 3.4, muestran que para una línea

suficientemente intensa intrínsecamente (figura 3.4.b), todos los fotones del continuo pueden ser dispersados de la línea de visión del observador, mientras que una línea débil o moderada (figura 3.4.a) en el mismo viento (es decir, la misma ionización y estructura de densidad) no extinguiría completamente la luz del continuo dirigida hacia el observador. La componente de emisión (el panel del medio) es más fuerte a todas las velocidades. Esto es una consecuencia del hecho de que la dispersión es un proceso conservativo: ya que los fotones son creados o removidos en el viento (asumiendo que algunos se pierden a través de la dispersión hacia el lado opuesto a la columna frente a la fotosfera, la región oculta); debido que la componente de absorción de una línea intensa remueve más fotones de la línea de visión del observador comparando con una línea débil o moderada, más fotones serán dispersados moviéndose hacia el observador y, alejándose del observador. Así, a pesar de la extinción de la fuente del continuo por la columna de material proyectado opuesto a la fotosfera de la estrella, la absorción P Cygni a través de una línea intensa formada en un viento esféricamente simétrico y uniforme nunca exhibirá regiones extendidas de flujo cero.

Perfiles de vientos estelares también pueden ser encontrados en transiciones excitadas (es decir, no resonantes) localizadas generalmente en la región del infrarrojo y el visible de espectros de tipo temprano, especialmente aquellos de H, He I y He II. Usualmente son los resultados de recombinaciones de estados de ionización más altos, seguidos de desexcitación radiativa que crea fotones. Estas transiciones son intrínsecamente más débiles que las líneas de resonancia; por lo tanto, debido a que estos procesos de recombinación requieren la interacción de un electrón y un ion, son sensibles a ρ^2 . Una excepción importante ocurre si una gran población se acumula en un nivel más bajo de una transición óptica por alguna razón (por ejemplo, si es un nivel metaestable); en este caso las transiciones se comportan parecido al de las líneas de resonancia.

3.6. Atlas de Estrellas Masivas en el UV

Como ya se ha mencionado, las estrellas OB poseen su pico de distribución de energía espectral en el ultravioleta (UV), específicamente en el UV lejano (~ 1000 Å) por lo cual es sólo “visible” desde el espacio, ya que la atmósfera de la Tierra absorbe casi toda la radiación UV que nos llega. Cuando se obtienen espectros de las estrellas OB en el lejano ultravioleta destacan los espectaculares perfiles de vientos estelares de líneas de resonancia y de algunas líneas subordinadas metaestables, que se correlacionan con los tipos espectrales ópticos. Y la causa de que estas líneas muestren ese comportamiento se debe a la alta abundancia de los iones que las forman, combinada con la intensa fuerza de oscilación de las transiciones atómicas resonantes, haciendo que puedan producir una absorción observable que muestre el desplazamiento Doppler debido a la eyección de material aún si la tasa de pérdida de masa es pequeña.

Es de esperarse que el acceso al rango de longitud de onda del lejano UV sea vital. De hecho, en las primeras observaciones obtenidas no se esperaba encontrar perfiles P Cygni con velocidades terminales de unos miles de $Km\ seg^{-1}$ en el espectro ultravioleta de las estrellas OB, correspondiendo a tasas de pérdidas de masa significativas para sus atmósferas y evolución. Datos mas amplios con prisma objetivo se obtuvieron con *SKYLAB*, las primeras observaciones de alta resolución con *Copernicus*, y muestras definitivas por el *Explorador Internacional Ultravioleta* (International Ultraviolet Explorer, IUE) (ejemplo los atlas de: Walborn et al. (1985), de aquí en adelante Atlas O del IUE; y Walborn et al. (1995)). Muchas observaciones de alta calidad de estrellas más débiles, particularmente en las Nubes de Magallanes, han sido hechas con los espectrógrafos del *Telescopio Espacial Hubble* (Hubble Space Telescope, HST). Longitudes de onda entre el límite Lyman y $Ly\alpha$ han sido cubiertas extensivamente por muestras del *Explorador Espectroscópico del Ultravioleta Lejano* (Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer, FUSE), algunos ejemplos de trabajos hechos con el FUSE son Walborn et al. (2002a), de aquí en adelante Atlas del FUSE; y Pellerin et al. (2002), ver más en (Gray & Corbally, 2009, cap. 3).

Es útil aclarar inconsistencias sobre la terminología usada. En el contexto de ob-

servaciones hechas desde la Tierra, el rango de longitud de onda entre el límite de las longitudes de onda violetas que puede captar el ojo (alrededor de 3900 Å) y el límite de la atmósfera un poco más de los 3000 Å, es conocido como el ultravioleta cercano, o a veces simplemente como el UV. Los datos del IUE y el HST están divididos por la sensibilidad de los detectores en: el UV cercano ($\sim 3000 - 2000$ Å) y el UV lejano ($\sim 2000 - 1200$ Å). Observaciones entre $\text{Ly}\alpha$ (1215 Å) y el límite Lyman (912 Å) requieren de una tecnología diferente y también se les llama frecuentemente UV lejano, en comparación a longitudes de ondas más grandes del UV. Para las estrellas OB, el UV cercano contiene pocas características espectrales de interés, por lo tanto, las discusiones en esta sección estarán limitadas a los dos rangos del “UV lejano”.

3.6.1. Atlas O del IUE

Hay tres grandes perfiles que destacan en el rango UV lejano del IUE de las estrellas O, acompañados de tres menores: los dobletes de resonancia de $\text{Nv } \lambda\lambda 1239, 1243$; $\text{Siiv } \lambda\lambda 1394, 1403$; $\text{Civ } \lambda\lambda 1548, 1551$; y las líneas subordinadas $\text{Ov } \lambda 1371$, $\text{HeII } \lambda 1460$, $\text{Niv } \lambda 1718$, respectivamente. En la secuencia principal las líneas de resonancia de Nv y Civ tienen perfiles P Cygni anchos y saturados hasta el tipo O6 inclusive y declinan gradualmente a medida que se avanza hacia tipos espectrales más tardíos; mientras que Siiv no demuestra efecto de viento en ningún tipo de la secuencia principal.

En las supergigantes O, Siiv tiene un perfil de viento débil en el tipo O4, el cual incrementa en los tipos O5-O6 y alcanza su máximo de intensidad en los tipos O medios y tardíos. Un perfil de viento en $\text{Ov } \lambda 1371$ es una característica única de los espectros de las gigantes y supergigantes de los tipos O2-O3.

Así como hay correlaciones con los tipos espectrales ópticos, existen correlaciones también con las clases de luminosidad óptica. En particular, en los datos IUE, las líneas de resonancia de Siiv progresan monótonamente desde ningún efecto de viento sobre la secuencia principal, a través de perfiles de vientos intermedios en las gigantes, hasta un perfil P Cygni completamente desarrollado en las supergigantes Ia; y se debe esencialmente, a un efecto de ionización: el potencial de Siiv de 45 eV

es significativamente menor que el potencial de Nv (98 eV) y Civ (64 eV), lo cual permite que el primero responda al rango de densidades entre estos vientos, mientras que los dos últimos permanecen saturados en todas las luminosidades, incluyendo la secuencia principal.

Las tendencias presentadas en el Atlas O del IUE (Walborn et al., 1985), junto con el Atlas B del IUE (Walborn et al., 1995), ayudaron a concluir un debate a principio de los años 80 sobre la posible relación entre los parámetros fundamentales de las estrellas y sus vientos estelares. Esta relación, se manifiesta nuevamente con los datos obtenidos por el satélite FUSE.

3.6.2. Atlas del FUSE

A pesar de que a longitudes de onda menores a 1100 Å la extinción interestelar usualmente implica la desaparición casi absoluta del espectro estelar, además de la absorción interestelar debido al hidrógeno molecular H_2 . El rango (900-1200 Å) que cubre el *Explorador Espectroscópico del Lejano Ultravioleta (FUSE)* permitió la extensión de la fenomenología sistemática encontrada con el IUE y el HST, a numerosas especies e ionizaciones adicionales incluyendo OVI $\lambda\lambda 1032-1038$ (Walborn et al., 2002a; Pellerin et al., 2002).

Las líneas SiIV (47eV) $\lambda\lambda 1063, 1073$ y PIV (65 eV) $\lambda\lambda 1118, 1128$ con perfiles de viento, demuestran sensibilidad a la luminosidad, similar al caso de SiIV en el IUE. Es interesante el caso de PIV, porque su saturación es evitada por la baja abundancia de fósforo (P), más que por su potencial de ionización, provocando que la línea de PIV no sature aún en las estrellas O normales más luminosas. La sensibilidad de estas líneas a la luminosidad se puede apreciar particularmente bien en gigantes y supergigantes O de tipo medio, como lo demuestra la secuencia O6 del trabajo de Walborn et al. (2002a) (ver Figura 3.5).

Las líneas de ionización más altas, SIV (88 eV) $\lambda\lambda 933, 944$ y OVI (138 eV) $\lambda\lambda 1032, 1038$, alcanzan el máximo de intensidad en el tipo espectral más temprano O2 (Walborn et al. ver 2002b) y declinan hacia tipos espectrales más tardíos. Estas líneas resonantes son las únicas con perfiles de viento estelar en los espectros de las

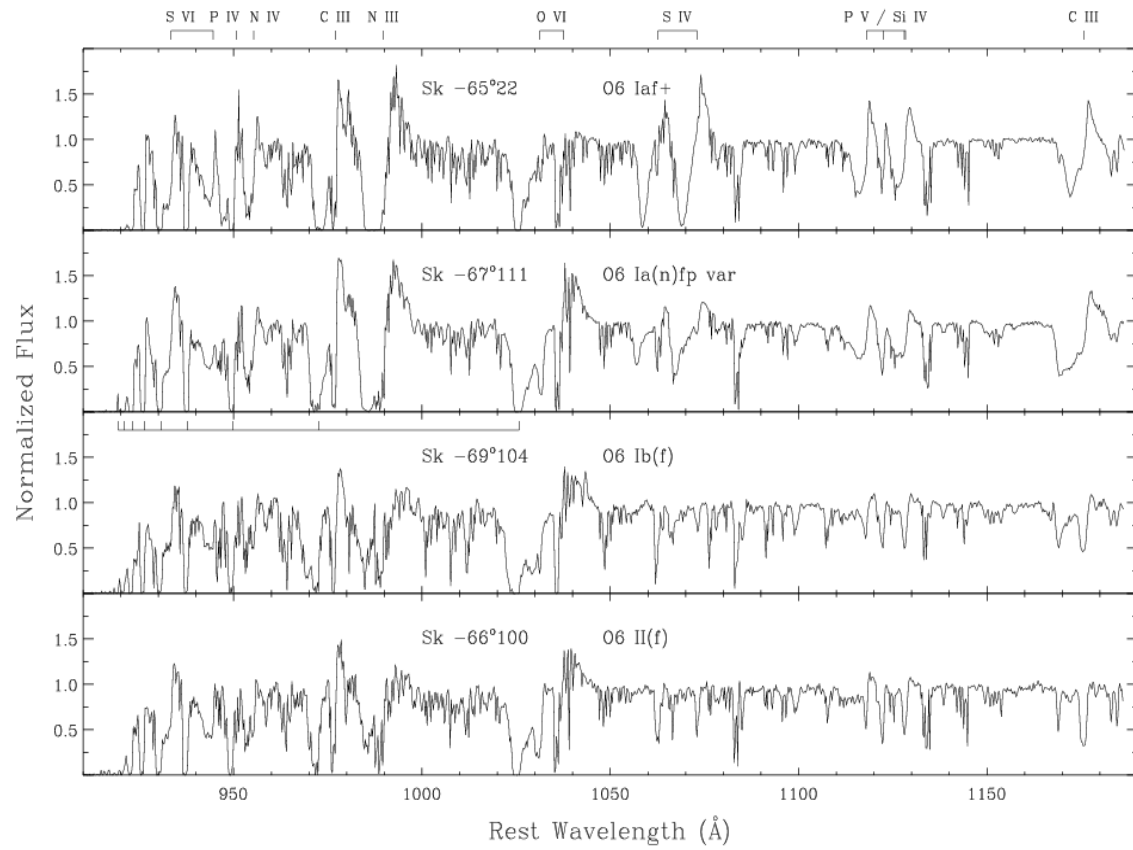


Figura 3.5: Secuencia de gigantes brillantes y supergigantes de estrellas O tipo espectral medio. Notar como el PV, el SIV, el CIII y el N III, muestran efectos de luminosidad positivos.

estrellas O2. A partir del tipo espectral O4, líneas de ionización relativamente más bajas desarrollan perfiles de viento, la mayoría de ellas incrementando significativamente en intensidad con la luminosidad. Algunas de estas líneas ($\text{N II } \lambda 1085$; $\text{Si III } \lambda\lambda 1108, 1110, 1113$; y $\text{C III } \lambda 1176$) poseen el comportamiento opuesto al que exhiben las líneas resonantes de S VI y O VI . Otras características de viento prominentes tienen su máximo hacia rangos espectrales de tipo medio: $\text{N IV } \lambda 955$; $\text{C III } \lambda 979$; $\text{S IV } \lambda\lambda 1122, 1128$ podrían alcanzar su máximo de intensidad cerca del tipo O8 I.

En tipos espectrales O tardíos de gigantes y supergigantes, los efectos de viento son menos prominentes, aún así, están presentes perfiles de viento en C III , N III , y O VI . $\text{C III } 1176$ distingue particularmente bien entre las dos clases de luminosidades. Con lo cual se demuestra que C III es sensible tanto a los tipos espectrales ópticos como a las clases de luminosidad, haciendo a esta línea difícil de modelar por su doble dependencia. Así como también podríamos concluir que el O VI tiene dependencia con el tipo espectral óptico y no con las clases de luminosidad, aunque esta afirmación no es absoluta, porque parece existir un “umbral” para la ionización del O VI dependiendo de la temperatura y **densidad** de la estrella.

Una de las conclusiones del trabajo en (Walborn et al., 2002a), es que los espectros de los vientos de la Nube Pequeña simulan las tendencias de la Nube Grande de Magallanes, excepto porque sus características son más débiles debido a la baja metalicidad; los perfiles de viento son especialmente deficientes en las enanas y gigantes de la Nube Pequeña. Una excepción es la intensidad de las líneas resonantes $\text{C III } \lambda 979$ y $\text{N III } \lambda 991$ en las supergigantes de la Nube Pequeña, las cuales saturan a pesar de las bajas abundancias y por lo tanto no parecen ser más débiles en comparación con las de la Nube Grande.

El Atlas de FUSE cubrió aceptablemente los tipos espectrales O2-B1.5 (B1 en la Nube Pequeña) para las gigantes y supergigantes del tipo O, pero sólo algunas enanas O de tipo temprano y supergigantes tipo B están incluidas; ya que algunas estrellas de la Nubes de Magallanes que han sido clasificadas como enanas O de tipo medio o tardío, son aún más luminosas o posibles sistemas múltiples sin resolver.

Debido a esto se busca con este trabajo cubrir la clase de luminosidad casi ausente del Atlas de FUSE, con una muestra de enanas de tipo temprano.

Capítulo 4

FUSE. CalFUSE

Para comprender mejor la forma en la que se procesaron los datos, es conveniente tener una idea general sobre el instrumento (FUSE) y el software de calibración de datos (CalFUSE).

4.1. FUSE

El *Explorador Espectroscópico del Lejano Ultravioleta* (Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer, FUSE), es una misión astrofísica auspiciada por la NASA, lanzada el 24 de Junio de 1999 y operada por la Universidad Johns Hopkins.

El FUSE capta la porción del lejano ultravioleta del espectro electromagnético con una alta sensibilidad y poder de resolución superior al de los telescopios usados anteriormente, para estudiar la luz en este rango (aproximadamente de 900 a 1200 Å). Ningún otro telescopio actualmente ha podido observar esta importante región espectral.

Este rango, muestra tanto el gas caliente como el gas frío que existe entre las estrellas y las galaxias, y es particularmente bueno para observar estrellas masivas, galaxias con formación estelar (star-bursting galaxies), galaxias activas y cuasares. El FUSE trabaja desde el espacio debido a que la luz del lejano ultravioleta es absorbida por la atmósfera terrestre; posee una órbita circular de 800 kilómetros sobre la Tierra y completa su órbita cada 100 minutos.

El satélite FUSE está conformado por dos secciones principales, la nave espacial y el instrumento científico. La *nave espacial* tiene todos los elementos necesarios para posicionar y dar energía al satélite: el sistema de control de altitud, los paneles solares, los instrumentos electrónicos para las comunicaciones y las antenas. El *instrumento científico* capta la luz de objetos astronómicos y posee los equipos necesarios para dispersar y guardar la luz: los espejos del telescopio, el espectrógrafo (y sus detectores electrónicos), y una cámara guía electrónica llamada *Sensor de Errores* (Fine Error Sensor, FES).

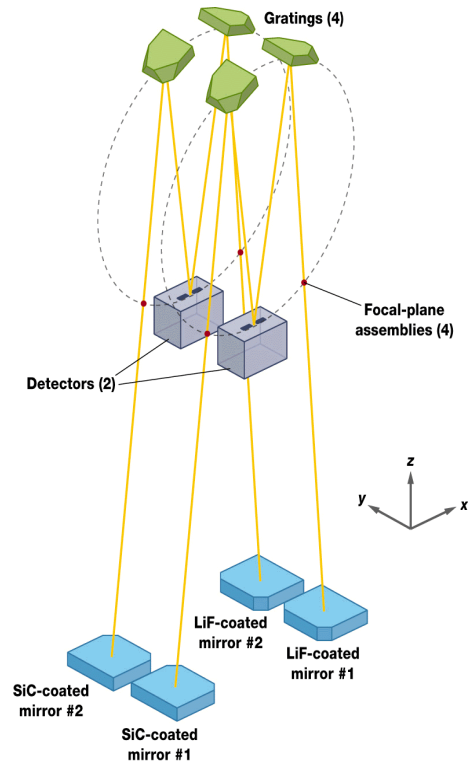
4.1.1. El instrumento científico

El FUSE¹ tiene características únicas para poder obtener gran resolución y captar la luz del lejano UV. Una de estas características es poseer cuatro Walborn, Fullerton, Crowther, Bianchi, Hutchings, Pellerin, Sonneborn, & Willis (2002a) telescopios co-alineados, cada uno con su propio espectrógrafo de Rowland. Estos cuatro “canales” (fig. 6.1) proveen una cobertura entre 905 y 1187 Å, con un poder de resolución espectral ($\lambda/\Delta\lambda$) alrededor de 20000.

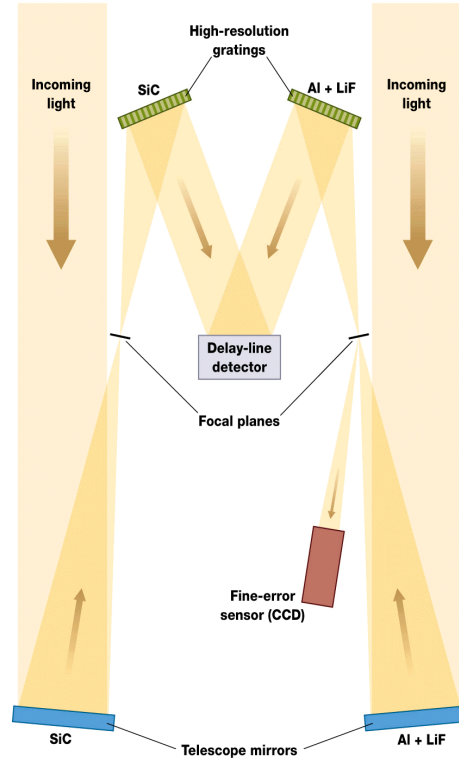
Dos de los cuatro canales están cubiertos con capas de Aluminio y Fluoruro de Litio ($Al + LiF$) y captan espectros en el rango $\sim 990 - 1187\text{Å}$, mientras que los otros dos canales están cubiertos con capas de Carburo de Silicio (SiC), para obtener reflectividad a longitudes de onda menores a $\sim 1020\text{ Å}$. Los cuatro canales se superponen entre 990 y 1070 Å (Dixon et al., 2007). De ésta forma se optimiza el rendimiento en todo el rango espectral.

El hecho de que cada canal posea su propio espectrógrafo, quiere decir que cada uno tiene su propia red de difracción, haciendo que la luz ultravioleta vista por FUSE sea dispersada (o separada) para formar un espectro de cuatro componentes (una por cada canal). El espectro es almacenado en el par de detectores, que a su vez están divididos en dos segmentos (A y B). Así, una observación del FUSE consiste en ocho conjuntos de datos separados, uno por cada combinación de un segmento del detector (1A, 1B, 2A, 2B) y un canal del espectrografo (SiC, LiF).

¹Para obtener más información sobre los instrumentos y el diseño del FUSE, consultar Moos et al. (2000); Sahnou et al. (2000)



(a) Esquema del sistema óptico del FUSE (ver Moos et al., 2000).



(b) Trayectoria de un haz de luz dentro del satélite, página web FUSE.

Figura 4.1: Instrumentación del satélite FUSE.

El FES es usado para guiar y posicionar al telescopio. Además, esta cámara trabaja en luz visible y muestra una región de alrededor de un tercio de grado en tamaño, en la dirección en la cual está apuntando el telescopio, captando luz de estrellas tan débiles como magnitud 14, y tomando las únicas fotografías que produce el satélite.

4.2. CalFUSE

Los datos obtenidos por el satélite fueron reducidos por el grupo principal de investigación en la Universidad Johns Hopkins usando un conjunto de subrutinas que forman parte del programa llamado CalFUSE. Tanto los datos originales, como los datos reducidos están disponibles en el Archivo de Multimisiones (MAST)¹ en el Instituto del Telescopio Espacial (STScI, Space Telescope Science Institute).

Una observación del FUSE consiste de un conjunto de exposiciones obtenidas de un objeto astronómico con una apertura específica en una fecha específica. Cada exposición genera cuatro archivos de datos no procesados, uno por cada segmento del detector (1A, 2A, 1B, 2B), y cada archivo de datos no procesado está ligado a un par de espectros calibrados (LiF y SiC), para un total de ocho archivos de espectros a calibrar por exposición. Cada archivo es procesado individualmente por el conjunto de programas que calibran los datos (pipeline). Los espectros son extraídos sólo para la apertura particular y son muestreados (binned) en longitud de onda. El paso de longitud de onda puede ser decidido por el usuario o sino por defecto es $0.013 \text{ \AA}$, lo cual corresponde a aproximadamente 2 pixeles del detector.

CalFUSE ha evolucionado a través de los años posteriores al lanzamiento, cuando aumentó el conocimiento del comportamiento del espectrógrafo permitiendo la corrección de los datos por efectos instrumentales. Llegando así a la versión 3 de CalFUSE², produciendo datos calibrados de mayor calidad, además de procesar 10 veces más rápido que la versión anterior. Fue diseñado con tres principios en mente:

¹Ver <http://archive.stsci.edu/fuse>.

²Para mayor información ver (Dixon et al., 2007)

1. El primer principio se basa en seguir el camino del fotón a través del instrumento para corregir los errores instrumentales introducidos en cada paso. Tales como: corrimiento Doppler por el movimiento del satélite, movimientos inducidos térmicamente por el espectrógrafo, la saturación de los detectores que provocan un “tiempo-muerto” (“dead-time”), etc.
2. El segundo de los tres principios es hacer la línea de procesamiento lo más modular posible, así, desde un terminal se puede invocar cada subrutina de procesamiento por separado, bajo sistemas operativos como: Linux, Solaris y Mac OS X.
3. El tercer principio es mantener la información de los datos de cada módulo de calibración en un archivo llamado IDF (Intermediate Data File), *Archivo de Datos Intermedios*, que posee tres tablas binarias FITS. Estas proporcionan las coordenadas de cada fotón antes y después de hacer las correcciones debidas el espejo, la rendija y el movimiento de la nave espacial (documentando cada paso de calibración hecho), el tiempo al que llegó al detector, la longitud de onda heliocéntrica, la densidad de energía, incluso los parámetros usados por el pipeline para los detectores y la nave espacial, entre otros parámetros e información sobre cada exposición y su calibración.

El archivo IDF es usado como archivo de entrada de cada módulo, hasta llegar a la última subrutina del pipeline. Después, mediante el uso de softwares adicionales, se generan conjuntos de archivos espectrales de nivel observacional. Eso quiere decir, que son archivos que nos brindan una imagen, de como luce el espectro del objeto astronómico, después de calibrado y manipulado, para generar archivos como el ALL, el ANO, y el NVO.

El archivo ALL es usado para generar un vistazo del gráfico del espectro de cada observación, incluyendo el espectro generado por cada canal; el archivo ANO posee el mismo formato que el archivo ALL, construyendo los espectros solo con datos obtenidos durante la porción nocturna de cada exposición. Y por último está el archivo NVO, que fue usado para procesar la muestra y por consiguiente analizar los datos.

4.2.1. Archivo NVO (National Virtual Observatory)

Los archivos NVO contienen un solo espectro mostrando el rango de longitud de onda completo del FUSE. El espectro es ensamblado mediante sustracciones y adiciones de segmentos del canal más sensible en cada longitud de onda. Los segmentos están desplazados para coincidir con el canal guía (ya sea LiF1 o LiF2) entre 1045 y 1070 Å.

4.2.2. LINE_NORM

El programa `line_norm` es una herramienta en IDL creada por Don Lindler, uno de los miembros pertenecientes al grupo principal de investigación del FUSE, para manipular espectros obtenidos por el satélite.

Esta herramienta interactiva para la normalización del continuo de un espectro, puede ser usada como una rutina estandar o puede ser llamada por otro programa. El continuo es interactivamente definido por un spline³ cúbico donde las posiciones de los puntos de interpolación (nodos) para la curva son controlados por el usuario. Cuando se inicia el programa `line_norm`, tres nodos del spline están previamente definidos: uno en cada extremo y otro en el medio. Ajustando los nodos con el cursor al nivel del continuo, y agregando tantos nodos como requiera el espectro, se va construyendo el modelo del continuo.

³Un **spline cúbico** se refiere a una interpolación polinomial, en la cual se particiona un intervalo dado, en N nodos o puntos de interpolación, los cuales forman $N - 1$ intervalos donde en cada uno de ellos hay una aproximación de la función construida con polinomios de tercer grado.

Capítulo 5

La Muestra

El proyecto en el que se basa esta tesis, sobre la extensión del Atlas de FUSE 2002 y los datos del mismo, han sido proporcionados durante un programa de verano que se realizó en el Instituto del Telescopio Espacial (Space Telescope Science Institute, STScI) durante los meses Junio-Agosto de 2007, y se repitió la experiencia durante los meses de Septiembre-Noviembre de 2008 en Baltimore, Maryland USA.

5.1. Criterios de Selección

El rango de longitud de onda observado por el FUSE (900-1200 Å) es muy importante en espectros de estrellas OB, porque está, o es cercano, al máximo de su distribución de energía¹, e incluye líneas de iones que no están presentes en longitudes de onda más largas, incluyendo, varias sensibles a los vientos estelares.

En el Atlas del FUSE Walborn et al. (2002a) se estudiaron estrellas supergigantes y gigantes OB de Las Nubes de Magallanes. A fin de extender la investigación a distintas luminosidades, se escogieron estrellas OB, también pertenecientes a las Nubes de Magallanes, pero con dos variantes. La primera de ellas, es escoger estrellas pertenecientes a la secuencia principal; la otra variante, consiste en la selección de

¹Mediante la ley de Wien, calculamos $\lambda=3000(\text{\AA})/T(\text{K})$, si $T=30000-50000$ K, entonces obtenemos $\sim 600-1000$ Å.

estrellas de tipo temprano (las más calientes); de allí que la mayoría de las estrellas de la muestra de este trabajo sean tipo O con luminosidad V.

Se escogieron las estrellas más calientes, por ser las más brillantes intrínsecamente, ya que los tipos espectrales más tardíos con la misma clase de luminosidad V, son poco luminosos, y poseen magnitudes débiles que las hacen difíciles de observar, y de ser observadas, podrían entrar en los límites de los detectores del FUSE obteniendo espectros con una relación señal a ruido baja, lo cual las excluye de la muestra seleccionada.

Otro motivo por el cual no se escogen estrellas de tipos más tardíos, es debido a que las estrellas más brillantes correspondientes a esos tipos espectrales (e.g. B5) pueden ser sistemas múltiples. Por ende, no serían el prototipo idóneo para establecer relaciones o características de las estrellas individuales.

El rango de longitud de onda ($900 - 1200\text{\AA}$) perteneciente al lejano ultravioleta está muy afectado por la extinción interestelar y la absorción del hidrógeno molecular. Casi todas las estrellas OB de nuestra galaxia sufren ésta extinción, sin embargo, las estrellas OB de las Nubes de Magallanes están menos afectadas por la extinción, lo cual las hace más accesibles que las galácticas, y es el motivo principal por el cual la muestra de este trabajo y el Atlas del FUSE estudian estrellas OB pertenecientes a las Nubes de Magallanes.

5.2. Post-Procesamiento de Datos

Los datos de este trabajo están procesados con rutinas escritas en el *Lenguaje de Datos Interactivos* (Interactive Data Language, IDL), al igual que se procesaron los datos en el Atlas de Estrellas OB en las Nubes de Magallanes en Walborn et al. (2002a), con la excepción de que se usó la última versión del software de calibración CalFUSE v3.2.

El procedimiento consiste en:

5.2.1. Calibración

Cada observación se procesa con CalFUSE para calibrar los datos y corregir los errores instrumentales; después de esto, se usan los archivos NVO junto a los archivos ANO generados por el software, como entrada de la primera subrutina de IDL para empezar el proceso de creación del formato del Atlas del FUSE Walborn et al. (2002a).

Durante el período orbital del satélite, el cual consta de unos 100 minutos, cada observación consta de exposiciones de *día* y otras de *noche*. Y debido a que la órbita es baja, durante las exposiciones de *día* los datos están afectados por las líneas de emisión del “airglow”, que no es más, que la radiación solar dispersada por la atmósfera terrestre. La mayor contaminación del espectro del NVO es la línea $Ly\beta$.

Para minimizar las líneas producidas por el airglow, en el espectro del archivo NVO, que contiene la información de la exposición “día+noche”, se sustituye las regiones afectadas en el espectro por regiones del espectro del archivo ANO que contiene la información de las exposiciones nocturnas, tomando como criterio que la porción de noche sea al menos 10 % de la observación total.

Cabe destacar, que el único agente contaminante no es la emisión producida en la atmósfera, también algunas líneas solares pueden contaminar la muestra de algunos espectros. Pero, como la contaminación no está presente en todos los espectros, primero se calibra, normaliza y remuestrea el espectro contaminado, ignorando las líneas solares, y luego se procede a minimizarlas, tal como se hizo con las líneas del airglow.

En caso de que hayan artefactos presentes en los espectros aún después de remuestreados, entonces, se elige eliminar la zona afectada del espectro, de manera que no influya en el análisis de los espectros.

5.2.2. Normalización

Normalizar los espectros es el paso que requiere mayor tiempo del post-procesamiento de la muestra, pero a medida que se gana experiencia, el tiempo

requerido disminuye. El continuo, al no ser suave requiere el uso de splines² para definir su forma aproximada.

La forma observada del continuo está determinada por:

- La distribución de energía espectral intrínseca de la estrella.
- El grado de enrojecimiento interestelar.
- La cantidad de absorción interestelar.
- Variaciones sensibles no corregidas en las calibraciones del FUSE.
- Las anomalías en las observaciones del FUSE.

Recordando que el espectro final es la unión de 8 conjuntos de datos distintos provenientes de los diferentes detectores y canales, podemos esperar que algunos espectros finales posean formas complicadas de modelar (tipo escalón), por lo cual aumenta la dificultad para construirles un pseudocontinuo suave.

Esto hace única cada observación del FUSE. Incluso si se trata de dos o varias observaciones con el mismo tiempo de exposición del mismo astro, lucen distintas. Por ende, cada pseudocontinuo es único también, y limita las posibilidades de construirlo automáticamente mediante alguna rutina en IDL. De allí que se escoge por conveniencia el programa `line_norm`, el cual permite escoger los puntos de interpolación para construir el spline más conveniente, facilitando el trabajo del usuario para modelar el continuo. Aunque, es necesario tomar en cuenta, que la experiencia del usuario para modelar es importante para construir en lo posible un buen modelo del continuo con el spline, y consecuentemente normalizar el espectro.

Llamamos un espectro “normalizado” al espectro que tiene su flujo dividido entre el pseudocontinuo, y la intención es hacer que el continuo tenga su flujo en 1, a fin de identificar con más simplicidad las emisiones y absorciones presentes en el espectro, que son las características que lo hacen único para cada objeto estelar.

²Un **spline** es una curva definida en porciones mediante polinomios. Es decir, una aproximación polinomial de una función, a trozos. Ver más en <http://es.wikipedia.org/wiki/Spline> .

5.2.3. Paso de longitud de onda o Remuestreo

Con el objetivo de enfatizar las características estelares e incrementar la relación señal a ruido (S/N), usualmente se aumenta el paso de longitud de onda. Los espectros del FUSE originalmente tienen un paso de $0.013 \text{ \AA}$; para el Atlas del FUSE se usó $0.25 \text{ \AA}$.

Buscando obtener el mismo formato del Atlas, se hace también el remuestreo de los espectros a $0.25 \text{ \AA}$, con una sencilla rutina de IDL, alcanzando así una señal a ruido de ~ 50 .

5.2.4. Gráficos

Para hacer una intercomparación entre los espectros de las estrellas y analizarlos a fin de descubrir las relaciones existentes desde el punto de vista morfológico, se grafican sus espectros post-procesados y se agrupan en conjuntos de 4 para formar los montajes.

Capítulo 6

Relaciones Morfológicas

Una definición elemental de una relación morfológica sería una relación encontrada en base a la forma o patrones de los objetos que están en estudio. En este caso las estrellas O. Las relaciones simplemente son, diferencias, similitudes o tendencias que se encuentran entre estas estrellas.

Mediante la morfología pues, se busca una forma de obtener una idea descriptiva de la naturaleza de las estrellas, sin tomar en cuenta ninguna información física adicional. Es decir, ningún modelo físico previo para poder describir la fenomenología. Así, tomando en cuenta únicamente los espectros de las estrellas es posible encontrar relaciones que guían la formulación correcta de las interrogantes que se deben responder con la física o el desarrollo de nuevos modelos.

Usando criterios morfológicos se obtuvo en el 2002 el descubrimiento de un nuevo tipo espectral O2 (Walborn et al., 2002b), diferenciándose del tipo espectral anterior más temprano O3, y refinando la clasificación de las estrellas O tempranas. Debido a que las estrellas O2 son objetos recientemente descubiertos, y extremos, en el sentido de su ubicación en el diagrama HR, se crea la necesidad de estudiarlas siendo el rango UV ideal. Por ende, es uno de los principales objetivos del proyecto estudiar las estrellas O2 conocidas en las Nubes de Magallanes con el FUSE, para entender mejor su fenomenología y poder caracterizarla.

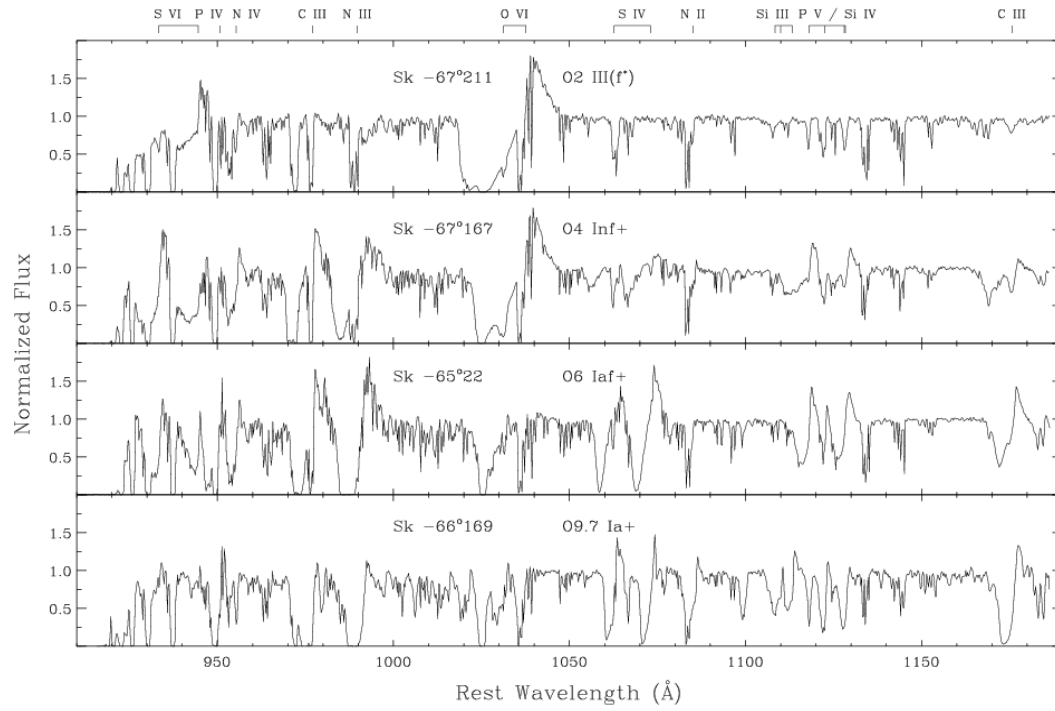
Walborn et al. (2002a) publicaron un Atlas de 47 espectros OB de las Nubes de Magallanes obtenidos con FUSE (de aquí en adelante *Atlas 2002*), mostrando fuertes

correlaciones de las características de los vientos con los tipos espectrales ópticos mediante relaciones morfológicas, como se ha encontrado anteriormente con datos en longitudes de onda más largas con el Explorador Ultravioleta Internacional (IUE, International Ultraviolet Explorer) y el Telescopio Espacial Hubble (HST, Hubble Space Telescope). Un ejemplo se presenta en la figura 6.1; en la cual es notable como el OVI va declinando con el avance del tipo espectral, el cual tiene el potencial de ionización más alto (138 eV) que muestra una característica de viento, en contraste con el incremento en el CIII (48 eV), una ionización relativamente baja.

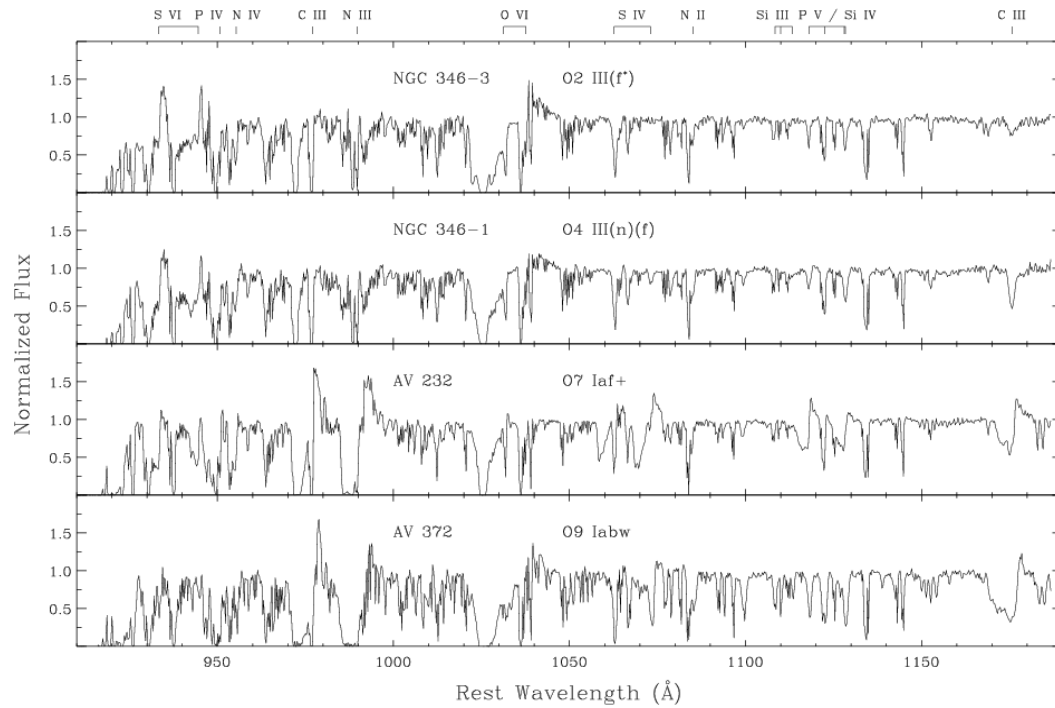
En el Atlas 2002, la muestra estaba comprendida, en su mayoría, por estrellas gigantes y supergigantes, con poca muestra de la secuencia principal. Este trabajo extiende la muestra usada en el Atlas 2002, con nuevas observaciones de FUSE, para estrellas de la secuencia principal (13 estrellas adicionales; 8 de la Nube Pequeña y 5 de la Nube Grande de Magallanes); otras que demuestran anomalías CNO y una secuencia de luminosidad; en total son 20 estrellas nuevas distribuidas en 5 montajes para ser estudiadas morfológicamente. Además se busca fortalecer las relaciones encontradas en el Atlas 2002, mostrando que las correlaciones existen en todo el rango, y que no hay un comportamiento peculiar en este rango de luminosidad. Adicionalmente en el proceso, se confirmó la dicotomía CNO en las estrellas O2, descubierta y clasificada por (Walborn et al., 2004).

6.1. Nube Grande de Magallanes

Las Figuras 6.2 y 6.3, muestran los espectros de 5 estrellas de la Nube Grande de Magallanes pertenecientes a la secuencia principal de distintos subtipos espectrales O, ilustrando el cambio de la forma del perfil de viento estelar con el tipo espectral en las líneas de OVI $\lambda\lambda 1032, 1038 \text{ \AA}$, que tienen una ionización muy alta. Teniendo el máximo de emisión en los tipos espectrales más tempranos, O2-O3, y declinando progresivamente hacia tipos espectrales más tardíos, es decir, va de un perfil P Cygni desarrollado y saturado en las estrellas más tempranas, a una absorción simétrica en los tipos medios y tardíos, análogamente a la correlación encontrada en las gigantes/supergigantes del Atlas 2002.



(a) Secuencia de espectros O para la Nube Grande de Magallanes



(b) Secuencia de espectros O para la Nube Pequeña de Magallanes

Figura 6.1: Secuencia de gigantes/supergigantes mostrando distintos tipos espectrales O para las Nubes de Magallanes del Atlas 2002. (ver Walborn et al., 2002a)

Cabe destacar que es una sorpresa la intensidad de la emisión de OVI mostrada por la estrella $Sk - 66^{\circ}18$ con tipo espectral O6, ya que su emisión es mayor a la exhibida por la estrella $Sk - 70^{\circ}60$ de tipo espectral O4; totalmente contrario a lo esperado por los resultados obtenidos por (Walborn et al., 2002a). Algunas razones para explicar estas diferencias son (comunicación privada con Dr. Nolan Walborn):

- $Sk - 66^{\circ}18$ está mal clasificada, por ejemplo: que pertenezca a una clase de luminosidad diferente, que sea una gigante (clase de luminosidad III) en vez de una estrella de la secuencia principal (clase de luminosidad V). Al ser más luminosa, el perfil P Cygni tiene una componente de emisión mayor; y/o
- $Sk - 70^{\circ}60$ es muy joven con poco viento desarrollado. Si cambia la clase de luminosidad, es decir, la estrella pasa a un estado evolutivo mayor, como gigante (clase de luminosidad III) o supergigante (clase de luminosidad I), la estrella se hace más brillante y el viento aumenta mientras la estrella evoluciona. Pero, este cambio de luminosidad también puede suceder dentro de la secuencia principal (clase de luminosidad V) que es la etapa más larga de la vida de la estrella.

Una línea de ionización más baja, CIII $\lambda 1176$, que las líneas del doblete de OVI, tiene un comportamiento inverso al doblete de OVI. Ya que muestra su máximo de intensidad en la clase espectral más tardía de la secuencia, O7; y a medida que avanza a tipos espectrales más tempranos, es decir, estrellas más calientes, va disminuyendo la intensidad de la absorción.

El comportamiento demostrado por la línea de CIII se debe a un efecto de ionización. Pero, antes de explicar este efecto, es necesario saber que la intensidad de una línea espectral depende de varios factores:

1. Cada línea tiene su *intensidad intrínseca* que se manifiesta a través de los valores de los parámetros gf , donde f es la fuerza de oscilación (oscillator strength) y g es la degeneración.
2. La *abundancia del elemento* o, la abundancia relativa del elemento correspondiente a la línea, es necesario conocer la cantidad de átomos que hay de “ese elemento” presente en el viento.

3. Luego de conocer la abundancia, es necesario saber qué cantidad de ese elemento está ionizado en el estado de la línea espectral; esto es lo que se llama *fracción de ionización*. Para mayor claridad, se dará un ejemplo: se quiere saber la fracción de ionización de C^{IV} presente en el viento, se necesita conocer cuánto carbono hay presente en el viento (abundancia) y cuánto de ese carbono presente está ionizado como C^{IV} (fracción de ionización), ya que el resto del carbono puede estar ionizado como C^{III} u otros estados de ionización. Si la fracción de ionización de C^{IV} es 1, quiere decir que todo el carbono presente en la estrella está ionizado tres veces, es decir, todo el carbono está en el estado de ionización de C^{IV}. Por otro lado, si C^{IV} tiene una fracción de ionización menor a 1, o sea, 0.80 por ejemplo; significa que el 80 % del carbono está en la forma del ión C^{IV} y el otro 20 % del carbono presente, en otros estados de ionización distintos.
4. La *densidad columnar* que hay en la línea de visión, es decir, la cantidad de material que hay entre la estrella y el telescopio que está captando el espectro.

Entonces, a pesar de que C^{III} es una línea intrínsecamente intensa, va disminuyendo su intensidad a medida que se avanza hacia tipos espectrales más tempranos, ya que la fracción de ionización de C^{III} en éstas estrellas es menor, a causa de que la temperatura en estrellas mas tempranas, son más altas y por ende, idóneas para que el carbón existente en el viento (abundancia), esté en estados de ionización más altos que C^{III} (por ejemplo C^{IV}).

En la tabla 6.1 se presentan los potenciales de ionización para cada elemento presente en los espectros de las OB obtenidos mediante el IUE, HST y FUSE. El potencial de ionización mas alto exhibido por algun ión, es el potencial del O^{VI}. Las temperaturas que poseen las estrellas estudiadas ($\sim 25000 - 50000$ K), no son suficientemente altas como para ionizar al oxígeno cinco veces de forma radiativa (O^{VI}), lo cual sugiere un mecanismo de ionización alternativo. Este mecanismo consiste en los rayos X que se forman en el viento de la estrella e ionizan el oxígeno mediante efecto Auger. Aunque no se ha obtenido evidencia definitiva de cómo se forman estos rayos X dentro del viento, la hipótesis mas aceptada es su formación mediante ondas de choque dentro de la estrella, la cual se basa en suponer que la estrella está com-

puesta por capas, como una cebolla, y que algunas capas se contraen y al colisionar con otras capas dentro de la estrella, logran generar energía suficiente en la onda de choque, para generar rayos X, e ionizar el oxígeno por efecto Auger.

6.2. Nube Pequeña de Magallanes

La figura 6.4 muestra los espectros de las estrellas más tempranas de la muestra para la Nube Pequeña de Magallanes y la secuencia de tipos espectrales más tardíos ilustrada en la figura 6.5, complementa toda la secuencia espectral O de la Nube.

El perfil P Cygni es visible en las estrellas tempranas mostradas en el montaje de la figura 6.4; al igual que una ligera emisión de S VI en su componente de longitud de onda mas larga. Sin embargo, estas características desaparecen cuando avanzamos hacia tipos espectrales mas tardíos, como se muestra en la figura 6.5. Y la característica de viento que se puede destacar en estos tipos espectrales es una absorción asimétrica en el doblete de O VI .

La intensidad del perfil P Cygni en esta Nube no es igual a la de la Nube Grande de Magallanes, a causa de la diferencia de metalicidad. A pesar de que el doblete de O VI exhibe el mismo comportamiento que en la Nube Grande, es decir, que disminuye su intensidad a medida que se observan espectros de estrellas más frías, las características de viento presentes en la Nube pequeña son menores.

Ya que la metalicidad de la Nube Pequeña es menor que la de la Nube Grande, los vientos son más debiles, debido a que los vientos se forman por acción del campo radiativo en los iones metálicos; y los fotones al estar en un ambiente más pobre en metales, habrán menos iones en el viento con los cuales puedan interactuar estos fotones provenientes de la fotósfera estelar, lo cual significa perfiles de viento poco desarrollados.

Por otro lado, la intensidad de la línea de $\text{C III } \lambda 1176$, no se muestra mucho más débil que la intensidad observada en la Nube Grande. A pesar de la diferencia de metalicidad que hay entre ambas nubes. De hecho, las intensidades de la línea de ab-

Número Atómico	Abundancia elemental	Ion	Rango del potencial de ionización (eV)	Longitud de Onda(s) (Å)
6	8.55	CIII	24.4-47.9	977.0*; 1175.7
		CIV	47.9-64.5	1548.2*, 1550.8*
7	7.97	NII	14.5-29.6	1085.1*
		NIII	29.6-47.4	991.0*
		NIV	47.4-77.5	955.3
		NV	77.5-97.9	1238.8*, 1242.8*
8	8.87	OVI	113.9-138.1	1031.9*, 1037.6*
14	7.55	SiIII	16.3-33.5	1108.4, 1110.0, 1113.2
		SiIV	33.5-45.1	1122.5, 1128.3; 1393.8*, 1402.8*
15	5.57	PIV	30.2-51.4	950.7*
		PV	51.4-65.0	1118.0*, 1128.0*
16	7.27	SIV	34.8-47.3	1062.7*, 1073.0
		SVI	72.7-88.0	933.4*, 944.5*

Tabla 6.1: Líneas de viento accesibles al FUSE, IUE y HST (Obtenido del Atlas 2002). *Las líneas de resonancia están identificadas con un asterisco.*

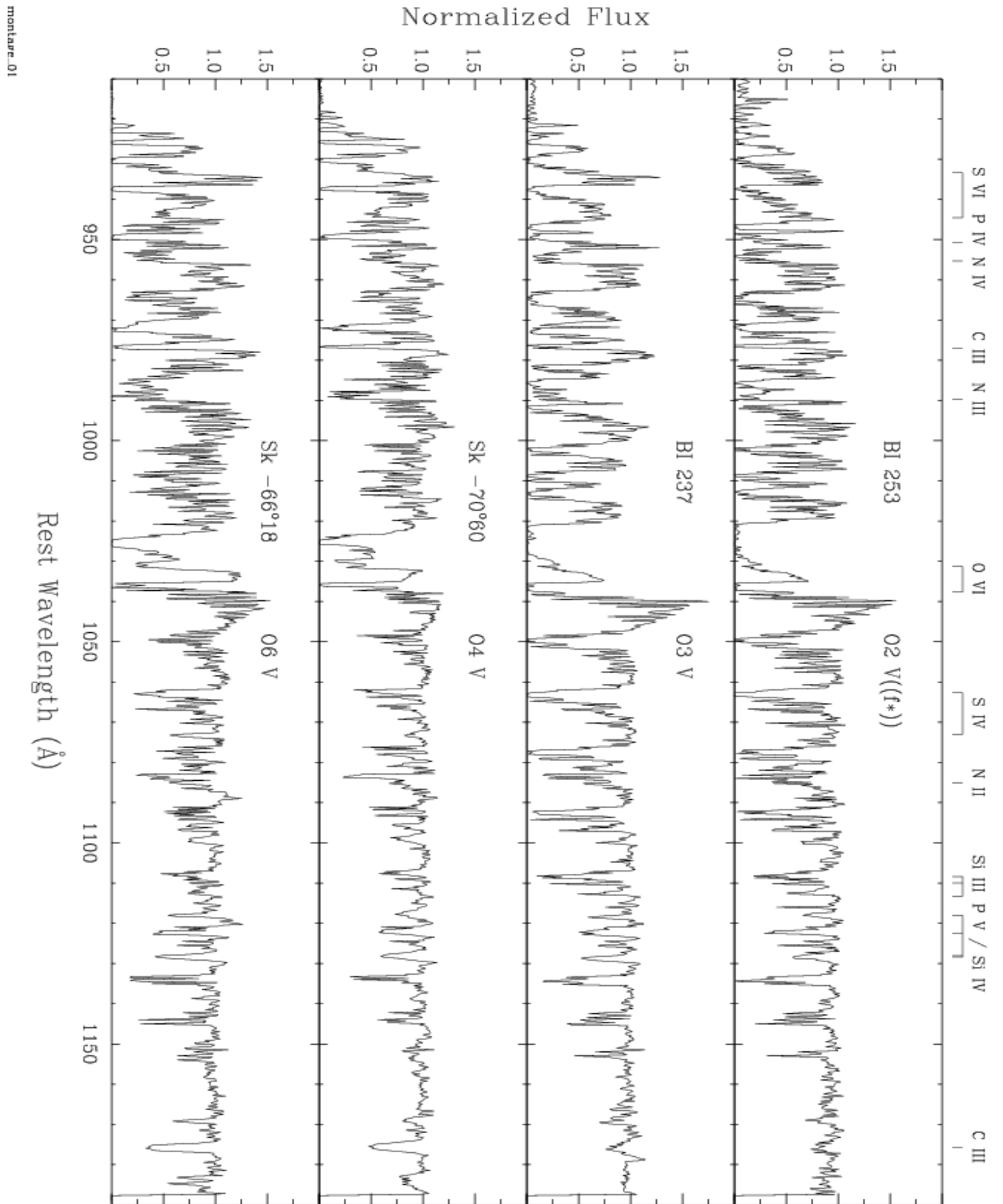


Figura 6.2: Estrellas de la secuencia principal de la Nube Grande, mostrando un rango de subtipos espectrales O. Notar el cambio de la forma del perfil de viento en la línea de OVI $\lambda 1032, 1038$ y el comportamiento opuesto en la línea de CIII $\lambda 1176$

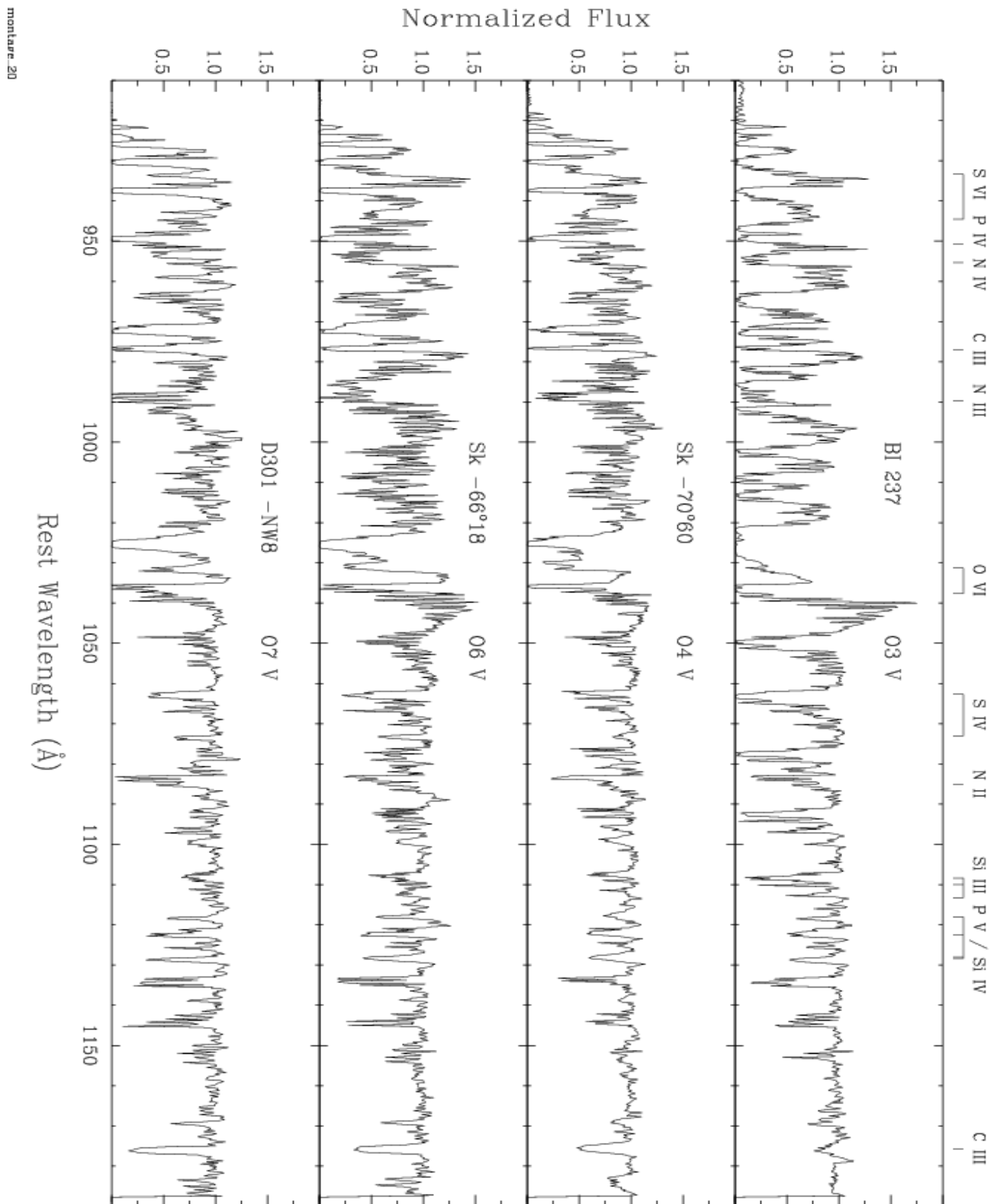


Figura 6.3: Estrellas de la secuencia principal de la Nube Grande, mostrando un rango de subtipos espectrales O, incluyendo un subtipo mas tardío. Notar el cambio de la forma del perfil de viento en la línea de OVI $\lambda 1032, 1038$ y el comportamiento opuesto en la línea de CIII $\lambda 1176$

sorción son similares para las estrellas O tardías en las dos Nubes. Lo cual, concuerda con el comportamiento encontrado para esta línea en el Atlas 2002, lo que sugiere como causa, un efecto de saturación, es decir, que la línea es altamente sensible a los parámetros estelares presentes en las estrellas O tardías, debido a que poseen las condiciones para una ionización idónea para la línea de CIII; en términos de abundancia, fracción de ionización y densidad, que puede entenderse también, como las condiciones de temperatura y presión presentes en estas estrellas.

6.3. Relaciones morfológicas para enanas, gigantes y supergigantes

6.3.1. Nube Grande de Magallanes

Comparando las estrellas gigantes/supergigantes del Atlas 2002, específicamente la Fig. 3 en el trabajo (Walborn et al., 2002a), con las estrellas de la secuencia principal de la Nube Grande, es notable que la emisión de OVI para las estrellas del Atlas, es mayor que la emisión producida por las estrellas de la secuencia principal de este trabajo fig. 6.6. Lo cual induce a la conclusión de que la línea de OVI es sensible a la luminosidad, así como también a los tipos espectrales ópticos.

De esta comparación, también se hace evidente la diferencia entre las líneas de CIII para cada muestra. Ya que las supergigantes del Atlas 2002 exhiben un perfil P Cygni, mientras que en las estrellas de la secuencia principal sólo hay absorción. Este efecto se debe a la diferencia en la densidad del viento. Los vientos de las estrellas gigantes/supergigantes son más densos que los vientos de las estrellas de la secuencia principal, debido a que las estrellas gigantes/supergigantes están mas evolucionadas, lo que significa que han perdido mucha más masa que las estrellas de la secuencia principal, es decir, la tasa de pérdida de masa por unidad de tiempo en ese estado ha sido mayor que en las estrellas de la secuencia principal; y este material perdido por la estrella, se encuentra en los vientos de las mismas. Es decir, la cantidad de partículas eyectado por la estrella ha sido mayor en las gigantes/supergigantes que la cantidad de partículas expulsadas en las estrellas de la secuencia principal. Adicionalmente, la

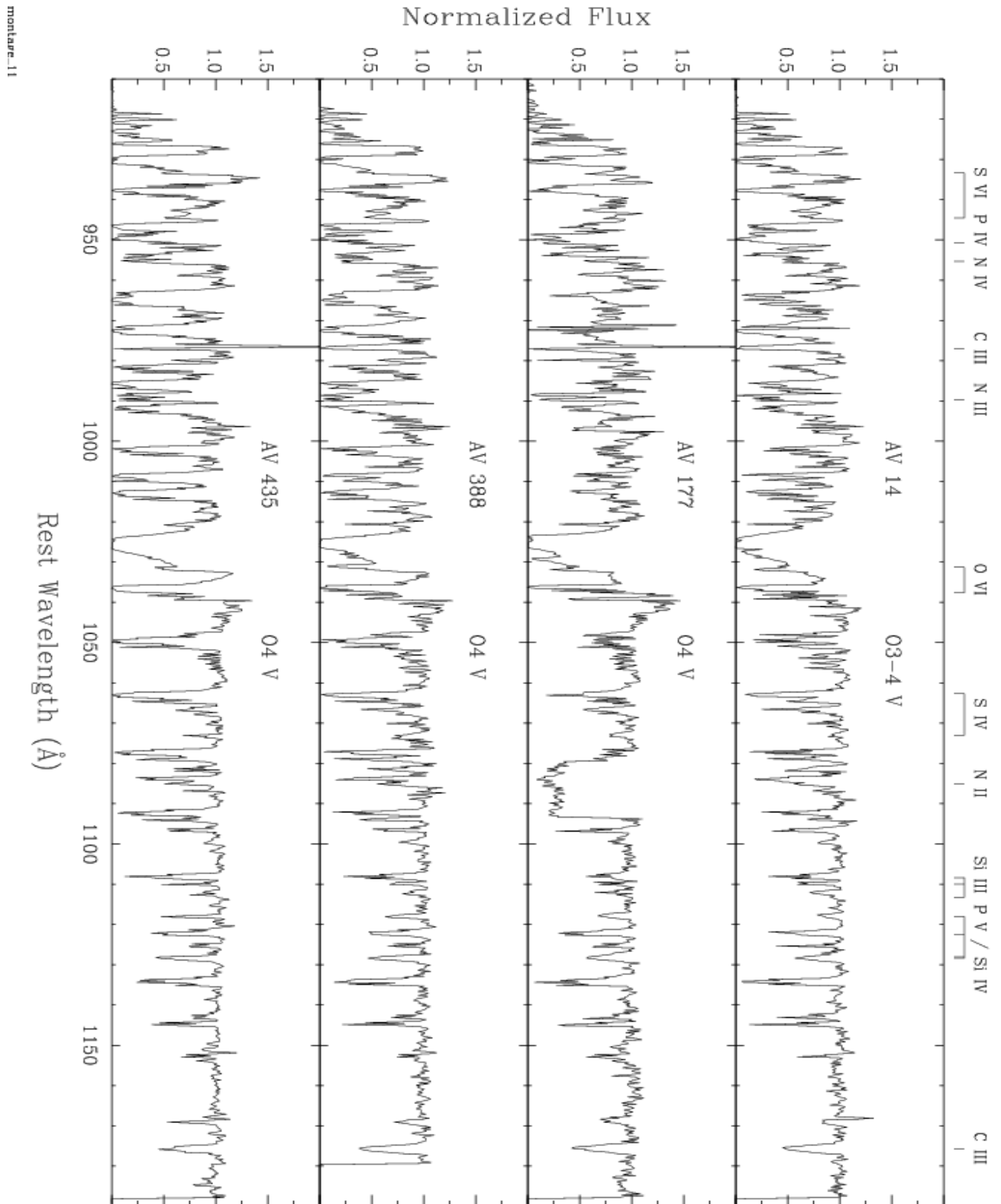


Figura 6.4: Secuencia de tipos espectrales más tempranos para estrellas de la Nube Pequeña de Magallanes.

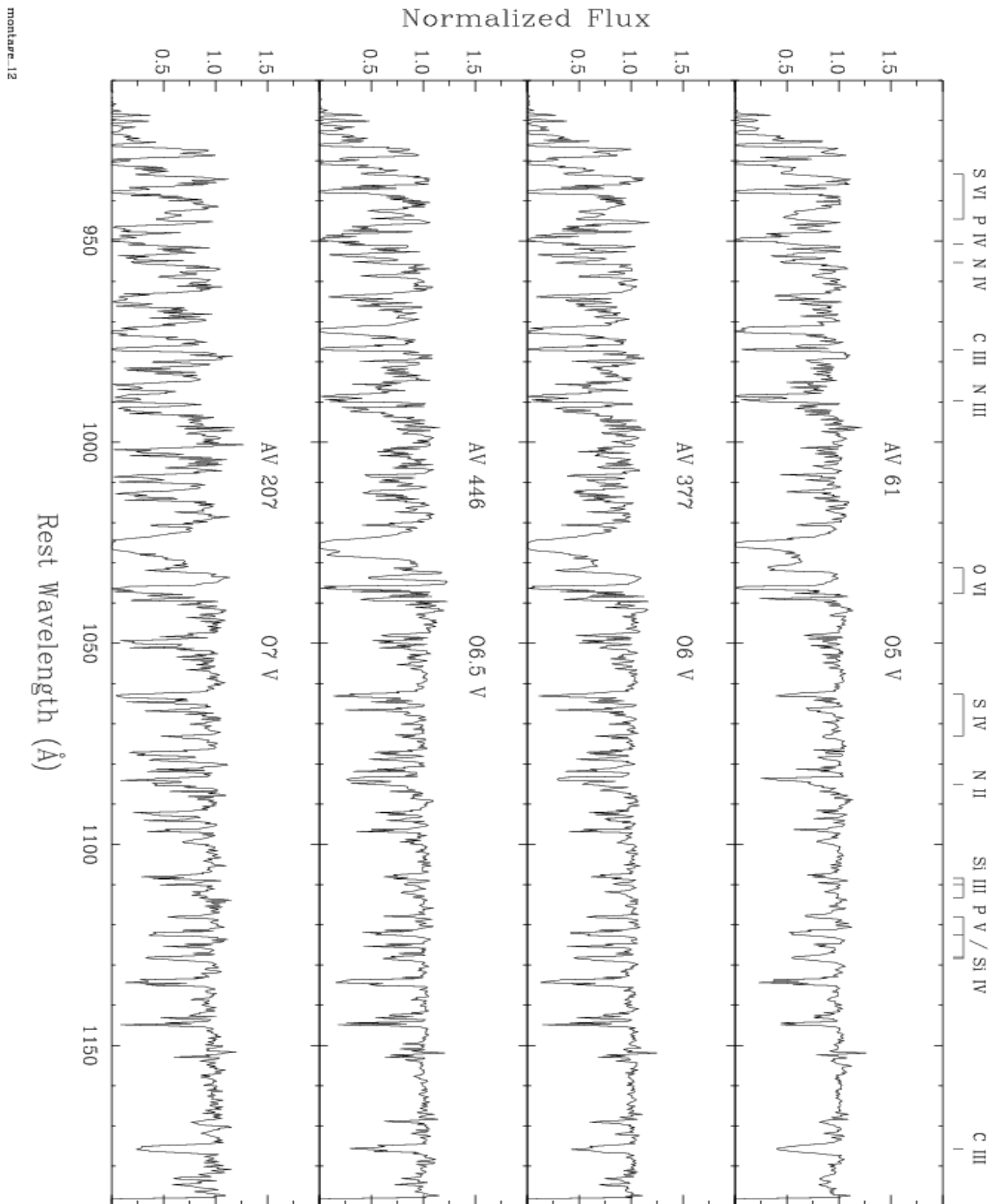


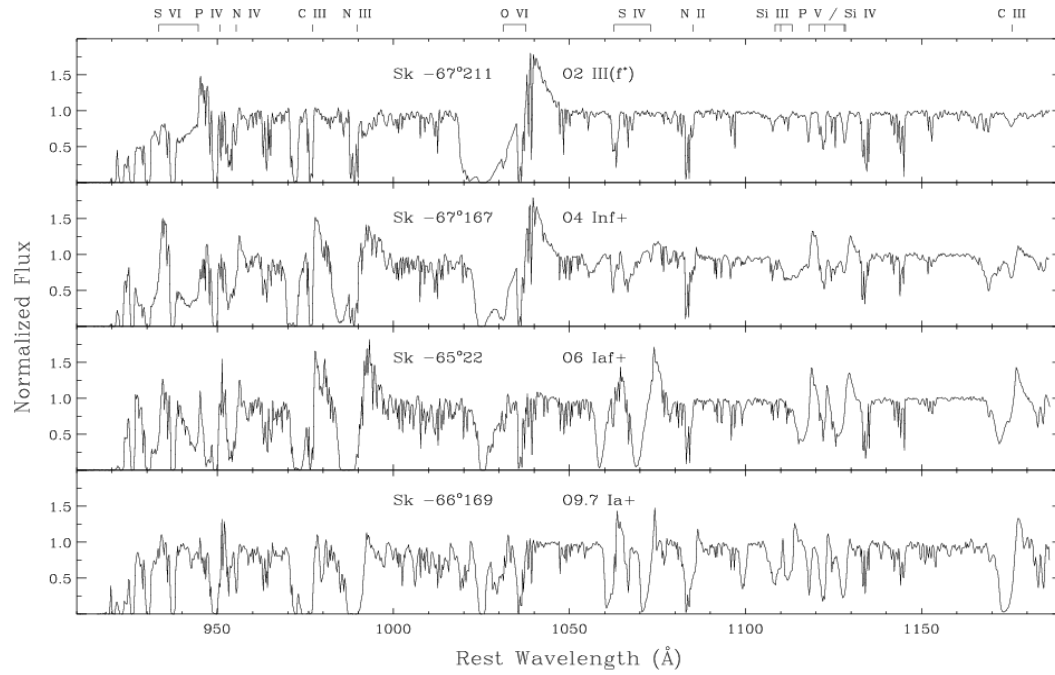
Figura 6.5: Secuencia de tipos espectrales medianamente tardíos y tardíos para estrellas de la Nube Pequeña de Magallanes

tasa de pérdida de masa aumenta cuando la estrella evoluciona porque aumenta la luminosidad, mientras disminuye la gravedad en la superficie de la estrella. Y la línea $\text{CIII } \lambda 1176$, es sensible tanto a este cambio de densidad como a los tipos espectrales ópticos.

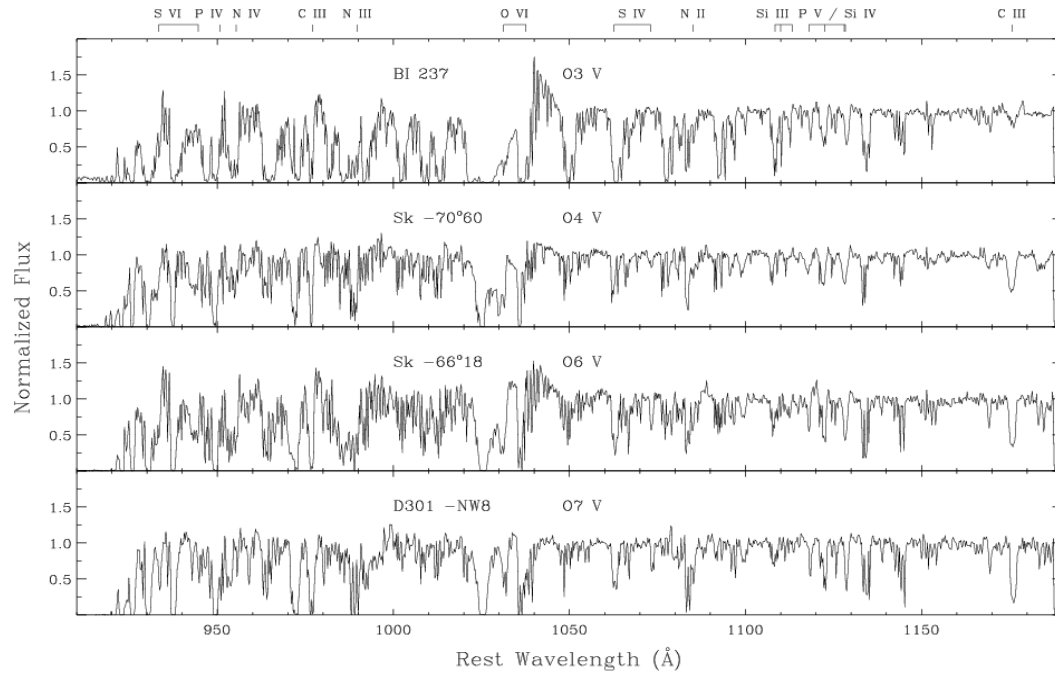
Es importante destacar que la línea $\lambda 1176$ no es una línea resonante, y sin embargo, desarrolla un perfil P Cygni, lo cual en principio, no podría ser posible mediante el modelo explicado en la sección §3.3. Esto se debe a que, esta línea corresponde a una transición desde un estado metaestable del ión, donde el nivel superior (triplete) tiene una población mayor que la del nivel inferior (singlete), por lo cual estas poblaciones están “invertidas”. Provocando que este nivel se comporte como el estado base, y pueda generar un perfil P Cygni porque tiene suficiente población de electrones. El nivel metaestable es definido por el nivel más bajo para los tripletes del ión CIII , y debido a las reglas de selección, es un estado prohibido el paso de energía entre el estado base de los tripletes y los singletes, donde el estado base del singlete de CIII , es el estado base, del cual se genera la línea resonante $\text{CIII } \lambda 977$.

6.3.2. Nube Pequeña de Magallanes

Observando la secuencia de la Nube Pequeña de la muestra actual y la del Atlas 2002, ver fig. 6.7, se pueden observar diferencias entre ellas, la más notable es la presencia de un perfil de viento en la línea CIII en las estrellas gigantes, contrario a la absorción presente en las estrellas de luminosidades más bajas. En este caso, también se observa el efecto de densidad de CIII , presente en la Nube Grande, a pesar de la más baja metalicidad de la Nube Pequeña. Sin embargo, en la Nube Grande se puede notar cómo esta característica espectral en las enanas pasa de una absorción a un perfil P Cygni que empieza desarrollarse en las supergigantes / gigantes, exhibiendo su máximo en las gigantes más luminosas. Lamentablemente no se observa sensibilidad en el perfil de viento presente en OVI con la luminosidad en la muestra de estrellas de la Nube Pequeña, una explicación probable, es que la metalicidad al ser más baja causa que los perfiles de viento sean menos intensos.



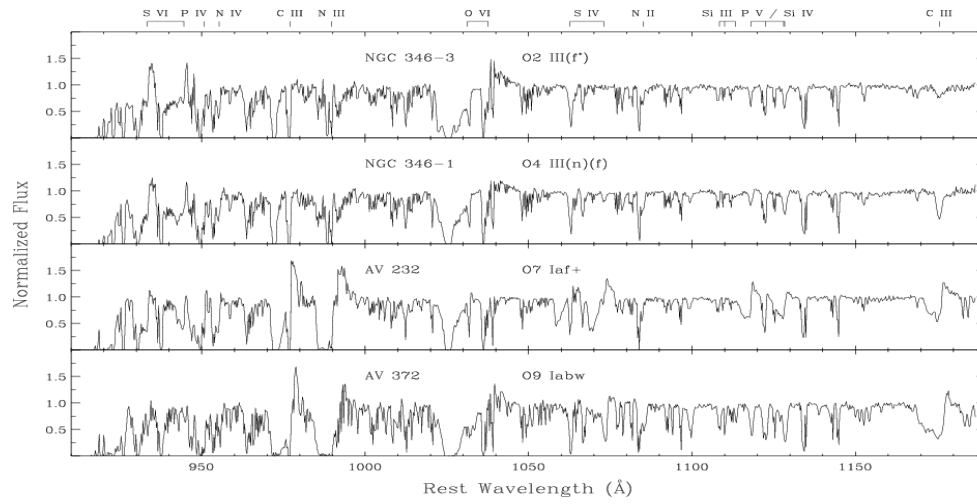
(a) Secuencia de gigantes/supergigantes O para la Nube Grande de Magallanes del Atlas 2002. Figura 3 del trabajo de Walborn et al. 2002a



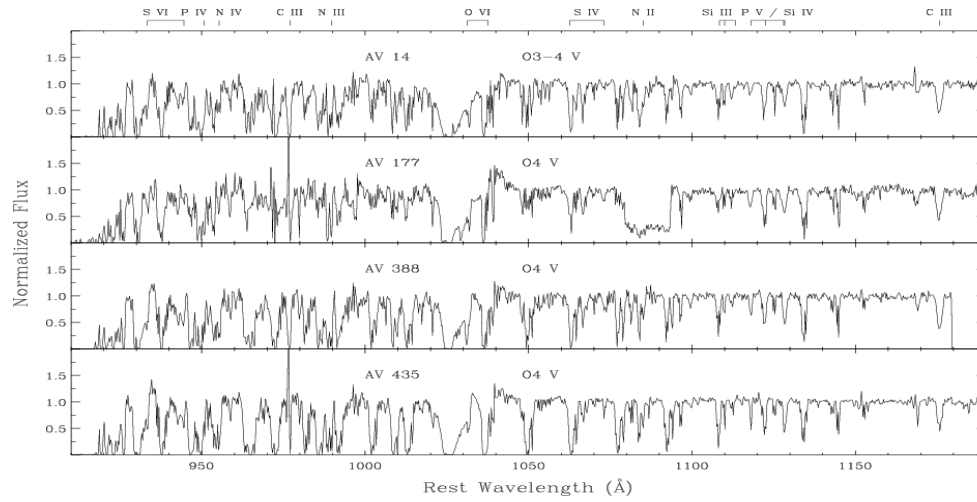
montare_20

(b) Secuencia de enanas O para la Nube Grande de Magallanes.

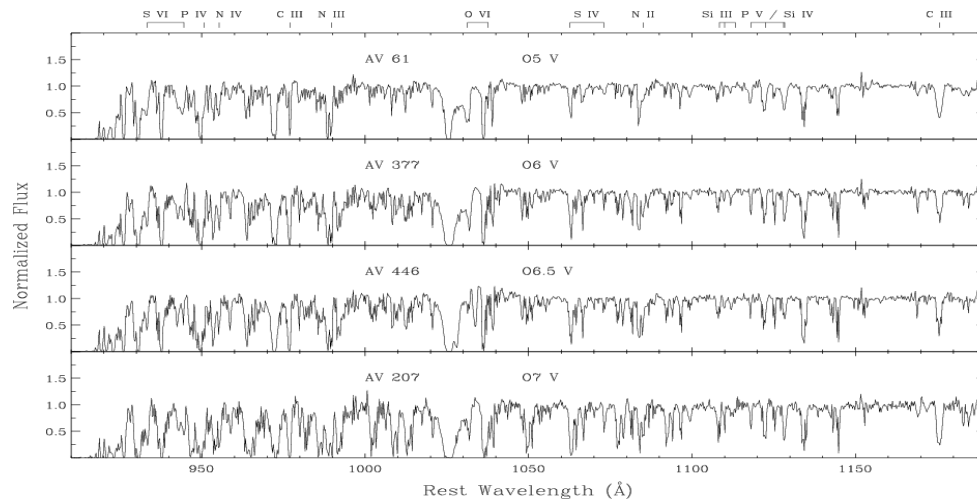
Figura 6.6: El OVI es mas intenso en las gigantes/supergigantes del Atlas 2002. Mientras que la línea no resonante de CIII $\lambda 1176$, presenta un perfil P Cygni en las gigantes/supergigantes, que solo se presenta como una absorción para las enanas estudiadas en este trabajo.



(a) Secuencia de gigantes/supergigantes O para la Nube Pequeña de Magallanes



(b) Secuencia de enanas O de tipo temprano para la Nube Pequeña de Magallanes



(c) Secuencia de enanas O de tipo medio y tardío para la Nube Pequeña de Magallanes

Figura 6.7: Secuencia de luminosidad para la Nube Grande de Magallanes

6.4. Secuencia de luminosidad O2

Con la extensión de la muestra del FUSE, se pudo obtener otras clases de luminosidad (enana y supergigante) para las O2, con el fin de crear una secuencia de luminosidad representada por el montaje de la figura 6.8. En el montaje es notable como el doblete OVI se intensifica al avanzar hacia la supergigante *Sk* – 67°22, así como también el CIII no resonante simula el comportamiento del OVI.

La figura 6.8 da una evidencia directa y definitiva de la sensibilidad del OVI con la luminosidad. Sin embargo, existe una incertidumbre en cuanto a la intensidad de la línea CIII en la supergigante ya que se superponen las absorciones de los iones CIII y C IV (comunicación privada con Dr. Nolan Walborn y Dr. Danny Lennon). Por otra parte, si se toma en cuenta solamente los espectros de las gigantes LH114-7, *Sk* – 68°137 y la enana BI253, se verifica la relación esperada para el CIII en estas estrellas.

Nota: O2 If*/WN6-A es una interesante categoría espectroscópica intermedia, que combina las líneas de emisión anchas e intensas como en los espectros de las WN, especialmente en *He II* λ 4686; con líneas de absorción intensas y de alta ionización como en los espectros de las Of tempranas, ver más en (Gray & Corbally, 2009, cap.3).

6.5. Anomalías CNO

En el trabajo de (Walborn et al., 2004) se descubrió una nueva clase espectral, que representa una dicotomía CNO mediante los espectros óptico y UV (HST) de gigantes O2 en la Nube Pequeña de Magallanes.

En el óptico se mostraban indicaciones de enriquecimiento de nitrógeno en dos estrellas de la Nube Pequeña de Magallanes. Para confirmar, se hicieron observaciones UV en el HST, ya que a longitudes de onda más cortas se pueden observar características de este tipo de estrellas al poder captar iones mas energéticos. En el espectro UV obtenido, se confirmó el enriquecimiento mediante las diferentes intensidades de los perfiles de Nv y Civ entre las estrellas enriquecidas con nitrógeno y

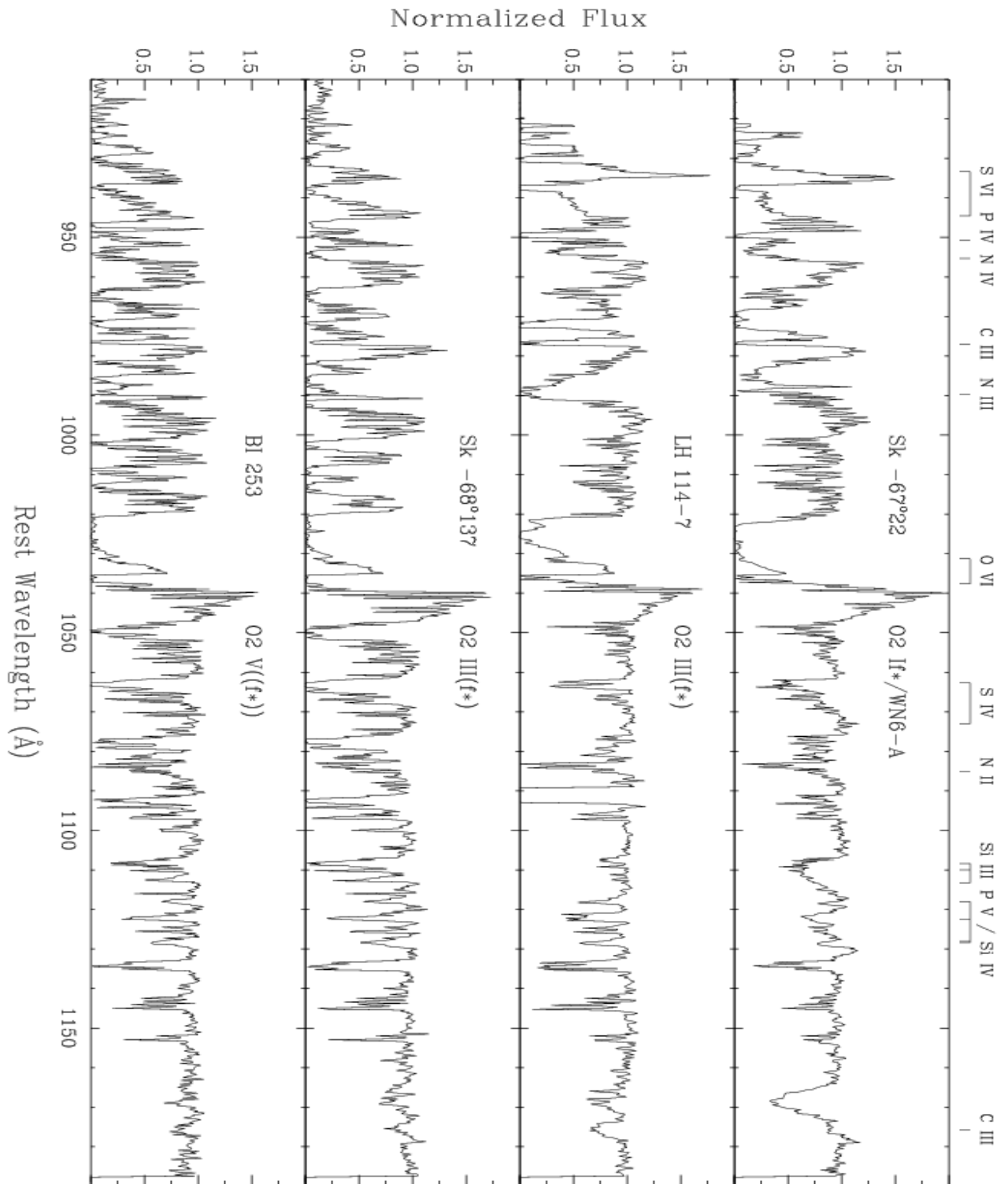
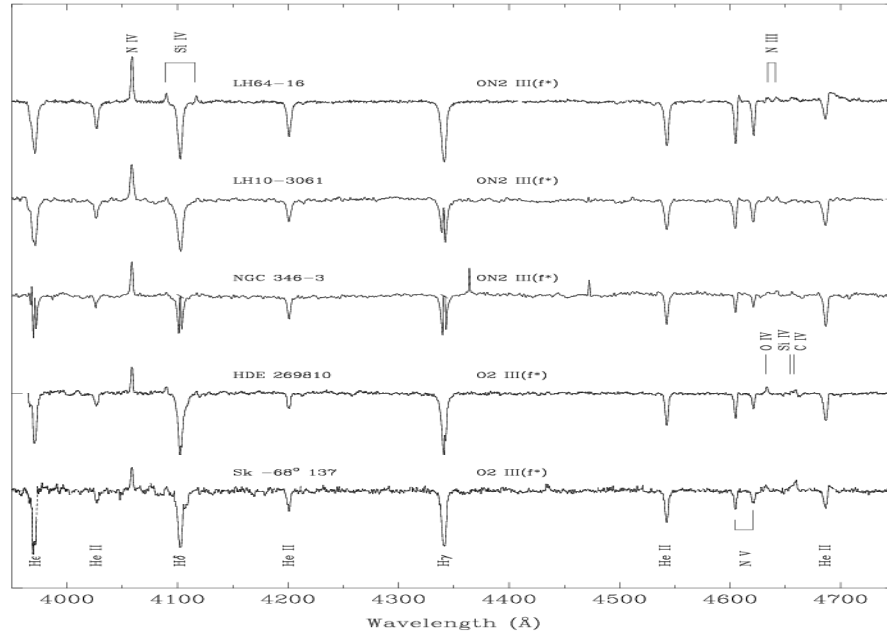


Figura 6.8: Secuencia de luminosidad para las estrellas O2. El OVI disminuye su intensidad hacia la secuencia principal, es decir, es mas intensa en los vientos mas densos como los de las supergigantes, y menos intensos en estrellas menos evolucionadas como las gigantes y enanas. El CIII $\lambda 1176$, en cambio aumenta su intensidad en las estrellas menos evolucionadas. Sin embargo, existe una superposición entre la línea de CIV $\lambda 1188$ y CIII que no permite establecer una clara relación para las supergigantes y las otras clases de luminosidad.

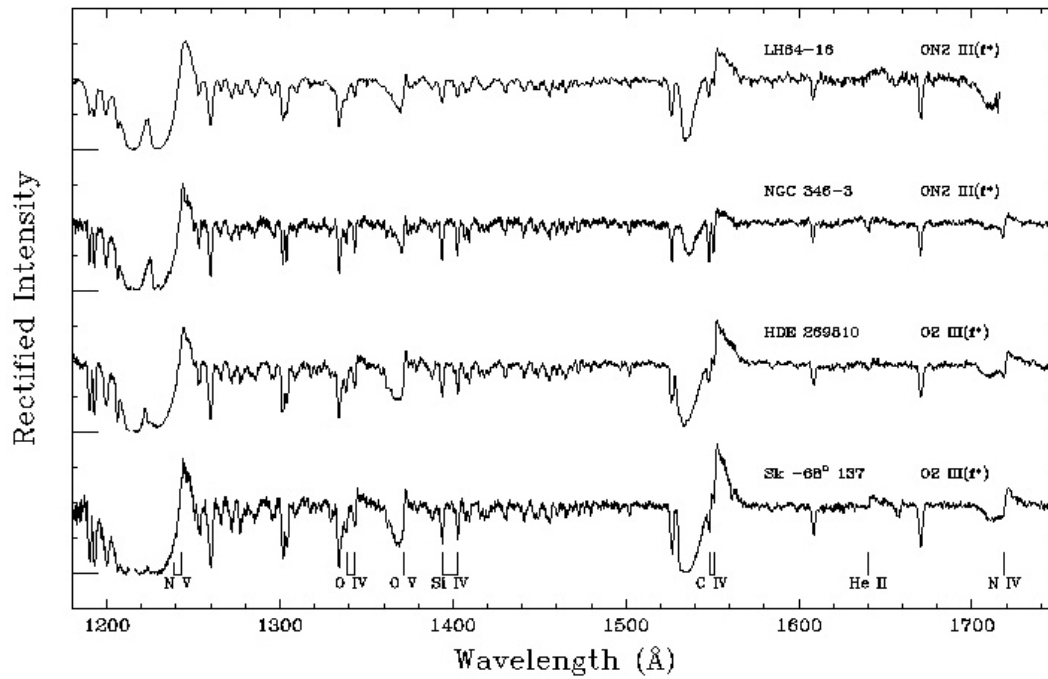
las estrellas normales, abriendo paso a un nuevo tipo espectral. La nueva clase ON2, muestra un enriquecimiento de nitrógeno y deficiencia de carbono/oxígeno; ya que la cantidad de nitrógeno aumenta a expensas del oxígeno y el carbono en el ciclo CNO.

El enriquecimiento de las estrellas ON2, según la teoría más plausible, se debe a que tuvieron una rotación inicial más rápida que las O2 normales, lo cual hace que los elementos que se están sintetizando en el interior de la estrella, puedan mezclarse con los elementos de la atmósfera estelar debido a la velocidad de rotación, según simulaciones hechas con los modelos de Ginebra tomando una temperatura de 50000 K (ver Walborn et al., 2004).

La expansión de la muestra del FUSE permite la investigación de estas anomalías CNO a longitudes de onda más cortas, con 4 estrellas de las 5 estudiadas en el trabajo de (Walborn et al., 2004). La figura 6.9 muestra como los perfiles de viento en el doblete OVI son más débiles en los objetos ON2 que los perfiles de viento de las estrellas O2 normales; afirmando la deficiencia de oxígeno en estas estrellas a pesar de su ionización extrema.



(a) Estrellas O2 observadas en el óptico



(b) Estrellas O2 observadas con el HST

Figura 6.9: Secuencia de estrellas O2 que presentan la dicotomía encontrada por (Walborn et al., 2004) en la Nube Pequeña de Magallanes

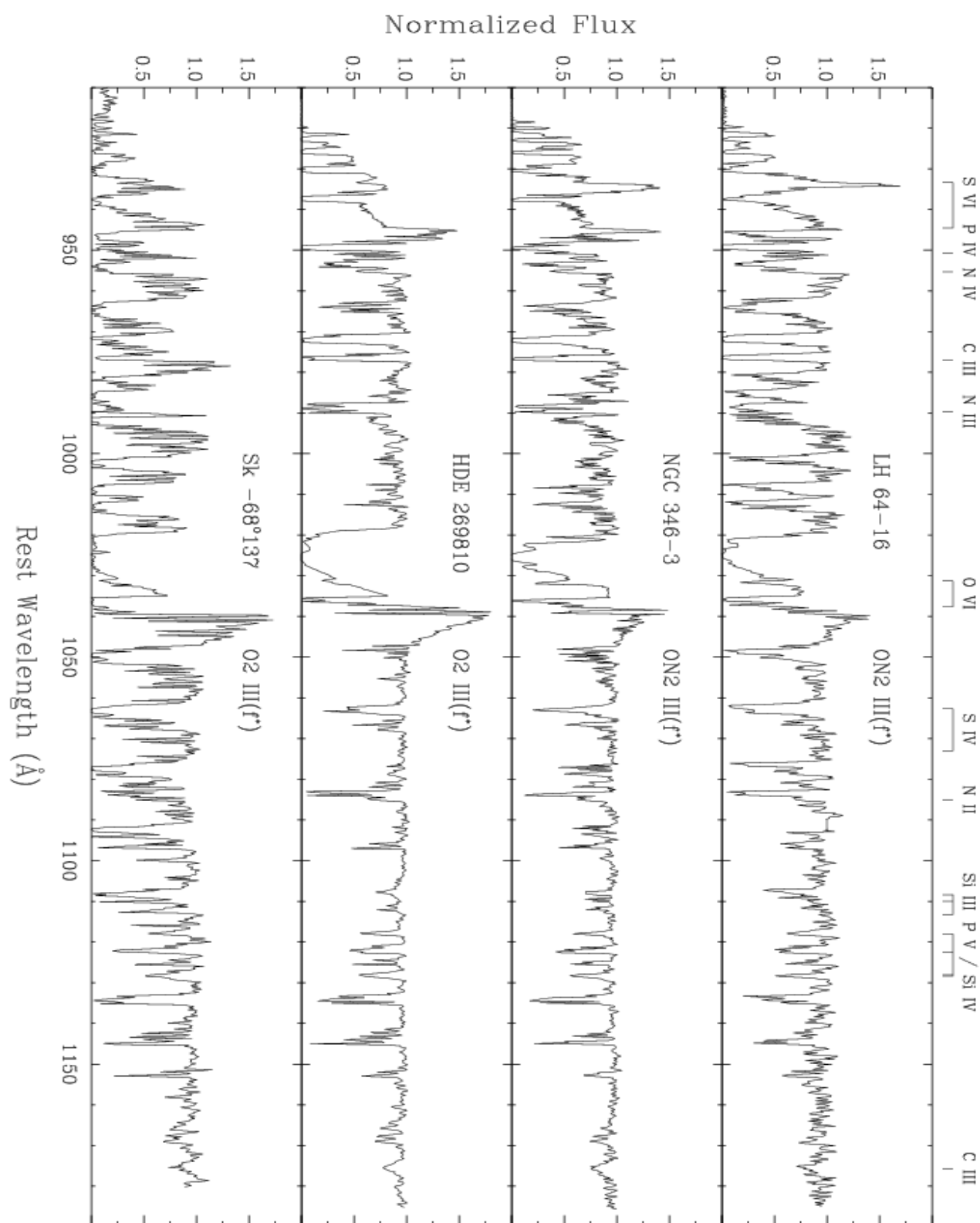


Figura 6.10: Espectros obtenidos con FUSE de las estrellas ON2/O2 de la figura 6.9

Capítulo 7

Índices Espectrales

En busca de una forma cuantitativa para afirmar las tendencias halladas mediante la morfología en el capítulo anterior, se crean índices espectrales que midan de forma directa las absorciones y emisiones de los rasgos espectrales mas prominentes al caracterizar las estrellas y encontrar las correlaciones morfológicas. Luego, se estudian los cambios de estos índices segun el tipo espectral O, mediante gráficas hechas con el valor de los índices (eje de las ordenadas) y los distintos subtipos espectrales O (eje de las abcisas). Encontrandose que las tendencias en las gráficas corresponden a las mismas tendencias halladas morfológicamente, sólo que de forma cuantitativa, que es el objetivo final de las medidas hechas.

Es necesario entonces, definir el significado de *índice espectral*, para luego; establecer los índices espectrales escogidos para medir los rasgos espectrales en estudio. Y por último, crear las gráficas, que muestran las mismas tendencias que mediante la morfología se encuentran entre los espectros de las estrellas de este trabajo.

7.1. Definición

Las intensidades de líneas de absorción o emisión de rasgos espectrales han sido medidas de diferentes formas (Cardiel et al., 1998), sin embargo, la mayoría de los autores han empleado una definición parecida a la expresión clásica para un ancho equivalente, definiendo así un *índice espectral* :

$$W_\lambda(\text{\AA}) = \int_{\text{linea}} \frac{1 - S(\lambda)}{C(\lambda)} d\lambda \quad (7.1)$$

Se entiende como un índice espectral, la medida del flujo bloqueado (o agregado) por la línea de absorción (o emisión) con respecto a un continuo local, y la expresión usada para medir este flujo, se define por González (1993):

$$I = \int_{\lambda_{c_1}}^{\lambda_{c_2}} 1 - \frac{F(\lambda)}{C(\lambda)} d\lambda \quad (7.2)$$

donde $F(\lambda)$ es el flujo del espectro observado y $C(\lambda)$ es el continuo local usualmente obtenido por interpolación de $F(\lambda)$ entre dos regiones espectrales adyacentes. λ_{c_1} y λ_{c_2} son los límites de la banda central en $\text{\AA}$, o sea, definen el rango de longitud de onda donde está ubicada la línea espectral que se desea cuantificar.

Debido a que no se puede conocer con precisión la parte del flujo correspondiente al continuo local, una forma de obtenerlo de los espectros observados es con la ecuación de $C(\lambda)$, definiendo así un pseudo continuo local. Es importante resaltar que a baja resolución espectral la medida del pseudo-continuo, es la medida del continuo verdadero.

El pseudo-continuo local $C(\lambda)$ se define así:

$$C(\lambda) = F_b \frac{\lambda_r - \lambda}{\lambda_r - \lambda_b} + F_r \frac{\lambda - \lambda_b}{\lambda_r - \lambda_b} \quad (7.3)$$

donde F_b es la banda izquierda adyacente al rasgo espectral a medir, similar para F_r , y están definidas por:

$$F_b = \frac{\int_{\lambda_{b_1}}^{\lambda_{b_2}} F(\lambda) d\lambda}{(\lambda_{b_2} - \lambda_{b_1})}, \quad F_r = \frac{\int_{\lambda_{r_1}}^{\lambda_{r_2}} F(\lambda) d\lambda}{(\lambda_{r_2} - \lambda_{r_1})} \quad (7.4)$$

$$\lambda_b = (\lambda_{b_1} + \lambda_{b_2})/2, \quad \lambda_r = (\lambda_{r_1} + \lambda_{r_2})/2 \quad (7.5)$$

siendo $\lambda_{b1}, \lambda_{b2}$ los límites de la región izquierda adyacente al rasgo espectral, y que define el continuo izquierdo. De igual forma $\lambda_{r1}, \lambda_{r2}$ son los límites de la región derecha adyacente del rasgo espectral a medir, como se muestra en la figura 7.1.

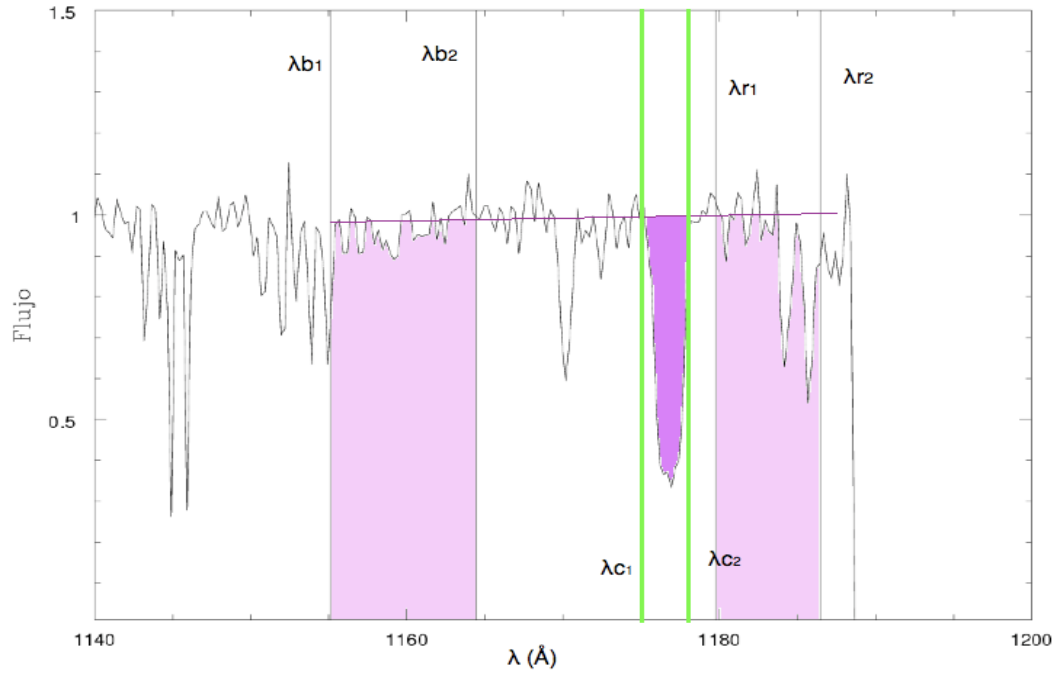


Figura 7.1: Representación de un índice espectral, y las distintas bandas a tomar en cuenta para su medición. Las bandas en lavanda y/o entre líneas verticales negras, son las bandas del continuo alrededor de la línea espectral a caracterizar, y la región entre líneas verdes y de color violeta es la línea de absorción. La línea horizontal, es una línea imaginaria de lo que sería el continuo. Nota: El espectro representado en la figura corresponde a la estrella $Sk-66^{\circ}18$ de tipo espectral $O6\ V$. Y el rasgo espectral que está bajo estudio es la línea correspondiente al ión $CIII$

7.2. Índices escogidos para la extensión de la muestra del Atlas 2002

Los índices espectrales escogidos para medir las absorciones o emisiones de los rasgos espectrales más prominentes, se analizaron mediante un estudio visual usando el software *TOPCAT*¹, el cual permite, graficar diferentes espectros, y mediante una línea vertical que se mueve junto al cursor, conocer la longitud de onda sobre la cual está la línea, y por lo tanto, escoger los intervalos de longitud de onda que muestran cambios a medida que se avanza en la clase espectral y que son comunes para todos los espectros, ver figura 7.2.

Para escoger los rangos de longitud de onda y establecer los índices, se usaron estrellas de la Nube Grande, ya que muestran una tendencia clara con el tipo espectral O, de forma tal de asegurar que los extremos esten presentes, es decir, las estrellas más tardías y las más tempranas en la muestra usada como patrón (la muestra es la representada en los montajes de las figuras 6.2 y 6.3). Por ende, los criterios usados dependen directamente de los rasgos espectrales prominentes encontrados en estas estrellas. Los iones que muestran sensibilidad con los tipos espectrales O, la anomalía CNO presentada y las clases de luminosidad de las estrellas O2 son: el doblete de OVI y la línea de CIII no resonante.

Se debe resaltar que los índices espectrales escogidos comprenden un rango de longitud de onda muy pequeño ($< 10 \text{ \AA}$), usualmente los índices comprenden $\sim 10 \text{ \AA}$ del espectro en estudio; por ejemplo en Cardiel et al. (1998) el índice menor es de $12 \text{ \AA}$. Pero debido a que los espectros de este trabajo sólo constan de $\sim 300 \text{ \AA}$ de cobertura en el UV, y a la riqueza de líneas estelares e interestelares presentes, es difícil escoger un rasgo espectral que muestre correlación con la morfología discutida y, además, abarque ese rango espectral. Por lo cual es razonable que los índices de este trabajo sean menores comparando con trabajos ya publicados.

¹TOPCAT es un software libre creado por Mark Taylor, Astrophysics Group, Physics Department, Bristol University, y se puede obtener mediante la página web <http://www.starlink.ac.uk/topcat/>

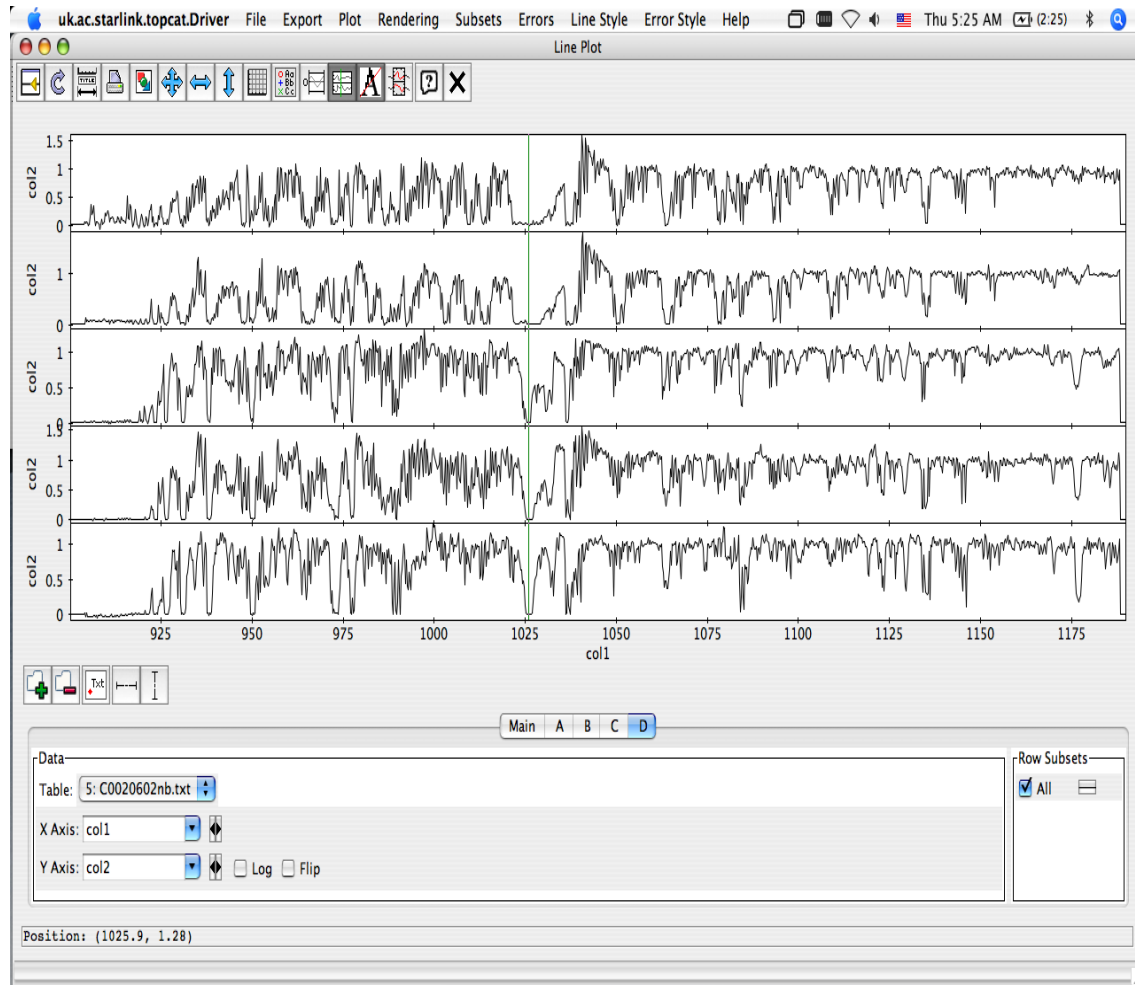


Figura 7.2: Demostración de una ventana del software *topcat* con los espectros presentados en las figuras 6.2 y 6.3. La línea verde, es la línea que se mueve junto al cursor. En la parte inferior izquierda se puede notar la longitud de onda, o el valor del eje X, sobre el cual la línea verde está situada.

7.2.1. Medida del ión OVI

El doblete OVI posee un perfil P Cygni en las estrellas que forman la extensión de la muestra del Atlas 2002. Este perfil está conformado por una línea intensa de absorción corrida hacia el azul de su posición en reposo, acompañada por una línea de emisión corrida al rojo, a causa del viento estelar presente en las estrellas O, como ya se ha visto anteriormente en la sección §3.3. Debido a esta composición, se toman como rasgos espectrales independientes la absorción y emisión presentes en el perfil, aún cuando comparten un mismo continuo local, ver tabla 7.1 para los intervalos.

La absorción del perfil P Cygni corresponde a un valle el cual cubre un rango de longitud de onda que coincide con la línea de absorción interestelar $\text{Ly}\beta$ $\lambda 1026 \text{ \AA}$. Ya que esta línea introduce un error en las mediciones, y buscando la contaminación mínima de las líneas del medio interestelar en la escogencia de los índices, se optó por medir la absorción mediante dos índices “Abs1” y “Abs2”(ver figura 7.3). Evitando así la contaminación, o incertidumbre que introduce la línea $\text{Ly}\beta$. Es importante destacar, que la suma de índices espectrales no es usual en la medición de características espectrales, pero en busca de una mejor correlación con el tipo espectral, se hizo una suma de los dos índices (“Abs1” y “Abs2”) para obtener el flujo bloqueado por la absorción del perfil P Cygni, y es posible hacerlo, ya que comparten el mismo continuo local. En caso de que los índices espectrales escogidos no compartieran un mismo continuo, no sería posible tal operación aritmética.

7.2.2. Medida del ión CIII no resonante

La línea de CIII en las estrellas pertenecientes a la secuencia principal, se presenta como una absorción. Los rangos escogidos se muestran en la tabla 7.4. La ilustración da un ejemplo de que el rango escogido es común para todos los espectros de la figura

Nombre	Intervalo	Continuo
		1015.5 – 1020.2
Abs1	1021.5 – 1024.3	1052.8 – 1059.0
		1015.5 – 1020.2
Abs2	1028.8 – 1031.2	1052.8 – 1059.0
		1015.5 – 1020.2
Emisión	1039.8 – 1048.9	1052.8 – 1059.0

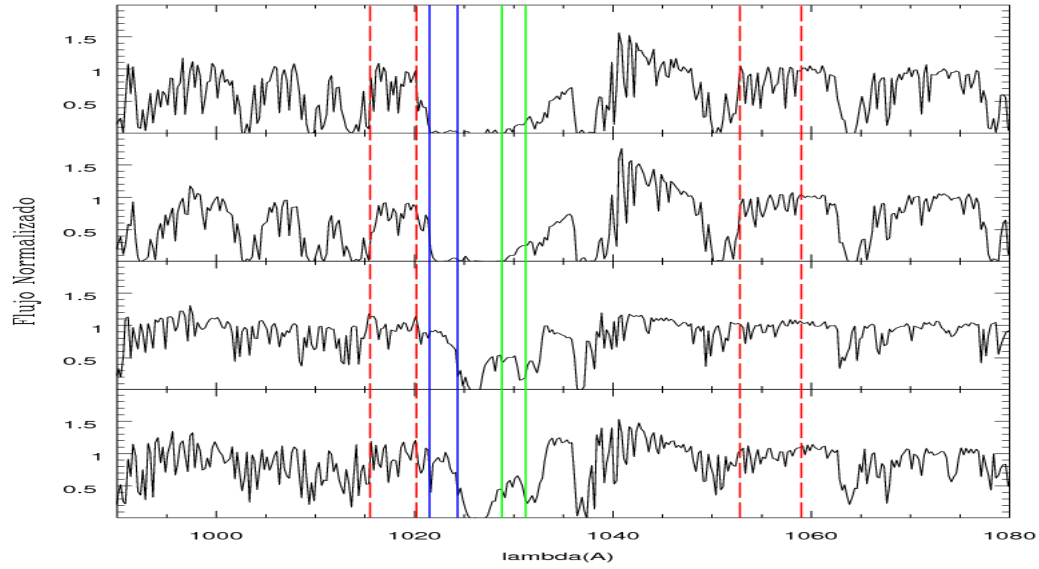
Tabla 7.1: Tabla de los intervalos escogidos para crear los índices espectrales que miden la absorción y emisión del perfil P Cygni presente en el doblete OVI

Estrella	Tipo Espectral	Abs1	Abs2	Absorción	Emisión
BI 253	O2 V((f*))	2.6938	2.1219	4.8157	-2.3366
BI 237	O3 V	2.6195	1.9808	4.6003	-3.1406
Sk–70°60	O4 V	0.5023	1.4534	1.9557	-0.4955
Sk–66°18	O6 V	0.4280	1.1269	1.5550	-1.4832
D301-NW8	O7 V	0.7591	0.2739	1.0330	0.1904

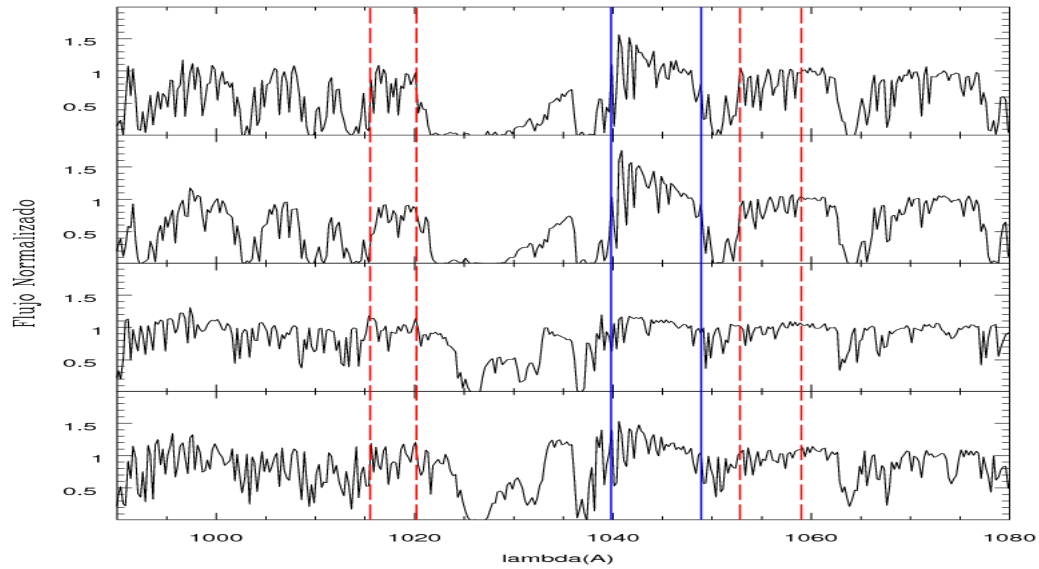
Tabla 7.2: Resultados de las mediciones para las estrellas de la Nube Grande.

Estrella	Tipo Espectral	Abs1	Abs2	Absorción	Emisión
AV 14	O3-4 V	1.4051	1.3816	2.7867	-0.7766
AV 177	O4 V	1.1326	1.8446	2.9773	-1.1872
AV 388	O4 V	0.5970	1.2391	1.8360	-0.8706
AV 435	O4 V	1.1057	1.2836	2.3893	-0.6697
AV 61	O5 V	0.3294	0.9798	1.3092	-0.0608
AV 377	O6 V	0.7074	0.8407	1.5481	-0.2655
AV 446	O6.5 V	0.5643	0.5509	1.1152	-0.4718
AV 207	O7 V	0.9087	0.7570	1.6657	-0.1308

Tabla 7.3: Resultados de las medidas para las estrellas de la Nube Pequeña.



(a) Ilustración de los índices escogidos para medir la absorción del perfil P Cygni presente en el doblete de OVI en la Nube Grande de Magallanes



(b) Ilustración de los índices escogidos para medir la emisión del perfil P Cygni presente en el doblete de OVI en la Nube Grande de Magallanes

Figura 7.3: Índices escogidos para caracterizar el perfil P Cygni en el ión OVI

Nombre	Intervalo	Continuo
		1157.0 – 1167.0
Absorción de CIII	1171.0 – 1178.3	1180.0 – 1186.0

Tabla 7.4: Tabla de los intervalos escogidos para crear el índice espectral que mide la absorción de CIII no resonante.

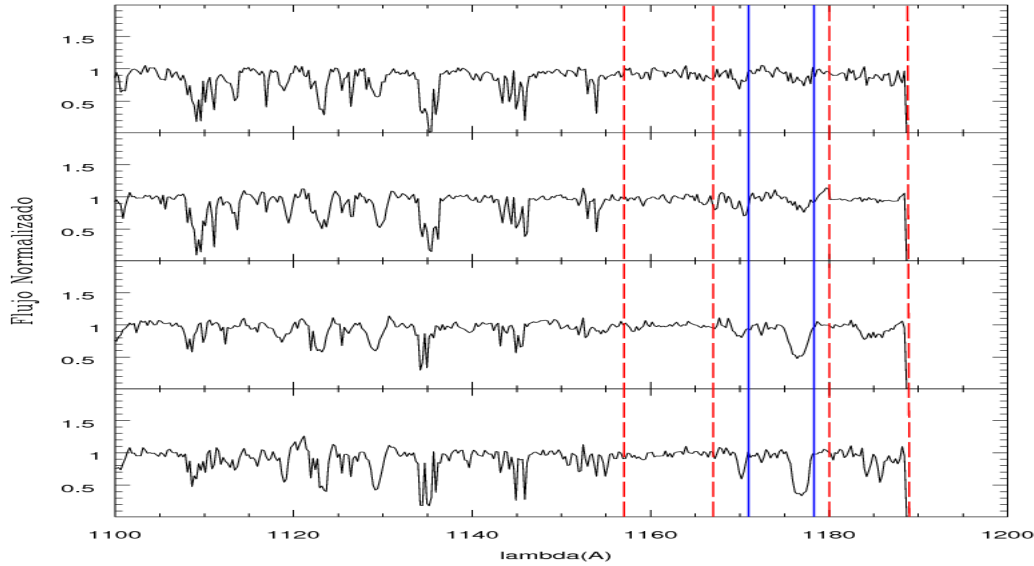


Figura 7.4: Ilustración de las bandas escogidas para el índice espectral que mide la absorción del ión CIII en la Nube Grande de Magallanes.

6.4, cubriendo todo el rango espectral que se desea medir.

7.2.3. Errores Asociados

Debido a que la relación señal a ruido (S/N) varía linealmente con respecto a la longitud de onda, es posible usar la misma S/N para el intervalo del espectro tomado para hacer el continuo, o el intervalo de la línea de absorción (o emisión según sea el caso). Los espectros usados, tienen una S/N de 50 y los índices espectrales creados poseen en promedio menos de 10 Å, por lo cual esto correspondería a un

Estrella	Tipo Espectral	Absorción de CIII
BI 253	O2 V((f*))	-0.1253
BI 237	O3 V	0.0572
Sk-70°60	O4 V	0.7279
Sk-66°18	O6 V	0.7989
D301-NW8	O7 V	1.3382

Tabla 7.5: Resultados de las medidas hechas a la absorción de CIII no resonante λ 1176, en las estrellas de la Nube Grande de Magallanes.

Estrella	Tipo Espectral	Absorción de CIII
AV 14	O3-4 V	0.9150
AV 177	O4 V	0.5336
AV 388	O4 V	0.4720
AV 435	O4 V	0.3332
AV 61	O5 V	0.5526
AV 377	O6 V	0.3937
AV 446	O6.5 V	0.5774
AV 207	O7 V	0.7143

Tabla 7.6: Resultados de las medidas hechas a la absorción de CIII no resonante λ 1176, en las estrellas de la Nube Pequeña de Magallanes.

error aproximado del 5 % según simulaciones de (Cardiel et al., 1998); ya que según el estudio hecho en (Cardiel et al., 1998) con un índice espectral de 12Å el error aproximado es del 5 %.

7.3. Gráficas y discusiones

En la figura 7.5 se muestran las gráficas con los resultados de las medidas hechas con los índices escogidos para las estrellas de las Nubes de Magallanes con sus respectivos errores, y el tipo espectral O. Para tener una muestra estadísticamente más representativa se grafican los valores obtenidos para ambas nubes, y de esta manera facilitar el reconocimiento de cualquier tendencia que muestren los valores de los índices con el tipo espectral O.

Mientras mayor sea el valor del índice, también será mayor el flujo bloqueado por la línea con respecto al continuo, y por ende, también será mayor la absorción presente en el espectro. Ahora, si el valor del índice es negativo, significa que hay emisión presente, e indica la cantidad de flujo agregado por la línea con respecto al continuo. Por lo cual, mientras más negativo sea el índice, mayor emisión hay en la línea del espectro donde se está midiendo el índice.

Para los índices que miden la *emisión del ión OVI* y la *absorción del ión CIII no resonante*, la tendencia es creciente a medida que se avanza en el tipo espectral O.

En el caso del índice *Emisión de OVI*. La tendencia creciente indica que la **emisión** de la línea es mayor (por ser más negativa) en los tipos espectrales más tempranos y es menor para tipos espectrales tardíos. Es decir, que las estrellas más tempranas (estrellas más calientes) agregan más flujo al continuo que el flujo agregado por las estrellas tardías (estrellas mas frías), de acuerdo a las relaciones morfológicas encontradas en la sección §6.1

Para el índice *Absorción de CIII*, la tendencia creciente se interpreta como el aumento de la absorción a medida que se avanza hacia tipos espectrales más tardíos, confirmando las relaciones ya encontradas mediante la morfología.

En lo que se refiere al índice *Absorción*, es clara una tendencia decreciente. Las estrellas con tipo espectral más temprano poseen mayor absorción que las estrellas

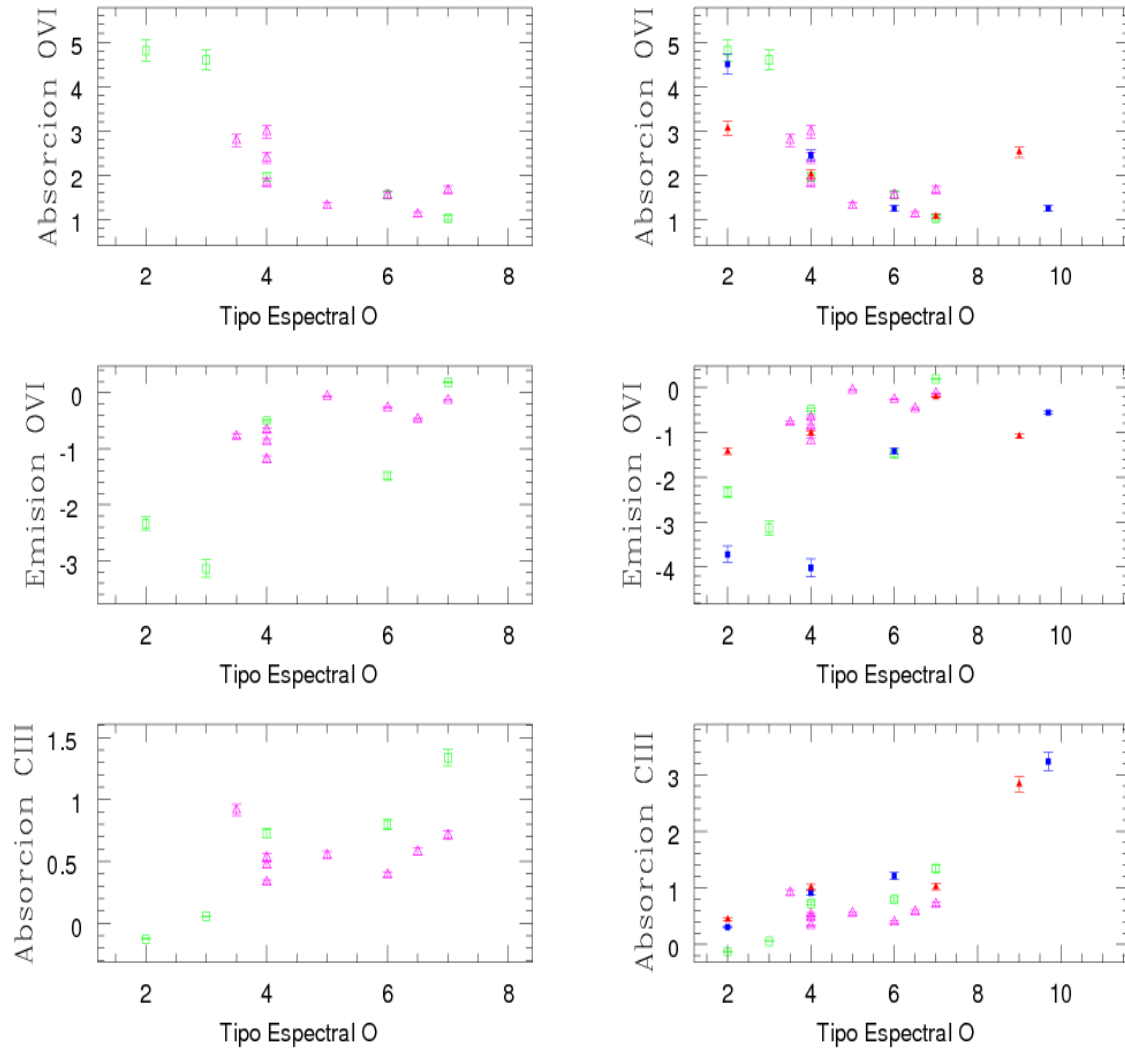


Figura 7.5: Los cuadrados verdes representan las estrellas de la Nube Grande, y las estrellas de la Nube Pequeña están representadas por triángulos lilas. Los cuadrados azules sólidos representan las estrellas de la Nube Grande de la muestra del Atlas 2002; y los triángulos sólidos rojos representan las estrellas de la Nube Pequeña de la muestra del Atlas 2002. Las gráficas del lado derecho muestran las estrellas de la secuencia principal, y las del lado izquierdo corresponden a los valores de los índices para la muestra expandida. Nota: En el caso de las estrellas de la secuencia principal de la Nube Pequeña, la estrella AV 14 clasificada como O3-4 V, indicando una incertidumbre en su clasificación, ya que puede pertenecer a cualquiera de estos tipos espectrales (O3, O4), por lo cual; en la creación de las gráficas se tomó como una interpolación de las clases espectrales, resultando una estrella con tipo espectral O3.5 V.

Estrella	Tipo Espectral	Abs1	Abs2	Absorción	Emisión	Absorción CIII
Sk-67°211	O2 III(f*)	2.6149	1.8898	4.5048	-3.7162	0.3111
Sk-67°167	O4 Inf+	0.6341	1.8158	2.4499	-4.0179	0.9197
Sk-65°22	O6 Iaf+	0.4193	0.8290	1.2483	-1.4158	1.2142
Sk-66°169	O9.7 Ia+	0.0568	1.1988	1.2556	-0.5538	3.2390

Tabla 7.7: Resultados de las medidas con índices espectrales a las estrellas del Atlas 2002 para la Nube Grande de Magallanes.

de tipo tardío.

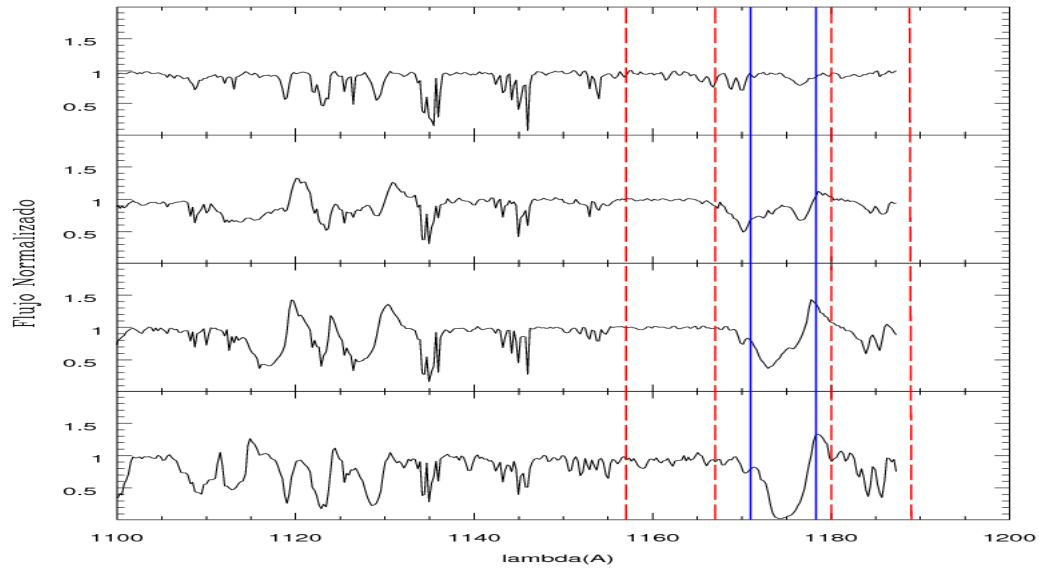
Recordando el modelo descrito en la sección §3.4, es posible notar que las estrellas que tienen mayor emisión, también poseen la mayor absorción, o la mayor cantidad de fotones removidos de la línea visual del observador. Confirmando lo esperado según el modelo de formación del perfil P Cygni, en el cual los fotones no se crean ni se destruyen en el proceso, el proceso físico para formar este perfil es conservativo, y se hace evidente a través de las descripciones hechas con la morfología y con los índices espectrales creados para este trabajo.

7.3.1. Comparación con una muestra parcial del Atlas 2002

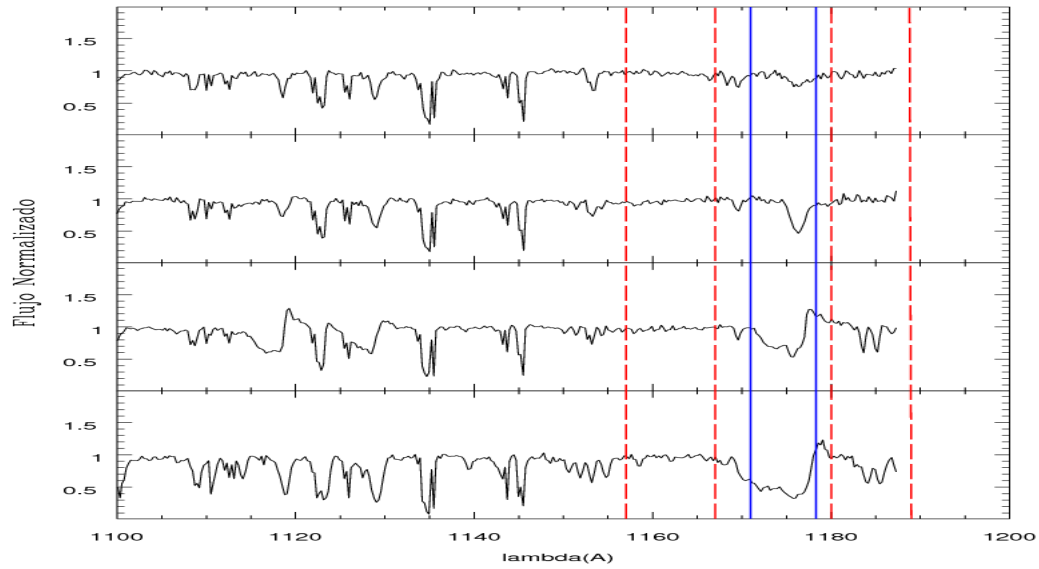
A fin de expandir la muestra y probar si los índices escogidos muestran sensibilidad a la luminosidad, se miden las mismas características espectrales (los iones CIII y OVI) en una muestra parcial del Atlas 2002. En específico, las estrellas representadas en las figuras 3 y 10 del Atlas, conformando un número total de ocho estrellas escogidas en base a su notable correlación morfológica con el tipo espectral O encontrada por (Walborn et al., 2002a).

Se graficaron los cuatro conjuntos de datos, secuencia principal y gigantes/supergigantes para cada Nube, a fin de descubrir tendencias en los índices con la relación morfológica que se desea cuantificar, en este caso, el cambio del perfil de viento en la línea de OVI con la luminosidad y la absorción de CIII.

Las gráficas ubicadas en los paneles del lado izquierdo de la figura 7.5. Muestran los valores correspondientes para la muestra expandida y su comportamiento con el



(a) Ilustración de los índices escogidos para medir la absorción de CIII en la Nube Grande de Magallanes



(b) Ilustración de los índices escogidos para medir la absorción de CIII en la Nube Pequeña de Magallanes

Figura 7.6: Secuencia de gigantes/supergigantes mostrando distintos tipos espectrales O para las Nubes de Magallanes del Atlas 2002. (ver Walborn et al., 2002a)

Estrella	Tipo Espectral	Abs1	Abs2	Absorción	Emisión	Absorción CIII
NGC 346-3	O2 III(f*)	1.6831	1.3741	3.0572	-1.4231	0.4440
NGC 346-1	O4 III(n)(f)	1.0617	0.9512	2.0129	-1.0138	1.0117
AV 232	O7 Iaf+	0.4834	0.5928	1.0762	-0.2072	1.0170
AV 372	O9 Iabw	1.0368	1.4823	2.5191	-1.0814	2.8322

Tabla 7.8: Resultados de las medidas con índices espectrales a las estrellas del Atlas 2002 para la Nube Pequeña de Magallanes.

cambio de tipo espectral O. Las tendencias observadas con la muestra de la secuencia principal son similares a las observadas con la muestra expandida, es decir, incluyendo las estrellas gigantes/supergigantes. Sin embargo, para algunos índices es posible notar una mayor dispersión o algunas estrellas que presentan una excepción a la tendencia general.

Entre los índices que poseen una dispersión mayor está “Emisión de OVI”. La gráfica correspondiente a éste índice muestra mayor dispersión en los tipos tempranos de la muestra expandida, que la dispersión que se observa con la muestra de este trabajo. Esto se debe a que, en las estrellas mas masivas y calientes las diferencias de emisión y clases de luminosidad son mas notables, ya que los vientos son mas densos.

Además de las diferencias de metalicidades, donde las estrellas de la Nube Grande, claramente tienen mayor emisión que las estrellas pertenecientes a la Nube Pequeña. La excepción, es la estrella de la secuencia principal O4 V $Sk - 70^{\circ}60$ (e.g), la cual muestra menor emisión que las estrellas de la misma clase espectral y luminosidad ubicadas en la Nube Pequeña. Según lo discutido en el capítulo anterior, esta estrella puede tener poco viento desarrollado, o estar mal clasificada lo que introduce una incertidumbre en la medición.

Ahora, si nos enfocamos sólo en las estrellas de la Nube Pequeña, sólo se diferencian los valores de los índices de emisión entre las estrellas más tempranas y las más tardías, sin valores intermedios, como si es posible notar con las estrellas de la Nube Grande apesar de que la muestra es menor en número. En cuanto a las diferencias de luminosidad en las estrellas de la Nube Pequeña, no es posible diferenciar entre las pertenecientes a la secuencia principal y las gigantes/supergigantes. Por ende, a

esta metalicidad este índice no es sensible a la luminosidad.

Al aumentar la muestra, es posible encontrar una tendencia más clara para este índice; pero el número de estrellas no permite tener un panorama más claro para estudiar el comportamiento de “Emisión de Ovi” con el tipo spectral O, ni una muestra estadísticamente más representativa comparada con los diversos factores que afectan la emisión del perfil P Cygni, entre los cuales tenemos:

- La temperatura. Observacionalmente, es equivalente a estudiar los cambios con los distintos tipos espectrales.
- La gravedad superficial, la densidad y la presión; que son relativas a la clase de luminosidad.
- La metalicidad de cada nube.
- Anomalías CNO, que puedan estar presentes en la muestra de este trabajo, y que aún no se han encontrado, ya que no se han verificado los tipos espectrales, lo cual introduce una incertidumbre, puesto que estas anomalías suponen que parte del material procesado en el núcleo de la estrella se mezcle con el de la fotosfera .

En lo que se refiere al índice “Absorción de Ovi”, es clara una tendencia decreciente. Las estrellas con tipo spectral más temprano poseen mayor absorción que las estrellas de tipo tardío. La excepción a esta tendencia es la estrella de la nube pequeña AV 372 del Atlas 2002 de tipo spectral O9 Iabw.

En el índice “Absorción de CIII” , la tendencia general es el incremento de la absorción hacia tipos espectrales más tardíos, a pesar de los perfiles P Cygni presentes en las estrellas gigantes/supergigantes (ver figura 7.6). Por lo cual, no es posible afirmar cuantitativamente, la sensibilidad del ión CIII no resonante con la clase de luminosidad. Sin embargo, según el análisis morfológico hecho en el capítulo anterior, se esperaba que todas las estrellas con el mismo tipo spectral compartieran de alguna forma, la misma intensidad en la línea de absorción, ya que el ión CIII, no parece disminuir su intensidad debido a la diferencia de metalicidad en cada Nube.

Estrella	Tipo Espectral	Absorción	Emisión	Absorción CIII
<i>Sk</i> – 67°22	O2 If*/WN6-A	4.1799	-4.2676	1.3406
<i>LH</i> 114 – 7	O2 III(f*)	3.8379	-2.0064	1.1261
<i>Sk</i> – 66°137	O2 III(f*)	4.7202	-4.0403	0.1696
<i>BI</i> 253	O2 V((f*))	4.8157	-2.3366	-0.1253

Tabla 7.9: Resultados de las mediciones hechas con los índices espectrales para las estrellas O2

7.4. Estrellas O2

Los resultados de las medidas hechas para las estrellas que forman una secuencia de luminosidad de las estrellas O2, se listan en la tabla 7.9. En la tabla no se hace una referencia a los dos índices que forman la absorción, sino que se lista la suma directamente, para un análisis práctico.

Los índices escogidos para caracterizar el perfil P Cygni del ión OVI no muestran las relaciones halladas morfológicamente. Es decir, las medidas hechas no corresponden con los resultados obtenidos por estudio morfológico, por lo cual, no son funcionales para estas estrellas. Al contrario, la absorción de CIII representa lo esperado según discusiones en la sección §6.4. Lo esperado es que el índice de absorción de CIII muestre una disminución a medida que se avanza hacia luminosidades más bajas, es decir, hacia la secuencia principal. Aunque debe notarse que el resultado de la medida de la absorción de CIII para la estrella BI 253 muestra una emisión en vez de una absorción, debido a que la absorción del ión CIII se confunde con el ruido del espectro. Sin embargo, se puede concluir que el índice es funcional para demostrar cuntitativamente la disminución del ión CIII a medida que se avanza hacia luminosidades más bajas, aún cuando la absorción de CIII en la supergigante *Sk*–67°22 se superpone con la absorción del ión CIV .

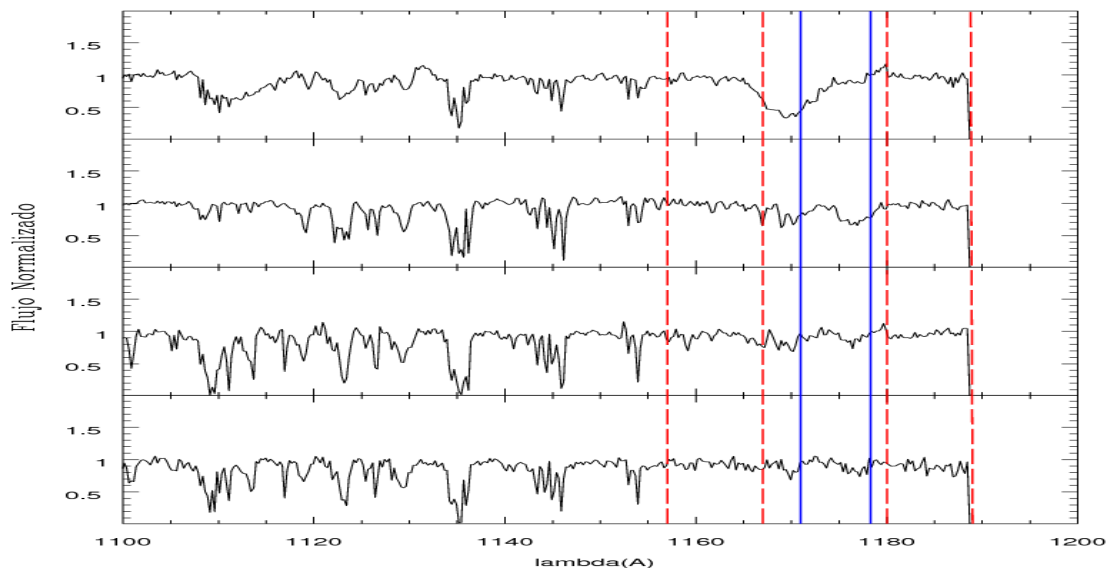


Figura 7.7: Absorción de CIII para las estrellas O2 de diferentes luminosidades

7.5. Medición de la anomalía CNO en la muestra

Los resultados de las mediciones para las estrellas de la Nube Pequeña de Magallanes que representan la dicotomía CNO de las estrellas más masivas y calientes (O2) (ver tabla 7.10 y figura 7.8), muestran numéricamente una notable disminución en la emisión del perfil P Cygni en el doblete OVI para las estrellas enriquecidas con nitrógeno (ON2) con respecto a sus contrapartes normales (O2). Esto confirma cuantitativamente lo esperado según la discusión del capítulo anterior §6.5. Ya que se ha estudiado morfológicamente, y modelado, que las estrellas de la categoría ON2 presentan un enriquecimiento de nitrógeno a expensas del oxígeno y el carbono durante el ciclo CNO, usado por estas estrellas para transformar el hidrógeno en helio.

Estrella	Tipo Espectral	Emisión	Error de la Emis
<i>LH64</i> – 16	ON2 III(f*)	-1.0692	0.0535
<i>NGC346</i> – 3	ON2 III(f*)	-1.4231	0.0712
<i>HDE269810</i>	O2 III(f*)	-3.7162	0.1858
<i>Sk</i> – 66°137	O2 III(f*)	-4.0403	0.2020

Tabla 7.10: Valores de las medidas hechas con los índices espectrales para las estrellas que representan la dicotomía CNO

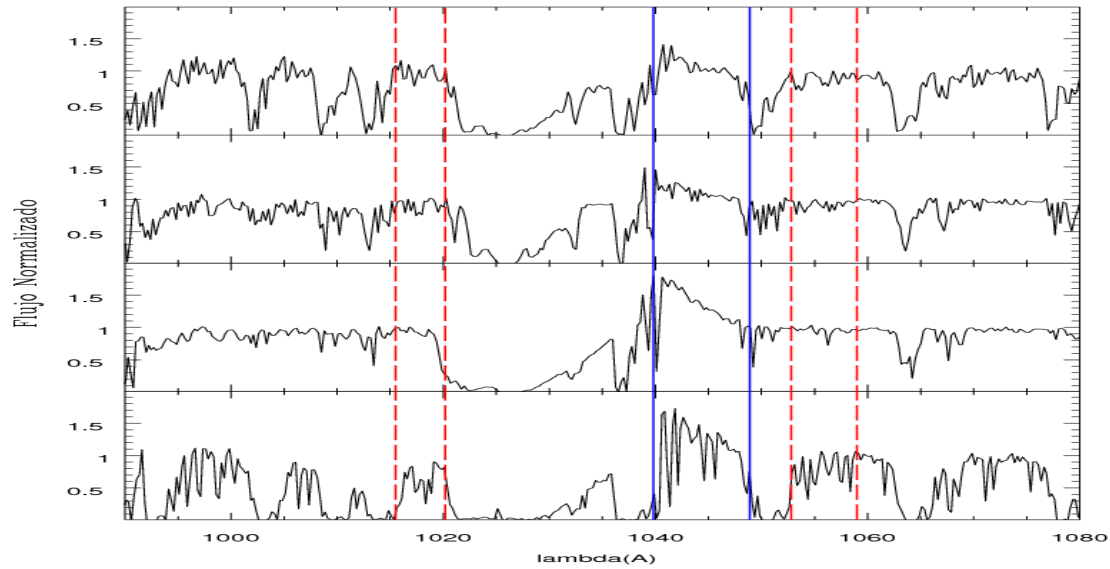


Figura 7.8: Ilustración del índice espectral que mide la emisión del perfil P Cygni para las estrellas de la Nube Pequeña de Magallanes que demuestran la dicotomía CNO encontrada para las estrellas O2.

Capítulo 8

Conclusiones y Recomendaciones

Las características de vientos espectrales presentes en los iones OVI y CIII , han sido ampliamente analizadas morfológica y cuantitativamente para espectros de 20 estrellas O muy tempranas de la secuencia principal de las Nubes de Magallanes, complementando el rango de luminosidad del Atlas 2002 de FUSE (Walborn et al., 2002a). Presentando a su vez dos estrellas con enriquecimiento de nitrógeno, una anomalía CNO que se extiende aún para las estrellas más masivas y calientes (las estrellas O2).

Las características de viento en los iones OVI y CIII , demuestran una fuerte relación en su intensidad y perfil de línea con los tipos espectrales ópticos (temperatura) y las clases de luminosidad (gravedad superficial), como también a la metalicidad y las anomalías CNO. Esto implica que los vientos estelares están inequívocamente relacionados con los parámetros estelares fundamentales.

El perfil P Cygni en el doblete OVI disminuye su intensidad desde las estrellas más calientes hasta las más frías. En contraparte, la absorción de CIII se hace menos intensa a medida que se avanza hacia tipos espectrales más tempranos. El ión OVI adicionalmente muestra sensibilidad a la anomalía CNO presente en las estrellas O2, ya que la emisión del perfil P Cygni es menor para las estrellas enriquecidas con nitrógeno que para las estrellas normales.

Ambos iones a su vez mostraron efectos positivos de luminosidad, lo que significa que para estrellas supergigantes la intensidad de las líneas es mayor que para las

estrellas de la secuencia principal. Lo cual es evidente con el estudio morfológico en la secuencia de luminosidad para las estrellas O2, y la comparación hecha entre la muestra de este trabajo y una muestra parcial del trabajo (Walborn et al., 2002a) hecho en 2002. Como ejemplo, tenemos el comportamiento del ión CIII, que pasa de un perfil P Cygni totalmente desarrollado en las supergigantes a una absorción en las enanas (secuencia principal), debido a un efecto de ionización.

Los índices espectrales creados para cuantificar las correlaciones halladas, son eficaces en casi todas las correlaciones morfológicas con excepción de los valores de los índices espectrales que caracterizan el perfil P Cygni, en los efectos de luminosidad observados en las estrellas O2 y la sensibilidad a la diferencia en metalicidad existente entre la Nube Grande y la Nube Pequeña; sin embargo, es satisfactorio por completo el resultado obtenido para todas las estrellas estudiadas con los valores medidos por el índice espectral para la absorción de CIII.

Es así, como mediante este trabajo se reafirman las tendencias halladas por los trabajos (Walborn et al., 2002a, 2004), y se expande exitosamente a otros iones la fenomenología encontrada con los datos del IUE (Walborn et al., 1985, 1995).

Si bien la morfología no brinda ninguna explicación física directa de los fenómenos estudiados, ciertamente da una imagen objetiva de la naturaleza, y descripciones útiles para la formulación correcta sobre las interrogantes alrededor del fenómeno en estudio, en este caso la sistemática de las estrellas.

Aunque la morfología usa criterios independientes de las interpretaciones de los fenómenos, los criterios usados para clasificar deben ser revisados cuando surgen nuevas tecnologías y es posible la obtención de una imagen más detallada de la naturaleza. Por ejemplo, la escogencia de líneas de emisión selectiva hecha por el Dr. Nolan Walborn en 2002 para redefinir la clasificación de estrellas O muy tempranas, creando nuevos estándares de clasificación, debido a la aparición de la línea HeI en espectros de más alta resolución de estrellas clasificadas como O3 (Walborn, 1971a; Walborn et al., 2002b). La incertidumbre expuesta anteriormente concierne también a la muestra usada en este trabajo, puesto que los tipos espectrales ópticos no han sido revisados en su totalidad, por lo cual, las tendencias halladas están sujetas a los descubrimientos que puedan existir con la toma de nuevos espectros, o a las revisiones

que se le puedan hacer a la clasificación espectral de las estrellas de la muestra.

Ahora bien, si queremos resumir las conclusiones en este trabajo de forma puntual, serían las siguientes:

- Se complementó el rango de luminosidad expuesto en el Atlas 2002.
- Los iones CIII y OVI mostraron efectos positivos de luminosidad y temperatura.
- Se extendió la muestra de las estrellas O2.
- Se confirmaron anomalías CNO en las estrellas O2.
- Se creó un método cuantitativo eficaz.

Suponiendo que todas las estrellas estén clasificadas correctamente, el siguiente paso sería medir las velocidades terminales de los vientos, y hacer análisis de esos resultados a modo de comparación con lo encontrado morfológicamente. Un trabajo parecido al hecho por Massa et al. (2003 ApJ, 586, 996) para las estrellas de esta muestra y usando los iones estudiados en este trabajo.

Además es necesario un survey mayor para las estrellas OB a fin de refinar la clasificación. EL survey también se utilizaría para perfeccionar los modelos de atmósferas estelares permitiendo conocer con mayor precisión los procesos físicos dentro de este tipo de estrellas, y por lo tanto obtener sus parámetros fundamentales cuantitativamente.

Bibliografía

- Calvet, N., Alcubierre, M., & Ortín, T. 2001, VII Escuela “La Hechicera” Relatividad, Campos y Astrofísica (Merida, Universidad de Los Andes, 2001. 396 p.)
- Cardiel, N., Gorgas, J., Cenarro, J., & Gonzalez, J. J. 1998, Astronomy & Astrophysics Supplement Series, 127, 597
- Dixon, W. V. et al. 2007, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, 119, 527
- Fullerton, A. W. 1997, in Lecture Notes in Physics, Berlin Springer Verlag, Vol. 497, Stellar Atmospheres: Theory and Observations, ed. J. P. de Greve, R. Blomme, & H. Hensberge, 187–+
- González, J. J. 1993, PhD thesis, Thesis (PH.D.)—UNIVERSITY OF CALIFORNIA, SANTA CRUZ, 1993. Source: Dissertation Abstracts International, Volume: 54-05, Section: B, page: 2551.
- Gray, R. O., & Corbally, J., C. 2009, Stellar Spectral Classification (Princeton University Press)
- Lamers, H. J. G. L. M., & Cassinelli, J. P. 1999, Introduction to Stellar Winds (Introduction to Stellar Winds, by Henny J. G. L. M. Lamers and Joseph P. Cassinelli, pp. 452. ISBN 0521593980. Cambridge, UK: Cambridge University Press, June 1999.)
- Maeder, A., & Meynet, G. 2000, Annual Review of Astronomy and Astrophysics, 38, 143

- Mihalas, D. 1978, *Stellar atmospheres* 2nd edition (San Francisco, W. H. Freeman and Co., 1978. 650 p.)
- Mihalas, D., Hummer, D. G., & Conti, P. S. 1972, *The Astrophysical Journal Letters*, 175, L99+
- Moos, H. W. et al. 2000, *The Astrophysical Journal Letters*, 538, L1
- Pellerin, A. et al. 2002, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 143, 159
- Sahnow, D. J. et al. 2000, *The Astrophysical Journal Letters*, 538, L7
- Walborn, N. 2001, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 242, *Eta Carinae and Other Mysterious Stars: The Hidden Opportunities of Emission Spectroscopy*, ed. T. R. Gull, S. Johansson, & K. Davidson, 217–+
- Walborn, N. R. 1971a, *The Astrophysical Journal Letters*, 167, L31+
- . 1971b, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 23, 257
- . 1972, *The Astronomical Journal*, 77, 312
- . 1973, *The Astronomical Journal*, 78, 1067
- . 1976, *The Astrophysical Journal*, 205, 419
- Walborn, N. R. 2003, in *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, Vol. 304, *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, ed. C. Charbonnel, D. Schaerer, & G. Meynet, 29–+
- . 2007, *Boletín de la Asociación Argentina de Astronomía*, 50
- Walborn, N. R., & Fitzpatrick, E. L. 1990, *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 102, 379
- Walborn, N. R., Fullerton, A. W., Crowther, P. A., Bianchi, L., Hutchings, J. B., Pellerin, A., Sonneborn, G., & Willis, A. J. 2002a, *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 141, 443

- Walborn, N. R. et al. 2002b, *The Astronomical Journal*, 123, 2754
- Walborn, N. R., Morrell, N. I., Howarth, I. D., Crowther, P. A., Lennon, D. J., Massey, P., & Arias, J. I. 2004, *The Astrophysical Journal*, 608, 1028
- Walborn, N. R., Nichols-Bohlin, J., & Panek, R. J. 1985, *NASA Ref. Publ.*, 1155 (1985), 1155, 0
- Walborn, N. R., & Panek, R. J. 1985, *The Astrophysical Journal*, 291, 806
- Walborn, N. R., Parker, J. W., & Nichols, J. S. 1995, *NASA Ref. Publ.*, 1363 (1995), 1363