



**I
N
A
O
E**

**Análisis de la muestra
espectroscópica estelar
observada por GALEX en el
UV intermedio.**

por

Paulo César Romero Soria

Tesis sometida como requisito parcial para
obtener el grado de

**MAESTRO EN CIENCIAS EN LA
ESPECIALIDAD DE ASTROFÍSICA**

en el

**Instituto Nacional de Astrofísica, Óptica y
Electrónica**

Diciembre 2009

Tonantzintla, Puebla

Supervisada por:

Dr. Miguel Chávez Dagostino

Investigador Titular INAOE

Dr. Emanuele Bertone

Investigador Asociado INAOE

©INAOE 2009

El autor otorga al INAOE el permiso de
reproducir y distribuir copias en su totalidad o en
partes de esta tesis



Resumen

En este trabajo presentamos un estudio detallado de la morfología UV de una muestra representativa de estrellas observadas por el satélite *Galaxy Evolution Explorer* (GALEX) en el cercano ultravioleta (1800-3200Å). Esta muestra está compuesta por más de cien objetos incluidos en el mosaico ABELL0426, todos ellos con señal a ruido (*Signal to Noise ratio*, SNR) $S/N > 10$. Definimos un nuevo conjunto de índices espectroscópicos compatibles con la resolución en esta banda (FWHM ~ 20 Å), así como con la curva de sensibilidad (en el 1er orden).

Utilizando modelos clásicos de atmósferas analizamos los efectos de los parámetros atmosféricos líderes; temperatura efectiva, gravedad superficial y composición química ($T_{eff}/\log g/[Fe/H]$) en el nuevo conjunto de índices. Se describen brevemente estos efectos y se comparan con aquellos obtenidos utilizando una red de espectros sintéticos en alta resolución y con las tendencias empíricas previamente determinadas por otros autores, en particular con la base de datos estelar del *International Ultraviolet Explorer* (IUE).

En general, se observó que los índices definidos se comportan de tal manera que se asemejan a los resultados obtenidos en Chávez et al. (2007). Para estrellas de baja gravedad (gigantes y supergigantes) el error es mayor, pero téngase en cuenta que en el artículo antes citado el cálculo de la comparación fue hecho sólo para estrellas con $\log g > 3.5$.

En los resultados de la comparación de los índices obtenidos mediante distribuciones de energía teóricas y los espectros de IUE, los errores producidos se pueden explicar debido al uso de la biblioteca UVBLUE en Chávez et al. (2007). En este trabajo se usaron la biblioteca de espectros de Castelli & Kurucz (2003), los cuales tienden a reproducir mejor los efectos de absorción en el rango 2700 – 2800 Å.

En base a los resultados anteriores, analizamos la factibilidad de utilizar los índices en el UV como herramienta que nos permita determinar los parámetros atmosféricos de la muestra completa de estrellas del satélite GALEX.

Abstract

In this work we present a detailed study of the UV morphology of a representative sample of stars observed by the satellite Galaxy Evolution Explorer (GALEX) in the near-UV (1800 – 3200 Å). This sample is composed of one hundred of objects included in the tile ABELL0426, all of them with a signal to noise ratio (S/N) of > 10 . We have defined a new set of spectroscopy indices that are compatible with the resolution in this band (FWHM ~ 20 Å) and the sensibility curve (in the first order).

Using the classical model atmospheres, we analyze the effects of the leading atmospheric parameters: temperature, gravity and chemical composition ($T_{eff}/\log g/[Fe/H]$) in the new set of indices. We, also, briefly describe these effects and are compared with those obtained with a library of synthetic spectra in high resolution and with the empirical results obtained by other authors, in particular with the empirical spectral data base of the International Ultraviolet Explorer (IUE).

In general, we found that the news defined indices are similar to those obtained by Chávez et al. (2007). For stars of low gravity (which were not included in that paper) the error is larger.

In this work, we have used the library of Castelli & Kurucz (2003), which tend to better reproduce results in the band 2700–2800 Å. Recall that some of the discrepancies found in previous works can be ascribed to the inadequacy of UVBLUE in this band.

In the context of the previous results, we have analyzed the feasibility of using these indices as a diagnostics tool for the determination of the atmospheric parameters to the complete stellar sample observed by GALEX.

Índice general

Índice general	IV
1. Introducción	1
1.1. Historia de la Astronomía en el Ultravioleta (UV)	1
1.2. Morfología NUV de estrellas de tipo intermedio y poblaciones estelares evolucionadas.	5
2. The Galaxy Evolution Explorer.	11
2.1. Objetivos de la misión GALEX.	11
2.2. Descripción del Satélite.	12
2.3. Instrumentación y detectores.	15
2.4. Fotometría en GALEX y sistema de calibración.	19
2.4.1. Reconstrucción de la Imagen	19
2.4.2. Background y extracción de imágenes	22
2.4.3. Clasificación de objetos.	22
2.4.4. Fotometría	22
2.5. Espectroscopía de GALEX y calibración.	23
2.5.1. Datos espectroscópicos obtenidos por el satélite GALEX.	25
3. Modelando el espectro en el UV de las estrellas tardías e intermedias.	31
3.1. Introducción.	31
3.2. Modelos de atmósferas.	32
3.3. Red de modelos de Castelli & Kurucz (2003).	35
4. Análisis de los índices teóricos definidos en los espectros de GALEX.	42
4.1. Definición de los índices teóricos.	42
4.2. Cálculo de los índices definidos en los espectros de GALEX	44
4.3. Efectos de metalicidad y gravedad en los índices.	48
4.4. Comparación de índices teóricos con índices observados.	52
4.5. Diagramas de diagnóstico para la determinación de los parámetros atmosféricos.	58
5. Conclusiones.	61

Índice de figuras	63
Índice de Tablas	65
Bibliografía	66

Prefacio

En el presente trabajo extendemos el estudio de la morfología en el UV hecho por M. Fanelli y colaboradores con datos del *International Ultraviolet Explorer* (IUE) a la base de datos espectral del Satélite *Galaxy Evolution Explorer* (GALEX). Los índices espectroscópicos de absorción y de continuo por ellos definidos han sido pobremente explotados y estudios recientes indican que tienen un enorme potencial, sea en el estudio de estrellas como en el estudio de poblaciones estelares. Aquí presentaremos un estudio complementario usando la red de espectros estelares colectada por GALEX. De hecho, aun cuando la base de datos de GALEX es pública y contiene miles de imágenes espectroscópicas, hasta la fecha existen muy pocos trabajos que han hecho uso de ella. Este trabajo es el punto de partida para un estudio de la muestra completa de estrellas y sistemas estelares evolucionados presente en la base de datos de GALEX.

Capítulo 1

Introducción

El objetivo general de este trabajo es estudiar la morfología UV de estrellas de tipo intermedio (F, G y K) observadas con el satélite *Galaxy Evolution Explorer* (GALEX) en términos de índices espectroscópicos en absorción. El análisis tiene a su vez como meta proveer la base de datos espectral apropiada para el estudio de las poblaciones estelares evolucionadas también observadas espectroscópicamente por este satélite. Por esta razón, hemos creído oportuno hacer en este capítulo una breve descripción del desarrollo de la astronomía ultravioleta (UV) desde el espacio, y de las propiedades de estrellas que dominan la radiación UV en sistemas estelares viejos. Al final de este capítulo listamos los objetivos particulares de este proyecto.

1.1. Historia de la Astronomía en el Ultravioleta (UV)

El inicio de la astronomía UV desde el espacio (correspondiente a longitudes de onda $1200 \text{ \AA} < \lambda < 3200 \text{ \AA}$) comienza a mediados de los años 40 y desde entonces ha crecido a un ritmo vertiginoso, crecimiento dictado por los avances tecnológicos en materia de ciencias del espacio y por el desarrollo de detectores que sean sensibles en el UV.

La astronomía fuera de los efectos de la atmósfera terrestre ya era un argumento de discusión desde principios de los años 20, aun cuando en esas épocas había pasado poco tiempo en que se distinguiera a la atmósfera terrestre como un eficaz filtro de la radiación UV. Por ejemplo, Oberth (1923) propuso que si se hacían las observaciones desde fuera de la atmósfera esto traería consigo valiosa información sobre la distribución espectral de energía de estrellas de alta temperatura. Esto es debido al hecho de que en el espacio la imagen está limitada solamente por difracción. En esos tiempos, las ideas de Oberth no fueron tomadas en cuenta, sino hasta que después de la Segunda Guerra Mundial se usaron cohetes (del tipo V-2) para la observación fuera de la atmósfera terrestre (Savage 1999).

Casi en paralelo, en 1946, L. Spitzer (Spitzer 1946) reportó el enorme potencial que podría obtenerse si se observaba con un telescopio en órbita. El también men-

cionó que el obtener el espectro UV del Sol y de otras estrellas desde el espacio sería de gran valor científico. Entre la información que pudiera ser obtenida están: medir las líneas de absorción, la morfología espectral de las estrellas calientes, obtener magnitudes bolométricas, y obtener la composición del medio interestelar (*Interstellar Medium*, ISM).

Para lograr vencer el obstáculo debido a la extinción, era necesario que las misiones alcanzaran por lo menos una altura de alrededor de 30 – 40 km. A esta altitud es posible hacer observaciones en el rango 2000 – 3200 Å, aunque todavía no sería posible observar en el lejano ultravioleta, 912 – 2000 Å, es decir, hasta el límite de Lyman. Para esto se necesita una altura mínima de 100 – 200 km. Como ya se ha mencionado antes, los primeras misiones espaciales lanzadas para realizar estudios en el UV fueron cohetes y globos aerostáticos. Los primeros llegaban a una altura superior a los 100 km, mientras que los segundos sólo alcanzaban 50 km. Adicionalmente a los problemas asociados con impulsar sistemas de detección a grandes alturas, también existían los problemas asociados con el control de los instrumentos, por este motivo las primeras misiones se limitaban a uno o dos objetos estelares. De hecho, estos problemas de control fueron parte de las causas del fallo en la primera misión de los *Orbiting Astronomical Observatories* (OAO).

Además, hay que contar con detectores que sean sensibles a la transmisión de luz ultravioleta. Sin embargo, aun con la llegada de los dispositivos de carga acoplada (*Charge Coupled Devices*, CCDs), la detección de fotones UV de manera eficiente sigue siendo un problema, y por este motivo, aun en misiones recientes en ocasiones se prefiere el uso de fotomultiplicadores (*Photo Counting*, PC).

El primer espectro del Sol en el UV fue obtenido con el cohete V-2 (Baum 1946). La longitud de onda mínima alcanzada en aquel entonces fue de 2200 Å. Se tiene que considerar que el espectro a tal longitud de onda era imposible de obtenerse desde la tierra. El espectro conseguido en esta misión abrió las puertas a nueva información, como por ejemplo la caracterización del espectro de absorción del Sol en el UV.

Después de estos primeros experimentos, el primer espectro a resolución moderada de un objeto estelar/ISM fue obtenido a 1 Å de resolución, con una cobertura de 1260 – 1720 Å por Morton & Spitzer (1966). Progresivamente, otros objetos fueron sujeto de estudio y valiosos datos de estos revelaron la presencia del perfil del Cisne en estrellas calientes, lo que sugería la evidencia de viento estelar.

Aun con los retos que el desarrollo de la astronomía UV desde el espacio imponía, se han tenido programas exitosos que han contribuido enormemente a la adquisición de datos científicos en esta ventana del espectro (que, dicho sea de paso, persiste como la menos explorada). Entre las más importantes misiones de los últimos 40 años podemos citar el OAO-2, el *International Ultraviolet Explorer* (IUE), el *Astronomical Netherlands Satellite* (ANS) y, más recientemente, el satélite GALEX, cuyos datos son la base del análisis que se presenta en este trabajo, entre otras misiones más.

Para tener una perspectiva más clara de lo que se ha hecho en la astronomía en el UV, presentamos a continuación una breve descripción de algunos de los satélites más

importantes en el UV de los últimos tiempos. ¹

ANS

El *Astronomical Netherlands Satellite* (van Dunien et al. 1975) fue lanzado en el año 1974, terminando en el año 1976. Consta de un telescopio tipo Ritchey-Cassegrain de 22 cm y cinco fotómetros con sensibilidad en el UV, los cuales cubrían el rango espectral de 1150 Å hasta 3300 Å. Entre los varios objetivos de dicha misión se encontraban: hacer observaciones de estrellas en cúmulos para determinar la *Zero Age Main Sequence* (ZAMS), el estudio del ISM y diversos objetos como: nebulosas planetarias, estrellas Wolf-Rayet, estrellas variables y galaxias. Tenía un campo de visión de 2.5 arcmin, y pudo detectar más de 3000 objetos en el transcurso de la misión.

OA0-2

El OAO-2 (Bless & Code 1972), lanzado en 1968, y cuya misión culminó en el año 1972, tenía 7 bandas que se extendían desde del óptico hasta el UV, alcanzando como límite inferior los 1550 Å. Obtuvo miles de espectros a baja resolución de estrellas, y también consiguió fotometría de varios tipos de objetos dentro de nuestra galaxia, con lo cual se obtuvieron datos importantes acerca de la composición química del ISM. Realizó también numerosos estudios que incluyen: obtención del primer espectro de un cometa en el UV (Bless & Code 1972), obtención de las curvas de extinción, fotometría de galaxias y cúmulos globulares. Cabe destacar, de igual modo, que esta misión pudo detectar un amplio conjunto de estrellas en todo el rango espectral. Entre otros descubrimientos con este satélite, está el fenómeno *UV rising-branch* (UVX) (O'Connell 1999) presente en las galaxias elípticas.

Copernicus

También llamado *OA0-3* (Rogerson et al. 1973), fue lanzado el año 1973 y su objetivo principal fue hacer estudios de las líneas de absorción del ISM y las regiones HII (Spitzer & Jenkins 1975). Contaba con dos espectrógrafos para observar en dos bandas del UV, ambos con una alta resolución: 950 – 1450 Å con FWHM = 0.05 Å, y en la banda 1650 – 3000 Å con una resolución FWHM = 0.1 Å

TD-1

El TD-1 (Boksenberg et al. 1973) fue un satélite europeo lanzado en el año 1972 y que tenía por objetivo llevar a cabo una serie de siete experimentos. Se hicieron cuatro observaciones, una en el UV, otra en rayos-X y rayos-gamma, y una medición dedicada al análisis de rayos cósmicos. Los otros estudios se dedicaron a obtener espectros solares en la banda X y gamma. Consistía de un pequeño telescopio de 27 cm con un fotómetro y un espectrómetro, el cual devolvía espectros de baja dispersión a lo largo de la banda 1350 – 2550 Å.

¹ Para una información más completa sobre el desarrollo histórico de misiones especiales con detectores UV el lector puede revisar la página <http://www.seds.org/spider/oaos/oaos.html>

La importancia que reviste dicha misión estriba en ser el primer satélite en el UV en obtener un muestreo completo del cielo en el UV. La desventaja fue que la magnitud límite alcanzada por el telescopio fue de $m = 9$, con lo que la gran mayoría de los objetos observados eran pertenecientes a la galaxia. De hecho, el único objeto extragaláctico obtenido por el TD-1 fue la gran nube de Magallanes (*Large Magellanic Cloud*, LMC), que sin embargo tenía una pobre S/N.

Voyager 1 y 2

Ambas misiones *Voyager* (Broadfoot & Sandel 1977; Holberg et al. 1982) llevaban consigo un espectrométero UV, el cual cubría una banda de 500 – 1700 Å con una resolución espectral de 10 Å; fue el primer espectrógrafo en cubrir el lejano ultravioleta. El objetivo principal fue obtener espectros de Jupiter, Saturno y Urano, con sus respectivos satélites, y de esta manera tener un estudio detallado de la estructura atmosférica de estos planetas. También se obtuvieron, en su misión no planetaria, espectros de decenas de estrellas, la mayoría de clases espectrales O-B. Esto fue así porque el detector era poco sensible y necesitaba de un tiempo considerable de exposición para obtener un espectro estelar, alrededor de 8 horas. Los datos de los Voyager se han utilizado en una amplia variedad de tópicos astrofísicos, desde la distribución espectral de energía de estrellas tempranas (Chávez et al. 1995), hasta la radiación UV de fondo difusa (Murthy et al. 1991). De igual modo, ambas misiones Voyager sirvieron para obtener una calibración absoluta en la región 900-1200 Å

Satélite IUE

Uno de las más importantes misiones en el UV del siglo pasado fue, sin duda alguna, el IUE. Este satélite trabajó por el largo periodo de 17 años. Durante este tiempo obtuvo más de 100 000 espectros, tanto de galaxias y estrellas; teniendo estos espectros una resolución de $\text{FWHM} = 6 \text{ \AA}$ en baja dispersión, y $\text{FWHM} = 0.2 \text{ \AA}$ en alta dispersión, y cubriendo la banda 1150 – 3350 Å.

Fue lanzado en 1978, y las operaciones se detuvieron en septiembre de 1996. Este periodo de tiempo fue sorprendentemente largo, pues al principio se tenía planeado solamente 4 años de trabajo para el IUE. Fue, además, el primer satélite en ser puesto en una órbita geosincrónica. Esto permitió hacer observaciones a tiempo real, lo que dio lugar a aceptar proyectos científicos de todo el mundo.

EUVE

El *Extreme Ultraviolet Explorer* (EUVE) fue el primero en realizar un *all sky survey* en la banda del extremo ultravioleta (correspondiente al rango 60-800 Å) en cuatro bandas distintas centradas en 100, 200, 400, y 600 Å. El objetivo principal era detectar fuentes puntuales (Bowyer et al. 1996).

Las misiones especiales descritas en esta sección (y otras no incluidas, en particular aquellas de duración limitada por el hecho de ser parte de misiones con cohetes y con los transbordadores espaciales), han generado importantes contribuciones al estudio

de la radiación UV de todo tipo de objetos celestes. Sin embargo, unos de los aspectos menos explorados es la radiación en el cercano ultravioleta (NUV; 1800 – 3000 Å) de sistemas estelares viejos (cúmulos globulares y galaxias elípticas) y la morfología espectral de sus componentes dominantes (estrellas). En la siguiente sección hacemos un resumen del contexto científico en el que el trabajo de esta tesis se desarrolla.

1.2. Morfología NUV de estrellas de tipo intermedio y poblaciones estelares evolucionadas.

Los trabajos fundamentales en el estudio de la morfología estelar en el UV (lejano ultravioleta, FUV y NUV) fueron los desarrollados por Fanelli y colaboradores (Fanelli et al. 1987, 1990). En estos trabajos se definieron las secuencias de longitud de onda y un conjunto de índices espectroscópicos con el objetivo de proveer la correlación entre propiedades espectrales estelares y los parámetros atmosféricos líderes: temperatura efectiva, gravedad superficial y composición química ($T_{eff}/\log g/[Fe/H]$). Para estos estudios se utilizó una biblioteca espectral de 218 estrellas observadas en baja dispersión con el satélite IUE que cubren esencialmente todo el intervalo espectral desde O3 hasta M4 con clases de luminosidad entre I y V.

El cálculo del índice de cierta línea espectral se realiza del siguiente modo [notar su similitud con los más populares índices de Lick (Worthey et al. 1994)]: se definen tres bandas; la banda central, que corresponde a la línea a medir; la banda del azul y la banda roja, las cuales deben de mostrar la mínima cantidad de líneas posibles. Posteriormente, se obtiene la razón del flujo integrado $F_i(\lambda)$ a lo largo de la banda central, sobre el flujo integrado del continuo $F_c(\lambda)$, el cual es la interpolación del flujo medio obtenido de las bandas roja y azul. Dicho en manera matemática, lo que se tiene que hacer es lo siguiente:

$$I = -2.5 \log \left(\frac{\int_{\lambda_1} F_i(\lambda) d\lambda}{\int_{\lambda_1} F_c(\lambda) d\lambda} \right) \quad (1.1)$$

donde I está expresado en magnitudes.

De una forma similar, el cálculo del índice del continuo se realiza de la siguiente manera:

$$I = -2.5 \log \left(\frac{\bar{F}_b}{\bar{F}_r} \right) \quad (1.2)$$

donde \bar{F}_b y \bar{F}_r son el flujo promedio de la banda azul y roja, respectivamente.

Entre las ventajas que tienen estos índices es que dependen poco de la extinción interestelar, debido al estrecho intervalo en que fueron definidos (menor a 200 Å); de igual modo, la forma en que los definió Fanelli maximiza la dependencia de las propiedades de la atmósfera y minimiza los errores instrumentales. Además, no dependen de la distancia, por lo que representan cantidades intrínsecas a las estrellas.

Debe tenerse en consideración los problemas que afectan la definición de un índice. Primero, el *line blanketing* afecta más al NUV que al óptico, por lo tanto se tiene presente un mayor conmoglerado de líneas, lo que dificulta la definición de un continuo. De igual manera, existen índices cuyas bandas adyacentes tienen un salto del continuo o presentan un conmoglerado de líneas, con lo que se debe definir una banda en otra zona del espectro.

Fanelli definió 25 índices para el FUV y el NUV. La parte que concierne a este proyecto es el NUV; por lo tanto, nos limitaremos a mencionar brevemente los principales resultados derivados en este intervalo. La definición del conjunto de índices en el FUV y su reciente aplicación en el contexto del estudio de poblaciones *post-starburst* pueden verse en Fanelli et al. (1987) y Maraston et al. (2009). Algunos de los índices definidos en el NUV se ilustran en la Figura 1.1.

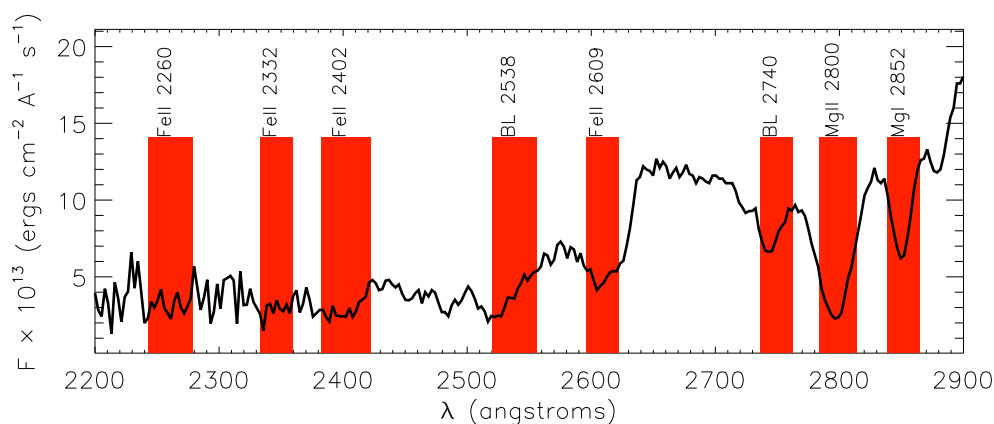


Figura 1.1: Espectro IUE de la galaxia NGC 221 y bandas centrales de ocho índices espectrales definidos por Fanelli et al. (1990). El espectro no ha sido corregido por la velocidad radial de la galaxia estimada en -220 km/s

Entre los principales resultados de Fanelli et al. (1990) están la significativa dependencia del continuo NUV con la composición química, en particular el índice (2600-V) que resultó ser un orden de magnitud más sensible a $[Fe/H]$ que el índice de color (U-B). Además, se encontró que el índice MgII2800 es poco sensible a la metalicidad e incluso presenta una contracorrelación de manera que el índice decrece para metalicidades supersolares.

Si bien estos estudios han brindado la base para investigar las propiedades integradas de globulares y elípticas, debemos remarcar que están basados esencialmente en una muestra de estrellas de la vecindad solar, y en consecuencia, aplicables a sistemas con esta composición química.

Recientemente se han realizado una serie de estudios teóricos (Rodríguez-Merino et al. 2005; Chávez et al. 2007; Chávez et al. 2009) para complementar los trabajos de Fanelli y colaboradores e investigar su aplicación a sistemas estelares con una variedad

de composiciones químicas desde muy pobres en metales ($[Fe/H] = -2.0$ dex), hasta supersolares ($[Fe/H] = +0.5$ dex).

Entre los principales resultados de estas investigaciones están la creación de una red de espectros sintéticos estelares (UVBLUE; Rodríguez-Merino et al. 2005) en el intervalo UV del espectro. En esta red se implementaron las definiciones de índices y se derivó el conjunto completo de ellos para analizar los efectos de los parámetros atmosféricos. El resultado global indicó que los índices sintéticos (Fig. 1.2) en general reproducen las tendencias observadas en índices empíricos, aunque para algunos índices teóricos existe una significativa sobreestimación, que puede ser asociada a la carencia de opacidad en los modelos o bien a la presencia de emisión cromosférica en espectros observados (ver Figura 6 de Chávez et al. 2007). Dos de los índices más azules, FeII2332 y FeI2402, muestran propiedades interesantes como e.g. los efectos de la temperatura y composición química en la ubicación de los máximos de sus intensidades. Sin embargo, la poca sensibilidad de IUE en estos intervalos de longitud de onda y el hecho de que el flujo intrínseco de las estrellas de tipo intermedio es muy bajo, impidió llevar a cabo su análisis más detallado y su validación con datos empíricos.

La red UVBLUE también se aplicó en códigos de síntesis de poblaciones para investigar los efectos de la edad y composición química de poblaciones estelares simples (Fig. 1.3). Además, de manera similar a las estrellas, se realizó un minucioso estudio de validación a través de la comparación de índices sintéticos integrados con aquellos medidos en una muestra de cúmulos globulares galácticos observados por IUE. Este proceso resultó, en general, que los índices sintéticos reproducen bien las tendencias empíricas, con excepción de aquellos sistemas que poseen ramas horizontales extendidas. La presencia de un exceso de objetos *UV bright* tiende a disminuir significativamente los índices. Desde el punto de vista teórico, estos objetos no se incluyen en las trazas evolutivas y en consecuencia no están presentes en las isócronas.

Las redes de espectros sintéticos y sus respectivos análisis de validación han marcado la pauta para extender el estudio a la muestra de galaxias elípticas presente en la base de datos de IUE y eventualmente a sistemas distantes cuya edad permanece aun sin determinarse.

En el transcurso de los trabajos anteriormente mencionados, fue lanzada la más reciente misión UV, GALEX (ver siguiente capítulo para una revisión de las características de la misión) y actualmente la única completamente dedicada al relevamiento completo de cielo (*all sky survey*) en el UV. Esta misión cuenta con capacidades espectrofotométricas. En este trabajo nuestro objetivo principal es estudiar un subconjunto de la base de datos espectroscópica (estelar y de galaxias), que hasta ahora ha sido escasamente explotada, con los siguientes objetivos particulares:

- Seleccionar una muestra representativa de estrellas de tipo intermedio observadas con el satélite GALEX.
- Explorar la morfología UV en los espectros seleccionados y definir la secuencia de bandas para construir índices espectroscópicos en absorción.

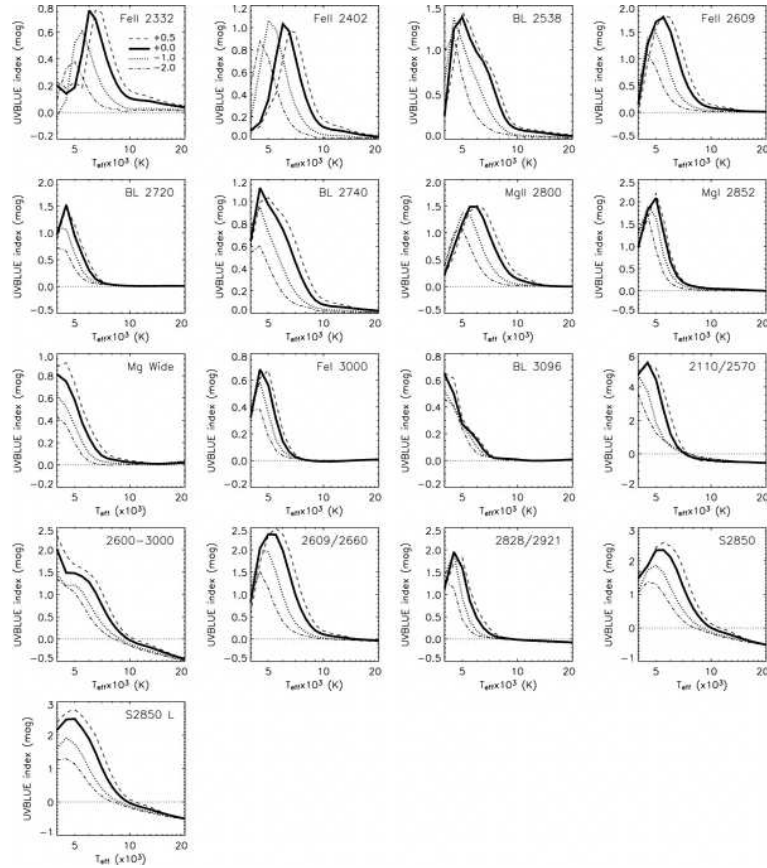


Figura 1.2: Efectos de la composición química y temperatura efectiva para espectros con $\log g=4.5$. Adaptada de Chávez et al. (2007).

- Analizar, desde un marco teórico, la dependencia de los nuevos índices con parámetros atmosféricos estelares
- Comparar índices sintéticos con empíricos para determinar los parámetros atmosféricos de los objetos en la muestra.
- Discutir los efectos de la metalicidad en los índices.
- Discutir la aplicabilidad de los índices definidos en la determinación de los parámetros estelares de la muestra completa de estrellas observadas por GALEX.
- Estudiar la factibilidad de aplicar estos índices en el contexto de poblaciones estelares, ya sea en la muestra de galaxias tempranas observadas por GALEX y en el estudio de la evolución química de la Vía Láctea.

Es importante notar que debido a la resolución espectral de GALEX (20 \AA en el NUV) y a la cobertura en longitud de onda (debido a la sensibilidad de sus detec-

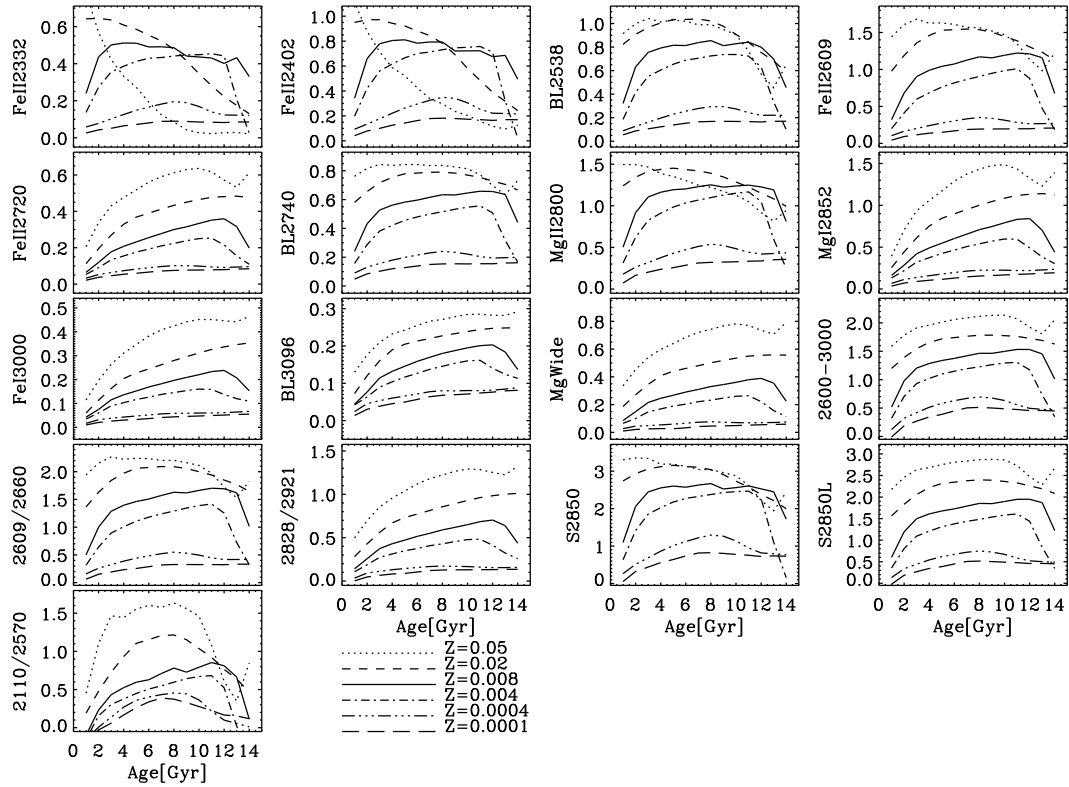


Figura 1.3: Efectos que tiene la edad de una población estelar sobre los índices de Fanelli aplicando la biblioteca de UVBLUE. Adaptada de Chávez et al. (2009).

tores), un proceso de suma importancia será definir la nueva secuencia de bandas espectrales (i.e. nuevos índices). También creemos importante mencionar que, aun cuando la resolución de GALEX ciertamente es menor que aquella de IUE en baja dispersión, el número de objetos supera con mucho a la muestra observada por IUE y, además, GALEX presenta mayor sensibilidad en la región de los índices azules mencionados anteriormente.

Este trabajo se basa exclusivamente en los datos espectroscópicos del satélite. Primeramente, obtendremos el conjunto de índices adecuado para el estudio de espectros con resolución compatible a los del GALEX. Luego, compararemos los resultados del cálculo de los índices con la teoría y los espectros observados por IUE. Se buscará, posteriormente, obtener un estudio detallado de las estrellas que ha observado GALEX mediante el uso de índices, similares a los que definió Fanelli. En un futuro se buscará extender el estudio a galaxias elípticas.

Este trabajo se estructura de la siguiente manera. En el capítulo 2 se brindan detalles de las características de la misión GALEX. En el capítulo 3 se describe la base de datos teórica que se utilizará para estudiar los espectros observados. En el capítulo 4 se da la nueva definición de índices espectroscópicos, mostramos un estudio de validación preliminar de los nuevos índices cuando estos se comparan con datos de

IUE, medidos después de aplicar una degradación a los espectros, así como los efectos de los parámetros atmosféricos en los índices definidos. En el capítulo final se describen las actividades que proseguirán en este proyecto.

Capítulo 2

The Galaxy Evolution Explorer.

2.1. Objetivos de la misión GALEX.

Se ha mencionado en el capítulo anterior las características de la astronomía UV, sus problemas y sus avances. Se ha hecho un pequeño estudio de esta región espectral y sus características. Se ha remarcado, también, algunos de los satélites más importantes que se han dedicado al estudio de la región ultravioleta. Actualmente, la innovación en este desarrollo científico se encuentra en GALEX. Este nuevo satélite, lanzado en el año 2003, está mejorando considerablemente los huecos que se tenían en esta rama de la astronomía. Sin duda alguna, la más grande peculiaridad de GALEX es que está realizando un mapeo completo del cielo en la banda $1350 - 1750 \text{ \AA}$ (FUV), y en la banda $1800 - 2830 \text{ \AA}$ (NUV). En efecto, TD-1 ya había hecho un *all sky survey* años atrás, pero ese *survey* estaba bastante limitado en magnitud ($m = 9$), tan es así que sólo se logró alcanzar a ver un objeto extragaláctico (vease Bokserberg et al., 1973). En cambio, GALEX alcanza una magnitud límite de $m_{AB} \sim 21^1$, con lo que puede alcanzarse a ver galaxias a mediano *redshift*, a saber: $z \sim 2$. Con esta información, podrá hacerse un trazado de la evolución de la tasa de formación estelar (*Star Formation Rate*, SFR), el cual es, precisamente, uno de los objetivos principales de la misión del satélite GALEX.

Nunca antes, ni aun con el IUE, se tenía tanto alcance en una misión dedicada al UV. En el tiempo que ha transcurrido de la misión, se han obteniendo decenas de miles de imágenes y de espectros. La base de datos pública para acceder a los datos puede encontrarse en la página de internet del MAST². La versión más reciente de los datos de GALEX es el *GALEX Release 5* (GR5), y en el cual están disponibles 174 *tiles* dedicados a la espectroscopía. De entre estos 174 *tiles* se escogió uno en particular para su estudio, el *tile* ABELL0426. La razón por la que se ha elegido dicho campo es que este tiene la mayor cantidad de estrellas con una señal a ruido aceptable ($S/N > 10.0$),

¹ Para ver el significado del sistema de magnitudes que usa GALEX remítase a la sección 2.3

² Vease la página <http://galex.stsci.edu/GR4/>, la cual contiene la base de datos más nueva y las anteriores a esta.

más adelante discutiremos los contenidos de dicho *tile* (vease sección 2.5). Los tres objetivos principales por lo que fue desarrollada la misión GALEX se enlistan a continuación:

- Estudiar las propiedades de las galaxias en el UV.
- Los resultados que se obtengan permitirán medir la SFR en función del *redshift* (de $0 < z < 2$), y su dependencia con el ambiente, morfología, y masa.
- Con la gran base de datos de GALEX se esperará poder predecir, mediante un modelo, qué factores globales desencadenan la formación estelar y su evolución en las galaxias.

En efecto, sabemos que la región UV del espectro es un trazador de la tasa de formación estelar. Las estrellas más calientes (O-B) tienen su pico de emisión precisamente en dicha región; luego, por el corto tiempo evolutivo de estas ($\sim 10^7$ años), serán detectadas precisamente donde haya formación estelar.

Nótese que el estudio espectroscópico de las estrellas en el NUV está bastante relegado en esta misión; de hecho, hasta ahora no ha habido un trabajo dedicado a la espectroscopía estelar de GALEX. En el presente trabajo se brindará el primer estudio que contribuirá a la exploración de la base de datos espectral de GALEX. Se prevee que esta base de datos será una valiosa herramienta para el estudio de atmósferas estelares en estrellas de tipo intermedio.

Nos basamos únicamente en la región NUV porque en el FUV muchos espectros no tienen buena SNR y el flujo de las estrellas de tipo intermedio es muy bajo, lo cual no nos será de utilidad; además, el FUV tiene como utilidad el estudio de estrellas calientes o galaxias tardías, lo cual no es de interés en el presente proyecto. Este trabajo tendrá la importancia de que nunca antes se han obtenido espectros con alta sensibilidad en el NUV. Se tiene el IUE, pero el problema era la pobre SNR para estrellas relativamente débiles, y a pesar de que su resolución era superior al GALEX, no era posible analizar a detalle las líneas existentes entre 2000 – 2400 Å debido a la considerable baja de sensibilidad del instrumento en esta banda.

2.2. Descripción del Satélite.

En lo que sigue del resto de este capítulo, se seguirá la explicación dada en los artículos Martin et al. (2005) y Morrissey et al. (2007). Lo que se buscará será básicamente una descripción de la instrumentación con la que cuenta GALEX y una descripción de la calibración de los datos que se reciben del satélite. GALEX, como ya se ha mencionado, es un pequeño satélite de la NASA que está obteniendo actualmente un mapeo completo del cielo en el UV (Martin et al. 2005). GALEX fue lanzado el año 2003 en una órbita circular de 700 km de altura y con una inclinación de 29°, de tal manera que pueda realizar observaciones sólo durante los eclipses. GALEX posee un

telescopio Ritchey-Chrétien de 50 cm de diámetro y con un amplio campo de visión de 1.2° (vease la figura 2.1). Nótese que nunca antes un satélite en el UV había tenido semejante campo de observación; de tal suerte, que el número de objetos observados supera a la de misiones anteriores. Este utiliza dos instrumentos independientes para observar en dos bandas: FUV (1540 \AA) y NUV (2320 \AA), los cuales son capaces de obtener tanto fotometría como espectroscopía. El detector es un foto-contador, que usa tres placas de multicanal (*Microchannel plate*, MPC). La razón por la que se usa este dispositivo, y no un CCD, es porque el MPC es mejor para las observaciones en el UV debido a su alta sensibilidad en esta banda del espectro, además de su excelente bloqueo de la luz roja. Además, no necesita de un sistema de enfriamiento, tal y como el CCD lo requiere para disminuir la corriente oscura. El problema que se tiene con estos aparatos es que pueden ser dañados permanentemente por ser expuestos a la luz brillante. Por ésta razón, GALEX sólo observa durante los eclipses; es decir, en el lado oscuro de su órbita.

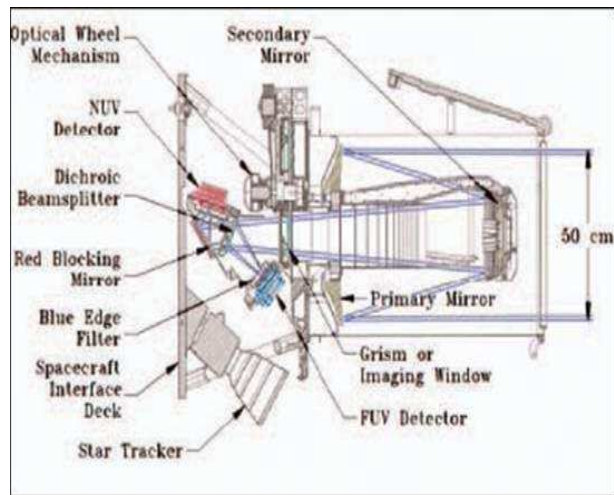


Figura 2.1: Representación esquemática del telescopio de GALEX, figura obtenida del artículo de Morrissey et al. (2005).

La Tabla 2.1 resume lo que se ha dicho hasta ahora. Ha sido tomada del artículo de Morrissey et al. (2007) y muestra los valores principales que caracterizan al telescopio del satélite GALEX. En la primera columna se muestra el parámetro que caracteriza las propiedades de observación del satélite, mientras que la segunda da su valor numérico.

Tabla 2.1: Valores para las características principales del telescopio que usa GALEX.

Parametro	Valor
Area efectiva	20 – 50 cm ²
Resolución angular	4.5'' – 6'' FWHM
Resolución espectral	100 – 250 Å
Campo de visión	1.2°
Bandas	FUV 1350 – 1750 Å; NUV 1800 – 2830 Å
Sensitividad (AB mag)	20.5 (AIS) en 100 s 23.5 (MIS/NGS) en 1 ks 25.5 (DIS) en 30 ks
Astrometría	1'' (rms)
Periodo de observación	Durante los eclipses - 1 eclipse = 1000 – 2000 s
Duración de la misión	6 años a la fecha.

GALEX fue diseñado para operar en base a 5 misiones o *surveys*, 4 de imagen y uno dedicado exclusivamente a la espectroscopía. El satélite es expuesto en cada eclipse por un periodo de 15 – 28 minutos, y en cada uno de estos eclipses se asigna un *survey* específico. En la siguiente lista se muestran los muestreos que GALEX está realizando aún hoy en día:

1. **Deep Imaging Surveys (DIS)**- La exposición será de 30 000 sec (18–36 eclipses) sobre 80 grados cuadrados del cielo. Tendrá una magnitud límite de $m_{AB} = 25$ en ambas bandas.
2. **Medium Imaging Survey (MIS)**- Está misión está dedicada a observar donde el SDSS ha observado. Cubrirá 100 grados cuadrados, y tendrá una magnitud límite de $m_{AB} = 23$.
3. **All Sky Survey (AIS)** - Hará un muestreo completo del cielo, en ambas bandas, con una sensibilidad de $m_{AB} = 20.5$. El objetivo será logrado observando 12 objetivos por eclipse.
4. **Nearby Galaxy Survey (NGS)**- El objetivo, como su nombre lo indica, es obtener imágenes de las galaxias cercanas. Serán obtenidas un total de 150 imágenes.
5. **Medium Spectroscopy Survey (MSS)**- A pesar que el objetivo principal de GALEX es obtener fotometría, se dejó un espacio limitado para la obtención de espectroscopía. Al principio, sin embargo, se tenían planeado un igual número de *surveys* para espectroscopía que para imagen. Al final, se decidió solamente por una misión. Se cubrirán 5 grados cuadrados con una exposición total de 15 000 s.
6. **Calibration Spectroscopy (CAS)**- Este es parte de la misión anterior, pero de incluye aparte porque GALEX se ha fijado el objetivo de observar varias enanas blancas con el proposito de calibrar los espectros. Como parte de la calibración

espectroscópica, se observaron enanas blancas suficientemente poco brillantes para no dañar los detectores, y las cuales se utilizaron también para calibrar el HST. La magnitud límite a este survey corresponde a $m_{AB} = 21.5 - 23$.

En la Tabla 2.2 se resume lo expuesto aquí arriba. En la primera columna se muestran los *surveys*, en la segunda se da el valor del area que cubrirá cada una de estas, la tercera es el tiempo total estimado que durará cada misión, la cuarta da el tiempo de exposición que se requiere para cada *survey*, la quinta es la magnitud límite que alcanza cada misión, la sexta es el número estimado de objetos que podrán ser observados, en la septima se da el volumen aproximado que cubrirá cada misión, y la última es el *redshift* promedio que será alcanzado por exposición.

Tabla 2.2: Detalles de los *surveys* de GALEX.

Survey	Área (deg ²)	Duración (meses)	Expos (ksec) (Ksec)	mag. lím.	num.Gals(est) (est)	Volumen (Gpc ³)	$\langle z \rangle$
AIS	40,000	4	0.1	20.5	10^7	1.5	0.2
NGS	–	0.5	1.5	27.5	100	–	–
MIS	1000	2	1.5	23	3×10^6	~ 1	0.6
DIS	80	4	30	25	10^7	1.0	0.85
MSS	8	2	300	21.5	10^{4-5}	0.03	0.5

2.3. Instrumentación y detectores.

Puesto que nuestro trabajo se basa en los datos de GALEX, será conveniente tener presente cuales son y cómo funcionan los detectores que usa este satélite. Sabemos que el detector que usa el satélite es un fotocontador, y este obviamente tiene un límite en la capacidad del número de fotones que puede recibir y el cual no puede ser rebasado, de lo contrario éste será dañado de forma permanente. El flujo que se recibe se mide en cuentas por segundo, que representa el número de eventos por segundo que son registrados por el detector. La capacidad máxima que puede ser alcanzada en ambas bandas (en el FUV y en el NUV) se muestran en la Tabla 2.3 y 2.4. En cada una de estas tablas se presenta el número máximo de cuentas que puede registrar cada detector y su equivalente en magnitudes en el sistema AB, y en flujo superficial. La primera tabla da el límite de detección para fuentes puntuales, mientras que la segunda da el límite para el campo total de visión; es decir, el total del flujo recibido en todo el campo de observación.

Es por esta razón por la cual GALEX no puede observar cualquier objeto, sino que el número de estos es limitado para fuentes relativamente débiles. Las principales restricciones del satélite se resumen a continuación:

- GALEX no puede observar la Luna, la sombra de la Tierra, el Sol, planetas, ni luz zodiacal. La fracción de espacio que puede ser observado durante un *survey*

Tabla 2.3: Capacidad de los detectores expresado en cuentas por segundo para fuentes puntuales. Se muestra también el valor al que equivale este en unidades físicas.

Band	cts/s	m_{AB}	$\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$
FUV	5,000cts/s	9.5	$F_\lambda = 7 \times 10^{-10}$
NUV	30,000cts/s	8.9	$F_\lambda = 6 \times 10^{-12}$

Tabla 2.4: Capacidad de los detectores para el campo de visión completo.

Band	cts/s	$\text{erg cm}^{-2} \text{s}^{-1} \text{\AA}^{-1}$
FUV	15,000	$F_\lambda = 2 \times 10^{-11}$
NUV	30,000	$F_\lambda = 1.6 \times 10^{-11}$

se reduce en un 10 %. Esta restricción corresponde al límite en fuentes puntuales (o extendidas).

- Respecto al límite del campo de visión, los detectores serán dañados también si se exponen a campos donde hay muchas estrellas brillantes (de tipo O-B) y donde hay altos valores del *background*.

Ahora, hay que tener presente que GALEX está haciendo un *all sky survey*, por lo tanto, para no sobrepasar la capacidad del detector en un campo con objetos brillantes, el tiempo de observación tiene que ser suficiente para no dañar la instrumentación. Por eso, el AIS es el que tiene menor tiempo por exposición comparado al resto de los *surveys*.

Los componentes básicos que usa GALEX son los siguientes:

1. Telescopio
2. Ventana y Grisma (o elemento dispersivo)
3. *Dichroic Beam Splitter* (dispositivo que divide la luz UV en dos bandas)
4. Filtros
5. Detectores y *Front-End Electronics*

Telescopio

Respecto al telescopio, ya mencionamos que es tipo Ritchey-Chrétien modificado y el cual tuvo que ser corregido por astigmatismo mediante un ventana asférica en el punto focal. El espejo primario posee un número focal de $f/6$ y tiene 50 cm de diámetro. El espejo secundario tiene un número focal de $f/2$.

Ventana y Grisma

Para la espectroscopía se utiliza como elemento dispersivo, un *grism*, con 75 líneas/mm. Dicho *grism* se coloca en el punto focal para producir espectroscopía *slitless*. La polarización producida por la dispersión ha demostrado ser despreciable. El *grism* está montado en un mecanismo que le permite rotar en 872 posiciones diferentes.

Debido a que la espectroscopía es *slitless*, se producen muchos empalmes (vease la Figura 2.2). Por esta razón, el elemento dispersivo se rota en distintos ángulos para contrarrestar este efecto, lo que resulta en un movimiento en espiral del detector (efecto al que se le da el nombre de *dither*). Obviamente, entre más profundo sea el muestreo, más empalmes se producirán y más rotaciones serán necesarias para eliminar este fenómeno.

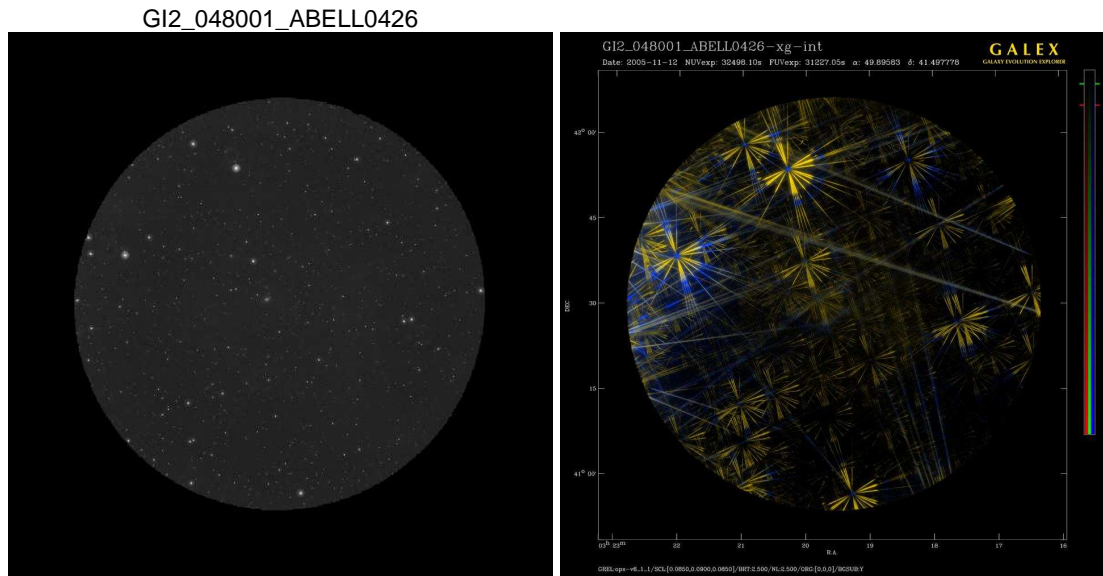


Figura 2.2: La Figura de la izquierda es la imagen fotométrica del *tile* Abell0426. La Figura de la derecha es la imagen espectroscópica del mismo campo. Notar la rotación del campo para evitar la sobreposición de espectros de fuentes muy cercanas.

Filtros

Más arriba se mencionó que el telescopio tiene una corrección para la aberración esférica, ésta a su vez tiene un aditamento especial que separa la luz UV en dos partes: la FUV (por medio de la reflexión), y la NUV (mediante transmisión). La eficacia en la reflexión y en la transmisión de ambos haces de luz es de 61 % y 83 %, respectivamente. Aunado a esto, se tiene un filtro especial en la banda FUV que bloquea la luz geocoronal $\text{Ly } \alpha$ (1216 Å) y la emisión $\text{O I } \lambda$ 1314. Por parte de la banda NUV, existe un filtro que bloquea la luz zodiacal (3000 Å).

Detectores

¿Por qué GALEX no usa un CCD, si estos son más eficientes y con mejor linealidad que los demás dispositivos? Una razón importante, que ya se comentó más arriba,

es que el CCD no es tan efectivo a la transmisión a la luz UV como el foto-contador, y que este necesita de un mecanismo de enfriamiento para evadir la corriente oscura. No obstante, los *back-side illuminated* CCD tienen la ventaja de poder absorber fotones por debajo de 2500 Å. Aún así, su eficiencia sigue siendo limitada comparada a la del visible; además, su construcción es más difícil y costosa. De aquí que se prefiera usar el foto-contador para hacer observaciones en el UV. De hecho, satélites que también utilizan el MCP son en el *Far Ultraviolet Spectroscopic Explorer* (FUSE; Sahnou et al. 2000) y el *Hubble Space Telescope* (HST).

Como ya se ha dicho, GALEX tiene dos sistemas de detección; uno para el FUV, otro para el NUV. El detector FUV tiene un fotocátodo compuesto de CsI enfrente de el MCP con una ventana de imagen de MgF₂, la cual posibilita la transmisión de luz UV que permite alcanzar una longitud de onda mínima de 1350 Å. Respecto al NUV, éste está compuesto de un fotocátodo de Cs₂Te. Debajo de esta ventana es donde se encuentra el MCP. A diferencia del fotocátodo del FUV, el del NUV tiene una separación muy pequeña del MCP, por lo que la carga producida es más intensa que en el detector del FUV. En efecto, la separación entre la ventana de imagen y el MCP es de apenas 300 μm, mientras que en el FUV, la separación es de 6 mm. Por esta razón, el detector del NUV es mucho más sensible que el del FUV. Asimismo, la resolución estará degradada en la banda del NUV por un 20 % comparada con la resolución del FUV. Ambos detectores tienen un radio efectivo de 65 mm, con un radio físico de 75 mm.

Un MCP es básicamente un disco delgado con multitud de poros, o canales paralelos entre sí, el cual trabaja intensificando la corriente al pasar un fotón por uno de estos poros, de suerte que el incremento es multiplicado en diez millones (para una breve descripción de los MCP véase Broadfoot & Sandel 1977). El MCP tiene un fotocátodo encima, el cual sirve para convertir la radiación en electrones. El potencial al que trabajan los MCP es usualmente alto, de al rededor de 800 – 900 V. La desventaja respecto a los CCDs es que estos tienen una fuerte dependencia del ángulo de incidencia del fotón.

En GALEX, el MCP tiene la particularidad de tener un circuito con un ánodo, en donde la carga es atraída y dividida en cuatro partes (se le llama *delay anode readout*). Se tienen, entonces, cuatro dispositivos para la medición del tiempo de arribo de la carga. El objetivo que concierne a la detección es saber en qué lugar el fotón interacciona con el fotocátodo, para esto se mide la diferencia de tiempos en la llegada de los pulsos eléctricos a los extremos del circuito (véase la Figura 2.3). Con estos datos puede reconstruirse las posiciones de todos los fotones que han incidido sobre el detector.

Finalmente, en la Tabla 2.5 resumimos las características del diseño de la instrumentación de los componentes del telescopio que usa GALEX. En la primera columna podemos observar los parámetros correspondientes a cada instrumento del satélite, mientras que en la segunda observamos el valor que le caracteriza.

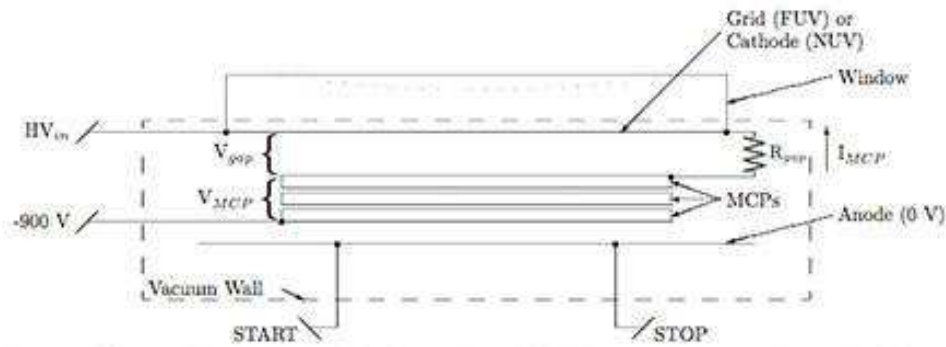


Figura 2.3: Representación esquemática del detector del GALEX. Este es un MCP en el cual cada evento que es registrado genera una carga que es dividida en cuatro partes. La diferencia en el tiempo de registro de las cargas es proporcional a la posición del fotón en el detector. Figura adaptada de Morrissey et al. (2007).

2.4. Fotometría en GALEX y sistema de calibración.

2.4.1. Reconstrucción de la Imagen

Para obtener la fotometría es necesario que el satélite gire en espiral en 1 arcminuto/sec, para poder así promediar los errores producidos por la falta de uniformidad en el detector MCP y para prevenir la fatiga del mismo debido a los objetos brillantes.

Los datos que obtiene GALEX son mandados cada día a Tierra para su almacenamiento, cerca de 3 GB de información es recibida a diario! Estos datos contienen posiciones de fotones y pulsos eléctricos, en forma de una lista de 40 bits. De aquí se procede a su reducción; es decir, se corrige la imagen por campo plano (*flat-field*), distorsiones ocasionados por el dispositivo electrónico, y substracción del cielo (*background*). Para esto se utilizó el programa denominado SExtractor (Bertin & Arnouts 1996). Para más detalles de cómo funciona este código ver la referencia antes dada. Ahora se pasará a hacer una brevísima descripción general del proceso de reducción y calibración de los datos de GALEX.

Los datos “duros” que se reciben son básicamente una lista que contiene un arreglo con las posiciones del detector y de la carga de cada pulso para cada instante del tiempo, correspondiente a cada suceso en que ha incidido un fotón en el detector. En esta lista está presente la información que se muestra en la Tabla 2.6, donde en la primer columna puede verse el parámetro que se mide y en la segunda el tamaño de la información en bits. Se recibe también toda la información correspondiente a la posición del satélite y de la instrumentación.

En el proceso de reducción para fotometría y espectroscopía se tienen que seguir dos pasos primero: una calibración denominada estática, y otra dinámica. La primera hace referencia al hecho de corregir la información correspondiente a las posiciones, dependientes del tiempo, del detector cada vez que haya girado durante todo el eclipse.

Tabla 2.5: Parámetros principales de los componentes del telescopio que usa GALEX.

Parámetro	Valor
Grism (CaFe₂):	
Diámetro	124 mm
Ancho	5.9 mm
Wedge	1.36
Blaze angle	2.33
Ruling	74 líneas mm ⁻¹
Ventana de imagen (CaFe₂):	
Diámetro	124 mm
Ancho	6 mm
Dichroic (fused silica):	
Diámetro	110 mm
Ancho	4 mm
Wedge	0.119
Blue-edge filter (MgF₂):	
Diámetro	74 mm
Ancho	2.5 mm
Red blocking mirror:	
Diámetro	110 mm

Tabla 2.6: Datos duros tal cual son recibidos por el satélite GALEX.

ID	Bits	Descripción
X_{AmC}	12	Posición en el eje X
Y_{AmC}	12	Posición en el eje Y
X_B	3	X-axis coarse clock
Y_B	3	Y-axis coarse clock
X_A	5	Wiggle
Q	54	Pulso electrico

Específicamente, hay que corregir por el patrón de movimiento *dither*, o traslación en espiral del satélite.

Una vez corregido por el efecto *dither*, se continúa a obtener la posición física de los fotones; es decir, la ubicación de estos en el detector. Para obtener el valor de la posición (X, Y) del fotón, se sigue la siguiente formula:

$$X = X_{AmC} + \alpha X_B \quad (2.1)$$

$$Y = Y_{AmC} + \beta Y_B \quad (2.2)$$

donde α y β son constantes que se determinaron en la calibración de GALEX, X_B y Y_B son el tiempo que marcan los relojes, y X_{AmC} y Y_{AmC} son la diferencia de tiempos de llegada para ambas coordenadas (recuerdese que son cuatro detectores de desfase, 2 para cada dimensión; luego entonces, se tienen cuatro tiempos).

Finalmente, se corrige por las siguientes causas de error en el detector:

1. **Centrado y escalado.** Hace un reescalamiento de las posiciones de los fotones en el plano focal a micrómetros.
2. **Wiggle** El *wiggle* es un comportamiento no lineal en la medición de las diferencias de tiempo de llegada de los fotones al detector. La imagen resultante de una fuente puntual será, entonces, borrosa (*blurred*). En la distorsión surgen errores en el borde debido al alto voltaje del detector, lo que causa que los electrones sean desviados de su trayectoria original, distorsionando de esta manera la calidad de la imagen. Estas no-linealidades electrónicas residuales son eliminadas al momento de la reducción.
3. **Walk** Es una transformación que corrige las posiciones contra los pulsos eléctricos.
4. **Distorsión** Errores debido a los efectos de borde en el detector, esto también causa la desviación de la trayectoria de los fotoelectrones.
5. **Hotspot masking** Esto se refiere a eliminar anomalías en el detector. En otras palabras, el detector como un todo es heterogéneo, lo que quiere decir que hay zonas en las que se detecta más fotones de los que en realidad hay. Al rededor del 1 % del area del detector es eliminada en la reducción.

Una vez corregido las posiciones de los fotones, se procede a hacer una transformación de las posiciones obtenidas a coordenadas astronómicas, esto se hace usando las mismas coordenadas del satélite. Después, se hace una extracción con los datos en el NUV y se correlacionados con el catálogo de objetos estelares ACT (Urban et al. 1998). De aquí se obtiene un listado con las posiciones dadas en ascensión recta (AR) y declinación (DEC).

Se procede a medir la diferencia de carga en el detector después de que el fotón ha arribado a este. Con esta información se puede reconstruir todos los fotones que han incidido en la imagen. Luego, esta puede ser corregida y calibrada para su uso científico.

2.4.2. Background y extracción de imágenes

Es necesario saber el *background* para realizar la calibración de las imágenes. Esta cantidad es muy baja en el UV, especialmente a altas latitudes galácticas. Por esta razón, para hacer un estimado del *background*, GALEX hace uso de una distribución de Poisson en vez de una distribución Gaussiana. Obtenido este, se usa el programa de extracción SExtractor el cual produce la astrometría y la fotometría de la imagen.

2.4.3. Clasificación de objetos.

Para saber si un objeto es galaxia o estrella, los datos de GALEX utilizan el código de extracción SExtractor, como se ha mencionado arriba. Basicamente, el código toma en cuenta la dispersión de la imagen (pixeles/arcsec) y el FWHM del objeto; posteriormente, en base a los parámetros necesarios para determinar si un objeto es o no estrella o galaxia, encuentra el mejor ajuste a este conjunto de datos.

En el archivo fits de GALEX, se encuentre el valor que se asigna a un objeto si es una galaxia, estrella, o indeterminado. Estos números son, respectivamente: 0, 1, y -1 .

2.4.4. Fotometría

Para la calibración en fotometría, GALEX usó una serie de estrellas enanas blancas observadas por el HST. Hay que notar que la mayoría de estas estrellas son muy brillantes para poder ser usadas por el satélite. Por esto, se restringió el conjunto de estos objetos a los más débiles y que fueron observados por IUE.

El sistema de magnitudes que se usa en los datos calibrados de GALEX es el sistema AB descrito en Oke & Gun (1983). Este sistema se basa en la obtención de flujos absolutos de una serie de enanas blancas de clase espectral F haciendo uso de la estrella Vega. Se definió entonces un nuevo sistema de magnitudes:

$$AB = -2.5 \log f_{UV} + 48.60. \quad (2.3)$$

donde la constante se escogió de tal manera que para un espectro suficientemente suave y sin líneas espectrales prominentes $AB = V$.

Para GALEX, el punto cero corresponde al valor de AB cuando el flujo medido corresponde a 1 cuenta s^{-1} . Luego, los puntos cero para las dos bandas FUV y NUV son:

$$m_{0FUV} = 18.82. \quad (2.4)$$

$$m_{0NUV} = 20.08. \quad (2.5)$$

Para convertir las cuentas por segundo a flujo se sigue la siguiente relación:

$$F_{FUV} = 1.4 * 10^{-15} * CPS. \quad (2.6)$$

$$F_{NUV} = 2.06 * 10^{-16} * CPS. \quad (2.7)$$

y para obtener las magnitudes en el sistema de GALEX:

$$m_{FUV} = -2.5 \log(CPS) + 18.82. \quad (2.8)$$

$$m_{NUV} = -2.5 \log(CPS) + 20.08. \quad (2.9)$$

donde CPS son las cuentas por segundo.

2.5. Espectroscopía de GALEX y calibración.

La espectroscopía de GALEX usa un sistema *slitless* el cual permite la obtención simultánea de todo espectro observado dentro del campo; por lo tanto, este sistema de espectroscopía saca ventaja del hecho de que por cada imagen, se obtienen espectros de todas las fuentes que están dentro del campo de observación. No obstante, varios espectros se sobrepondrán, por lo que el *grism* es rotado a distintos ángulos para disminuir los efectos de confusión.

Entre las desventajas encontradas en la espectroscopía *slitless* están, principalmente, la baja resolución. Sin embargo, se pueden obtener espectros a magnitudes muy bajas. Esto es debido a que toda la luz que colecta el telescopio es dispersada; en cambio, al usar una rendija la radiación transmitida es considerablemente menor (aunque la difracción producida generará imágenes de mejor calidad); sin embargo, como la cantidad de luz es inferior, la magnitud a la que se aspira alcanzar será reducida. Teniendo en cuenta que la razón de fotones por segundo que llegan al detector en el UV es menor que en el óptico para estrellas frías y que, de acuerdo a los objetivos de GALEX, se requiere alcanzar *redshifts* intermedios ($z \sim 2$), entonces se concluye que para la misión GALEX el uso de espectroscopía *slitless* es el método más adecuado.

La resolución típica de un espectro (FWHM) es entre 5" y 6" ($\sim 8\text{\AA}$) en el FUV, y entre 6" y 7" ($\sim 20\text{\AA}$) en el NUV (Morrissey et al. 2007).

Para la reducción de datos de espectroscopía se procede en dos pasos. En el primero se obtiene una imagen en la cual se observa la estrella más brillante del campo. Dependiendo de la calidad de la imagen, es que se selecciona para la obtención de espectros. Este paso es similar a la seguida por la fotometría. La única diferencia es que las posiciones de los objetos no son obtenidas por la dirección del *grism*, sino mediante catálogos estelares (Tycho y NOAO). A continuación, se seleccionan los 100 objetos

más brillantes y se generan tiras de imágenes. Estas imágenes contienen los espectros con los ordenes más intensos, a saber: 1^{er} y 2^o orden para el NUV, y 2^o y 3^{er} orden para el FUV.

De estas tiras, que ya corresponde al segundo paso, se escogen los objetos más brillantes para su posterior extracción a un espectro de 1-Dimensión. En la siguiente lista se hace un resumen bastante breve de cómo procede la calibración de espectros en GALEX.

Calibración

- **Escala** En promedio, la escala del espectro no calibrado es de 4.04 Å/pixel. En la extracción final, sin embargo, se hace un escalado lineal, de tal manera que la escala en todos los espectros extraídos y ya calibrados es de 3.5 Å/pixel.
- **Extracción ciega** Las posiciones de las fuentes son seleccionadas de tres modos posibles: catálogo de estrellas (Tycho, NOAO), catálogo de imagen de GALEX, o por propuesta de investigación.
- **Tiras de imágenes** Para cada fuente se crean dos tiras de imágenes (de 80 × 900 arcosegundos), una para cada banda. Estas tiras son los espectros de las fuentes en dos dimensiones.
- **Ocultar fuentes cercanas** Hay fuentes que se usan como *masked*. Esto es, si la fuente estudiada tiene un flujo comparable a otra cercana, entonces se procede a enmascarar a ésta última.
- **Parámetros de extracción.** Se extraen 10 arcosegundos del objeto estudiado centrado en la posición que se espera en que esté la fuente.
- **Extracción simple y extracción óptima.**

En la Figura 2.4 mostramos la sensibilidad del detector para los 3 ordenes en cada banda (FUV y NUV). Sabemos que el área del detector es de al rededor de 45 cm², así que la mejor respuesta que se obtendrá en la lectura de un espectro corresponderá a aquel orden de dispersión que abarque la mayor área del dispositivo de detección. Luego, nótese de la Figura que el orden que corresponde a la mayor sensibilidad es distinto para cada banda. En el caso NUV (panel izquierdo), el 1er orden es el que corresponde al área efectiva significativamente mayor; mientras que en el FUV (panel derecho) esta característica corresponde al 2^o orden. Puede observarse también que la sensibilidad en el caso del NUV disminuye considerablemente para $\lambda > 2800$, esto es un punto a considerar cuando en el capítulo 4 definamos las bandas del pséudo-continuo para los índices.

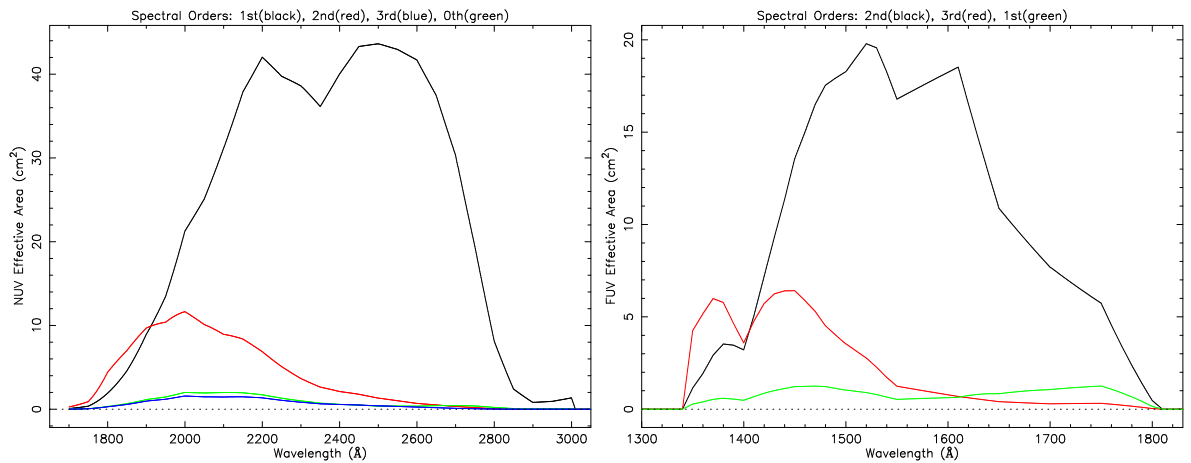


Figura 2.4: Sensibilidad de los detectores para espectroscopía en las bandas FUV y NUV. Las gráficas fueron obtenidas de la página www.galex.caltech.com

2.5.1. Datos espectroscópicos obtenidos por el satélite GALEX.

En esta parte se presenta un resumen de los datos del GR5 en espectroscopía, y de la información concerniente al *tile* de nuestra elección. Se empieza por mostrar en la Figura 2.5 una proyección aitoff que muestra todas las fuentes pertenecientes a los 174 *tiles* existentes hasta ahora. Posteriormente se presentará los datos para cada mosaico, y en particular del que se escogió para su estudio.

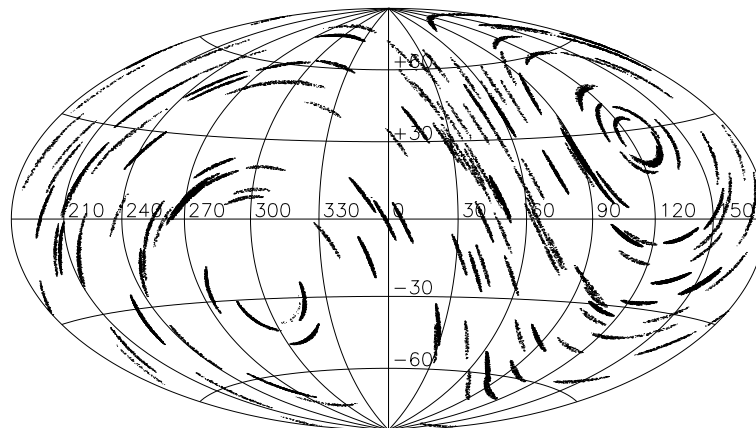


Figura 2.5: Proyección Aitoff de todas las fuentes de los 174 tiles de GALEX

En los archivos fits finales de los espectros ya calibrados existen varias colum-

nas de datos importantes. Entre ellas está el exceso de color, una temperatura que se ajustó con un cuerpo negro, y la clasificación de objeto. Ya se mencionó que si es 1 entonces es estrella, 0 galaxia y -1 desconocido. Todos estos datos se obtuvieron al hacer la extracción de datos con el programa SExtractor. Lo que se hizo fue escoger las estrellas, y de estas ver las que tenían mejor señal a ruido. En la Tabla 2.7 se presentan los datos correspondientes al número total de objetos, estrellas y galaxias de todos los *tiles* con señal a ruido superior a 10.0; mientras que en la Tabla 2.8 se exponen los mismos datos pero para el *tile* ABELL0426, el cual tiene la característica de tener el mayor número de estrellas con $\text{SNR} > 10.0$.

Tabla 2.7: Número de objetos en todos los *tiles* de GALEX.

Objeto	No. de objetos
Estrellas	10902
Galaxias	8694
Desconocidos	38484
TOTAL	58080

Tabla 2.8: Número de objetos en el *tile* ABELL0426 con $\text{SNR} > 10.0$.

Objeto	No. de objetos con $\text{SNR} > 10.0$
Estrellas	100
Galaxias	9.
Desconocidos	17
TOTAL	126

Las 100 estrellas que están contenidas en el *tile* ABELL0426 se listan en la Tabla 2.9. Para cada objeto se dan la información concerniente a la ascensión recta (AR), declinación (DEC), y la señal a ruido de cada estrella en el NUV (NUVSNR), además del identificador que corresponde a cada espectro (ID). Las unidades correspondientes a AR y DEC se dan en grados.

Finalmente, presentamos en la Figura 2.6 algunos espectros estelares del *tile* ABELL0426 con alta señal a ruido. Nótese lo bien que están definidas las líneas en el NUV. Gracias a la alta sensibilidad de los espectros de GALEX en la región $\lambda < 2500 \text{ \AA}$ podremos estudiar índices que hasta ahora no han sido suficientemente explorados.

Tabla 2.9: Datos de las 100 estrellas con señal a ruido mayor a 10.0 que están contenidas en el *tile* ABELL0426

ID	AR	DEC	NUVSNR
504	50.075937	40.975004	10.9
516	49.944584	40.971841	15.3
744	50.136596	40.998551	18.4
833	49.902325	41.013617	26.4
890	49.878190	41.031472	12.8
1153	50.390499	41.041731	24.4
1192	50.438537	41.070780	11.1
1198	49.648868	41.057798	22.5
1256	50.165621	41.056596	32.4
1438	50.354873	41.104779	10.3
1579	50.236339	41.099624	38.3
1616	50.110682	41.121677	21.2
1646	50.489482	41.097109	44.9
1652	50.249903	41.095727	58.5
1784	49.601252	41.146448	10.7
1989	49.693783	41.149373	22.9
2237	50.335330	41.190571	24.0
2244	49.916680	41.171003	36.7
2260	50.357908	41.173968	35.1
2474	49.389413	41.227413	14.1
2491	49.598784	41.219545	13.1
2543	50.358266	41.222437	20.0
2595	50.160910	41.226319	14.3
2665	50.520496	41.240662	16.3
2758	50.374139	41.248559	22.7
2815	50.123544	41.237152	56.0
2930	49.792754	41.271711	15.0
2949	49.774945	41.269985	11.0
2992	50.029310	41.267052	22.2
3034	49.230350	41.271659	10.9
3089	50.163379	41.264133	29.6
3117	49.587580	41.275358	19.4
3200	49.943777	41.276372	33.4
3400	49.395833	41.327535	10.5
3488	49.954382	41.322724	21.3
3577	50.338273	41.336681	15.2
3831	50.648389	41.332045	31.0

Continua en la página siguiente. . .

Tabla 2.9 – Continuacion

ID	AR	DEC	NUVSNR
3901	50.154456	41.366254	12.5
3996	49.354618	41.384342	10.6
4024	49.345379	41.380005	11.1
4105	50.101050	41.372179	27.9
4138	50.288416	41.388472	17.3
4204	50.497655	41.385870	25.5
4332	49.627928	41.419600	14.3
4513	49.902200	41.417287	28.9
4651	49.689130	41.452948	15.5
4672	49.790599	41.445139	23.0
4706	50.637813	41.425840	56.9
4870	49.417847	41.463851	10.3
5255	50.693184	41.507769	30.9
5277	50.515477	41.511293	12.5
5308	50.147341	41.524183	10.0
5481	49.652663	41.521532	17.1
5499	50.527273	41.489839	43.4
5612	50.092309	41.539871	27.1
5618	49.988743	41.526241	20.5
5790	49.785930	41.553998	14.2
5880	50.072161	41.542714	30.6
5906	50.275922	41.568963	11.6
6123	49.112260	41.536154	82.8
6172	49.442601	41.583449	14.5
6194	49.918788	41.595616	17.7
6374	50.271176	41.631071	11.0
6426	49.811136	41.608808	21.6
6483	50.359857	41.634173	12.8
6580	50.244134	41.632398	15.7
6866	50.294162	41.659202	30.4
6877	49.421023	41.678797	15.3
6888	50.356586	41.666948	20.4
6966	50.643250	41.643987	86.3
7100	50.031319	41.681300	24.9
7253	50.238860	41.720969	11.9
7329	50.414121	41.693350	89.9
7343	49.288777	41.727850	13.5
7347	49.551700	41.715925	22.1
7801	49.985492	41.762228	18.2

Continua en la página siguiente. . .

Tabla 2.9 – Continuacion

ID	AR	DEC	NUVSNR
7819	49.761668	41.761217	31.1
7874	49.281787	41.777726	33.4
7876	49.695733	41.770862	14.1
7908	49.282123	41.830023	11.8
7916	50.297494	41.844156	26.6
8007	49.535364	41.834748	10.6
8162	49.355512	41.863654	17.3
8216	50.494774	41.868459	16.3
8226	49.630280	41.896950	22.3
8350	50.481339	41.905612	18.0
8384	49.861931	41.889269	13.4
8445	50.276090	41.891310	10.1
8473	50.380998	41.923364	17.7
8525	49.881950	41.989663	13.9
8546	50.087949	42.009220	40.6
8550	49.719631	41.985824	32.9
8629	49.908579	41.996033	11.2
8637	49.861161	41.954657	33.5
8958	49.695142	41.953578	13.1
9165	49.404421	41.934898	18.0
9253	49.843815	42.009862	12.2
9356	49.504328	41.983838	34.1
9396	50.102585	42.018381	15.3
9615	49.870876	42.029909	25.4

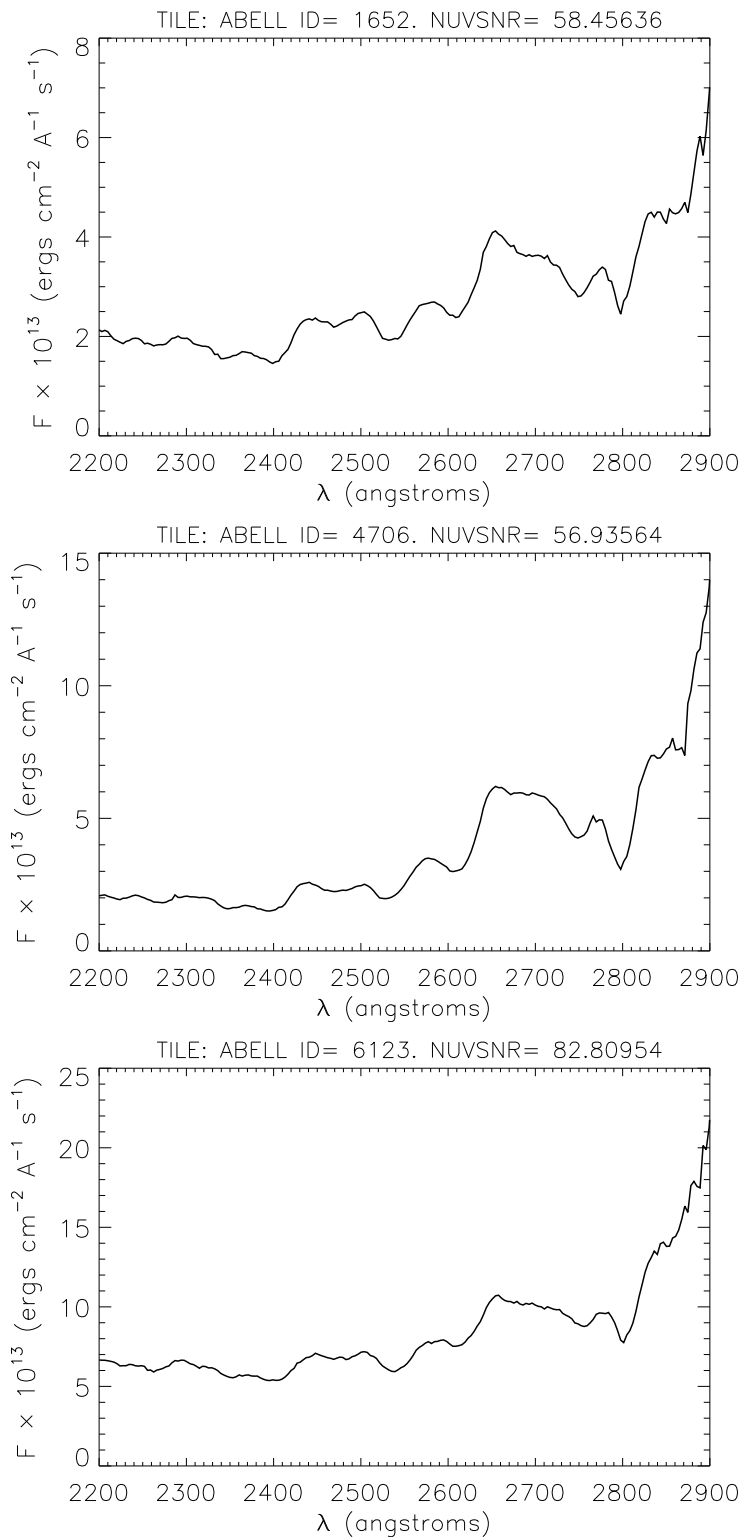


Figura 2.6: Espectros de GALEX del *tile* ABELL0426 con alta señal a ruido. El número correspondiente a ID es el identificador que usa GALEX para los espectros; NUVSNR, es la señal a ruido en la region NUV del espectro.

Capítulo 3

Modelando el espectro en el UV de las estrellas tardías e intermedias.

3.1. Introducción.

Antes de entrar al tema de modelos de atmósfera se estudiará muy brevemente lo relacionado con la teoría de atmósferas estelares. De esta manera se tendrá un claro panorama de lo que se verá más adelante.

La clasificación estelar comenzó en los 20's gracias a la labor de Fleming, Maury y Cannon, los cuales realizaron la herculea tarea de crear el catálogo conocido como Henry Draper (HD), y el cual contiene más de 400 000 estrellas en su versión extendida (Henry Draper Extension, Cannon & Walton 1949). El criterio taxonómico usado fue que los espectros observados se arreglaban de acuerdo a la intensidad de las líneas de Balmer; de tal manera que el espectro correspondiente a la línea más intensa se colocaba al principio de la clasificación, a este primer elemento se le denominó A; el espectro con las líneas menos intensas fueron clasificadas como S. Se ve entonces que el sistema para clasificar una estrella correspondía a las letras del alfabeto, teniendo el rango A hasta S. Posteriormente, este sistema cayó en desuso y Saha notó que si se arregla la clasificación en la siguiente forma: O, B, A, F, G, K, y M; entonces el orden corresponde, no a la intensidad de las líneas de Balmer, sino a la temperatura de la estrella, siendo la más caliente la O, y la más fría la M.

Resulta que en ultravioleta las características de las estrellas son muy distintas a las del óptico. Fanelli et al. (1987 y 1990) hizo un estudio de la morfología en esta región. Basicamente, la region FUV puede ser usada para distinguir estrellas de tipo temprano O-B, mientras que la región NUV se usa para las estrellas de tipo intermedio A-F. En la Tabla 3.1 se muestra la clasificación en el ultravioleta. Ésta contiene las líneas prominentes que se esperan encontrar en el FUV y en el NUV para estrellas tempranas o tardías.

Era menester, sin embargo, obtener el espectro completo de una estrella dada para obtener cantidades importantes como la luminosidad. El problema era que no se

Tabla 3.1: Clasificación de acuerdo a las líneas observadas en el ultravioleta. Se muestra a grandes rasgos la clasificación para estrellas tempranas y tardías.

Tipo espectral	Características
O-A	C IV1550 Si IV II Blend1350, prominente en estrellas B. Blend1855, La intensidad de línea aumenta de B2 a A5.
F-K	Líneas de Mg2800 y Mg2852 Líneas de FeII en 2332, 2402,2609 Blends de líneas en 2538, 2720, 2740, estas corresponden a FeI, FeII, y Cr I.

tenían acceso a todas las bandas del espectro en aquel entonces, como la región UV o infrarroja. Subsecuentemente, se fueron haciendo estudios mediante cohetes y globos para determinar el espectro del Sol en el UV. Al mismo tiempo, se fue diseñando la teoría que permitiera obtener la distribución de energía en función de la longitud de onda, o de la frecuencia. Fue cuando nació la teoría de atmósferas estelares. Cuando estuvieron disponibles los primeros ordenadores, se fueron haciendo modelos que predicaban cómo eran los espectros de las estrellas para cierta temperatura y metalicidad. Esto permitió un estudio teórico tanto de estrellas como de poblaciones estelares. Por lo tanto, la importancia de estos modelos es tan crucial que es necesario hacer una breve descripción de uno de los más conocidos modelos de atmósferas estelares, a saber: los de Kurucz (Kurucz 1979). Subsecuentemente, revisaremos los modelos de Castelli & Kurucz (2003) que representan una mejora respecto a las versiones anteriores y que son los que se utilizarán en este trabajo.

3.2. Modelos de atmósferas.

Si necesitamos conocer los parámetros físicos de una atmósfera estelar tales como: temperatura efectiva, gravedad superficial y metalicidad; entonces debemos tener en cuenta en qué forma estas cantidades afectan la morfología del espectro. Puesto que la distribución de energía por sí sola no nos dará ninguna información cuantitativa, se requiere construir un modelo teórico en base a las leyes físicas conocidas. A partir de este se podrá hacer una aproximación entre el caso idealizado y lo que se observa, y entonces sí se obtendrá la información que se necesita.

Un modelo de atmósfera es básicamente una construcción físico-matemática de cómo está construida una atmósfera estelar; ésta se supone formada de capas externas las cuales están representadas, cada una de ellas, por una profundidad óptica τ . Mediante la solución del sistema de ecuaciones de transferencia radiativa se produce una tabla de datos donde se dan cantidades como la presión y la temperatura en función de la profundidad óptica; es decir, los parámetros que caracterizan a una atmósfera pueden

ser mostrados en función de la posición. Estos parámetros son la densidad, coeficiente de absorción, composición química, intensidad media o campo magnético. A partir de esta información puede obtenerse el flujo superficial y, por ende, la distribución de energía en función de la longitud de onda que es, a saber, el espectro teórico (vease Gray 1999).

Sin embargo, para obtener dichas cantidades se requiere de un trabajo monumental, pues se requiere resolver todas las ecuaciones necesarias, tales como la de transporte radiativo, equilibrio hidrostático, y las ecuaciones estadísticas para los niveles atómicos. Para hacer las cosas más sencillas usualmente en los modelos se hacen uso de aproximaciones, las cuales alivianan la pesada carga de resolver ecuaciones demasiado complejas y en varias dimensiones. En la teoría se procede a dividir la atmósfera en capas, cada una caracterizada por una profundidad óptica, y para cada capa se calculan las cantidades requeridas. Luego, mediante la aproximación de equilibrio termodinámico local (*Local Thermodynamic Equilibrium*, LTE) se pueden conocer las cantidades atmosféricas mediante el uso de las relaciones de equilibrio (ecuación de Boltzmann, ecuación de Saha, ecuación de Maxwell, y la ecuación de Planck para la función fuente). En esta sección se va a dedicar a describir brevemente la red de modelos de Kurucz. Además, se añadirán a la descripción la biblioteca de espectros de Castelli, que es la que usamos más adelante para estudiar las propiedades de los índices que definiremos en el capítulo 4.

Modelos de Kurucz

Entre todas las redes de modelos atmosféricos, de los más usados y conocidos son los de Kurucz. En 1979 fueron publicados los modelos que cubrían el rango de estrellas de clase espectral O-G; es decir, de una temperatura $T_{eff} = 5500$ K hasta $T_{eff} = 50\,000$ K. Kurucz había creado una base de datos de espectros cubriendo un rango en metalicidades que va de $[M/H] = -2.0$ a $+1.0$ dex, y con un rango de longitud de onda que va de 0.009 a $160\ \mu\text{m}$, con una resolución de 1 o 2 nm. La versión de 1979 contaba con poco más de un millón de líneas, los nuevos son considerablemente superiores en este aspecto.

El código que permite calcular las distribuciones de energía se le denomina ATLAS, y ha tenido numerosas actualizaciones desde su creación en 1970. Dada una temperatura efectiva y la gravedad superficial, este código genera la tabla que caracteriza a dicha atmósfera, y otra más se puede generar que contiene el flujo en función de la longitud de onda, que es precisamente la distribución de energía.

Las aproximaciones que toma en cuenta el modelo son las siguientes (vease Castelli 1988):

1. **Geometría Plano-Paralela** Esta aproximación es adecuada cuando el ancho de la atmósfera es pequeño comparado con el radio de la estrella. En el caso de estrellas gigantes esta aproximación da resultados menos validos. Dicha idealización simplifica considerablemente el problema, pues se trabaja en una sola dimensión.

2. **Capas Homogéneas** Los campos magnéticos, células, manchas y otros fenómenos atmosféricos son ignorados.
3. **Equilibrio hidrostático** No hay movimiento de la atmósfera, tales como viento estelar, o compresión debido a cambios evolutivos de la estrella.
4. **Estado estacionario** Las cantidades físicas son constantes con el tiempo.
5. **LTE** Se supone que existe Equilibrio Termodinámico Local. Es decir, para cada profundidad óptica dada las propiedades del gas dependen sólo de los valores locales del campo de radiación (T_{eff} y densidad electrónica N_e). Para estrellas calientes y de baja gravedad, el efecto Non-LTE se vuelve muy importante.
6. **Equilibrio Convectivo-Radiativo** El flujo de energía es constante con la profundidad óptica en la atmósfera.

A partir de estas suposiciones es como el código fue realizado, pero además, se hicieron otras hipótesis que tienen que ver en cómo está compuesta la atmósfera. Estas hipótesis se presentan a continuación:

1. **Estado del gas** Se supone que la atmósfera está compuesta de H I-II, He I-III, C I-IV, Na I-IV, Mg I-IV, Al I-IV, Si I-IV, K I-IV, Ca I-IV, Fe I-IV. No se toma en cuenta la densidad del número de moléculas.
2. **Opacidad** Fuentes de opacidad en el continuo son las siguientes: H I-II, He I-III, C I-IV, N II-V, O II-VI, Ne I-VI, Mg I, Al I, Si I, H_2 , H^- y dispersión de Raleigh en He. Para las líneas de absorción se utilizaron las funciones de distribución de opacidad (FDO) con una velocidad de microturbulencia $\xi = 2$ km/seg.
3. **Convección** Se usó la teoría de longitud de mezclado para el cálculo de la convección.

Sin embargo, no todo modelo representa con absoluta exactitud la realidad. Por esto, es necesario presentar los puntos débiles que presentan los modelos de Kurucz:

1. Hay sobrestimaciones en las intensidades de líneas de absorción, lo que representa serios problemas en las estrellas tardías. Estas estrellas suelen presentar líneas moleculares, las cuales se componen de varios millones de transiciones. Posteriormente, en 1992 Kurucz, y más adelante Castelli y Kurucz en el 2003, disminuyeron este problema al insertar más líneas atómicas y moleculares en los códigos.
2. La convección en estrellas con $T_{eff} < 8000$ K se vuelve importante. La teoría de la longitud de mezclado ciertamente da resultados satisfactorios, aunque se requiere una mayor rigurosidad en la teoría.

3. Se ha discutido ampliamente el problema de LTE en las estrellas. Este deja de ser una aproximación ideal en estrellas de baja gravedad y muy calientes o en los núcleos de las líneas espectrales muy intensas.
4. El valor de la velocidad de microturbulencia debe ser cambiado; de hecho, en palabras del mismo Kurucz, el valor de $\xi = 2$ km/s fue elegido arbitrariamente (Kurucz 1992).

Otras bibliotecas se han usado en el pasado. Hemos mencionado que UVBLUE (también basado en los modelos LTE de Kurucz) se usó para analizar los datos de IUE (Chávez et al. 2007). En el caso de GALEX usaremos la versión actualizada de los modelos de Castelli & Kurucz (2003). Las propiedades de esta base de datos son similares a aquellas reportadas en los trabajos anteriores pero con importantes actualizaciones, las cuales veremos en la siguiente sección.

3.3. Red de modelos de Castelli & Kurucz (2003).

En 1992 se mejoraron los modelos de 1979 al incluir más de 58 millones de líneas de absorción, y una nueva aproximación al tratamiento de la convección, llamado *convective overshooting*. El rango de temperaturas incrementó a 3500-50000 K (Kurucz 1992). La introducción de líneas moleculares permitió la extensión de este rango, pues los modelos anteriores sólo alcanzaban las estrellas intermedias. El rango de metalicidades cubría de $[M/H] = -5.0$ hasta $+1.0$ dex, y las gravedades iban de $\log g = 0.0$ hasta 5.0 dex.

En 2003, Castelli calculó una nueva base de datos de espectros mejorando de esta manera las funciones de distribución de opacidad (llamadas ahora, nuevas funciones de opacidad; NFDO) usadas por Kurucz (Castelli & Kurucz 2003). Entre otras innovaciones se encuentran: se reemplazan las líneas de TiO por las de Schwenke (1998), se agregan líneas de H₂O y se adicionan las transiciones cuasi-moleculares H I-H I y H I-H⁺ en el lejano ultravioleta. Se calcularon los modelos para un rango de temperaturas de 3500 – 50000 K, para gravedades que van de $\log g = 0.0 \rightarrow 5.0$ dex con un intervalo de 0.5 dex y para metalicidades que van de $[M/H] = -5.0 \rightarrow +0.5$ dex, todos estos usando las nuevas NFDO. Otra característica importante de la actualización que realizó Castelli es que cuenta con modelos con *alpha-enhancement* (+0.4 dex) y con valores distintos para la velocidad de microturbulencia ξ (km/s).

En las Figuras 3.1 a 3.6 mostramos una serie de gráficas de los flujos de Castelli. En cada gráfica, se muestra la dependencia de la metalicidad (para distintas gravedades que van de $\log g = 0$ a $\log g = 5.0$ dex) para el rango de temperaturas de 3500 – 8000 K, excepto para $\log g = 0$ que va de $T_{eff} = 3500$ K a $T_{eff} = 6000$ K, debido a que la presión de radiación supera a la presión del gas y por lo tanto no se pueden calcular estos modelos. Se toma dicho rango porque es el rango de temperatura que están presentes en la mayoría de espectros estelares de GALEX. Finalmente, el análisis cuantitativo

de la variación de las características espectrales más prominentes se presentará en el siguiente capítulo.

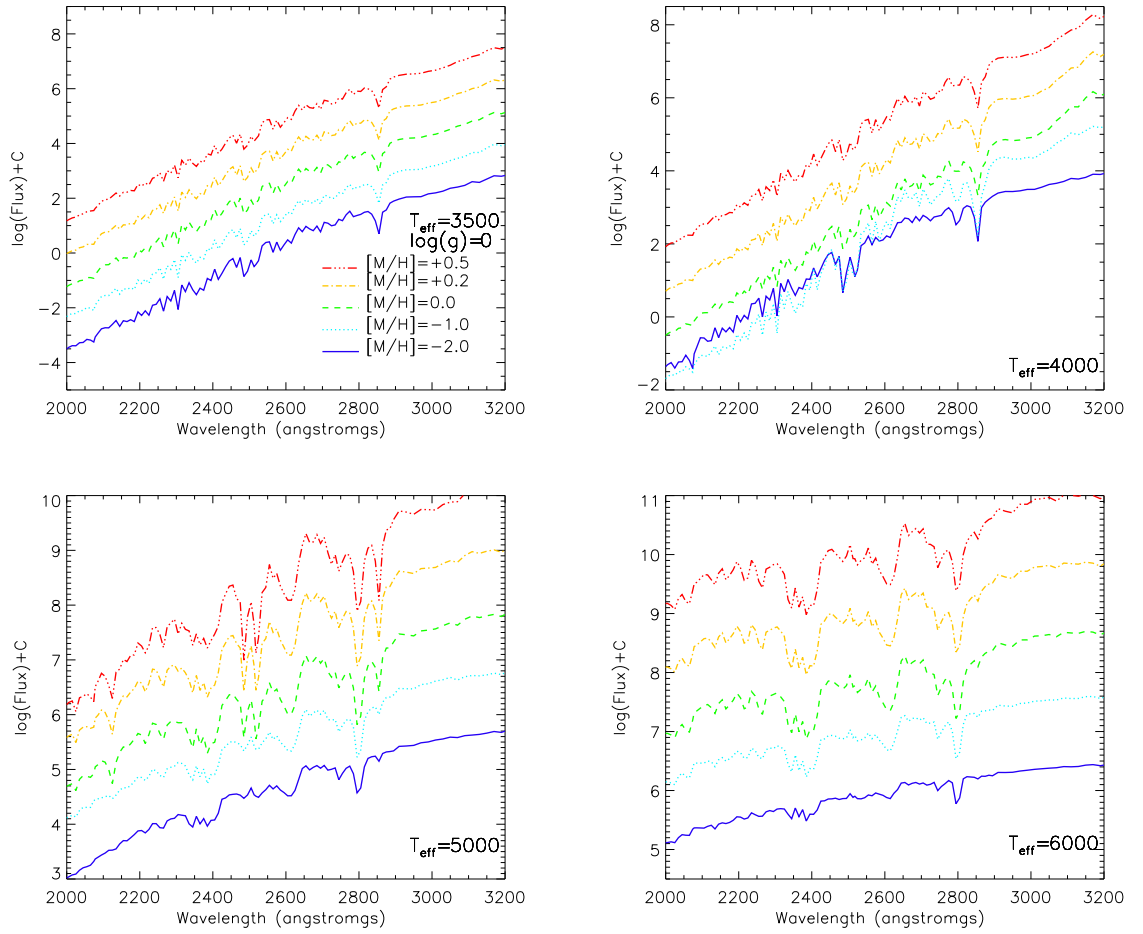


Figura 3.1: Espectros de Castelli en donde se observa la dependencia de las líneas de absorción respecto a la gravedad ($\log g = 0$)

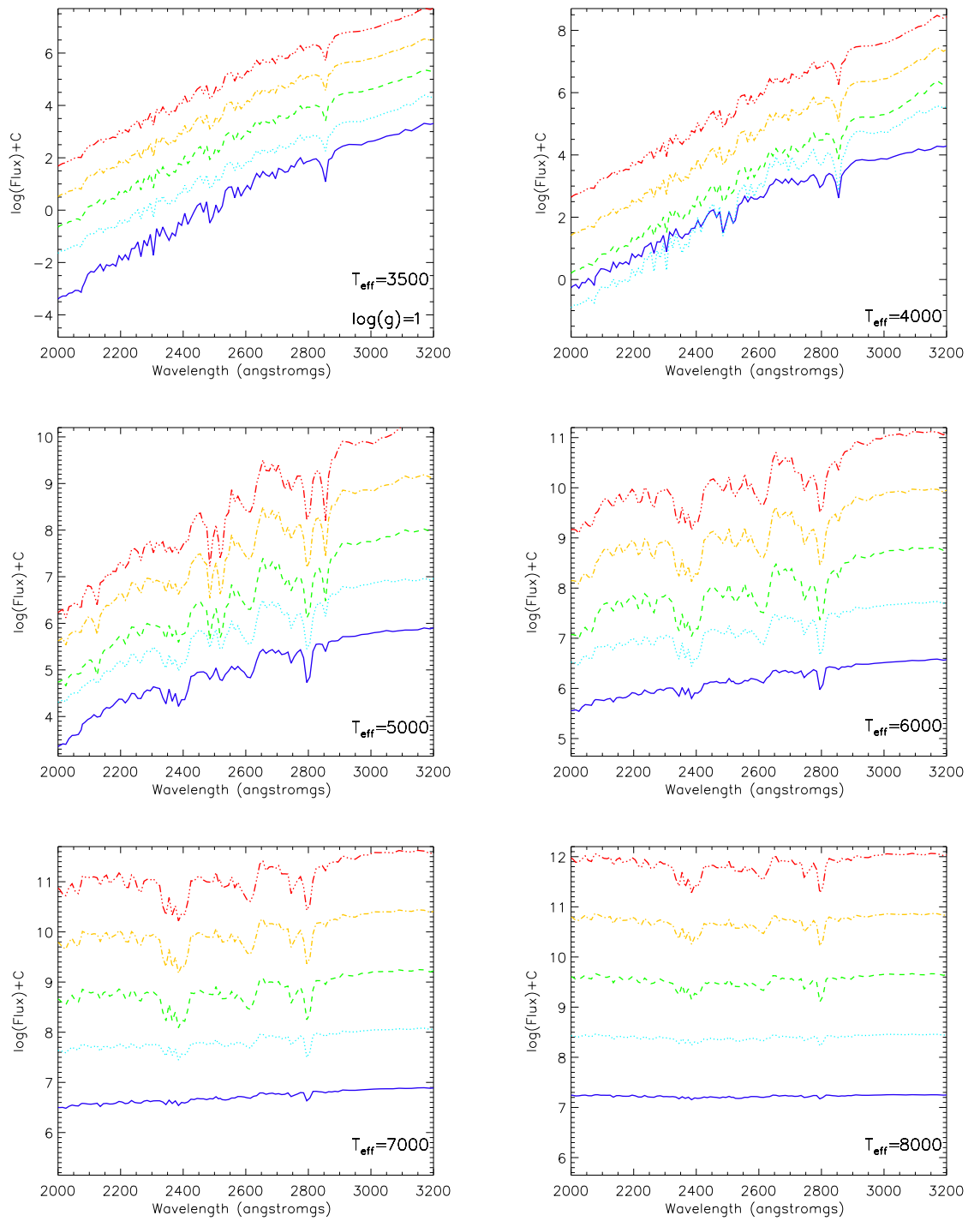


Figura 3.2: Espectros de Castelli en donde se observa la dependencia de las líneas de absorción respecto a la gravedad ($\log g = 1$)

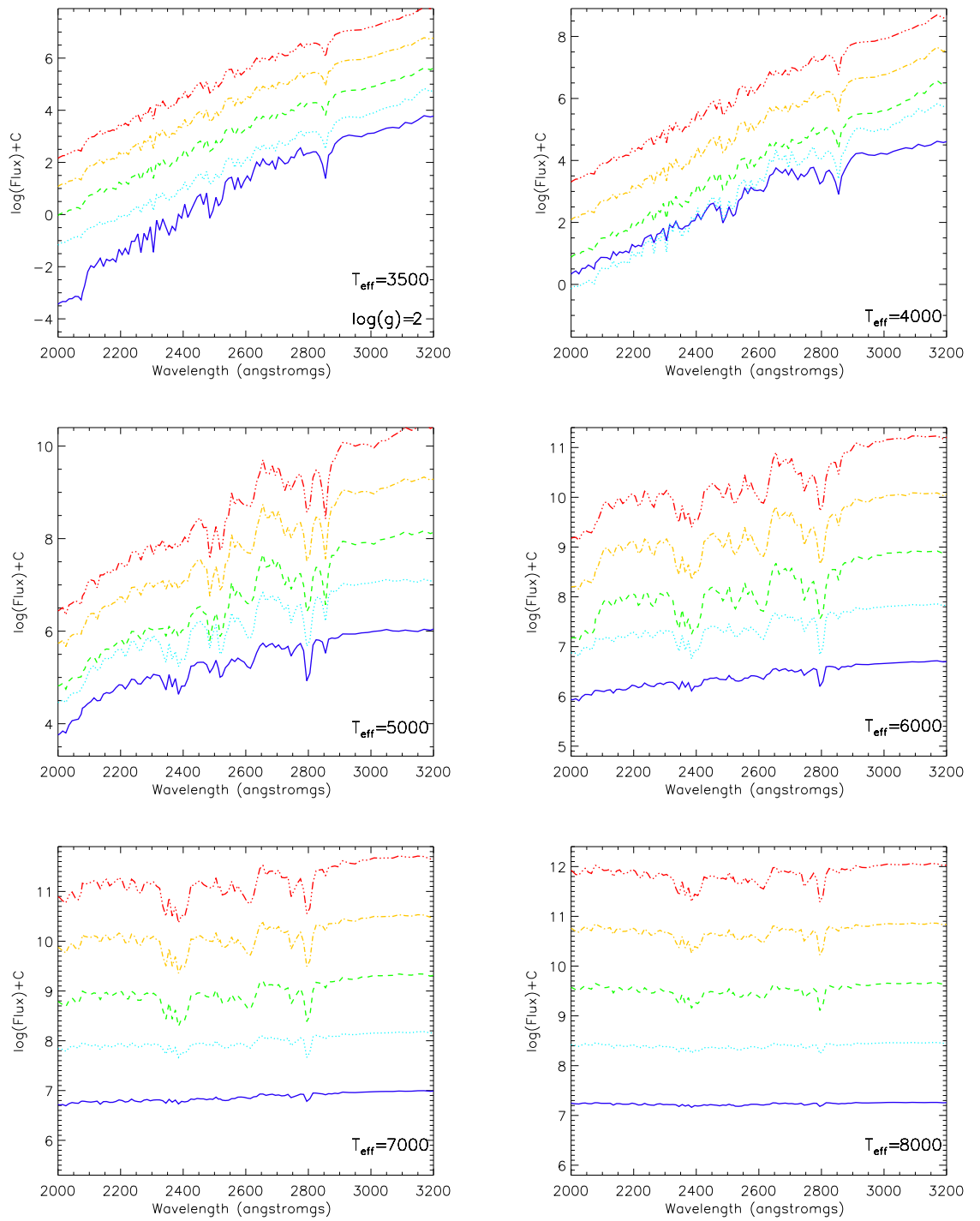


Figura 3.3: Espectros de Castelli en donde se observa la dependencia de las líneas de absorción respecto a la gravedad ($\log g = 2.0$)

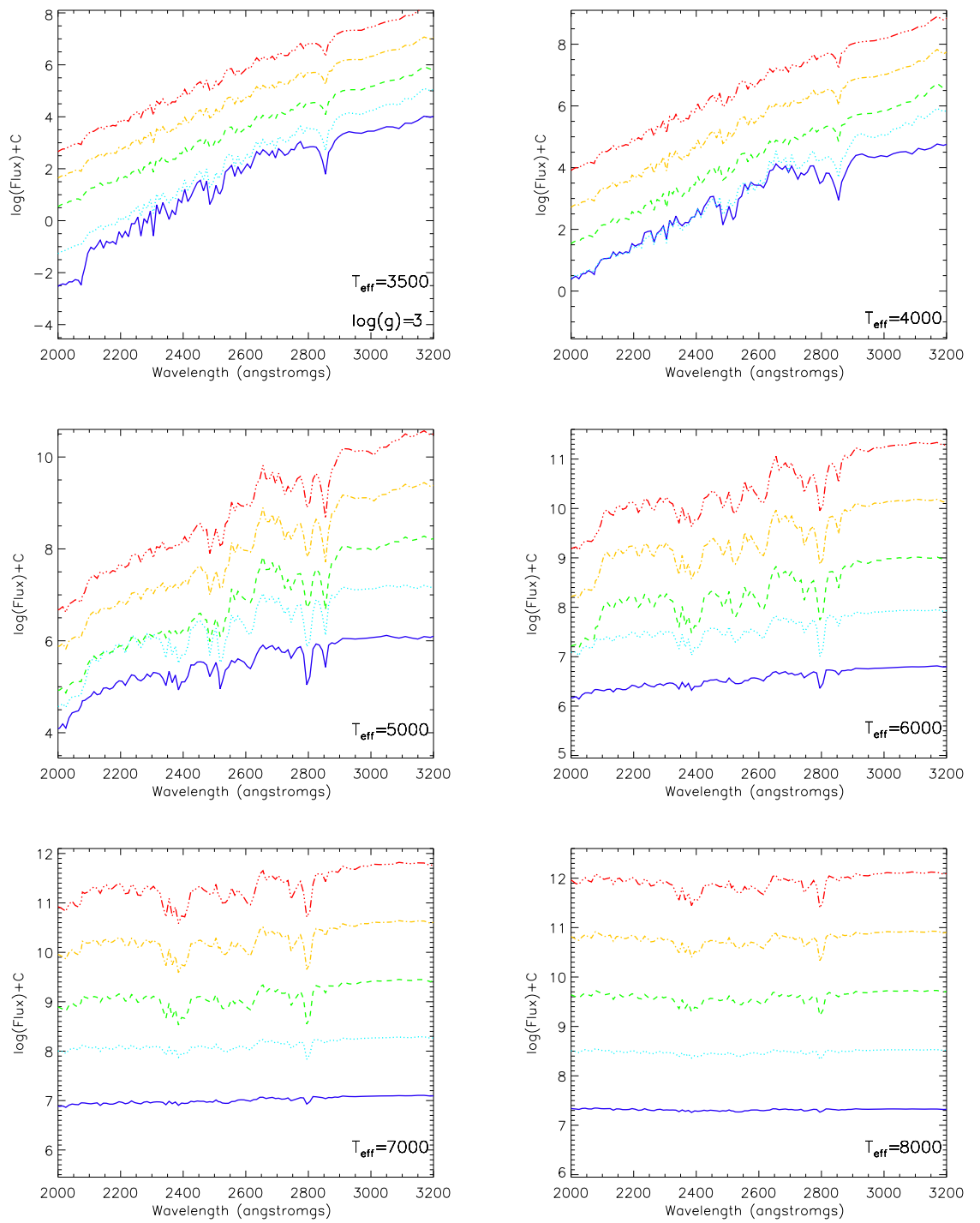


Figura 3.4: Espectros de Castelli en donde se observa la dependencia de las líneas de absorción respecto a la gravedad ($\log g = 3.0$)

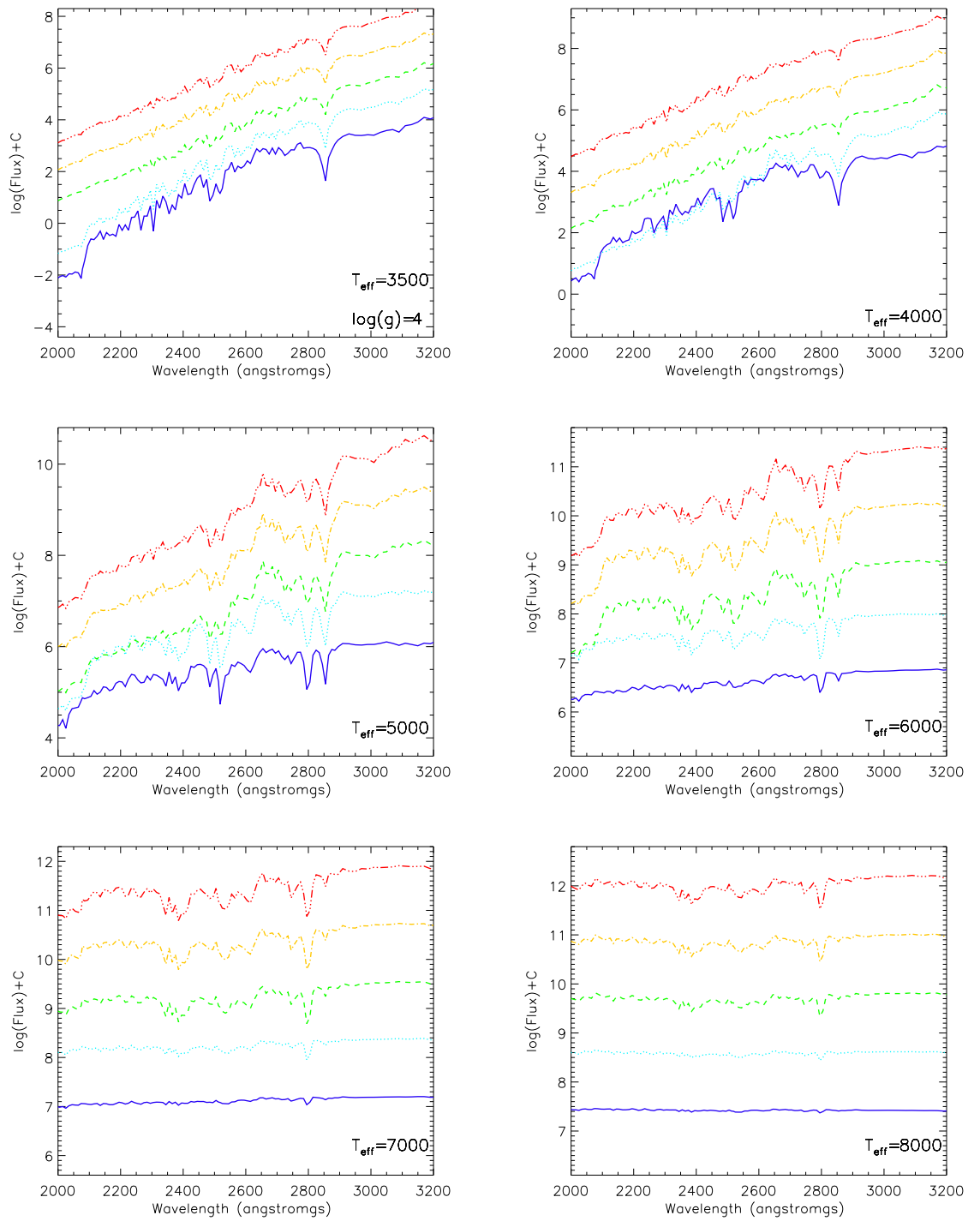


Figura 3.5: Espectros de Castelli en donde se observa la dependencia de las líneas de absorción respecto a la gravedad ($\log g = 4.0$)

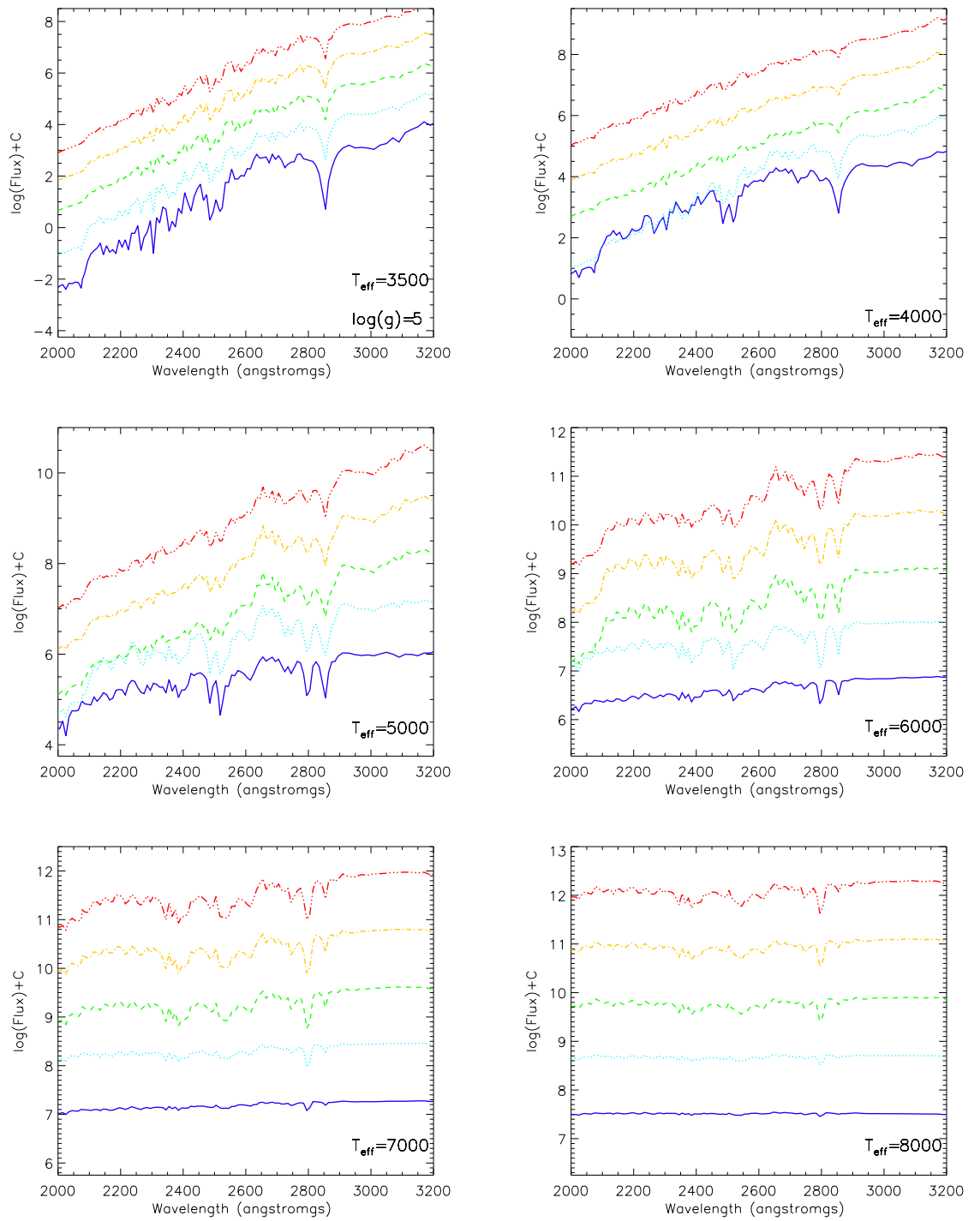


Figura 3.6: Espectros de Castelli en donde se observa la dependencia de las líneas de absorción respecto a la gravedad ($\log g = 5.0$)

Capítulo 4

Análisis de los índices teóricos definidos en los espectros de GALEX.

4.1. Definición de los índices teóricos.

Debido a la baja resolución de los espectros NUV de GALEX no sólo hemos decidido utilizar la biblioteca Castelli & Kurucz (2003) descrita en el capítulo anterior, también hemos considerado oportuno re-definir una serie de índices similares a los de Fanelli et al. (1990) ya que los originales fueron definidos a través de una secuencia de bandas que eran apropiadas a las características de los espectros de IUE. En la Tabla 4.1 se muestran las nuevas bandas de línea y del continuo que se definieron para trabajar con los espectros de las estrellas observadas por GALEX, y en la Tabla 4.2 se proporciona la definición de los índices. La definición de las bandas se obtuvo mediante la meticulosa inspección visual de diversos espectros estelares con alta señal a ruido (se observaron aquellos con $\text{SNR} > 40$). En la Figura 4.1 mostramos un espectro de GALEX, correspondiente al *tile* ABELL0426, donde se muestra la nueva secuencia de bandas que se usaron para definir los índices espectroscópicos.

En esta nueva definición se crearon 6 bandas de línea y 4 del continuo. Para cada línea se deben usar dos bandas del continuo, tal y como se describió en la sección 1.3; de tal suerte que con la definición dada en las Tablas 4.1 y 4.2 dos o más índices compartirán el mismo continuo. Es importante mencionar para los índices BL2730 y MgII2800 no fue posible definir una banda roja debido a la baja sensibilidad de GALEX para $\lambda > 2830 \text{ \AA}$ por lo que sólo se usó una banda azul que sirvió para definir el flujo del continuo.

Se decidió también mantener el nombre de los índices de la misma forma en que los definió Fanelli, con excepción de BL2730. Este índice es en realidad una combinación de los índices BL2720 y BL2740 de Fanelli. En GALEX, ambas líneas aparecen así debido a que la baja resolución de los espectros produce empalmes entre líneas cercanas.

El criterio para definir lo más correctamente posible la banda de un índice se

basó en la observación de una amplia gama de espectros del satélite (todos correspondientes a estrellas). Luego, mediante prueba y error se fueron ajustando las bandas, de tal manera que cada una de estas estuviera dentro la línea de absorción que se requería medir. Además, se impuso que el ancho de banda fuera de cuando menos $\Delta\lambda = 40 \text{ \AA}$ (salvo para la banda C2) para tener un número suficiente de puntos dentro de la línea. De igual modo, para las bandas del continuo verificamos que estas fueran poco afectadas por líneas de absorción.

Para el cálculo de los índices hemos seguido el mismo procedimiento de Fanelli descrito en la sección 1.2, esto es, hemos aplicado la ecuación 1.1.

Tabla 4.1: Secuencia de bandas utilizadas para la definición de los índices de GALEX.

ID	Banda Å
I1	2325-2364
I2	2369-2425
I3	2510-2575
I4	2585-2650
I5	2713-2767
I6	2774-2824
C1	2285-2325
C2	2425-2448
C3	2460-2500
C4	2657-2700

Tabla 4.2: Índices de GALEX definidos para las bandas azules y rojas. Los índices del continuo están definidos en la Tabla 4.1.

índice	Banda Azul	Banda central	Banda Roja
FeII2332	C1	I1	C2
FeII2402	C1	I2	C2
BL2538	C3	I3	C4
FeII2609	C3	I4	C4
BL2730	C4	I5	...
MgII2800	C4	I6	...

En la siguiente sección daremos una prueba de la funcionalidad de los índices recién definidos. Compararemos también estos índices con aquellos medidos en espectros observados.

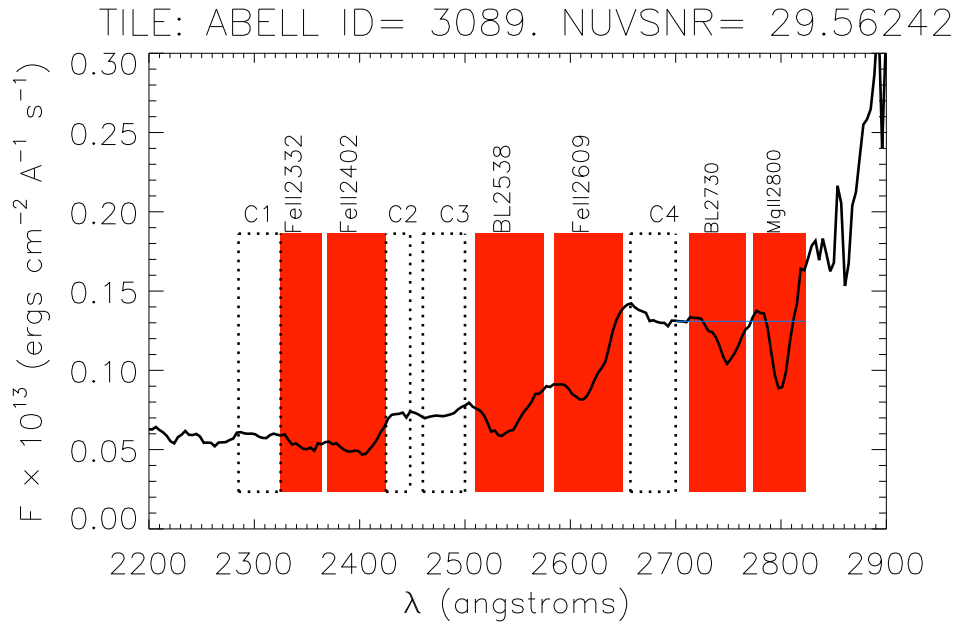


Figura 4.1: Espectro de GALEX donde se muestran los índices nuevos. Las bandas con degradado son los correspondientes a líneas, y las bandas con las líneas punteadas representan los continuos. En la figura también aparece el continuo artificial creado entre 2700 y 2825 con una línea horizontal.

4.2. Cálculo de los índices definidos en los espectros de GALEX

Del *tile* que escogimos para su estudio, seleccionamos las estrellas con señal a ruido superior a 10.0. Tenemos entonces un grupo de 100 estrellas. Para cada uno de estos espectros estelares calculamos los índices definidos en la sección anterior. Primeramente mostramos en la Tabla 4.3 y 4.4 los resultados del cálculo de los índices para cada espectro. Se muestra también el error asociado a cada índice, utilizando el valor del error en función de la longitud de onda que proveidos como parte de los datos reducidos de la base de datos de GALEX y, aleatoriamente para cada uno de estos, se agregó ruido a la distribución de energía. Mediante el método de Monte Carlo, se repitió el procedimiento unas 300 veces y se calcularon los índices. Finalmente, se calculó la desviación estandar asociada a la distribución de índices, que es el error asociado a cada índice.

Tabla 4.3: Índices de los espectros del *tile* ABELL0426. Se muestran también los errores asociados a cada índice.

ID	FeII2332	$\sigma_{FeII2332}$	FeII2402	$\sigma_{FeII2402}$	BL2538	σ_{BL2538}
504	0.236	0.031	0.362	0.026	0.409	0.018
516	0.240	0.022	0.339	0.022	0.539	0.011
744	0.268	0.020	0.410	0.016	0.447	0.012
833	0.188	0.013	0.229	0.012	0.222	0.009
890	0.247	0.026	0.371	0.023	0.346	0.017
1153	0.127	0.014	0.163	0.012	0.198	0.010
1192	0.108	0.035	0.203	0.028	0.233	0.019
1198	0.245	0.015	0.396	0.014	0.399	0.009
1256	0.293	0.011	0.412	0.010	0.430	0.006
1438	0.226	0.029	0.330	0.028	0.354	0.019
1579	0.302	0.009	0.461	0.008	0.467	0.006
1616	0.297	0.016	0.387	0.016	0.426	0.010
1646	0.210	0.008	0.256	0.008	0.271	0.006
1652	0.230	0.006	0.313	0.006	0.243	0.004
1784	0.182	0.026	0.263	0.022	0.266	0.016
1989	0.294	0.015	0.393	0.014	0.397	0.009
2237	0.191	0.015	0.316	0.013	0.310	0.009
2244	0.325	0.010	0.482	0.009	0.510	0.006
2260	0.143	0.010	0.192	0.009	0.178	0.007
2474	0.161	0.023	0.276	0.020	0.297	0.014
2491	0.298	0.029	0.427	0.023	0.444	0.014
2543	0.226	0.016	0.323	0.015	0.314	0.010
2595	0.319	0.024	0.489	0.021	0.538	0.013
2665	0.243	0.021	0.359	0.019	0.405	0.012
2758	0.294	0.015	0.455	0.013	0.451	0.009
2815	0.150	0.006	0.210	0.005	0.176	0.004
2930	0.227	0.023	0.362	0.019	0.380	0.012
2949	0.358	0.032	0.434	0.025	0.395	0.016
2992	0.164	0.015	0.255	0.013	0.257	0.010
3034	0.151	0.030	0.328	0.027	0.322	0.020
3089	0.180	0.012	0.281	0.011	0.287	0.007
3117	0.251	0.017	0.424	0.015	0.556	0.009
3200	0.140	0.010	0.222	0.010	0.218	0.006
3400	0.174	0.029	0.275	0.024	0.207	0.017
3488	0.245	0.017	0.319	0.015	0.306	0.011
3577	0.270	0.022	0.357	0.021	0.341	0.012
3831	0.231	0.012	0.309	0.011	0.259	0.007
3901	0.318	0.027	0.423	0.025	0.510	0.015
3996	0.275	0.033	0.365	0.027	0.414	0.018
4024	0.264	0.033	0.382	0.031	0.359	0.018
4105	0.325	0.012	0.485	0.011	0.515	0.007
4138	0.154	0.018	0.217	0.016	0.179	0.012
4204	0.260	0.015	0.406	0.012	0.378	0.008
4332	0.297	0.025	0.461	0.021	0.428	0.014
4513	0.258	0.012	0.359	0.011	0.351	0.007
4651	0.302	0.024	0.384	0.022	0.330	0.012
4672	0.224	0.016	0.268	0.013	0.252	0.009
4706	0.257	0.006	0.362	0.006	0.359	0.004
4870	0.320	0.032	0.462	0.032	0.596	0.015
5255	0.109	0.010	0.191	0.009	0.613	0.006
5277	0.261	0.027	0.381	0.024	0.354	0.015
5308	0.096	0.030	0.133	0.027	0.207	0.018
5481	0.324	0.019	0.492	0.017	0.517	0.012
5499	0.061	0.007	0.133	0.006	0.163	0.004
5612	0.250	0.015	0.346	0.013	0.342	0.008
5618	0.210	0.016	0.278	0.015	0.305	0.011
5790	0.252	0.023	0.464	0.023	0.605	0.013
5880	0.134	0.012	0.189	0.010	0.173	0.008
5906	0.290	0.030	0.413	0.026	0.482	0.017
6123	0.126	0.005	0.185	0.004	0.196	0.003

Continúa en la página siguiente...

Tabla 4.3 – Continuacion

ID	FeII2332	$\sigma_{FeII2332}$	FeII2402	$\sigma_{FeII2402}$	BL2538	σ_{BL2538}
6172	0.307	0.026	0.383	0.022	0.323	0.014
6194	0.243	0.021	0.327	0.018	0.328	0.012
6374	0.149	0.031	0.206	0.024	0.284	0.017
6426	0.261	0.016	0.451	0.014	0.600	0.009
6483	0.264	0.026	0.396	0.021	0.488	0.015
6580	0.344	0.022	0.470	0.019	0.449	0.012
6866	0.250	0.011	0.362	0.010	0.368	0.007
6877	0.117	0.021	0.166	0.018	0.196	0.013
6888	0.171	0.016	0.265	0.015	0.273	0.010
6966	0.203	0.004	0.247	0.004	0.241	0.003
7100	0.119	0.013	0.248	0.012	0.679	0.006
7253	0.318	0.028	0.467	0.026	0.461	0.015
7329	0.220	0.004	0.306	0.004	0.264	0.003
7343	0.148	0.023	0.210	0.021	0.256	0.015
7347	0.168	0.015	0.242	0.014	0.246	0.009
7801	0.174	0.019	0.317	0.019	0.316	0.012
7819	0.163	0.011	0.228	0.010	0.224	0.007
7874	0.216	0.010	0.363	0.010	0.380	0.007
7876	0.276	0.023	0.405	0.022	0.556	0.012
7908	0.245	0.032	0.308	0.030	0.333	0.018
7916	0.169	0.013	0.264	0.011	0.247	0.008
8007	0.295	0.030	0.370	0.026	0.409	0.016
8162	0.204	0.020	0.353	0.019	0.356	0.012
8216	0.116	0.021	0.175	0.020	0.227	0.013
8226	0.290	0.016	0.438	0.014	0.536	0.008
8350	0.234	0.018	0.321	0.016	0.298	0.010
8384	0.271	0.022	0.415	0.021	0.495	0.013
8445	0.265	0.033	0.383	0.025	0.460	0.016
8473	-0.043	0.017	0.064	0.016	0.071	0.012
8525	0.168	0.024	0.270	0.021	0.243	0.013
8546	0.214	0.009	0.296	0.008	0.291	0.006
8550	0.163	0.011	0.219	0.010	0.211	0.007
8629	0.167	0.028	0.325	0.025	0.316	0.017
8637	0.203	0.010	0.279	0.009	0.238	0.006
8958	0.071	0.026	0.170	0.022	0.593	0.012
9165	0.298	0.019	0.424	0.018	0.509	0.011
9253	0.225	0.028	0.288	0.026	0.283	0.016
9356	0.088	0.011	0.159	0.011	0.161	0.008
9396	0.198	0.021	0.267	0.019	0.254	0.012
9615	0.176	0.013	0.231	0.011	0.272	0.008

Tabla 4.4: Indices de los espectros del *tile* ABELL0426. Se muestran también los errores asociados a cada indice.

ID	FeII2609	$\sigma_{FeII2609}$	BL2730	σ_{BL2730}	MgII2800	$\sigma_{MgII2800}$
504	0.273	0.016	0.454	0.023	0.391	0.065
516	0.410	0.010	0.445	0.012	0.555	0.034
744	0.311	0.010	0.586	0.014	0.342	0.030
833	0.116	0.008	0.415	0.014	0.247	0.029
890	0.201	0.014	0.287	0.019	0.378	0.052
1153	0.057	0.008	0.533	0.014	0.347	0.027
1192	0.174	0.016	0.405	0.023	0.354	0.058
1198	0.305	0.008	0.350	0.011	0.404	0.025
1256	0.319	0.006	0.441	0.009	0.524	0.017
1438	0.235	0.016	0.557	0.024	0.524	0.068
1579	0.348	0.005	0.550	0.006	0.584	0.013
1616	0.291	0.009	0.614	0.012	0.390	0.028

Continua en la página siguiente...

Tabla 4.4 – Continuacion

ID	FeII2609	$\sigma_{FeII609}$	BL2730	σ_{BL2730}	MgII2800	$\sigma_{MgII2800}$
1646	0.137	0.005	0.448	0.007	0.405	0.015
1652	0.157	0.004	0.413	0.006	0.221	0.011
1784	0.140	0.014	0.250	0.021	0.227	0.048
1989	0.290	0.007	0.228	0.009	0.289	0.022
2237	0.211	0.008	0.331	0.012	0.302	0.025
2244	0.356	0.005	0.381	0.007	0.565	0.015
2260	0.097	0.007	0.591	0.011	0.317	0.023
2474	0.188	0.012	0.323	0.017	0.304	0.041
2491	0.346	0.011	0.373	0.015	0.341	0.037
2543	0.189	0.009	0.387	0.013	0.334	0.031
2595	0.423	0.010	0.328	0.013	0.431	0.028
2665	0.300	0.011	0.479	0.015	0.327	0.036
2758	0.371	0.008	0.419	0.010	0.413	0.022
2815	0.111	0.004	0.474	0.006	0.171	0.012
2930	0.255	0.010	0.223	0.015	0.180	0.030
2949	0.291	0.013	0.267	0.017	0.391	0.050
2992	0.176	0.009	0.412	0.013	0.026	0.026
3034	0.279	0.017	0.067	0.028	0.226	0.068
3089	0.157	0.007	0.299	0.009	0.100	0.020
3117	0.439	0.007	0.141	0.008	0.412	0.018
3200	0.120	0.006	0.469	0.009	0.029	0.018
3400	0.143	0.016	0.068	0.023	0.197	0.058
3488	0.199	0.009	0.180	0.014	0.068	0.024
3577	0.286	0.010	0.101	0.015	0.236	0.031
3831	0.170	0.006	0.294	0.009	0.340	0.023
3901	0.407	0.011	0.331	0.016	0.293	0.033
3996	0.281	0.014	0.323	0.021	0.339	0.050
4024	0.279	0.015	0.421	0.022	0.195	0.049
4105	0.413	0.005	0.336	0.007	0.329	0.014
4138	0.119	0.010	0.401	0.017	0.260	0.035
4204	0.274	0.006	0.306	0.009	0.452	0.023
4332	0.330	0.011	0.505	0.015	0.323	0.039
4513	0.240	0.006	0.297	0.009	0.147	0.018
4651	0.234	0.011	0.160	0.015	0.014	0.032
4672	0.181	0.009	0.003	0.012	-0.034	0.024
4706	0.244	0.003	0.060	0.005	0.365	0.010
4870	0.429	0.011	0.403	0.014	0.521	0.032
5255	0.385	0.004	0.605	0.006	0.465	0.013
5277	0.237	0.012	0.499	0.018	0.249	0.043
5308	0.130	0.018	0.260	0.028	0.071	0.061
5481	0.414	0.010	0.107	0.012	0.350	0.027
5499	0.058	0.004	0.379	0.006	0.241	0.013
5612	0.244	0.007	0.306	0.010	0.157	0.021
5618	0.220	0.010	0.160	0.015	0.114	0.030
5790	0.466	0.010	0.139	0.012	0.368	0.028
5880	0.112	0.007	0.435	0.011	-0.019	0.020
5906	0.408	0.012	0.028	0.017	0.217	0.035
6123	0.114	0.003	0.267	0.005	0.146	0.009
6172	0.193	0.012	0.179	0.018	0.263	0.037
6194	0.258	0.010	0.247	0.014	0.071	0.031
6374	0.128	0.014	0.113	0.023	0.382	0.068
6426	0.435	0.007	0.404	0.009	0.473	0.019
6483	0.332	0.011	0.532	0.015	0.553	0.038
6580	0.331	0.010	0.575	0.013	0.366	0.032
6866	0.256	0.006	0.418	0.008	0.198	0.017
6877	0.127	0.013	0.256	0.019	0.076	0.039
6888	0.169	0.008	0.070	0.013	0.207	0.029
6966	0.100	0.003	0.212	0.005	0.242	0.009
7100	0.437	0.005	0.258	0.007	0.301	0.013
7253	0.360	0.011	0.369	0.017	0.366	0.040
7329	0.192	0.003	0.322	0.004	0.072	0.007
7343	0.136	0.013	0.115	0.020	0.244	0.050

Continua en la página siguiente...

Tabla 4.4 – Continuacion

ID	FeII2609	$\sigma_{FeII609}$	BL2730	σ_{BL2730}	MgII2800	$\sigma_{MgII2800}$
7347	0.121	0.009	0.303	0.015	0.111	0.028
7801	0.203	0.010	0.138	0.014	0.237	0.033
7819	0.158	0.007	0.237	0.010	0.106	0.020
7874	0.325	0.006	0.144	0.008	0.335	0.019
7876	0.443	0.009	0.390	0.011	0.302	0.025
7908	0.219	0.017	0.378	0.022	0.233	0.054
7916	0.161	0.007	0.324	0.012	0.136	0.023
8007	0.285	0.014	0.191	0.018	0.372	0.047
8162	0.225	0.011	0.355	0.016	0.489	0.040
8216	0.106	0.012	0.549	0.019	0.136	0.041
8226	0.420	0.007	0.200	0.008	0.353	0.019
8350	0.164	0.009	0.438	0.014	0.353	0.030
8384	0.319	0.011	0.371	0.014	0.423	0.035
8445	0.290	0.014	0.473	0.019	0.540	0.053
8473	0.012	0.012	0.639	0.018	0.113	0.039
8525	0.148	0.011	0.157	0.018	0.163	0.042
8546	0.200	0.005	0.244	0.008	0.224	0.016
8550	0.131	0.007	0.269	0.009	0.191	0.020
8629	0.224	0.015	0.175	0.022	0.275	0.052
8637	0.158	0.006	0.222	0.010	0.201	0.020
8958	0.364	0.009	0.251	0.012	0.106	0.023
9165	0.378	0.011	0.224	0.013	0.410	0.028
9253	0.196	0.015	0.432	0.021	0.066	0.047
9356	0.098	0.008	0.170	0.012	0.174	0.028
9396	0.152	0.012	0.227	0.019	0.238	0.042
9615	0.128	0.007	0.309	0.011	0.218	0.022

4.3. Efectos de metalicidad y gravedad en los índices.

Ahora se mostrará el análisis que se realizó con los índices de GALEX usando la biblioteca de espectros estelares de Castelli & Kurucz (2003). Para la biblioteca completa hemos calculado todo el conjunto de índices después de haber aplicado una convolución gaussiana para ajustar los espectros teóricos a la resolución de GALEX (20 Å). Las tendencias de los índices como función de la gravedad y la temperatura se muestran en las Figuras 4.2 y 4.3. Hemos considerado un intervalo de gravedad que va de $\log g = 1.0$ a 5.0 dex y un intervalo de temperatura que va de $T_{eff} = 4000$ a 8000 K, que es el intervalo de temperaturas que estudiaremos en la base de datos de GALEX. Fijamos la composición química en el valor solar.

Damos a continuación una breve descripción de los índices en función de su comportamiento en función de la gravedad.

FeII2332. Por inspección de los paneles de la Figura 4.2 se puede notar que este índice presenta un comportamiento muy sensible a la gravedad, para una temperatura de $T_{eff} = 6000$ K en todos los casos. Los índices varían en un factor de 2.5 entre $\log g = 1$ y $\log g = 5$, con los índices más bajos para las gravedades más altas.

FeII2402. Presenta una marcada sensibilidad a la gravedad, con una variación de un factor de dos. Muy similar a FeII2332 en cuanto los máximos están ubicados en la misma T_{eff} .

BL2538. Este índice muestra también una significativa sensibilidad a la gravedad que depende de la T_{eff} , pues en este caso los máximos de las curvas para distintas gravedades se ubican a temperaturas diferentes. Notar que para $T_{eff} = 4500$ K hay un factor de 3 de diferencia entre la gravedad más alta y la más baja. De igual modo, nótese el comportamiento que siguen los índices al aumentar la temperatura, el valor del índice aumenta; es decir, se presenta una inversión en las curvas a partir de, aproximadamente, $T_{eff} = 5000$ K.

FeII2609. Presenta un comportamiento similar a BL2538 en cuanto a que los máximos se ubican a diferentes T_{eff} , de tal manera que para gravedades bajas el máximo es alcanzado a temperaturas menores.

BL2730 y Mg2800. Ambos índices muestran un comportamiento muy semejante. Para temperaturas por debajo de $T_{eff} = 5500$ K los índices muestran una dependencia muy fuerte a la gravedad, nótese que hay un factor de al rededor de 10 para $T_{eff} = 4500$ K, aunque sólo para un corto rango de temperaturas. Para temperaturas mayores, la sensibilidad es considerablemente menor.

Vemos entonces que de todos los índices, algunos más que otros, presentan cierta sensibilidad a la gravedad. El caso de BL2538 es peculiar, pues se observa cómo las curvas se invierten, indicando que el valor del índice disminuye conforme aumenta la gravedad para $T_{eff} < 5000$ K y, el comportamiento contrario, para $T_{eff} > 5000$ K. Más adelante presentamos los diagramas de sensibilidad que nos ayudarán a determinar, cualitativamente, el rango de temperaturas y gravedades presentes en la muestra espectroscópica de GALEX. Hay que resaltar que, con excepción de las líneas de MgII en 2800 Å, los índices que aquí se analizaron fueron marginados en estudios anteriores basados en espectros de IUE (aquellos por debajo de 2400 Å). En el presente trabajo demostramos que estos índices tienen un gran potencial para discriminar entre los efectos de los parámetros atmosféricos.

Observamos también efectos muy similares para índices que están cerca el uno del otro, FeII2332 y FeII2402, BL2538 y FeII2609, BL2730 y MgII2800. Pensamos que esto es debido a que el *blending* suaviza las diferencias entre los índices originales definidos por Fanelli. Este caso es especialmente evidente en BL2730 y Mg2800. Esto es debido al hecho de que el índice BL2730 es el *blend* de BL2720 y BL2740 de Fanelli, por tanto podemos suponer que el efecto neto de la combinación de estos índices es la combinación de ambos (comparese la Figura 3 de Chávez et al. 2007 para estos índices con la obtenida en la Figura 4.6 del presente trabajo). Hay que observar también cómo ambas líneas de absorción tienen un comportamiento similar para la biblioteca de Castelli (observar la Figura 3.1-3.6).

En la Figura 4.3 vemos la dependencia de los índices respecto a la metalicidad. En esta Figura hemos utilizando cuatro metalicidades distintas que van de $[Fe/H] = -2.0$ hasta $+0.5$ dex para una gravedad fija de $\log g = 4.5$. En general, observamos que la magnitud del índice se incrementa conforme aumentamos la metalicidad para temperaturas altas. De igual manera, todos estos índices presentan un comportamiento invertido para bajas temperaturas. Esto indica que la línea está comenzando a saturarse. Vemos también una alta sensibilidad a la composición química, teniendo un factor de 3–5 entre

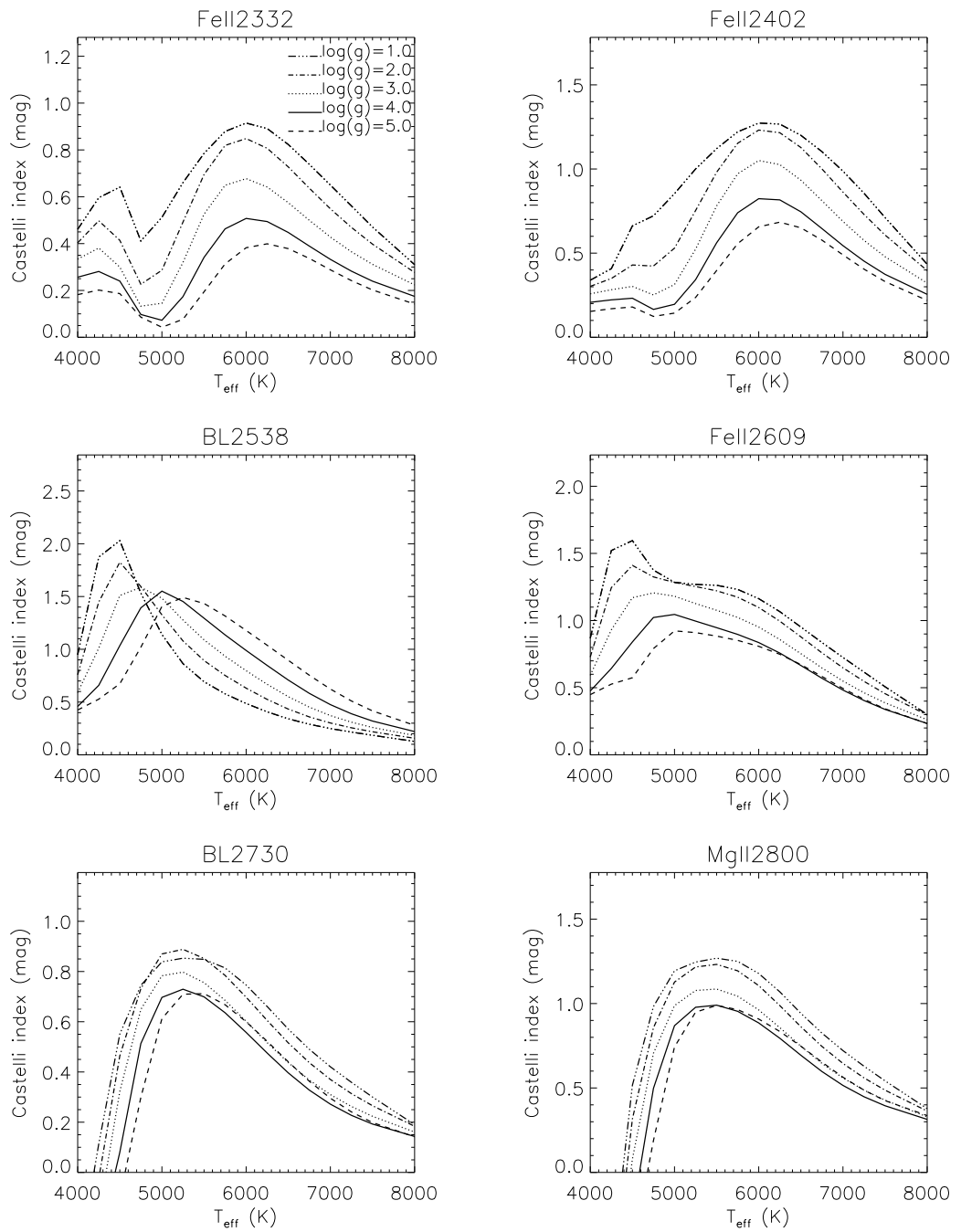


Figura 4.2: Índices calculados con la biblioteca de Castelli para un rango de gravedad de $\log g = 1.0$ a $\log g = 5.0$. La metalicidad usada es solar.

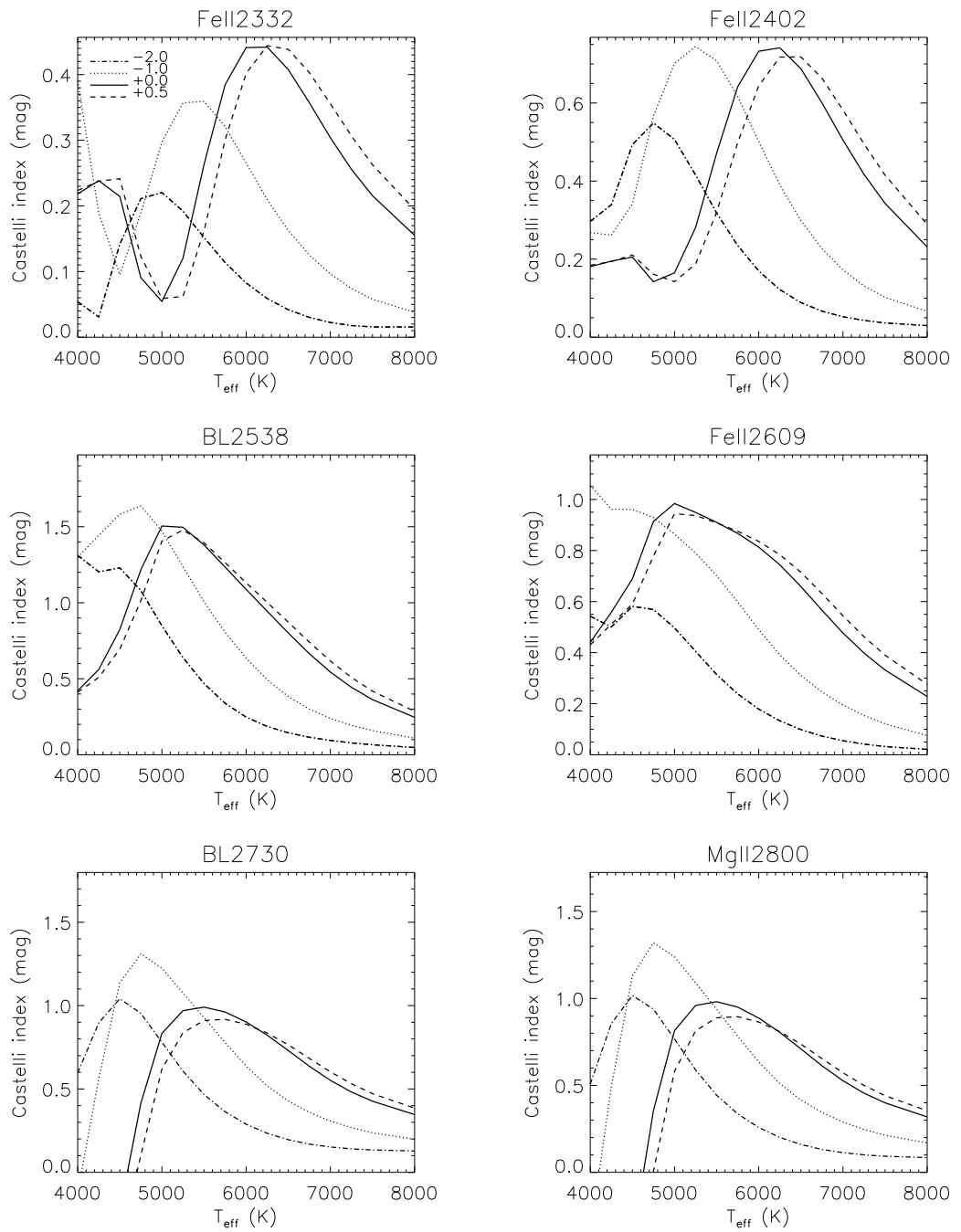


Figura 4.3: Índices calculados con Castelli para gravedad $\log g = 4.5$ con metalicidad variable.

el intervalo de metalicidad usado. En general, la dependencia respecto a la metalicidad permitirá abordar un futuro análisis de la composición química en los espectros estelares de GALEX. Este estudio, a su vez, servirá para explorar las abundancias químicas de la Galaxia, una vez que se establezca la posición de las estrellas en la muestra estelar de GALEX en términos de su distancia al plano de la galaxia.

4.4. Comparación de índices teóricos con índices observados.

Para obtener una estimación de la validez de los índices teóricos obtenidos de la biblioteca de flujos estelares sintéticos de Castelli & Kurucz (2003), se necesita seleccionar una muestra de estrellas cuyos parámetros físicos (temperatura efectiva, gravedad superficial y metalicidad) sean conocidos.

Utilizamos, para realizar esta tarea, el catálogo de Wu et al. (1983) y Fanelli et al. (1990), que incluye 220 estrellas de todos los tipos espectrales (O → M) y clases de luminosidad (I a V), observadas con el satélite ultravioleta IUE. De esta muestra, a través de una búsqueda en la literatura, Rodríguez-Merino et al. (2005) encontró la terna de parámetros físicos para 111 estrellas. En la Tabla 4.5 están reportados el número de identificación HD de la estrella, la temperatura efectiva, la gravedad superficial y la abundancia [Fe/H]. Todas estas estrellas tienen una o más imágenes espectrales del IUE en el mediano ultravioleta, que cubre totalmente la región espectral donde se definieron los índices espectrofotométricos de GALEX (ver Tabla 4.2). Rodríguez-Merino et al. (2005) promedió las imágenes para obtener un solo espectro, con más elevado S/N, que fue corregido por extinción.

Tabla 4.5: Parámetros físicos de las estrellas IUE.

HD	T_{eff}	$\log g$	[Fe/H]
2151	5793	4.05	-0.17
3360	22180	3.92	-0.23
4128	4836	2.62	0.01
4307	5736	3.99	-0.32
4614	5809	4.41	-0.23
6203	4560	2.96	-0.35
10307	5845	4.35	-0.02
10380	4052	1.43	-0.29
10476	5196	4.50	-0.20
10700	5229	4.36	-0.53
10780	5419	4.60	0.36
14802	5917	4.30	-0.09

Continua en la página siguiente...

Tabla 4.5 – Continuación

HD	T_{eff}	$\log g$	[Fe/H]
17081	12807	3.64	0.05
17709	3880	1.42	-0.36
19058	3500	0.80	0.05
19476	4953	3.09	0.10
20630	5648	4.41	0.03
22049	5058	4.55	-0.20
22879	5838	4.15	-0.88
26630	5331	1.38	0.02
27383	6280	4.55	0.10
27561	6700	4.33	0.04
27808	6340	4.36	0.10
27836	6120	4.65	-0.08
28527	7986	4.18	0.14
29139	3903	1.26	-0.10
34816	30695	4.14	0.38
35620	4238	1.68	-0.14
36512	31500	4.13	0.25
36673	7234	1.38	-0.04
37160	4504	2.56	-0.58
38666	31790	4.00	-0.74
38899	10903	4.00	0.01
40136	7127	4.14	-0.13
44478	3600	1.00	0.11
46328	27720	4.00	-0.18
48329	4592	0.81	-0.05
49293	4620	2.59	-0.12
54605	6222	1.00	0.35
54719	4350	2.17	0.02
55575	5878	4.23	-0.36
59612	8100	1.50	0.08
62509	4890	2.66	0.07
63922	30300	4.00	0.33
64606	5139	4.08	-0.99
66141	4250	2.29	-0.36
69267	4072	1.73	-0.17
70272	3900	1.59	-0.03
72184	4525	2.05	-0.05
72324	4730	2.08	-0.10
73471	4500	2.36	0.05

Continua en la página siguiente...

Tabla 4.5 – Continuación

HD	T_{eff}	$\log g$	[Fe/H]
75732	5196	4.47	0.22
76294	4870	2.49	-0.01
78647	4235	1.40	0.23
82328	6227	3.98	-0.11
84441	5343	2.05	-0.08
85503	4501	2.37	0.16
89025	7182	2.97	0.12
90839	6072	4.41	-0.23
95272	4494	2.76	-0.08
99028	6739	3.98	0.06
101501	5508	4.64	-0.05
102870	6124	4.24	0.19
106516	6089	4.25	-0.76
109379	5147	2.15	0.08
113139	6890	4.13	0.02
114710	6008	4.44	0.10
115617	5596	4.24	-0.03
117176	5478	3.75	-0.11
125560	4400	2.42	0.00
126660	6338	4.29	-0.05
132345	4322	2.08	0.05
134083	6632	4.50	0.10
137759	4515	2.67	0.17
140573	4555	2.38	0.11
142091	4800	3.37	-0.04
142373	5880	4.20	-0.42
142860	6340	4.10	-0.13
142980	4560	3.22	0.06
145328	4720	3.25	-0.20
145675	5265	4.49	0.26
147394	14868	3.81	0.00
150680	5742	3.76	-0.07
157244	4582	1.30	0.50
159181	5334	1.48	0.21
159561	8126	3.97	0.30
161471	7000	1.30	0.27
161797	5463	3.92	0.19
163506	6400	1.20	-0.41
173667	6337	4.08	-0.12

Continua en la página siguiente...

Tabla 4.5 – Continuación

HD	T_{eff}	$\log g$	[Fe/H]
182572	5658	4.15	0.35
185144	5169	4.50	-0.24
187691	6146	4.34	0.12
188512	5212	3.09	-0.03
193432	10313	3.75	0.03
195633	5969	3.75	-1.00
198149	4965	3.18	-0.18
200580	5727	3.50	-0.75
201091	4364	4.55	-0.05
201092	3868	4.58	-0.19
206778	4272	1.02	0.02
206859	4861	1.45	-0.02
207978	6233	4.03	-0.59
209750	5251	1.36	0.18
215648	6134	4.14	-0.32
216385	6144	3.93	-0.44
216956	8760	4.20	0.20
217877	6000	4.50	-0.10
219134	4695	4.48	0.01
222368	6106	4.06	-0.31
224930	5305	4.49	-0.88

Para cada espectro IUE se realizó una convolución con una función Gaussiana de FWHM $\sim 20 \text{ \AA}$ para transformarlo al sistema espectroscópico de GALEX y fue utilizado para calcular los índices de GALEX, según el procedimiento descrito en la sección 1.3. Un ejemplo de los espectros de IUE es mostrado en Figura 4.4. Los errores fueron obtenidos utilizando el mismo procedimiento que se ha utilizado en el caso de los espectros GALEX de las estrellas (ver Sección 4.2).

Los espectros teóricos correspondientes a cada una de las estrellas fueron obtenidos realizando una interpolación lineal en tres dimensiones (T_{eff} , $\log g$, [M/H]) en la red de espectros de Castelli & Kurucz (2003), utilizando los valores indicados en la Tabla 4.5. Estos espectros fueron convolucionados con una función Gaussiana de FWHM $\sim 20 \text{ \AA}$ para homogeneizarlos a los espectros observados, antes de calcular los índices de GALEX.

En los paneles de la Figura 4.5 se grafica el valor de los índices de los espectros sintéticos en función del valor de los índices observados. Si los espectros teóricos reprodujeran perfectamente la distribución espectral de energía ultravioleta de las estrellas, entonces los puntos se distribuirían a lo largo de la bisectriz del primer y tercer

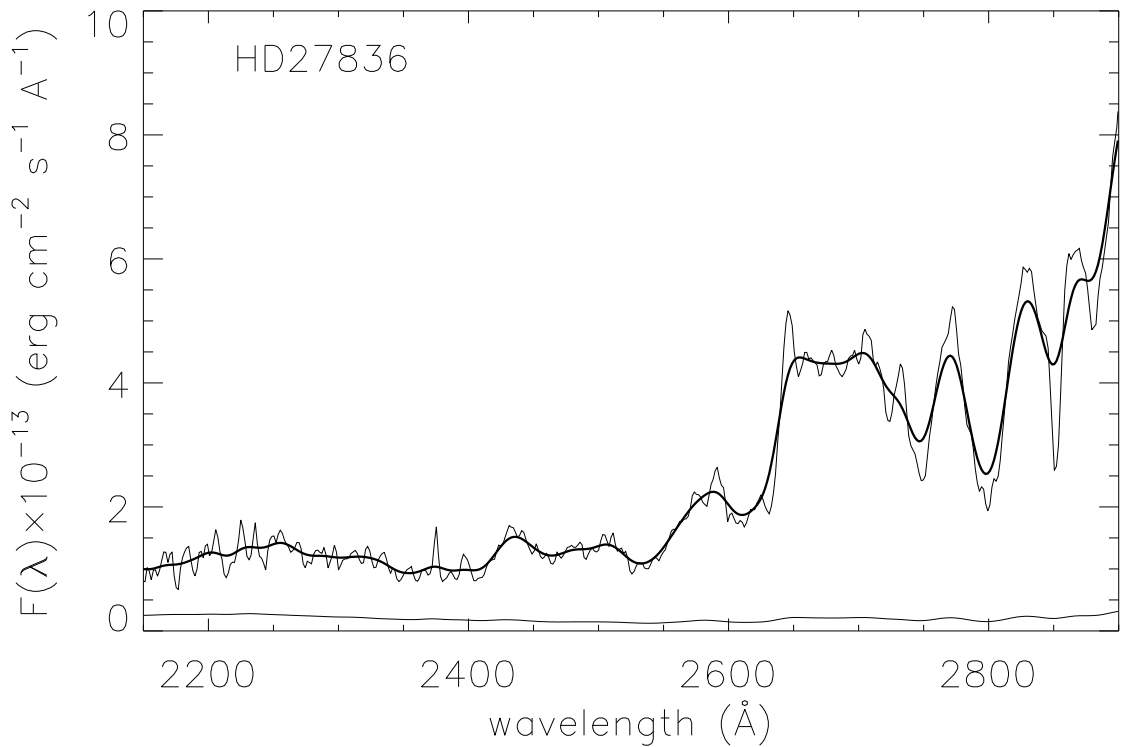


Figura 4.4: Espectro IUE de la estrella HD27836. La línea delgada muestra el espectro con la resolución original ($\text{FWHM} = 6 \text{ \AA}$) y con la línea gruesa el espectro degradado a la resolución de GALEX ($\text{FWHM} = 20 \text{ \AA}$).

cuadrante (indicada con la línea punteada).

Las estrellas están divididas según su gravedad superficial. Los círculos indican las estrellas con $\log g \geq 3.5 \text{ dex}$ (son, entonces, estrellas de secuencia principal y subgigantes), mientras que los rombos representan las estrellas de baja gravedad superficial (i.e., gigantes y supergigantes). Se observa cómo los índices teóricos reproducen mejor, en promedio, las estrellas de alta gravedad.

Los errores de los índices observados FeII2332 y FeII2402 son mucho más elevados que para los demás índices, en cuanto la sensibilidad de los detectores de IUE en el intervalo de longitudes de onda más cercano al FUV, donde estos dos índices son definidos, era mucho más baja que a longitudes de onda mayores.

Los resultados son parecidos a los que Chávez et al. (2007) han obtenido para los índices de Fanelli para una muestra de estrellas de alta gravedad de IUE (que incluía también los objetos que aquí se han utilizado). Un comentario que debemos añadir es que en los resultados que se muestran en Chávez et al. se usa la biblioteca UVBLUE, la cual presenta una subestimación en absorción en la banda $2600 - 2700 \text{ \AA}$, así como la aparente sobrestimación en la opacidad en las líneas espectrales de Mg y Fe en el intervalo $2700 - 2800 \text{ \AA}$ lo que explicaría los errores en la comparación con los es-

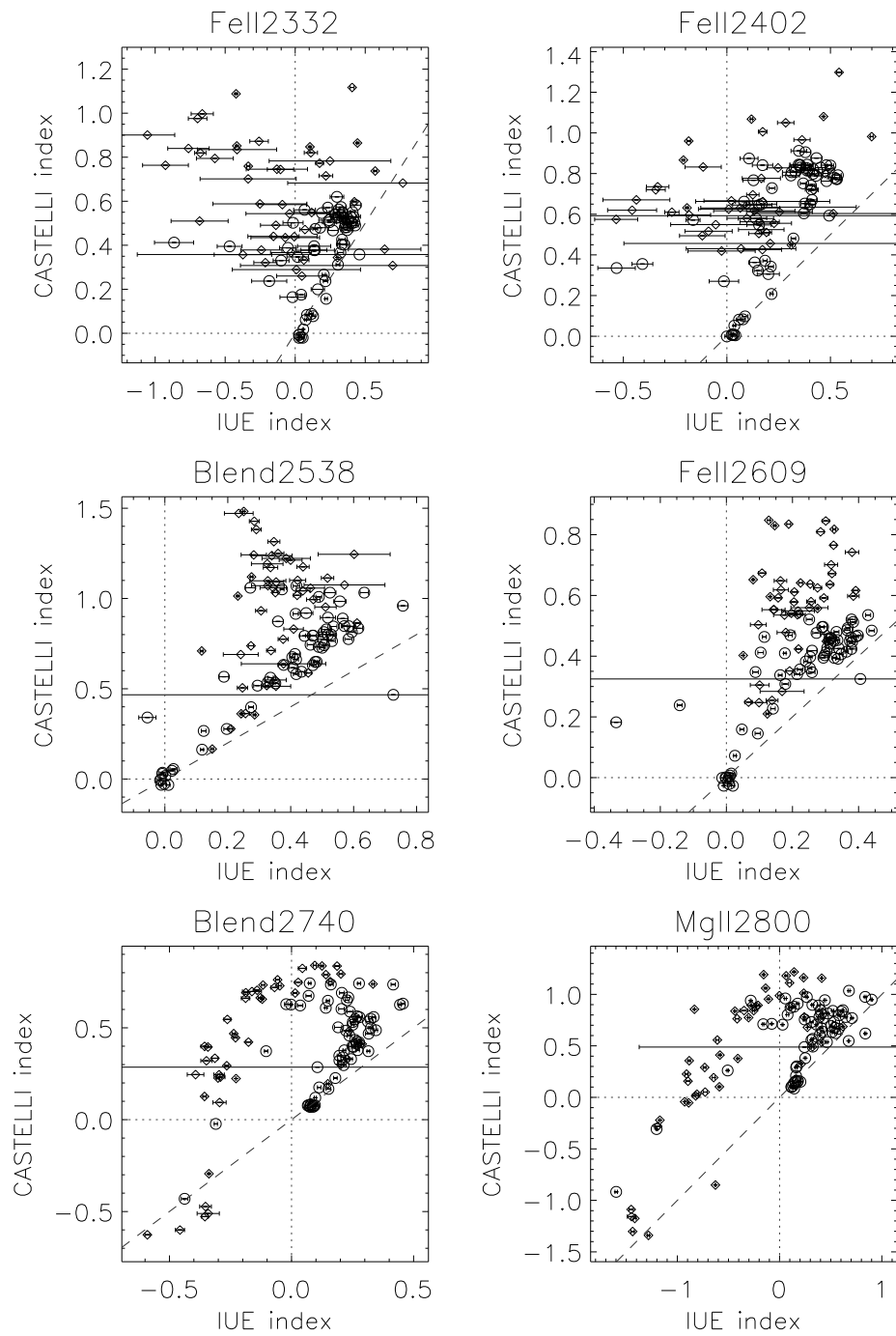


Figura 4.5: Comparación de los índices observados y teóricos para la muestra de estrellas de IUE. Los círculos indican las estrellas de elevada gravedad superficial ($\log g \geq 3.5$ dex), mientras que los rombos identifican estrellas de baja gravedad ($\log g < 3.5$ dex). El error sobre el valor del índice observado es indicado con una línea horizontal. La línea *dashed* indica la relación 1:1.

pectros observados. Las NFDO de Castelli & Kurucz (2003) contienen más líneas de absorción y se elimina parcialmente dicho problema, sin embargo los errores persisten. Si comparamos los resultados con Chávez et al (2007) notamos que se usaron estrellas de alta gravedad, se excluyeron las estrellas gigantes y supergigantes debido a que la distribución espectral de energía de estas muestra la mayor discrepancia entre las observaciones y la base de datos de UVBLUE (vease Figura 11 de Rodríguez-Merino et al. 2005). Aun cuando no hemos cuantificado las discrepancias, esperamos que los datos aquí mostrados se ajusten mejor a los valores empíricos que aquellos con UVBLUE.

4.5. Diagramas de diagnóstico para la determinación de los parámetros atmosféricos.

Con el objetivo de utilizar los índices definidos en este trabajo en la determinación de los parámetros atmosféricos principales, hemos estudiado todas las combinaciones posibles de los índices para identificar cuáles de ellos separan de manera más ortogonal los efectos de la temperatura y la gravedad superficial, suponiendo composición química solar. En la Figura 4.6 mostramos los cuatro diagramas que en nuestra opinión discriminan mejor los efectos de los parámetros estelares. En los paneles de estos gráficos, las líneas sólidas corresponden a índices de igual gravedad variando de $\log g = 1$ a $\log g = 5$, con el grosor de las líneas indicando esta variación, de tal forma que la línea más gruesa corresponde a $\log g = 5$. Las líneas punteadas representan las isotermas en el intervalo de $T_{eff} = 5250 - 8000$ K. De igual forma, el grosor de las líneas aumentan con la temperatura. Los pasos en temperatura corresponden a $\Delta T_{eff} = 250$. Es interesante notar que la combinación de los cuatro índices más azules resultan los más prometedores.

En los paneles de la Figura 4.6 hemos también incorporado los índices calculados en los espectros de GALEX en el *tile* Abell0426, que se indican en forma de rombos. Como un resultado preliminar podemos deducir, por inspección de la Figura 4.6, que la mayoría de los objetos en nuestra muestra son de alta gravedad ($\log g > 3.5$), y con temperaturas mayores a $T_{eff} = 6500$ K, lo que corresponde a estrellas de clase espectral F. Sin embargo, es importante señalar que, para el uso apropiado de estos diagramas para obtener los parámetros atmosféricos, debemos tener en cuenta las discrepancias que se muestran en la Figura 4.5. Estas indican que los índices teóricos son, en general, más altos que los medidos en los espectros de IUE. En este sentido, se requiere hacer una calibración de los índices teóricos de manera similar a Liu et al. (2008).

Los tres puntos que aparecen separados en el diagrama (*outliers*), corresponden a los tres objetos cuyos espectros se muestran en la Figura 4.7. Nótese la clara falta de líneas de hierro en la banda $2000 - 2600$ Å. Estos objetos muy probablemente tienen temperaturas significativamente más frías que el resto de los objetos.

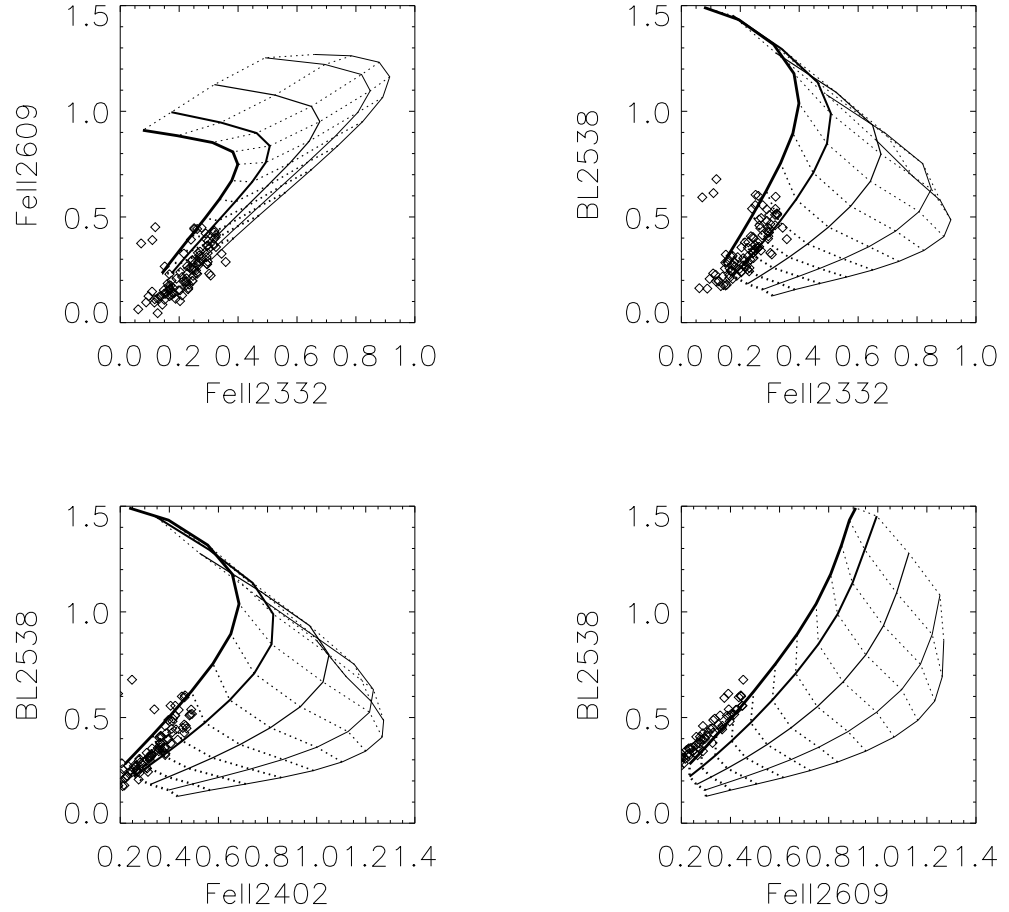


Figura 4.6: Diagramas de diagnóstico para diversos índices. Las curvas sólidas representan las isogravidades y el valor de $\log g$ aumenta conforme el grueso de la línea se incrementa (de derecha a izquierda la gravedad crece). Las líneas punteadas representan las isotermas, y tienen un rango de 5250 a 8000 K con un intervalo de $\Delta T_{eff} = 250$ K (de abajo hacia arriba la temperatura decrece). Los rombos representan los índices correspondientes a las estrellas de GALEX del *tile* ABELL0426 (ver Tabla 4.3 y 4.4).

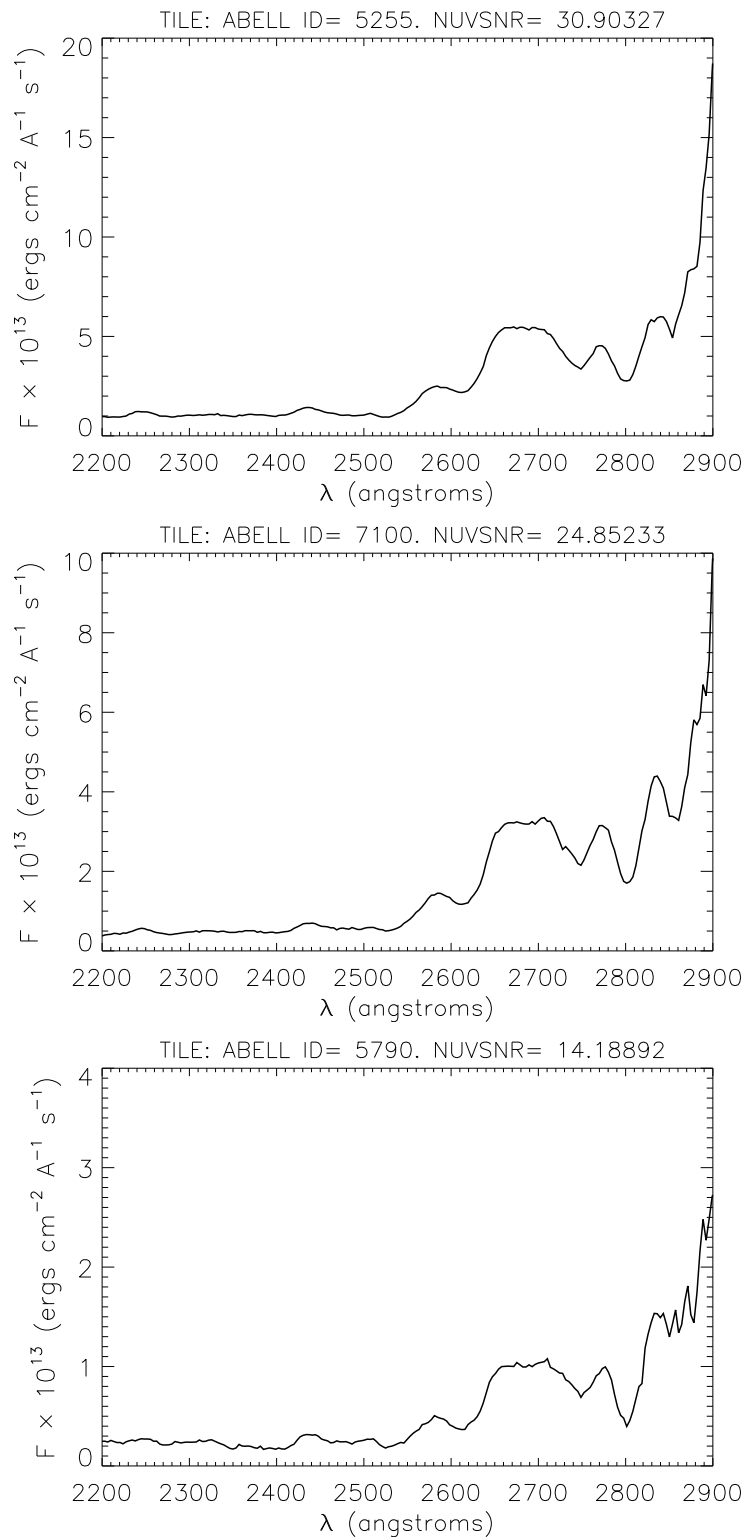


Figura 4.7: Espectros de GALEX que aparecen como *outliers* en los diagramas de diagnóstico.

Capítulo 5

Conclusiones.

En este trabajo hemos presentado un breve resumen sobre la morfología estelar en el cercano ultravioleta (NUV) mediante el uso de índices espectroscópicos de absorción que miden la intensidad de las líneas espectrales más prominentes en el intervalo 2000 – 2850 Å. Presentamos una descripción de la única misión dedicada al UV actualmente en operación: el satélite GALEX. En particular, describimos la base de datos espectroscópicos, que cuenta con más de 58 000 espectros y que aun no ha sido utilizada.

En virtud de que deseamos explotar al máximo este conjunto de observaciones, sea para estudios estelares como para investigaciones en el contexto de poblaciones estelares, hemos considerado oportuno proceder, como primer paso, a realizar una taxonomía de los espectros estelares, desde una perspectiva puramente ultravioleta. Evidentemente, en estudios futuros incorporaremos la información en otros intervalos en longitud de onda, cuando ésta exista (por ejemplo de la base de datos de SLOAN). Para esta labor de clasificación cuantitativa hemos desarrollado tres pasos fundamentales, que corresponden a los principales resultados obtenidos en este trabajo:

1. Definimos un conjunto de índices espectroscópicos adecuados a la resolución espectral de los espectros NUV de GALEX.
2. Estudiamos el comportamiento de estos índices en términos de los parámetros atmosféricos fundamentales (temperatura efectiva, gravedad superficial y composición química), utilizando la red de espectros estelares sintéticos a baja resolución calculados por Castelli & Kurucz (2003).
3. Construimos un conjunto de diagramas de diagnóstico, combinando las propiedades de los índices.

Los resultados globales fueron muy alentadores y, hasta cierto punto, sorprendidos. En primera instancia detectamos que los índices reflejan las tendencias con los parámetros atmosféricos que se encontraron en estudios anteriores (Chavez et al. 2007) aun cuando las bandas utilizadas en sus definiciones fueron diferentes. Además, la sensibilidad de los índices a los parámetros se preserva. Un aspecto importante es que

incorporamos índices *azules*, que con datos de IUE no fue posible explotar debido a la disminuida sensibilidad de IUE (y el escaso flujo intrínseco de los objetos) para $\lambda < 2400 \text{ \AA}$.

Con respecto a los diagramas de diagnóstico queremos remarcar que análisis similares nunca se habían desarrollado (ni aun para los índices de Fanelli et al. 1990). Sin duda representarán una valiosa herramienta para el estudio de la base de datos espectral de GALEX. Existen cuatro diagramas, para el caso de metalicidad solar, que separan nitidamente los efectos de la gravedad y de la temperatura efectiva. De hecho, a manera de prueba, hemos incorporado los índices medidos en la muestra de estrellas del *tile* ABELL0426 en estos diagramas y, aun cuando los índices teóricos requieren de un tratamiento ulterior para hacerlos compatibles con las observaciones, los resultados preliminares indican que la mayoría de los objetos en la muestra son de secuencia principal con temperaturas $T_{\text{eff}} > 6500 \text{ K}$. Por lo tanto, los índices espectroscópicos definidos en este trabajo representan un enorme potencial para el estudio de estrellas de tipo intermedio-tardío y conformarán la base para el estudio de poblaciones evolucionadas observadas también por GALEX.

Por supuesto que este proyecto no termina aquí. Su continuación incluye el desarrollo de diversos estudios entre lo que podemos citar: i)- Análisis de los efectos de la metalicidad y de la sobreabundancia de elementos alfa en los diagramas de diagnóstico; ii)- corrección de la sobrestimación teórica de los índices y su aplicación en la muestra completa de estrellas en la base de datos espectroscópica de GALEX para la determinación de parámetros atmosféricos; iii)- comparación de estos parámetros con los derivados a partir de espectros ópticos, y iv)- aplicación de la base de datos estelar al estudio de galaxias elípticas observadas por GALEX.

Índice de figuras

1.1.	Espectro IUE de la galaxia NGC 221 y bandas centrales de ocho índices espectrales definidos por Fanelli et al. (1990). El espectro no ha sido corregido por la velocidad radial de la galaxia estimada en -220 km/s . . .	6
1.2.	Efectos de la composición química y temperatura efectiva para espectros con $\log g=4.5$. Adaptada de Chávez et al. (2007).	8
1.3.	Efectos que tiene la edad de una población estelar sobre los índices de Fanelli aplicando la biblioteca de UVBLUE. Adaptada de Chávez et al. (2009).	9
2.1.	Representación esquemática del telescopio de GALEX, figura obtenida del artículo de Morrissey et al. (2005).	13
2.2.	La Figura de la izquierda es la imagen fotométrica del <i>tile</i> Abell0426. La Figura de la derecha es la imagen espectroscópica del mismo campo. Notar la rotación del campo para evitar la sobreposición de espectros de fuentes muy cercanas.	17
2.3.	Representación esquemática del detector del GALEX. Este es un MCP en el cual cada evento que es registrado genera una carga que es dividida en cuatro partes. La diferencia en el tiempo de registro de las cargas es proporcional a la posición del fotón en el detector. Figura adaptada de Morrissey et al. (2007).	19
2.4.	Sensibilidad de los detectores para espectroscopía en las bandas FUV y NUV. Las gráficas fueron obtenidas de la página www.galex.caltech.com	25
2.5.	Proyección Aitoff de todas las fuentes de los 174 tiles de GALEX . . .	25
2.6.	Espectros de GALEX del <i>tile</i> ABELL0426 con alta señal a ruido. El número correspondiente a ID es el identificador que usa GALEX para los espectros; NUVSNR, es la señal a ruido en la region NUV del espectro.	30
3.1.	Espectros de Castelli en donde se observa la dependencia de las líneas de absorción respecto a la gravedad ($\log g = 0$)	36
3.2.	Espectros de Castelli en donde se observa la dependencia de las líneas de absorción respecto a la gravedad ($\log g = 1$)	37

3.3.	Espectros de Castelli en donde se observa la dependencia de las líneas de absorción respecto a la gravedad ($\log g = 2.0$)	38
3.4.	Espectros de Castelli en donde se observa la dependencia de las líneas de absorción respecto a la gravedad ($\log g = 3.0$)	39
3.5.	Espectros de Castelli en donde se observa la dependencia de las líneas de absorción respecto a la gravedad ($\log g = 4.0$)	40
3.6.	Espectros de Castelli en donde se observa la dependencia de las líneas de absorción respecto a la gravedad ($\log g = 5.0$)	41
4.1.	Espectro de GALEX donde se muestran los índices nuevos. Las bandas con degradado son los correspondientes a líneas, y las bandas con las líneas punteadas representan los continuos. En la figura también aparece el continuo artificial creado entre 2700 y 2825 con una línea horizontal.	44
4.2.	Índices calculados con la biblioteca de Castelli para un rango de gravedad de $\log g = 1.0$ a $\log g = 5.0$. La metalicidad usada es solar.	50
4.3.	Índices calculados con Castelli para gravedad $\log g = 4.5$ con metalicidad variable.	51
4.4.	Espectro IUE de la estrella HD27836. La línea delgada muestra el espectro con la resolución original ($\text{FWHM} = 6 \text{ \AA}$) y con la línea gruesa el espectro degradado a la resolución de GALEX ($\text{FWHM} = 20 \text{ \AA}$). . .	56
4.5.	Comparación de los índices observados y teóricos para la muestra de estrellas de IUE. Los círculos indican las estrellas de elevada gravedad superficial ($\log g \geq 3.5 \text{ dex}$), mientras que los rombos identifican estrellas de baja gravedad ($\log g < 3.5 \text{ dex}$). El error sobre el valor del índice observado es indicado con una línea horizontal. La línea <i>dashed</i> indica la relación 1:1.	57
4.6.	Diagramas de diagnóstico para diversos índices. Las curvas sólidas representan las isogravedades y el valor de $\log g$ aumenta conforme el grueso de la línea se incrementa (de derecha a izquierda la gravedad crece). Las líneas punteadas representan las isotermas, y tienen un rango de 5250 a 8000 K con un intervalo de $\Delta T_{eff} = 250 \text{ K}$ (de abajo hacia arriba la temperatura decrece). Los rombos representan los índices correspondientes a las estrellas de GALEX del <i>tile</i> ABELL0426 (ver Tabla 4.3 y 4.4).	59
4.7.	Espectros de GALEX que aparecen como <i>outliers</i> en los diagramas de diagnóstico.	60

Índice de Tablas

2.1.	Valores para las características principales del telescopio que usa GALEX.	14
2.2.	Detalles de los <i>surveys</i> de GALEX.	15
2.3.	Capacidad de los detectores expresado en cuentas por segundo para fuentes puntuales. Se muestra también el valor al que equivale este en unidades físicas.	16
2.4.	Capacidad de los detectores para el campo de visión completo.	16
2.5.	Parámetros principales de los componentes del telescopio que usa GALEX.	20
2.6.	Datos duros tal cual son recibidos por el satélite GALEX.	20
2.7.	Número de objetos en todos los <i>tiles</i> de GALEX.	26
2.8.	Número de objetos en el <i>tile</i> ABELL0426 con SNR > 10.0.	26
2.9.	Datos de las 100 estrellas con señal a ruido mayor a 10.0 que están contenidas en el <i>tile</i> ABELL0426.	27
3.1.	Clasificación de acuerdo a las líneas observadas en el ultravioleta. Se muestra a grandes rasgos la clasificación para estrellas tempranas y tardías.	32
4.1.	Secuencia de bandas utilizadas para la definición de los índices de GALEX.	43
4.2.	Índices de GALEX definidos para las bandas azules y rojas. Los índices del continuo están definidos en la Tabla 4.1.	43
4.3.	Índices de los espectros del <i>tile</i> ABELL0426. Se muestran también los errores asociados a cada índice.	45
4.4.	Índices de los espectros del <i>tile</i> ABELL0426. Se muestran también los errores asociados a cada índice.	46
4.5.	Parámetros físicos de las estrellas IUE.	52

Bibliografía

- Baum, W. A. 1946, *Phys. Rev.*, 70, 781
- Bertin, E., & Arnouts, S. 1996, *A&AS*, 117, 393
- Bless, R. C., & Code, A. D. 1972, *ARA&A*, 10, 197
- Boksenberg, A., et al. 1973, *MNRAS*, 163, 291
- Bowyer, S., Lampton, M., Lewis, J., Wu, X., Jelinsky, P., & Malina, R. F. 1996, *ApJS*, 102, 129
- Broadfoot, A. L., & Sandel, B. R. 1977, *Applied Optics*, 16, 1533
- Cannon, J. A., & Walton, M. 1949, *AnHar*, 112, 1C
- Castelli, F. 1988, *OAT*, 1164, 1
- Castelli, F., & Kurucz, R. L. 2003, *IAU symposium*, 210, poster a20
- Chávez, M., Bertone, E., Buzzoni, A., Franchini, M., Malagnini, M. L., Morossi, C., & Rodríguez-Merino, L. H. 2007, *ApJ*, 657, 1046
- Chávez, M., Bertone, E., Morales-Hernández, J., & Bressan, A. 2009, *ApJ*, 700, 694
- Chávez, M., Stalio, R., & Holberg, J. B. 1995, *ApJ*, 449, 280
- Fanelli, M. ., O'Connell, R. W., Burstein, D., & Wu, C. C. 1987, *ApJ*, 321, 768
- Fanelli, M. ., O'Connell, R. W., & Thuan, T. X. 1990, *ApJ*, 364, 272
- Gray, F. D. 1999, *The observation and analysis of stellar photospheres.* (Cambridge University Press, 1992.)
- Holberg, J. B., Forrester, W. T., & Shemansy, W. T. 1982, *ApJ*, 257, 656
- Kurucz, R. L. 1979, *ApJ*, 40, 1
- . 1992, *IAUS*, 8, 225
- Liu, G. Q., et al. 2008, *ApJ*, 390, 665

Maraston, C., et al. 2009, *A&A*, 493, 425

Martin, D. C., et al. 2005, *ApJ*, 619, L1

Morrissey, P., et al. 2005, *ApJ*, 619, L7

—. 2007, *ApJ*, 173, 682

Morton, D. C., & Spitzer, L. 1966, *ApJ*, 144, 1

Murthy, J., Henry, R. C., & Holberg, J. B. 1991, *ApJ*, 383, 198

Oberth, H. 1923, *Die Rakete zu den Planetenraumen*

O'Connell, R. W. 1999, *ARA&A*, 37, 603

Oke, J. B., & Gun, J. E. 1983, *ApJ*, 266, 713

Rodríguez-Merino, L. H., Chavez, M., & Bertone, E. 2005, *ApJ*, 626, 411

Rogerson, A., et al. 1973, *ApJ*, 181, L97

Sahnou, D. J., et al. 2000, *ApJ*, 538, 7

Savage, B. 1999, *ASPC*, 164, 3

Schwenke, D. W. 1998, *Faraday Discuss*, 109, 321

Spitzer, L. 1946, *Astron Quarterly*, 7, 131

Spitzer, L., & Jenkins, E. B. 1975, *ARA&A*, 13, 133

Urban, S. E., et al. 1998, *AJ*, 115, 2161

van Dunien, R., et al. 1975, *A&A*, 39, 159

Worthey, G., Faber, S. M., Jesús González, J., & Burstein, D. 1994, *ApJS*, 94, 687

Wu, C. C., et al. 1983, *NASA IUE Newsletter*, 22, 1