

UNIVERSIDAD NACIONAL DE INGENIERÍA
FACULTAD DE CIENCIAS
Escuela Profesional de Ingeniería Física



**FUNDAMENTOS DE ESPECTROSCOPIA
ASTRONÓMICA CON CCD**

TESIS

Para optar el Título Profesional de:
INGENIERO FÍSICO

Presentado por:
JESÚS ANTONIO DALMAU CAM

Lima - Perú
2007

Agradecimientos

Un agradecimiento al personal del Observatorio de Huancayo del Instituto Geofísico del Perú, por su colaboración en la realización de esta tesis. Al personal del Observatorio de Ancón (IGP) por revisar y sugerir mejoras en la presentación de la tesis.

También quisiera agradecer al Grupo Astronomía (FC - UNI) por el préstamo de sus equipos, indispensables en la realización de estos experimentos y por brindarme durante mi vida universitaria un lugar donde desarrollarme profesionalmente.

Finalmente un reconocimiento a parte para mi asesor Antonio Pereyra, quien con su paciencia y estilo particular de enseñanza, aprendí a valerme por mi mismo en el ámbito científico.

Resumen

La presente tesis muestra los elementos necesarios para reducir y analizar los datos de un espectrógrafo de baja resolución diseñado y construido con los equipos del Grupo Astronomía (Facultad de Ciencias - Universidad Nacional de Ingeniería).

Los equipos empleados para la implementación del espectrógrafo fueron: una cámara CCD, un telescopio, un carrusel de filtros, un juego de filtros fotométricos (UBVRI), un doblete acromático y una red de difracción.

Los datos fueron obtenidos en el Observatorio John. A. Fleming (Huancayo - Perú) del Instituto Geofísico del Perú, durante las noches de marzo y octubre de 2005.

La reducción de datos y su posterior análisis fueron realizados con el software IRAF (Image Reduction and Analysis Facility), de uso extendido en la comunidad astronómica profesional. Todo el trabajo, excepto el registro de espectros, fue elaborado bajo el sistema operativo Linux.

El diseño compacto del espectrógrafo ayudó a tener un sistema dual de fotometría y espectroscopia en la misma cámara CCD.

Los resultados de este trabajo fueron: caracterizar mejor la respuesta espectral del detector (chip Kodak KAF-0401E), caracterizar las propiedades del espectrógrafo (dispersión, rango espectral cubierto y resolución) y calcular la temperatura efectiva o superficial de estrellas.

Indice general

1. Introducción	1
1.1. Antecedentes	1
1.2. Objetivos	2
2. Fundamento Teórico	3
2.1. Radiación de cuerpo negro	3
2.2. Líneas espectrales	5
2.3. Clasificación espectral	7
2.4. Espectroscopio	9
2.4.1. Red de difracción	9
2.4.2. Dispersión espectral	10
2.4.3. Resolución espectral	11
2.5. Cámara CCD	11
2.5.1. La imagen latente	12
2.5.2. Lectura de la imagen latente	13
3. Procedimiento Experimental	15
3.1. Infraestructura y equipos	15
3.2. Montaje de equipos	17
3.2.1. Astrógrafo y Telescopio	17
3.2.2. Telescopio y Cámara CCD	18
3.2.3. Cámara CCD y Carrusel del Filtros	19
3.2.4. Carrusel de filtros y Espectroscopio	20
3.3. Diseño del espectroscopio	20
3.4. Registro de espectros	22
4. Cálculos y Resultados	24
4.1. Espectros crudos	24
4.2. Espectros corregidos	24
4.3. Parámetros del espectrógrafo	27
4.3.1. Dispersión espectral teórica	27
4.3.2. Dispersión espectral experimental	27
4.3.3. Resolución espectral teórica	28

4.3.4.	Resolución espectral experimental	29
4.3.5.	Rango espectral cubierto teórico	30
4.3.6.	Rango espectral cubierto experimental	30
4.3.7.	Resumen de parámetros	31
4.4.	Curva de respuesta espectral del detector	31
4.5.	Identificación de elementos químicos	32
4.6.	Temperatura superficial	34
5.	Conclusiones	36
6.	Trabajo propuesto	37
	Bibliografía	37
	Apéndices	38
A.	Imágenes CCD	39
A.1.	Características de una cámara CCD	39
A.2.	Darks	40
A.3.	Flats	41
B.	Reducción	44
B.1.	Corriente oscura	45
B.2.	Función de respuesta	46
B.3.	Función de iluminación	49
B.4.	Superflat	53
B.5.	Correcciones a las imágenes crudas	53
C.	Extracción y Calibración	55
C.1.	Selección del mejor foco	55
C.2.	Extracción del espectro	58
C.3.	Calibración en longitud de onda	61
C.4.	Respuesta espectral del detector CCD	62

Índice de figuras

2.1. Cavidad de un cuerpo negro en el laboratorio	3
2.2. Espectro continuo de un cuerpo negro	4
2.3. Esquema de absorción y emisión de luz en un átomo	6
2.4. Líneas de emisión y absorción en objetos celestes	7
2.5. Abundancia relativa de elementos según el tipo espectral	8
2.6. Esquema de la difracción de dos haces monocromáticos	9
2.7. Difracción de la luz en una red	10
2.8. Cálculo de escala de placa	10
2.9. Pureza espectral	11
2.10. Efecto fotoeléctrico en un detector CCD	12
2.11. Estructura de un detector CCD	13
2.12. La tres fases de transferencia de carga en un CCD	13
2.13. Procedimiento de lectura de la imagen latente	14
3.1. Montaje del telescopio sobre el astrógrafo	17
3.2. Montaje del telescopio con la cámara CCD	18
3.3. Montaje del carrusel del filtros con la cámara CCD	19
3.4. Montaje del sistema dispersor en un barril para filtros	20
3.5. Esquema del sistema óptico del espectroscopio	21
3.6. Camino óptico distinto para diferentes λ s	21
4.1. Espectros crudos de Rigel, Vega, Canopus y Betelgeuse	25
4.2. Espectros corregidos de Rigel, Vega, Canopus y Betelgeuse	26
4.3. Líneas de absorción utilizadas para el cálculo de la dispersión	28
4.4. Pureza espectral, FWHM, de líneas monocromáticas	30
4.5. Respuesta espectral al utilizar las 4 estrellas	31
4.6. Respuesta espectral suministrada por el fabricante	32
4.7. Identificación de elementos químicos	33
4.8. Ajuste de curva de cuerpo negro para las estrellas analizadas	34
4.9. Tipo espectral de las estrellas analizadas obtenidas del CDS	35
A.1. Nebulosa de Orión a 40 s de exposición	40
A.2. Dark a 40 s de exposición	41
A.3. Nebulosa de Orión corregida de la corriente oscura	41

A.4. Flat de una superficie uniformemente iluminada	42
B.1. Esquema de reducción de datos	44
B.2. DARK.fit (40 s de exposición)	46
B.3. FLAT.fit	47
B.4. ICFIT para la función de respuesta	48
B.5. Ajuste para la tarea resp	48
B.6. Gráficos para la tarea resp	49
B.7. RESP.fit	49
B.8. SKY.fit	50
B.9. SKYFLAT.fit	51
B.10. Gráficos de la tarea illum	52
B.11. ILLUM.fit	52
B.12. SUPERFLAT.fit	53
B.13. betel001.fit	54
B.14. flatfixdarkfixbetel001.fit	54
B.15. Diferencia entre betel001.fit y flatfixdarkfixbetel001.fit	54
C.1. Perfil espacial a diferentes focos del telescopio	56
C.2. Esquema de un espectro estelar	56
C.3. Perfil espectral a diferentes focos del telescopio	57
C.4. Espectro escogido para representar a Betelgeuse	58
C.5. Delimitación de la apertura para el espectro	59
C.6. Configuración del nivel de fondo	59
C.7. Trazado del perfil espacial a lo largo del eje de dispersión	60
C.8. Extracción del espectro para Betelgeuse	60
C.9. Espectro de Betelgeuse replicado	60
C.10. Tipo espectral M2Iab obtenida en la base de datos del CDS	61
C.11. Identificación de líneas espectrales	61
C.12. Perfil espectral de Betelgeuse calibrado en longitud de onda	62
C.13. Curva de sensibilidad espectral del detector	63
C.14. Comparación entre Betelgeuse y su tipo espectral	64
C.15. División entre betel.ms.fit y M2Iab.fit	64
C.16. Ajuste a una función spline3 de orden 6	65
C.17. Corrección de la respuesta espectral del detector CCD	65

Índice de tablas

2.1. Clasificación espectral de Harvard	8
3.1. Estrellas de estudio	22
3.2. Tiempos de exposición y número de tomas por imágenes	23
4.1. Cómputo de la dispersión espectral teórica	27
4.2. Dispersión espectral experimental	28
4.3. Cómputo de la resolución espectral teórica	29
4.4. Dispersión espectral experimental	29
4.5. Valores del rango espectral cubierto	30
4.6. Parámetros del espectrógrafo	31
4.7. Máximo de la respuesta espectral	32
4.8. Valores de temperatura efectiva experimentales y reales	35
A.1. Características de la cámara CCD SBIG ST-7E	40
B.1. Lista de archivos crudos	45
C.1. Variación de la QE en el chip Kodak KAF-0401E	63

Capítulo 1

Introducción

1.1. Antecedentes

La espectroscopia astronómica estudia los espectros de objetos celestes como las estrellas, galaxias, nebulosas etc. Sus inicios se relacionan con las primeras observaciones de Newton al incidir un haz de luz blanca sobre un prisma. Los colores obtenidos eran los mismos que el de un arco iris natural, posteriormente se pudo comprobar que cada color correspondía a un único intervalo de longitudes de onda.

Años más tarde, Fraunhofer haciendo uso de los primeros espectroscopios de su época, descubrió que sobre el espectro solar (un continuo de colores como el arco iris) existían líneas oscuras extrañas, cuyas longitudes de ondas se midieron con mucha precisión. Las líneas oscuras observadas en el espectro solar de Fraunhofer no era mas que las absorciones de ciertos elementos químicos presentes en la atmósfera solar.

En 1868 al analizar estos elementos, se encontró una línea de absorción que no figuraba en la base de datos terrestres, se pensó que se había descubierto un nuevo elemento químico, así que se le nombró helio, del griego helios que significa Sol. Años más tarde se descubrió helio en la tierra.

En esa misma década, durante los eclipses solares, se detectaron líneas de emisión fuertes en la corona. Estas líneas brillantes no correspondían a ningún elemento químico conocido, así que se propuso llamar a este nuevo elemento coronio. Posteriormente, en 1930, se descubrió que estas líneas provenían del hierro y níquel, pero al estar altamente ionizado por las altas temperaturas de la corona solar, presentaban un espectro distorsionado.

Los astrónomos pueden aprender muchas cosas sobre los cuerpos celestes mediante el estudio de sus espectros, como su composición química, temperatura, densidad, velocidad de desplazamiento, velocidades de rotación, edad, tasa de pérdida de masa, luminosidad, etc.

En el Grupo Astronomía (FC - UNI) la carencia de un espectrógrafo ha limitado sus estudios a la fotometría. Sin embargo con unos pocos aditamentos, se ha intentado obtener espectros estelares, que suministran la suficiente información para entender la metodología en el análisis espectral astronómico.

1.2. Objetivos

El objetivo general del presente trabajo es mostrar los primeros pasos en la reducción de datos obtenidos con un espectrógrafo de baja resolución diseñado y construido con los equipos del Grupo Astronomía.

Como resultado de esta reducción poder caracterizar las variaciones de sensibilidad espectral del detector CCD, en base a estrellas con diferentes tipos espectrales. Identificar algunos elementos químicos característicos de ciertas estrellas y finalmente, calcular la temperatura superficial de estrellas mediante ajustes de curvas de cuerpo negro.

Capítulo 2

Fundamento Teórico

2.1. Radiación de cuerpo negro

Un cuerpo negro es aquel cuerpo ideal que absorbe todas las radiaciones para emitirlas posteriormente, estando así en equilibrio térmico. En el laboratorio se recrea la emisión de un cuerpo negro al calentar una cavidad cerrada con un agujero pequeño. El agujero sirve para medir la temperatura del interior, la cual es mucho más fácil de controlar que la temperatura superficial.

El material interior de la cavidad se encuentra básicamente en equilibrio térmico, pues la radiación es continuamente absorbida y emitida por las paredes del mismo material (Figura 2.1). Si bien una muy pequeña cantidad de energía se escapa por el agujero, ésta es reemplazada rápidamente al calentar la cavidad, manteniéndose así una temperatura uniforme y constante. La luz que escapó tiene las mismas características espectrales que la luz del interior, así que su análisis corresponderá a la de un cuerpo negro.

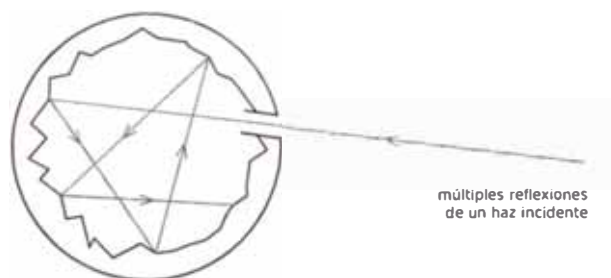


Figura 2.1: Cavidad de un cuerpo negro en el laboratorio

La distribución de energía de un cuerpo negro sólo depende de su temperatura y no del material del que está formado. Planck demostró teóricamente esta distribución, al asumir que la energía estaba cuantizada. La Ley de Planck para cuerpos negros es descrita por la siguiente ecuación:

$$I(\lambda, T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{\frac{hc}{\lambda kT}} - 1} \quad (2.1)$$

Donde:

I , es la cantidad de energía por unidad tiempo, por unidad de área y por unidad de ángulo sólido emitida entre el rango de longitudes de onda λ y $\lambda + \delta\lambda$,

$$[I] = j \cdot s^{-1} \cdot m^{-2} \cdot sr^{-1} \cdot m^{-1}$$

λ , longitud de onda, $[\lambda] = m^{-1}$

T , temperatura. $[T] = K$

h , constante de Planck, $[h] = j \cdot Hz^{-1}$

k , constante de Boltzmann, $[k] = j \cdot k^{-1}$

En la Figura 2.2 se muestra la distribución de Planck para diferentes valores de temperatura. A medida que la temperatura crece el máximo de radiación se va desplazando a longitudes de onda más cortas (azules).

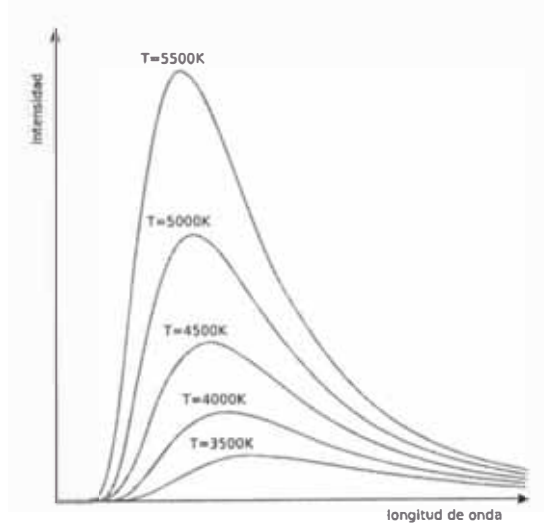


Figura 2.2: Espectro continuo de un cuerpo negro

La ley de Stefan-Boltzmann establece que la potencia total radiada por unidad de superficie de un cuerpo negro, es directamente proporcional a la cuarta potencia de la temperatura termodinámica o temperatura absoluta. Esta ley se deriva integrando la Ley de Planck sobre todas las longitudes de onda.

$$F = \int_0^{\infty} I(\lambda) d\lambda = \sigma T^4 \quad (2.2)$$

Donde:

F , flujo total de un cuerpo negro, $[F] = j \cdot s^{-1} \cdot m^{-2}$

σ , es la constante de Stefan-Boltzmann, $[\sigma] = j \cdot s^{-1} \cdot m^{-2} \cdot K^{-4}$

T , temperatura absoluta del cuerpo negro, $[T] = K$

Una estrella es considerada, en primera aproximación, como un cuerpo negro por tener sus capas atmosféricas en equilibrio térmico. Si bien existen gradientes de temperatura a lo largo de las diferentes capas que conforman a una estrella, se podrá asumir que un diferencial de superficie se encuentra en equilibrio térmico local.

Teniendo en cuenta esto, al igualar el flujo bolométrico (luminosidad por unidad de área) de una estrella con el flujo total de un cuerpo negro, la temperatura T descrita en la ecuación de Planck, se convertirá en la denominada temperatura efectiva de una estrella (T_{eff}).

El flujo de una estrella viene dado por la siguiente relación:

$$F = \frac{L}{4\pi R^2} \quad (2.3)$$

Donde:

L , luminosidad de la estrella, $[L] = j \cdot s^{-1}$

R , radio de estelar, $[R] = m^2$

Al igualar el flujo de una estrella con el flujo de un cuerpo negro obtenemos:

$$L = 4\pi R^2 \sigma T_{eff}^4 \quad (2.4)$$

La luminosidad y la temperatura efectiva son dos parámetros físicos importantes de una estrella al momento de situarlas en el diagrama Hertzsprung-Russel (diagrama de evolución estelar). La temperatura efectiva al estar relacionada con el radio de estelar, se denomina temperatura superficial de una estrella.

2.2. Líneas espectrales

Son producidas por la interacción de un átomo (aunque también se dan entre moléculas) y un fotón. Cuando un fotón tiene exactamente la energía necesaria para cambiar el estado de energía del sistema (por ejemplo un electrón cambiando a un orbital de mayor energía), el fotón es absorbido. Eventualmente el sistema regresará a su estado original, emitiendo un fotón de las mismas características energéticas que el fotón incidente, pero no necesariamente en la misma dirección. La Figura 2.3 muestra este esquema de absorción y emisión de luz.

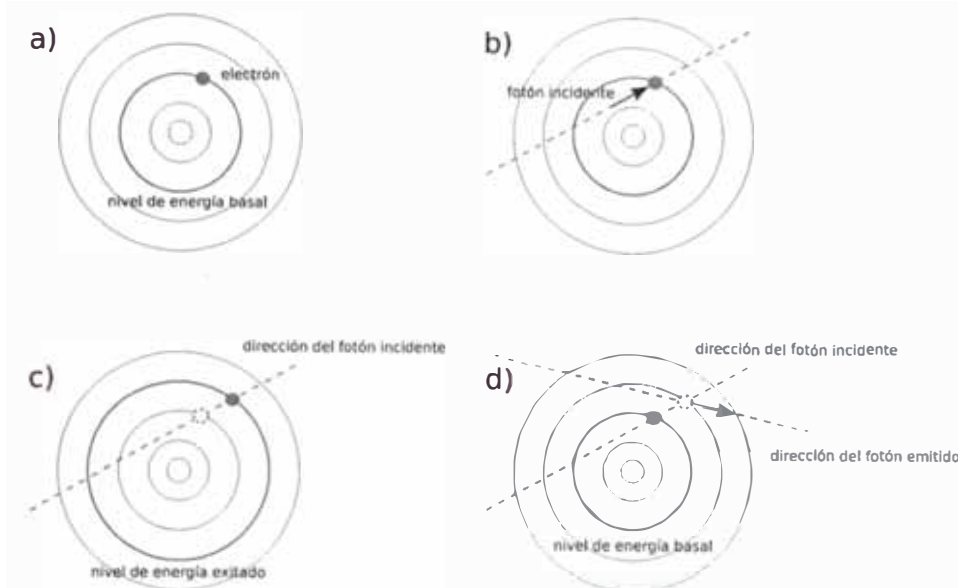


Figura 2.3: Esquema de absorción y emisión de luz en un átomo

En el laboratorio, se encuentra que los gases excitados producen un espectro de líneas de emisión. Apesar que las estrellas están formadas básicamente por gases (hidrógeno y helio), su espectro es un continuo con líneas de absorción. Para generar exclusivamente un espectro de líneas de emisión, los átomos del gas deben vibrar libremente, es decir, tener una densidad baja de tal forma que la colisión entre átomos no ocurra con frecuencia.

En el interior de las estrellas, la densidad es tan alta (excepto en las capas más externas) que la radiación es similar a la de un cuerpo negro, lo que resulta en un espectro continuo. Las líneas de absorción o emisión que se encuentran en el espectro de una estrella, son producidas por los elementos químicos presentes en las capas exteriores, estas capas son conocidas como envoltura o atmósfera estelar.

Por lo general, existe mayor cantidad de estrellas que presentan sólo líneas de absorción, ya que para generar las de emisión, se requiere un gas bastante enrarecido (localizado entre 5 a 15 radios estelares) y excitado lo suficiente por la radiación proveniente del núcleo de la estrella.

Por otro lado, un caso típico de objetos que emiten sólo líneas de emisión, sin un fondo continuo, son las nebulosas. Al estar formadas por gases de muy poca densidad, pueden generar líneas de emisión siempre y cuando una estrella cercana irradie energía para excitarlas. La ausencia de un fondo continuo es debido a que el observador no tiene sobre su línea de vista al núcleo de la estrella.

En la Figura 2.4 se muestra los dos casos descritos anteriormente.

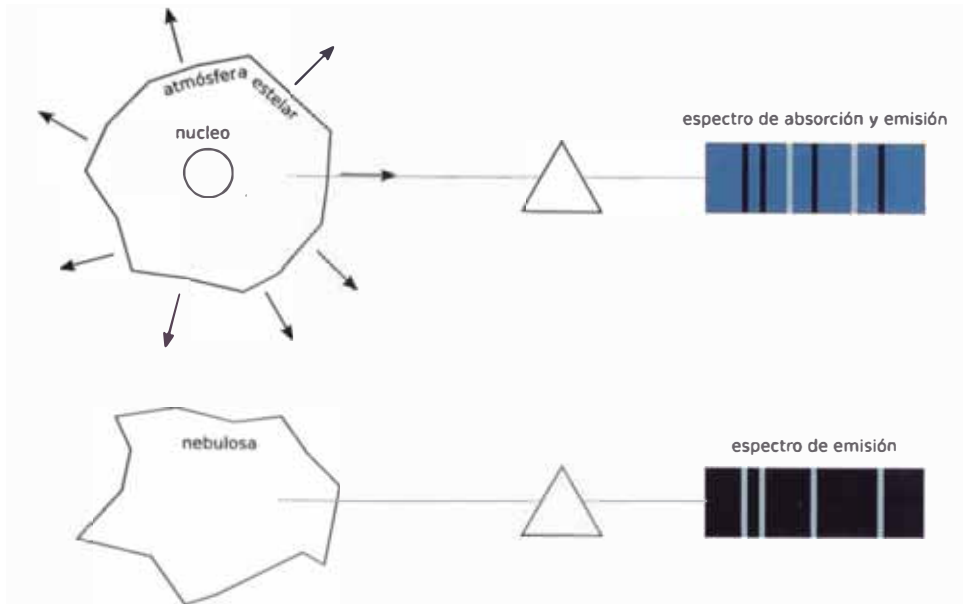


Figura 2.4: Líneas de emisión y absorción en objetos celestes

2.3. Clasificación espectral

La clasificación espectral utilizada en astronomía, está basada en la temperatura superficial de las estrellas [1]. Los tipos espectrales están organizados en clases, las cuales varían de mayor a menor temperatura de la siguiente manera:

O B A F G K M

Estas clases representadas por letras mayúsculas, contienen subclases que varían entre 0 y 9. Cero para las más calientes y nueve para las más frías. Así por ejemplo, la clasificación espectral para estrellas de tipo B, de mayor a menor temperatura, sería: B0, B1, B2, B3, B4, B5, B6, B7, B8 y B9.

Para complementar esta clasificación (clasificación de Harvard), se puede considerar la luminosidad de la estrella (clasificación Morgan-Keenan):

Ia+	:	Hipergigantes
I	:	Supergigantes
II	:	Gigantes brillantes
III	:	Gigantes
IV	:	Subgigantes
V	:	Enanas
VI	:	Subenanas

En el Cuadro 2.1 se lista los principales tipos espectrales junto con su rango de temperatura y color. La masa, radio y luminosidad de los diferentes tipos espectrales están referidas al Sol.

Tabla 2.1: Clasificación espectral de Harvard

Clase	Temperatura	Color	Masa	Radio	Luminosidad
O	20000 - 30000 K	Azul	60	15	1.400.000
B	~ 15000 K	Azul-Blanco	18	7	20.000
A	~ 9000 K	Blanco	3,2	2,5	80
F	~ 7000 K	Amarillo-Blanco	1,7	1,3	6
G	~ 5500 K	Amarillo)	1,1	1,1	1,2
K	~ 4000 K	Amarillo-naranja	0,8	0,9	0,4
M	~ 3000 K	Rojo	0,3	0,4	0,04

Recientemente la clasificación ha sido extendida a nuevos tipos espectrales, dando como resultando la secuencia W O B A F G K M L T y R N C S, donde W son estrellas de Wolf-Rayet, L y T representan estrellas extremadamente frías y de poca masa, del tipo enanas marrones. R, N, C y S son utilizadas para clasificar estrellas ricas en carbono.

La Figura 2.5 muestra de forma gráfica algunas características de los tipos espectrales.

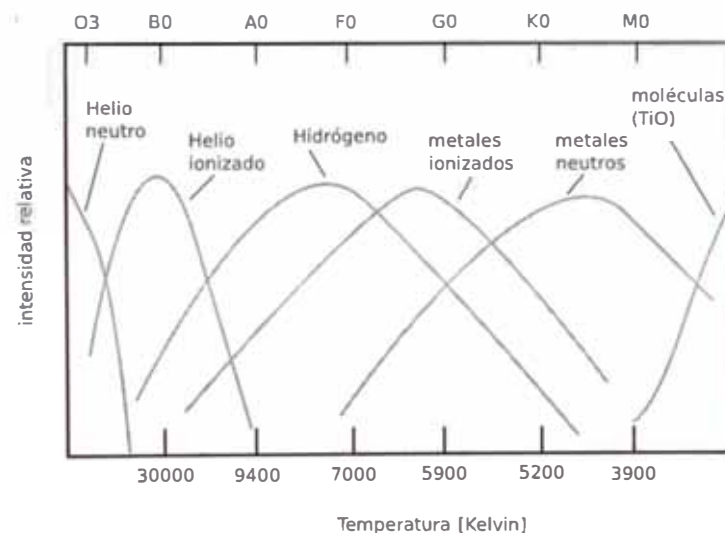


Figura 2.5: Abundancia relativa de elementos según el tipo espectral

- Clase O: Tienen líneas de helio ionizado y neutro muy prominentes y presentan líneas débiles de Balmer de hidrógeno.
- Clase B: Extremadamente luminosas, tienen líneas de helio neutral y líneas moderadas de hidrógeno.
- Clase A: Tienen líneas de Balmer de hidrógeno muy pronunciadas y poseen también líneas de metales ionizados.
- Clase F: Tienen líneas de Balmer de hidrógeno débiles y metales ionizados.
- Clase G: Tienen líneas de hidrógeno aún más débiles que las F y cuentan con líneas de metales ionizados y neutros.

- Clase K: Tienen líneas de hidrógeno muy débiles y en ocasiones algunas líneas correspondientes a metales neutros.
- Clase M: El espectro de una estrella M tiene líneas moleculares y de metales neutros pero normalmente no muestra líneas de hidrógeno. El óxido de Titanio puede formar líneas intensas en las estrellas M.

2.4. Espectroscopio

La función de un espectroscopio es dispersar la luz en longitudes de onda, de tal forma que sea posible analizar su espectro. El componente principal es el dispersor de luz, el cual está basado en dos principios de la física: la refracción y la interferencia.

2.4.1. Red de difracción

La mayoría de espectroscopios utilizan red de difracción para dispersar la luz. Los hay de dos tipos: los de reflexión y transmisión, en ambos casos el principio es el mismo: la interferencia constructiva. Los obstáculos para producir la interferencia se logran al hacer surcos en la superficie del material, separados a una distancia comparable a la longitud de onda analizada. Además deben ser muy regulares para garantizar que las interferencias sucedan sobre un mismo lugar.

Dependiendo de la longitud de onda que atraviesa a la red, estas interferencias son producidas a diferentes ángulos, medidos a partir del haz de luz incidente. Cada interferencia se denomina orden y se empieza a numerar desde el cero, que vendría a ser el haz no desviado. A medida que crecen los órdenes de difracción, la dispersión angular es más notoria pero la intensidad decrece, tal como se muestra en la Figura 2.6.

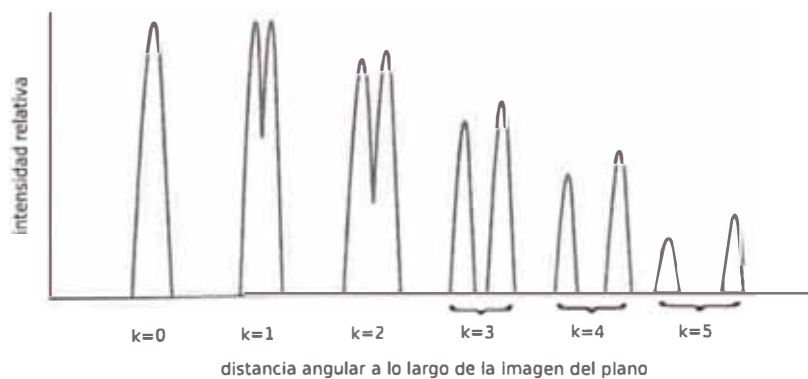


Figura 2.6: Esquema de la difracción de dos haces monocromáticos

En la Figura 2.7 se muestra el esquema de dispersión de un haz que incide sobre una red de difracción. La ecuación que describe este efecto de dispersión es la siguiente:

$$km\lambda = \text{sen}(\alpha) + \text{sen}(\beta) \tag{2.5}$$

Donde:

k: orden de interferencia, $[k] = \text{anumeral}$

m: número de líneas por unidad de longitud que tiene la red de difracción, $[m] = m^{-1}$

λ : longitud de onda, $[\lambda] = m$

α : ángulo de incidencia

β : ángulo de difracción

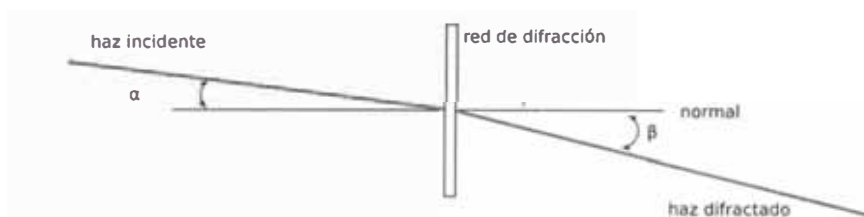


Figura 2.7: Difracción de la luz en una red

2.4.2. Dispersión espectral

El espectro al registrarse en el detector CCD, lo hace a una determinada escala de placa expresada en $\text{Å}/\text{mm}$, la cual dependerá de la distancia de la red de difracción al detector (ubicado en el plano focal del telescopio). En la Figura 2.8 se muestra un esquema de cómo calcular la escala de placa.

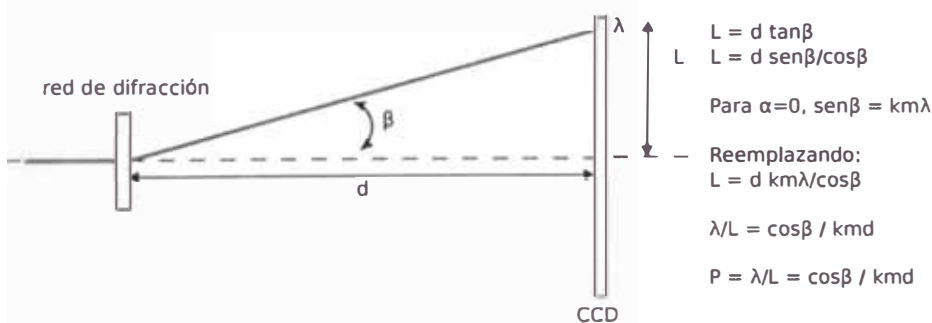


Figura 2.8: Cálculo de escala de placa

La escala de placa (P) viene dada por la siguiente expresión (siempre y cuando m y d estén en milímetros). El factor 10^7 es una corrección para que el resultado esté en $\text{Å}/\text{mm}$.

$$P = \frac{10^7 \cos \beta}{kmd} \tag{2.6}$$

El cálculo de la dispersión espectral no es más que la escala de placa expresada en angstrom por píxel ($\text{\AA}/\text{píxel}$). Si ϵ es el tamaño en milímetros de un píxel del detector CCD, entonces la dispersión espectral viene dada por:

$$d\lambda = \epsilon P \quad (2.7)$$

2.4.3. Resolución espectral

Una de las características más importantes de un espectroscopio es la resolución espectral. Este parámetro indica la anchura que tendría una línea monocromática al observarse con el espectroscopio (Figura 2.9).

Considerando la principal aberración del sistema, la coma cromática, la resolución esta dada por la siguiente relación

$$\delta\lambda = \frac{3\lambda}{8N^2} \quad (2.8)$$

Donde λ es la longitud de onda y N la razón focal del telescopio.

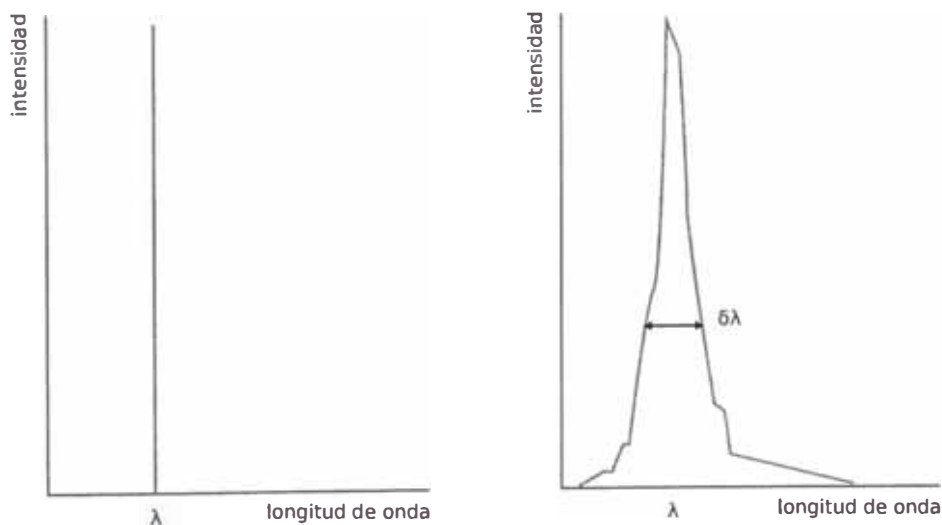


Figura 2.9: Pureza espectral

2.5. Cámara CCD

Las siglas CCD proviene del inglés Charge Coupled Device, y se traduce como dispositivo de carga acoplada. Este dispositivo consta de un material sensible a la luz, dotado de circuitos que permiten leer y registrar imágenes proyectadas sobre él. El conjunto formado por el detector, los circuitos, la carcasa y otros elementos más, constituyen la cámara CCD propiamente dicha.

El principio del CCD está basado en el efecto fotoeléctrico [2], el cual establece que ciertos materiales emiten electrones al incidir luz sobre su superficie. Este mismo principio es utilizado para la creación de paneles solares, en donde los electrones generados son almacenados para producir corriente eléctrica.

El material utilizado para la construcción de estos paneles solares, es el mismo en la fabricación de detectores CCD, el silicio. En la Figura 2.10 se muestra un esquema del efecto fotoeléctrico en un detector CCD.

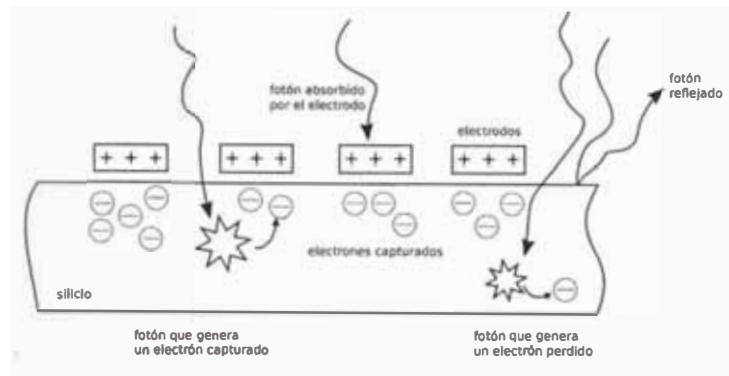


Figura 2.10: Efecto fotoeléctrico en un detector CCD

2.5.1. La imagen latente

Sobre la placa de silicio se estampa bandas de electrodos a lo largo de las filas. El electrodo central de cada trío se carga con un voltaje ligeramente positivo, mientras que los laterales con un potencial neutro. De esta forma, a medida que la luz incide sobre el detector, los electrones generados por el efecto fotoeléctrico, se van acumulando en el electrodo central del trío más cercano.

Cada trío de electrodos, constituye una trampa electrostática para los electrones generados en la masa de silicio. Para evitar que los electrones acumulados se muevan a diferentes electrodos centrales, se colocan unas bandas de material dopado tipo p a lo largo de las columnas (Figura 2.11). Estas barras al contacto con el silicio generan un potencial negativo, creando así unas barrera electrostática permanente.

Cada trío de electrodos constituye un píxel de la imagen. El tamaño de un píxel, viene dado por el espacio entre tríos de electrodos y por la distancia entre las barras del material dopado.

Para utilizar la cámara CCD, el detector se coloca en el plano focal de un telescopio. Al abrir el obturador de la cámara, la luz incide sobre la superficie del silicio, liberando electrones que serán atrapados por la microscópica red de electrodos. Cuando el tiempo de exposición termina, la imagen está convertida en electrones y el único paso final es su lectura y almacenamiento.

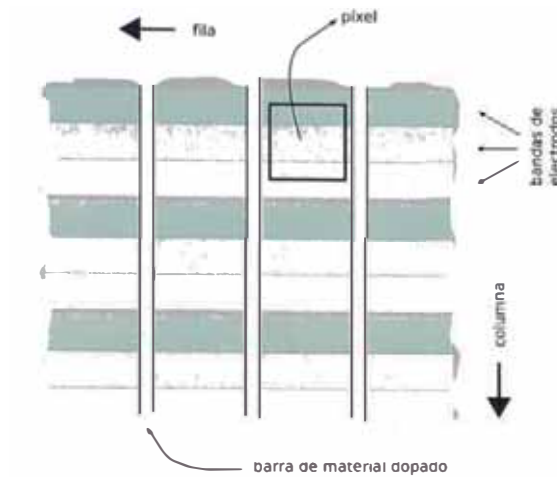


Figura 2.11: Estructura de un detector CCD

2.5.2. Lectura de la imagen latente

En la primera fase, el electro central de cada píxel está cargado positivamente y los laterales tienen carga nula. En la segunda fase, el electrodo inferior de cada píxel incrementa su potencial hasta igualarlo al potencial del electrodo central, ahora los electrones pueden desplazarse libremente entre estos dos electrodos.

Finalmente en la tercera fase, el potencial del electrodo central se reduce hasta anularlo, obligando a migrar a los electrones al electrodo inferior de cada píxel.

En la Figura 2.12 se muestra las tres fases necesarias para conseguir mover todos los electrones, un electrodo hacia abajo.

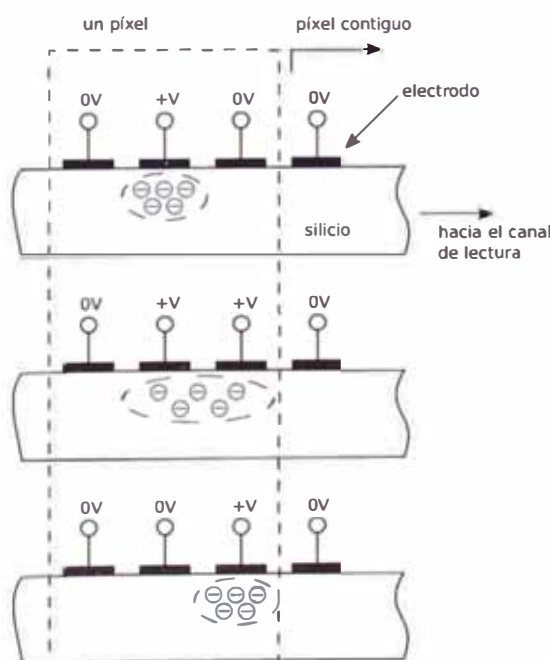


Figura 2.12: La tres fases de transferencia de carga en un CCD

Para seguir moviendo la carga, se varía los potenciales de los electrodos superiores de cada píxel, hasta igualarlo con el potencial del electrodo inferior. Los electrones acumulados alrededor de un electrodo inferior, ahora pueden moverse libremente a los electrodos superiores del píxel contiguo. Posteriormente se anulan los potenciales en los electrodos inferiores, obligando a migrar toda la carga hacia los electrodos superiores del píxel contiguo.

Finalmente se procede a anular los voltajes de los electrodos superiores y aumentar el voltaje de los electrodos centrales, consiguiendo en todas estas etapas que la carga se haya desplazado un píxel completo hacia abajo.

Evidentemente la última fila del detector no podrá transferirle carga a una fila, es por esto que se habilita una fila de lectura en donde se recoge la carga de la última fila y se mueven píxel por píxel, mediante el proceso de transferencia, a un amplificador.

El proceso de transferencia de electrones del detector a la fila de lectura y de la fila de lectura al amplificador, se repite tantas veces como sea necesario para que una imagen completa sea almacenada. La Figura 2.13 muestra el esquema de transferencia de carga de la última fila a la fila de lectura (mas conocido como canal de lectura) del CCD.

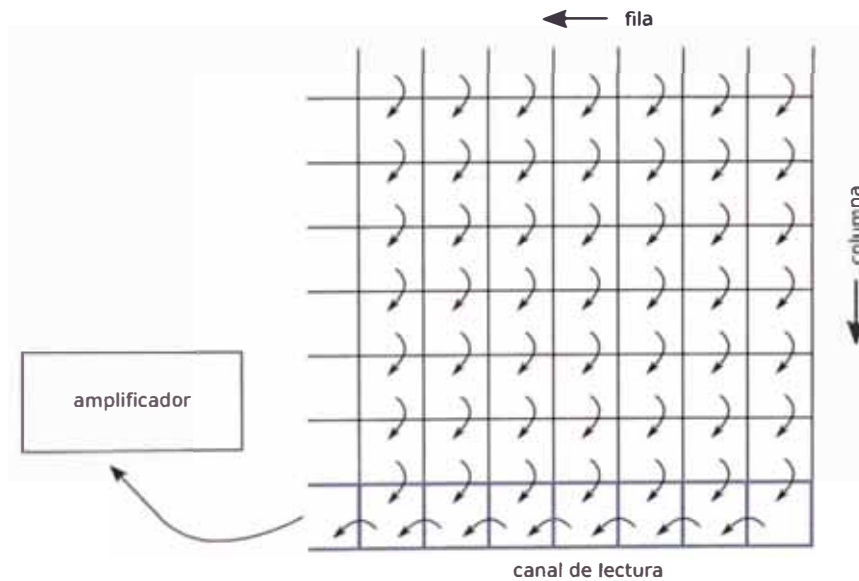


Figura 2.13: Procedimiento de lectura de la imagen latente

Capítulo 3

Procedimiento Experimental

3.1. Infraestructura y equipos

Las primeras pruebas de registros de espectros fueron realizadas en el local del Grupo Astronomía¹, utilizando lámparas de calibración de neón, hidrógeno y mercurio. Para enfocar los espectros de las lámparas en el detector CCD, se utilizó un lente de razón focal $f/3,5$ y distancia focal de 135 mm, en lugar del telescopio ($f/10$, $f = 2$ m). Los primeros procesamientos de espectros fueron hechos con el software VisualSpec y una pequeña base de datos de lámparas de calibración del fabricante de la cámara CCD.

Las pruebas del espectrógrafo fueron realizadas en el Observatorio John A. Fleming². Los registros de espectros estelares se llevaron acabo durante las noches del:

2004: 8 y 9 de setiembre.

2005: 25,26 y 29 de marzo; 1,6 y 7 de octubre.

Las condiciones climáticas del primer año de observación no fueron las ideales, por lo que se optó registrarlas al siguiente año, esta vez con mucha mejor calidad del cielo.

Por otra parte, las clases guiadas de reducción de datos espectroscópicos con el software IRAF en la 28th ISYA³ en el INAOE⁴, ayudaron de manera significativa a la rápida reducción de los datos obtenidos en el Observatorio de Huancayo.

El software IRAF es una aplicación desarrollada por el NOAO (National Optical Astronomy Observatories) de Estados Unidos y es ampliamente utilizada en la mayoría de observatorios alrededor del mundo.

¹Grupo Astronomía: Facultad de Ciencias - Universidad Nacional de Ingeniería, Lima - Perú.

²Observatorio John. A. Fleming: Instituto Geofísico del Perú, Huancayo - Perú.

³ISYA: International School for Young Astronomers

⁴INAOE: Instituto Nacional de Astrofísica, Óptica y Electrónica, Tonaxintla -México.

Los equipos utilizados para la implementación del espectrógrafo fueron:

- Telescopio Schmidt Cassegrain
Marca: Celestron
Modelo: Celestar C8
Apertura: 8”
Distancia focal: 2032 mm
Razón Focal: f/10
Accesorio: buscador Polaris 7x
- Cámara CCD
Marca: Santa Barbara Instrument Group (SBIG)
Modelo: ST-7E
Chip: Kodak KAF-0401E
- Carrusel de filtros
Marca: Santa Barbara Instrument Group (SBIG)
Modelo: CFW8
Accesorios: Filtros Morgan-Jhonson (UBVRI)
- Doblete acromático
Marca: Edmund Optics
Apertura: 25 mm
Distancia Focal: 225mm
ID: NT45-214
- Red de difracción
Marca: Edmund Optics
Tipo: transmisión
Densidad de líneas: 500 líneas/mm
ID: NT000-55
- Montura para el telescopio
Fabricante: Naval Research Laboratory
Tipo: Ecuatorial
Modelo: Nro 2
Serie: Nro 6

3.2.2. Telescopio y Cámara CCD

El registro de espectros fue realizado con una cámara CCD enroscada al tubo del telescopio. Al tener diferentes tipos de estrellas para analizar, el telescopio apuntaba a diferentes regiones del cielo, ocasionando que la cámara CCD se desenroscara ligeramente por el torque de su propio peso.

La cámara CCD se alineó al telescopio (por consiguiente al astrógrafo), de tal forma que los grados de libertad del astrógrafo (declinación y ascensión recta) coincidieran con los lados (columnas y filas) del detector. Esto facilitó el centrado y ubicación de objetos sobre el detector.

Si bien los ligeros desenroscamientos de la cámara CCD para distintas posiciones del telescopio, no implicaban un riesgo potencial, sí perjudicaba las observaciones al desalinearse la relación de ascensión recta y declinación con los dos lados del detector.

La Figura 3.2 muestra el montaje de la cámara CCD con el tubo del telescopio.

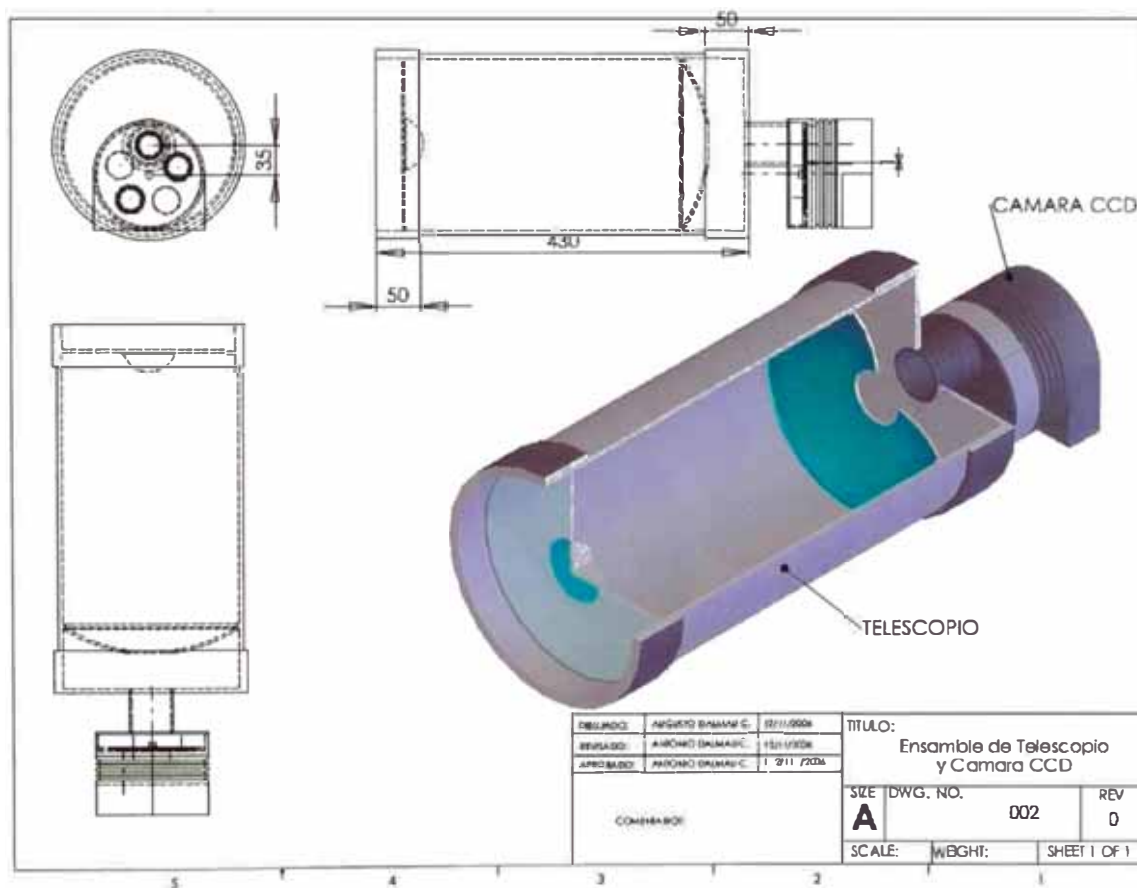


Figura 3.2: Montaje del telescopio con la cámara CCD

3.2.3. Cámara CCD y Carrusel del Filtros

El carrusel de filtros es un complemento de la cámara CCD y sirve para portar los filtros. Los dos juegos de filtros disponibles fueron:

- RGB: (Red Green Blue) utilizados para componer imágenes a color
- UBVR: (Ultraviolet Blue Visual Red Infrared) utilizados para realizar mediciones fotométricas.

Un motor a pasos controlado por el software de la cámara CCD, hace girar este carrusel para posicionar los diferentes tipos de filtros en la ventana óptica de la cámara CCD. La conexión entre el carrusel de filtros y la cámara CCD es vía serial.

La Figura 3.3 muestra el montaje del carrusel de filtros con la cámara CCD.

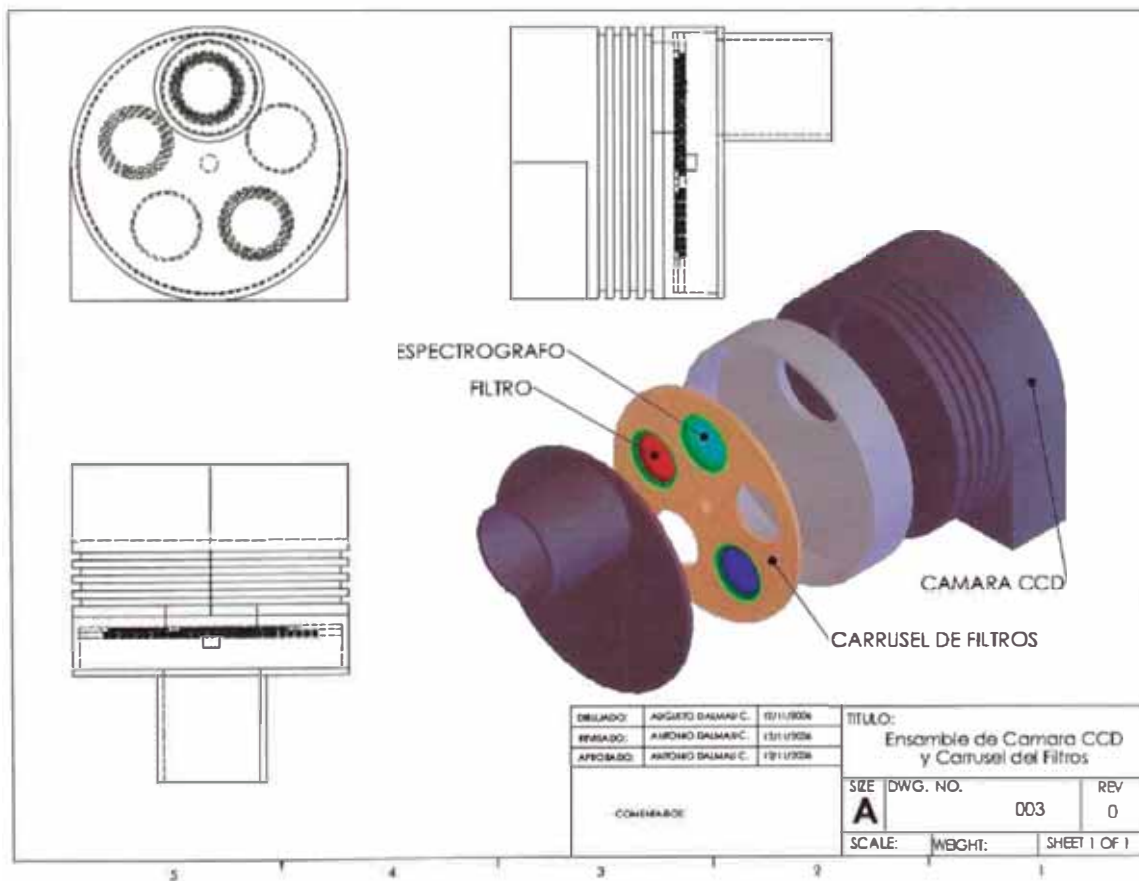


Figura 3.3: Montaje del carrusel del filtros con la cámara CCD

3.2. Montaje de equipos

3.2.1. Astrógrafo y Telescopio

La óptica del telescopio proyecta sobre el detector CCD una región del cielo de 12'x 8' de arco. Este reducido campo de observación, magnifica las vibraciones producidas en la montura del telescopio por el viento u otros factores. Una alineación deficiente de la montura, así como un mal seguimiento estelar, influyen en la calidad de las imágenes CCD.

Desafortunadamente la montura del telescopio del Grupo Astronomía tiene todos estos defectos. Las imágenes se descentran a los 1,5 segundos de seguimiento. Para resolver este problema, se removió la parte óptica del telescopio (el tubo) de su montura original, colocándolo sobre la estructura de un robusto astrógrafo del Observatorio de Huancayo. El astrógrafo tiene todas las condiciones mecánicas necesarias para seguir a una estrella por lo menos una hora.

La Figura 3.1 muestra el montaje del tubo del telescopio sobre el astrógrafo.

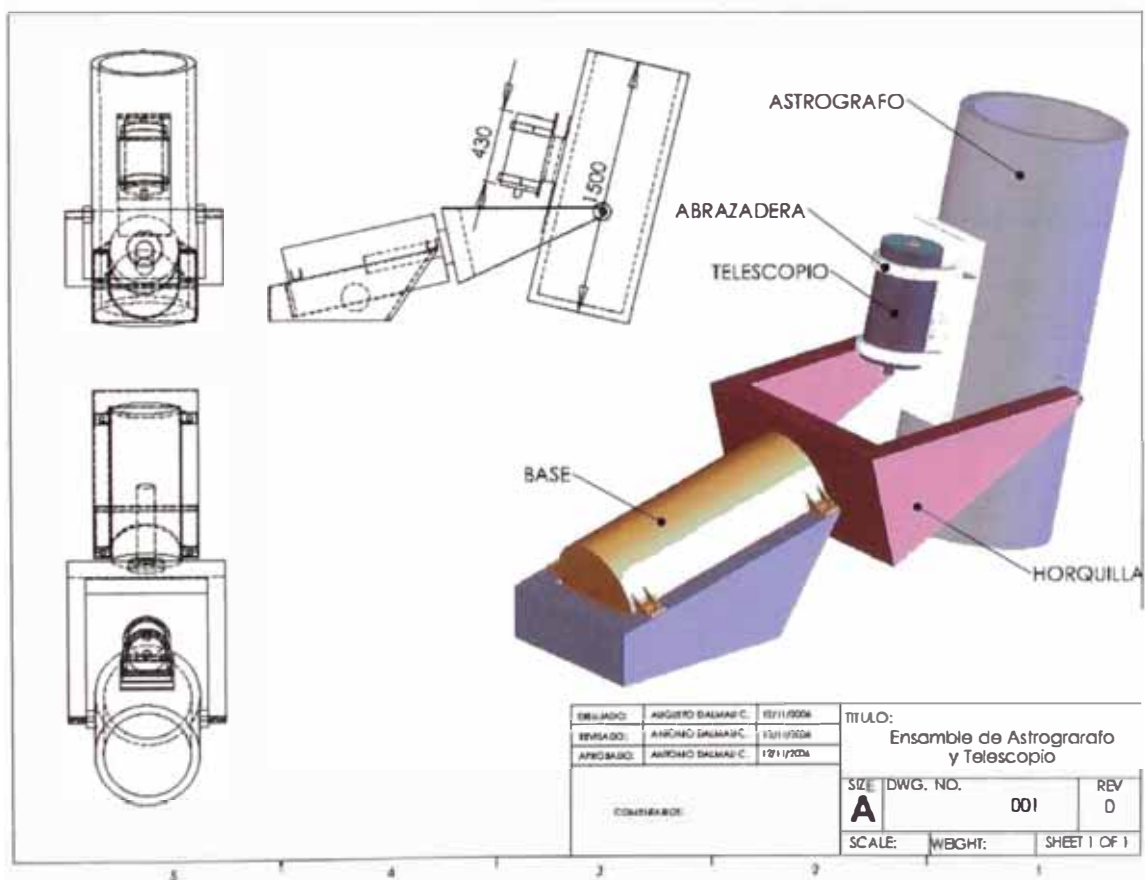


Figura 3.1: Montaje del telescopio sobre el astrógrafo

3.2.4. Carrusel de filtros y Espectroscopio

Dentro de un barril de filtros se coloca los elementos del espectroscopio, obteniendo así un espectroscopio removible vía software.

La Figura 3.4 muestra el esquema de montaje del doblete y red de difracción (espectroscopio) sobre el carrusel de filtros.

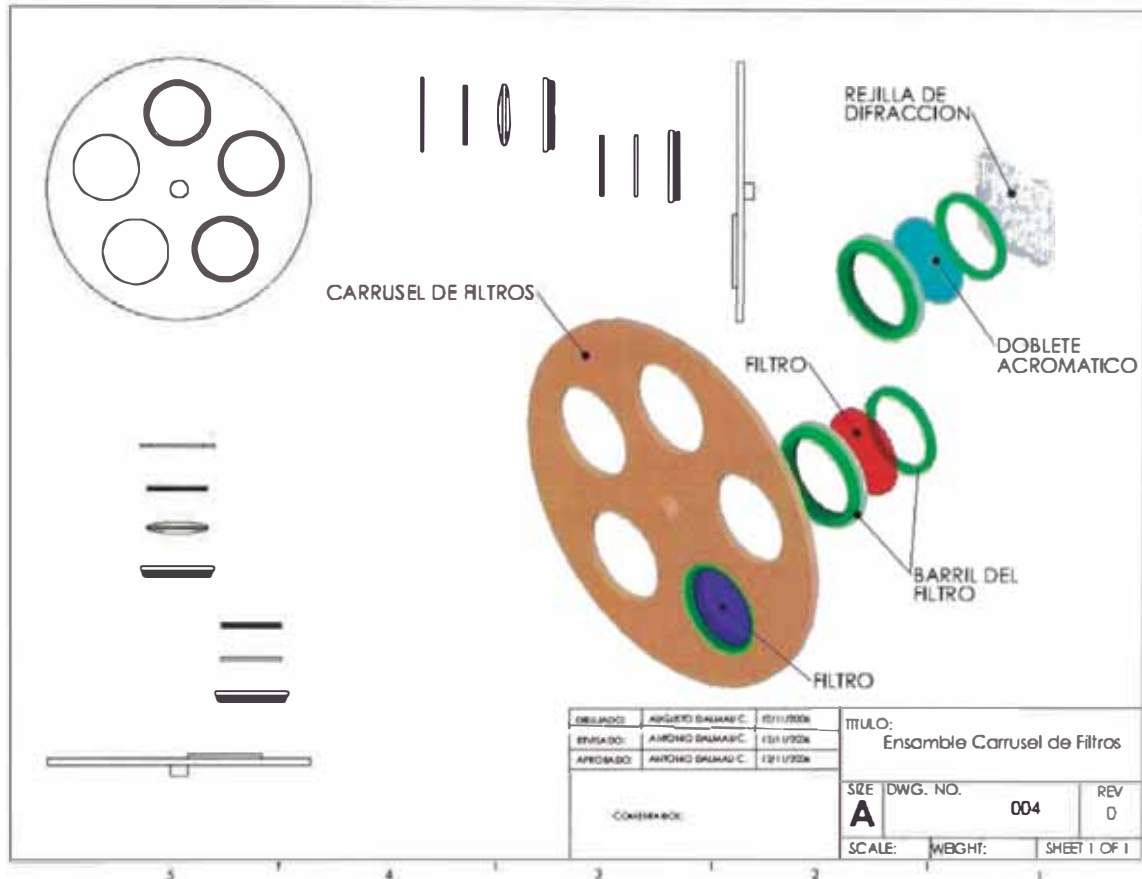


Figura 3.4: Montaje del sistema dispersor en un barril para filtros

3.3. Diseño del espectroscopio

El espectroscopio en si, es uno de los más básicos [3] y consta sólo de dos elementos:

- Un doblete acromático, que hace el papel de colimador. La luz captada por el telescopio llega a la red de difracción de forma cónica (Figura 3.5). Al colimar esto como se logra que el ángulo de incidencia (α) sea cero, esto simplifica la ecuación de dispersión.
- Una red de difracción por transmisión alineada de tal forma, que el eje de dispersión coincida con el lado mayor del detector (usualmente rectangular).

El diámetro y distancia focal del doblete acromático fueron elegidos para no producir el efecto de vignetting⁵ que se da cuando la razón focal del colimador es mayor que la del telescopio.

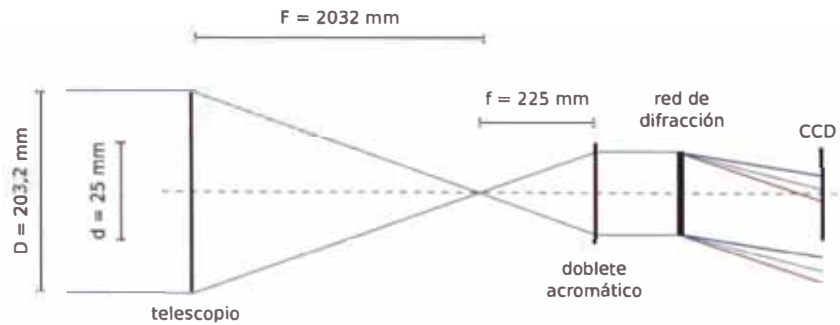


Figura 3.5: Esquema del sistema óptico del espectroscopio

Dada esta configuración simple, el espectro no se forma sobre la superficie del detector, ubicado en el plano focal del telescopio. La Figura 3.6 muestra que el camino óptico que recorre un haz difractado es $d \cdot \cos\beta$.

Es decir, longitudes de ondas cortas como el azul o ultravioleta, pueden estar medianamente enfocadas en el detector, mientras que longitudes de onda largas como el rojo o infrarrojo tendrán un enfoque completamente diferente.

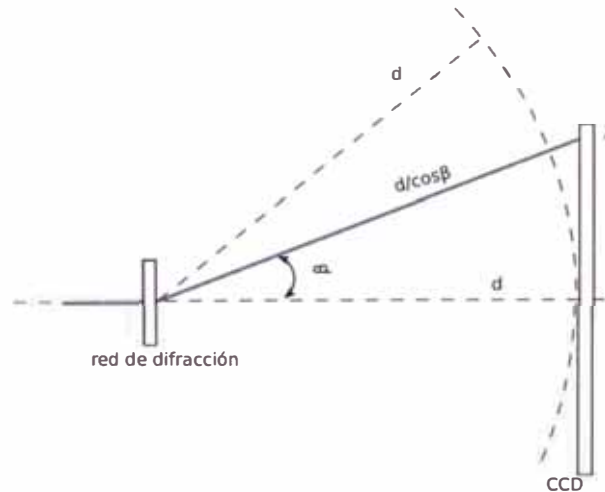


Figura 3.6: Camino óptico distinto para diferentes λ s

⁵vignetting: efecto que ocurre cuando no se aprovecha toda la luz incidente, se ve reflejado como un oscurecimiento en los bordes de la imagen final.

3.4. Registro de espectros

Las estrellas de estudio se escogieron considerando básicamente dos aspectos: tipo espectral y brillantez.

- Al trabajar con una red de difracción sin ángulo de blaze⁶, se necesitaron estrellas muy brillantes para evitar tiempos de exposición prolongados. La razón de brillo entre el orden cero y el orden uno en este tipo de redes es de casi 30.
- Al analizar estrellas con varios tipos espectrales, se puede caracterizar la curva de sensibilidad espectral de un detector. En este caso el del chip Kodak KAF-0401E, actualizando así los valores referenciales suministrado por el fabricante.

El Cuadro 3.1 muestra las estrellas analizadas con las características descritas arriba: tipo espectral y brillantez (expresada en términos de magnitudes estelares).

Tabla 3.1: Estrellas de estudio

Nombre	Tipo Espectral	Magnitud visual	Coordenadas FK5	
			AR (J2000)	DEC(J2000)
Rigel	B8Ia	0,12	05 14 32.27	-08 12 05.9
Vega	A0V	0,03	18 36 56.34	+38 47 01.3
Canopus	F0II	-0,72	06 23 57.11	-52 41 44.4
Betelgeuse	M2Iab	0,58	05 55 10.31	+07 24 25.4

Al no tener un lente objetivo que recolecte la luz dispersada y la enfoque en el detector (plano focal del telescopio), se registraron aproximadamente 12 espectros de una misma estrella, cada uno de ellos a diferentes posiciones del foco del telescopio, con la finalidad de encontrar el foco más representativo para el amplio rango de longitudes de onda cubierta.

Además de los espectros estelares, se grabaron flats de una lámpara halógena (flats) y flats del cielo (skyflats). Para cada tipo de imagen (espectros, flats y skyflats), también se registraron sus respectivos darks. Estas imágenes complementarias son las habituales en la reducción de datos con imágenes CCD (Apéndice A).

El Cuadro 3.2 es un resumen de la cantidad de imágenes grabadas, el tiempo de exposición empleada por imagen, fecha y hora local de observación (GMT-5).

⁶ángulo de blaze: ángulo en los surcos de la red para que la mayor cantidad de luz incida sobre órdenes superiores y no sobre el orden cero, aprovechando de esta manera la intensidad de la fuente en los órdenes que muestran sus espectros

Tabla 3.2: Tiempos de exposición y número de tomas por imágenes

Nombre	Número de tomas	Tiempo de exposición (s)	Fecha de observación	Hora de observación local (hh:mm:ss)
Rigel	11	40	27-09-2005	02:54:12 a 03:04:01
Vega	10	20	21-09-2005	22:49:14 a 22:55:00
Canopus	13	40	27-09-2005	03:40:18 a 03:52:02
Betelgeuse	12	40	27-09-2005	03:16:08 a 03:26:54
Darks	10	40	27-09-2005	04:04:53 a 04:13:38
Flats	20	0,3	27-09-2005	04:39:07 a 04:44:58
Darks	20	0,3	27-09-2005	04:53:20 a 04:59:11
Skyflats	20	0,12	27-09-2005	05:47:59 a 05:53:44
Darks	20	0,12	27-09-2005	05:55:05 a 06:00:51

Para aprovechar al máximo el área del detector, se configuró el espectroscopio para proyectar el espectro sobre el lado mayor del detector. Al evitar registrar la imagen de la estrella (orden cero), junto con su espectro (orden uno), se pudo realizar tiempos de exposición necesarios para obtener una buena relación señal ruido⁷, sin la preocupación de saturar el detector.

⁷relación señal ruido o Signal to Noise Ratio (SNR), es una comparación de los niveles de señal deseada con los niveles de señal del ruido de fondo. Al incrementar el tiempo de exposición, las cuentas de la estrella se incrementan y así mejora (aumenta) la SNR.

Capítulo 4

Cálculos y Resultados

4.1. Espectros crudos

La Figura 4.1 muestra los espectros más representativos (sección C.1) de las estrellas analizadas. Sus perfiles espectrales (curva de intensidad en el eje de dispersión) son mostrados en la columna de la derecha. Estos espectros se muestran tal y como fueron tomados con la cámara CCD, sin ningún tipo de procesamiento, son los denominados espectros crudos.

Dentro de las tomas de los espectros de Vega y Canopus aparecen estrellas que evidentemente no están enfocadas (efecto dona), lo cual demuestra experimentalmente que el enfoque para el orden cero es diferente para el orden uno.

4.2. Espectros corregidos

La Figura 4.2 muestra los espectros y perfiles espectrales de las estrellas analizadas, después de realizar las correcciones de reducción de darks y flats (Apéndice B, [4]) y las calibraciones de longitud de onda y respuesta espectral del detector (Apéndice C,[5]).

Los espectros no fueron calibrados en flujo, es por ello que la mayoría de gráficas, el eje Y se refiere a flujos relativos. Las diferencias entre los espectros no corregidos y corregidos son notorias e importantes a la hora obtener información de los espectros.

/

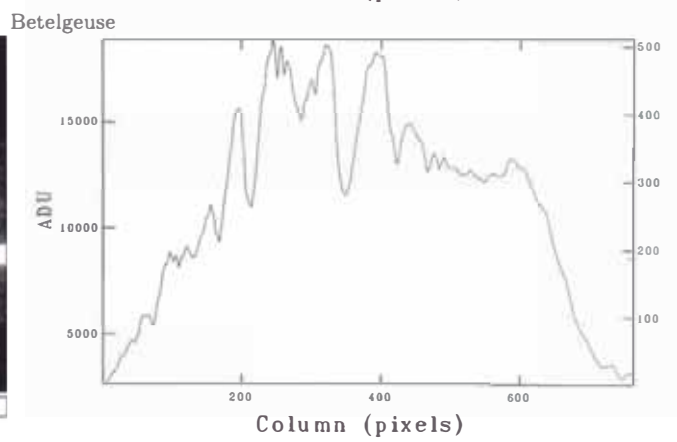
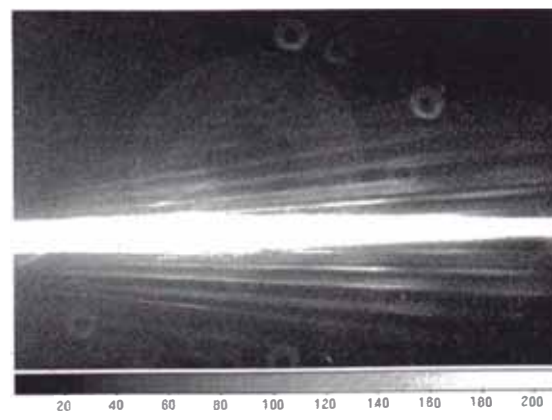
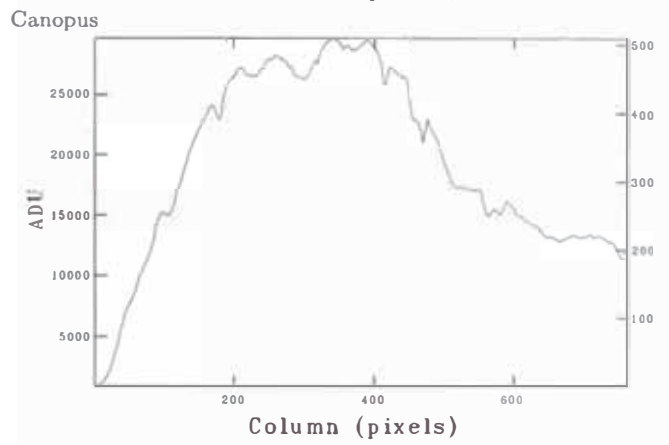
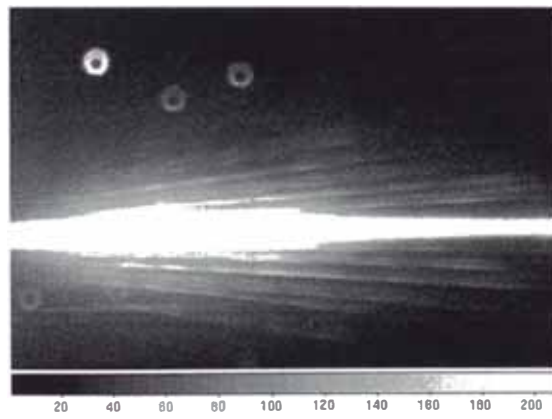
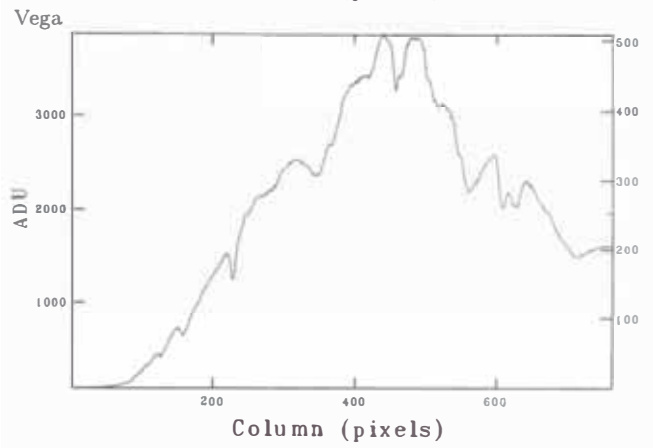
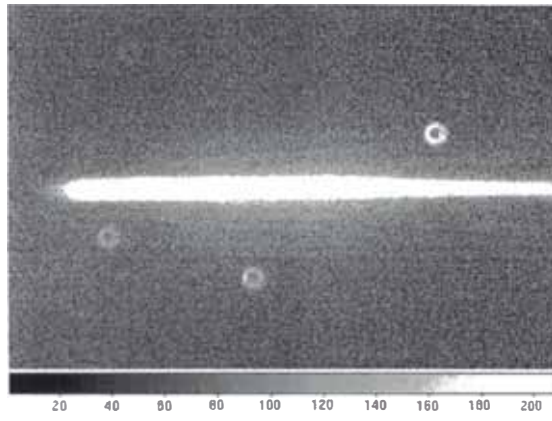
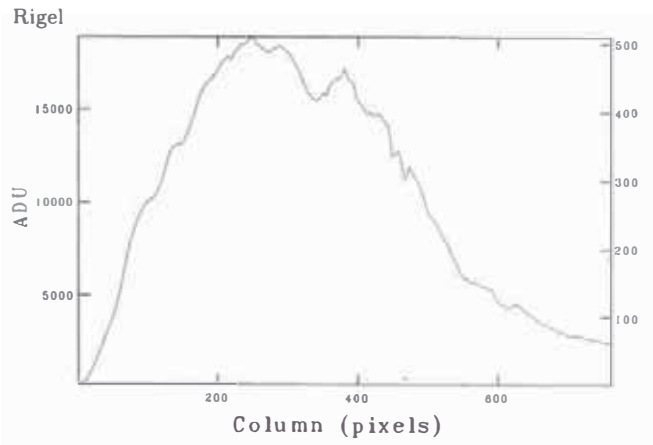
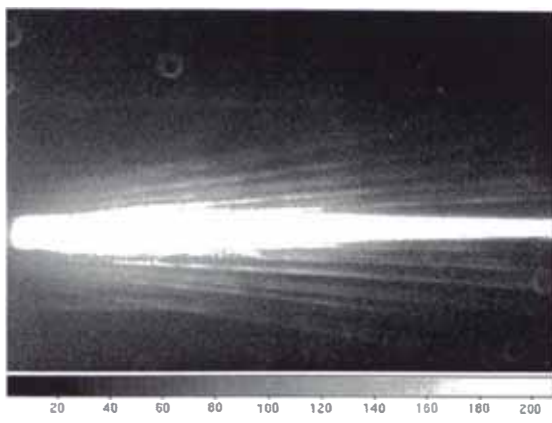


Figura 4.1: Espectros crudos de Rigel, Vega, Canopus y Betelgeuse

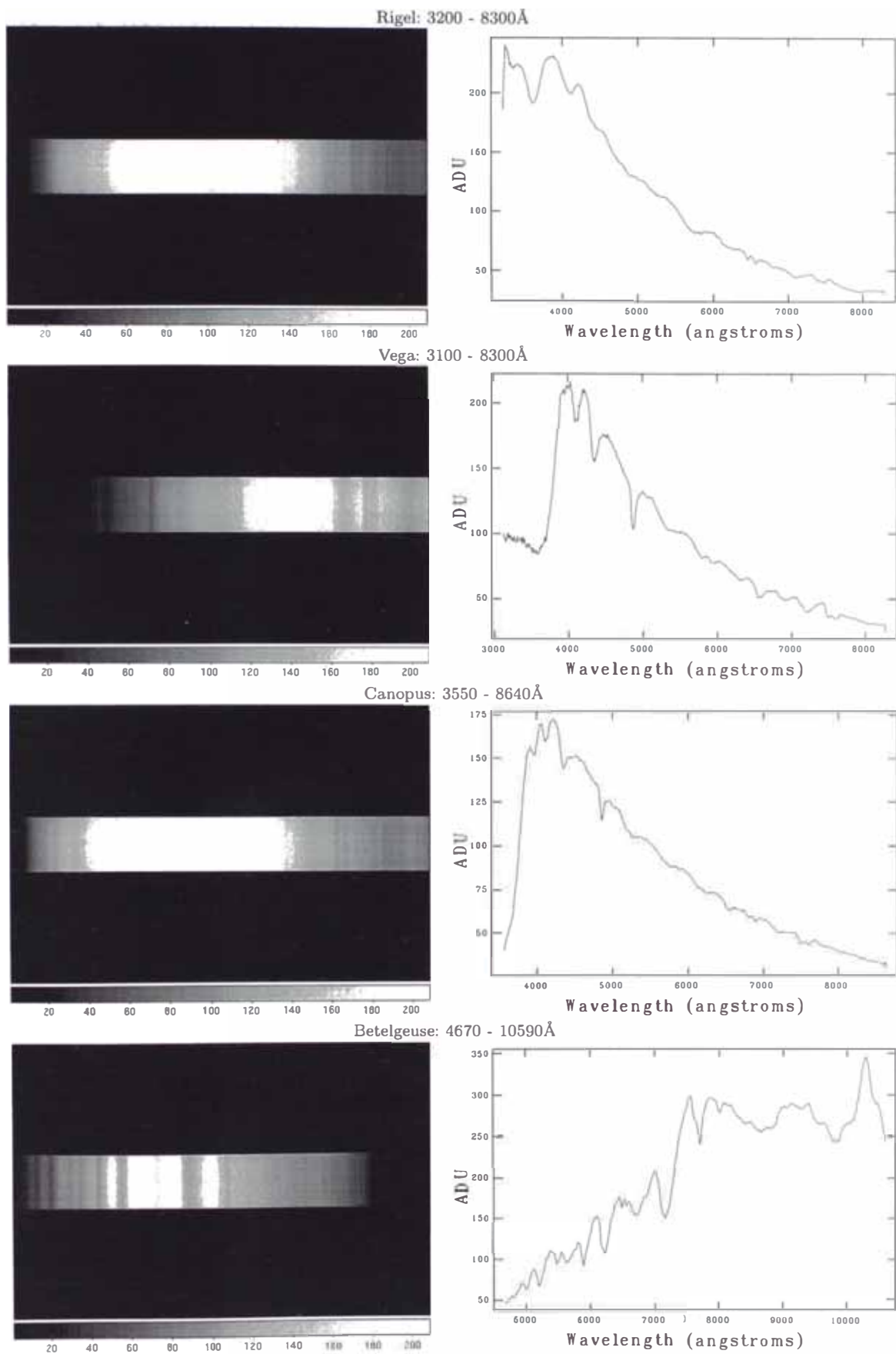


Figura 4.2: Espectros corregidos de Rigel, Vega, Canopus y Betelgeuse

4.3. Parámetros del espectrógrafo

4.3.1. Dispersión espectral teórica

Haciendo uso de la ecuación 2.6 se calculó la dispersión espectral teórica. Los parámetros de esta ecuación son:

$\epsilon = 9 \mu\text{m}$: tamaño del píxel de la cámara CCD

$k = 1$: orden del espectro

$m = 500$ líneas/mm : densidad de líneas de la red de difracción

$d = 0,92'' = 23,36 \text{ mm}$: distancia de la red de difracción al detector CCD

β = ángulo dispersado, calculado a partir de la ecuación (2.5).

El rango de longitudes de onda está dado por el rango de sensibilidad del detector (3500 a 10500 Å). El Cuadro 4.1 muestra los valores computados para la dispersión espectral.

Tabla 4.1: Cómputo de la dispersión espectral teórica

$\lambda(\text{Å})$	Ángulo dispersado $\beta = \arcsen(km\lambda)$	$\text{Cos}(\beta)$	Dispersión (Å/px) $(\cos\beta \cdot \epsilon) / kmd$
3500	10,08	0,98	8,01
4000	11,54	0,98	7,97
4500	13,00	0,97	7,93
5000	14,48	0,97	7,88
5500	15,96	0,96	7,82
6000	17,46	0,95	7,76
6500	18,97	0,95	7,69
7000	20,49	0,94	7,62
7500	22,02	0,93	7,54
8000	23,58	0,92	7,46
8500	25,15	0,91	7,36
9000	26,74	0,89	7,26
9500	28,36	0,88	7,16
1000	30,00	0,87	7,05
10500	31,67	0,85	6,92
PROMEDIO			7,62

4.3.2. Dispersión espectral experimental

Después de calibrar los espectros en longitudes de onda (sección C.3), la dispersión espectral se calculó al encontrar dos líneas de absorción (no necesariamente conocidas porque ya está calibrada) y ver las correspondencia que existe entre su longitud de onda y la posición en píxeles.

En la Figura 4.3 se muestra las líneas utilizadas para el cálculo de la dispersión. En el Cuadro 4.2 se muestra estos valores y la dispersión calculada en Å/píxel.

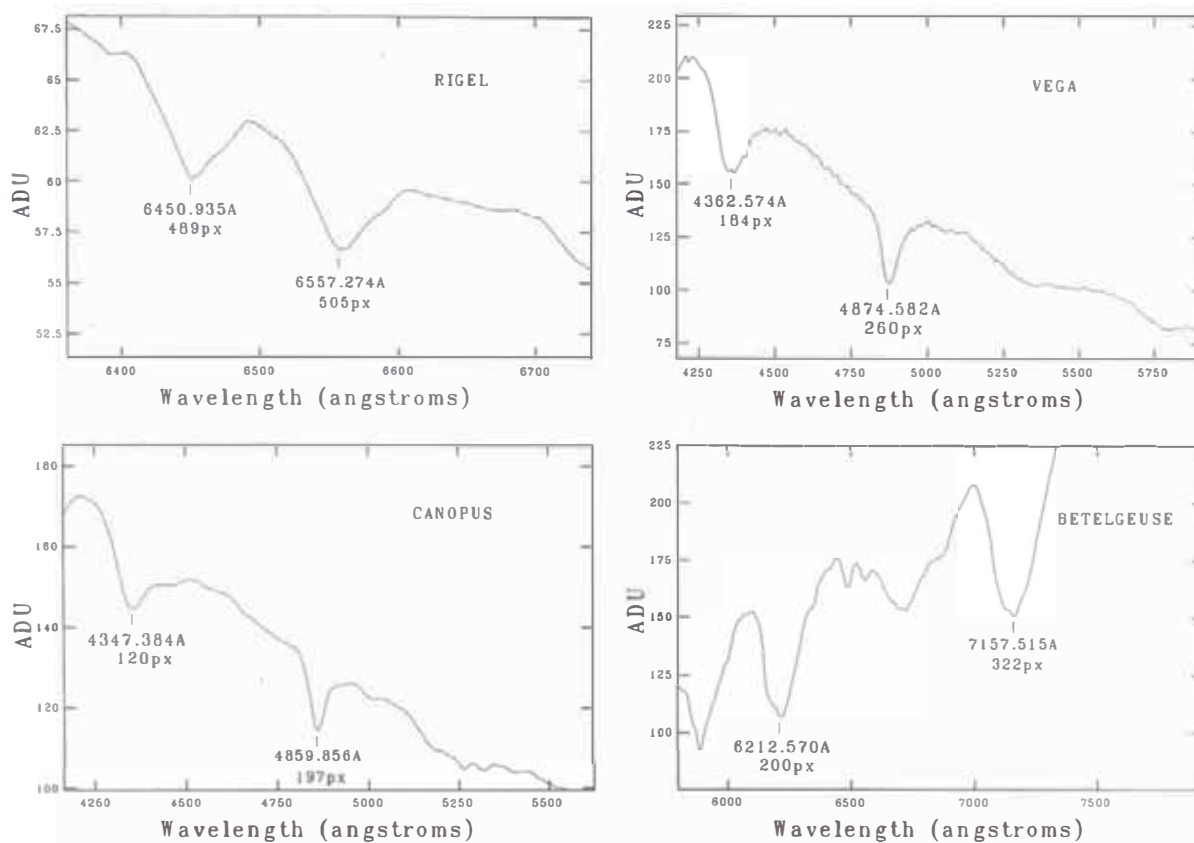


Figura 4.3: Líneas de absorción utilizadas para el cálculo de la dispersión

Tabla 4.2: Dispersión espectral experimental

Estrella	Línea Nro 1		Línea Nro 2		Dispersión Å/px
	Å	Píxel	Å	Píxel	
Rigel	6450,935	489	6557,274	505	6,64
Vega	4362,574	184	4874,582	260	6,73
Canopus	4347,574	120	4859,856	197	6,65
Betelgeuse	6212,570	200	7157,515	322	7,74
PROMEDIO					6,94

4.3.3. Resolución espectral teórica

Haciendo uso de la ecuación 2.8, se calculó la resolución espectral para el rango de longitudes de onda sensibles al detector (3500 a 10500 Å). La razón focal del telescopio fue f/10 (N = 10). El Cuadro 4.3 muestra los valores computados para la resolución espectral teórica.

Tabla 4.3: Cómputo de la resolución espectral teórica

$\lambda(\text{Å})$	Resolución(Å) $3 \lambda/8N^2$
3500	13,13
4000	15,00
4500	16,88
5000	18,75
5500	20,63
6000	22,50
6500	24,38
7000	26,25
7500	28,13
8000	30,00
8500	31,88
9000	33,75
9500	35,63
10000	37,50
10500	39,38
PROMEDIO	26,25

4.3.4. Resolución espectral experimental

La resolución espectral fue calculada en base al FWHM (Full Width Half Maximum) de ciertas líneas espectrales. Dos hechos contribuyen a un FWHM ancho: no tener una línea monocromática aislada y el desenfoque del perfil espectral. Con estos criterios sólo se analizó los perfiles espectrales de Rigel (la línea alrededor de 6500 Å) y Canopus (la línea alrededor de 4800 Å).

La Figura 4.4 muestra los perfiles espectrales de Rigel y Canopus después de haber sido restados del continuo (tarea **continuum** del IRAF, ubicada en los paquetes **noao.onedspec**). La columna de la derecha muestra una ampliación de las líneas analizadas. Los valores de FWHM para las líneas monocromáticas son mostradas en el Cuadro 4.4.

```
cl> continuum rigel.fixed.fit rigel.flat
cl> continuum canopus.fixed.fit canopus.flat
```

Tabla 4.4: Dispersión espectral experimental

Estrella	FWHM (Å)
Rigel	41,47
Canopus	41,10
PROMEDIO	41.28

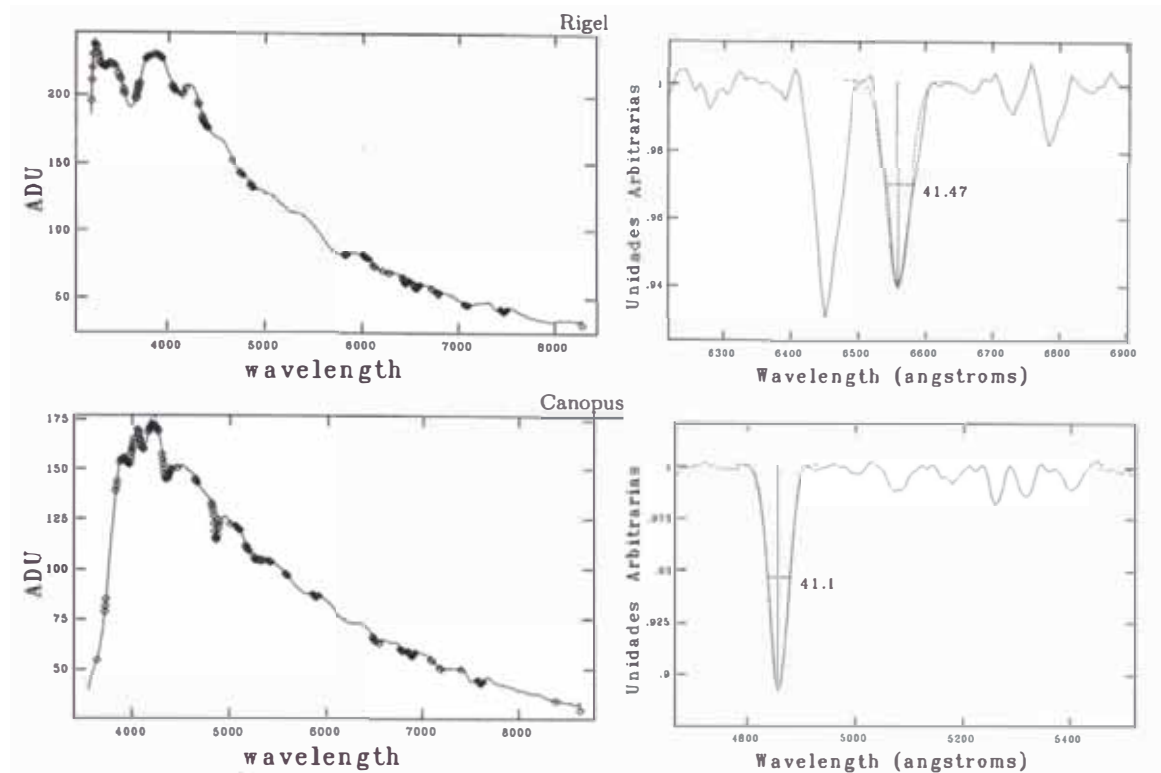


Figura 4.4: Pureza espectral, FWHM, de líneas monocromáticas

4.3.5. Rango espectral cubierto teórico

En base a la dispersión teórica y los píxeles cubiertos por el espectro, se calculó el rango espectral del espectrógrafo. En este caso el chip Kodak KAF-0401E tiene 765x510 píxeles y la dispersión teórica es 7,22 Å/píxel. Así que el rango espectral cubierto fue: $765 \times 7,22 = 5523 \text{ \AA}$.

4.3.6. Rango espectral cubierto experimental

En base a una simple inspección a los espectros calibrados, se calculó el rango espectral cubierto por el espectrógrafo. El cuadro 4.5 muestra estos valores.

Tabla 4.5: Valores del rango espectral cubierto

Estrella	Mínimo (Å)	Máximo (Å)	Rango cubierto (Å)
Rigel	3207	8285	5078
Vega	3130	8276	5146
Canopus	3555	8640	5086
Betelgeuse	4671	10588	5917
PROMEDIO			5306

4.3.7. Resumen de parámetros

En el Cuadro 4.6 se muestra las especificaciones del espectrógrafo.

Tabla 4.6: Parámetros del espectrógrafo

Parámetro	Descripción	
	Teórico	Experimental
Dispersión	7,62 Å/px	6,94 Å/px
Resolución (FWHM)	26,25 Å	41,08 Å
Rango espectral	5523 Å	5306 Å
Razón focal	f/10	
Detector	SBIG ST-7E (765x510 px de $\epsilon = 9 \mu\text{m}$)	
Sensibilidad	Relación señal ruido (SNR) 4:1 para una estrella de 0.12 mag a 1 s de exposición	

Como referencia, la resolución de los espectrógrafos de la compañía SBIG son:
 modelo DSS: $R = 15 \text{ \AA}$
 modelo SGS: $R_{High Res} = 2,4 \text{ \AA}$ y $R_{Low Res} = 9 \text{ \AA}$

4.4. Curva de respuesta espectral del detector

En la sección C.4 se corrigió la imagen de la respuesta espectral del detector, encontrando una respuesta espectral mostrada en la Figura C.16. Por otro lado, la Figura 4.5 presenta la curva de respuesta, calculada en base a las cuatro estrellas y a sus tipos espectrales.

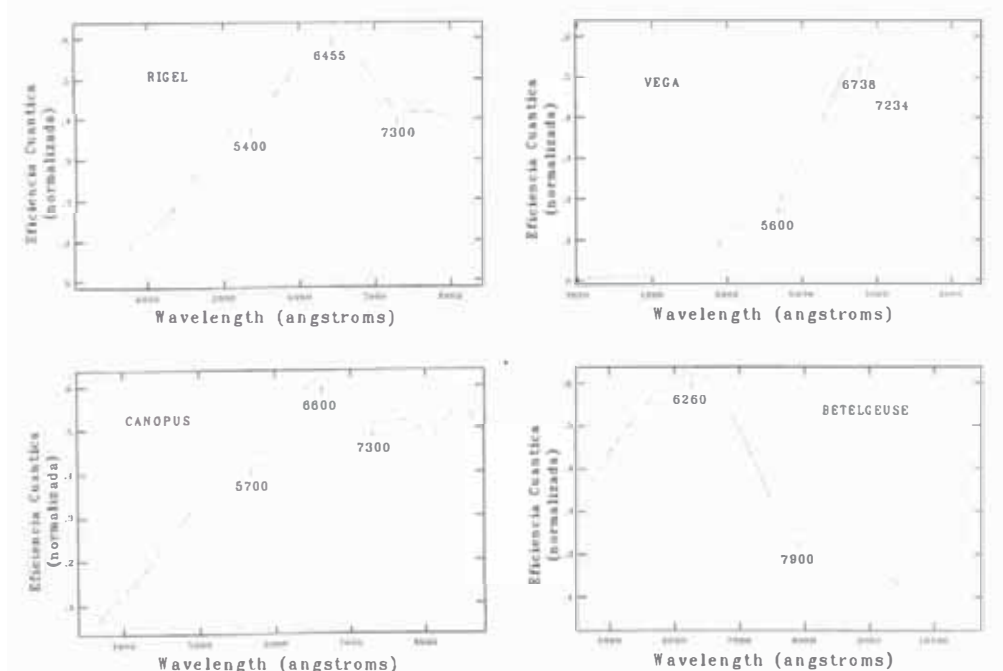


Figura 4.5: Respuesta espectral al utilizar las 4 estrellas

Estas gráficas deberían tener la misma forma, ya que se está caracterizando la misma propiedad. Las variaciones son debidas al mal enfoque del espectro, que causa una distorsión en su forma (Figura C.3), por consiguiente una distorsión en la respuesta espectral.

Aun así, existe un patrón característico en todas estas respuestas y son las depresiones laterales del máximo y el mismo máximo. Los valores para estas regiones se muestran en el Cuadro 4.7.

Tabla 4.7: Máximo de la respuesta espectral

Estrella	Posición de regiones características (Å)		
	Depresión Izq	Máximo	Depresión der
Rigel	5400	6455	7300
Vega	5600	6738	7234
Canopus	5700	6600	7300
Betelgeuse		6260	7900
PROMEDIO	5566	6513	7433

Al comparar estos valores con los suministrados por el fabricante (Figura 4.6), se observa que la depresión izquierda y el máximo están desplazados algo de 500 Å con respecto a los valores referenciales, mientras que la depresión derecha no sufre mayor variación.

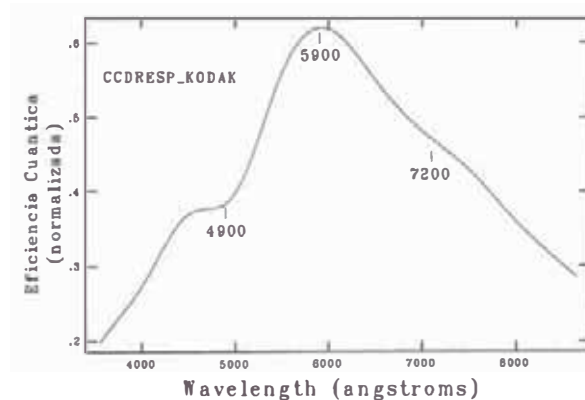


Figura 4.6: Respuesta espectral suministrada por el fabricante

4.5. Identificación de elementos químicos

La resolución del espectrógrafo sólo permite identificar las líneas más fuertes de absorción de los espectros. En la Figura 4.7 se muestran los elementos encontrados.

En las estrellas blancas o azules se encuentra presente las líneas de Hidrógeno (Serie de Balmer). H_{α} (6563 Å), H_{β} (4861 Å), H_{δ} (4102 Å). En la estrella más fría se presentan metales como el óxido de titanio (TiO) a diferentes longitudes de onda (4995, 5470, 7200 y 7610 Å).

Por otra parte las líneas telúricas (líneas de absorción de la atmósfera terrestre), también son notorias. Estas líneas telúricas son más bien bandas, ya que el O_2 y H_2O son moléculas, por consiguiente tiene un patrón de absorción ancho.

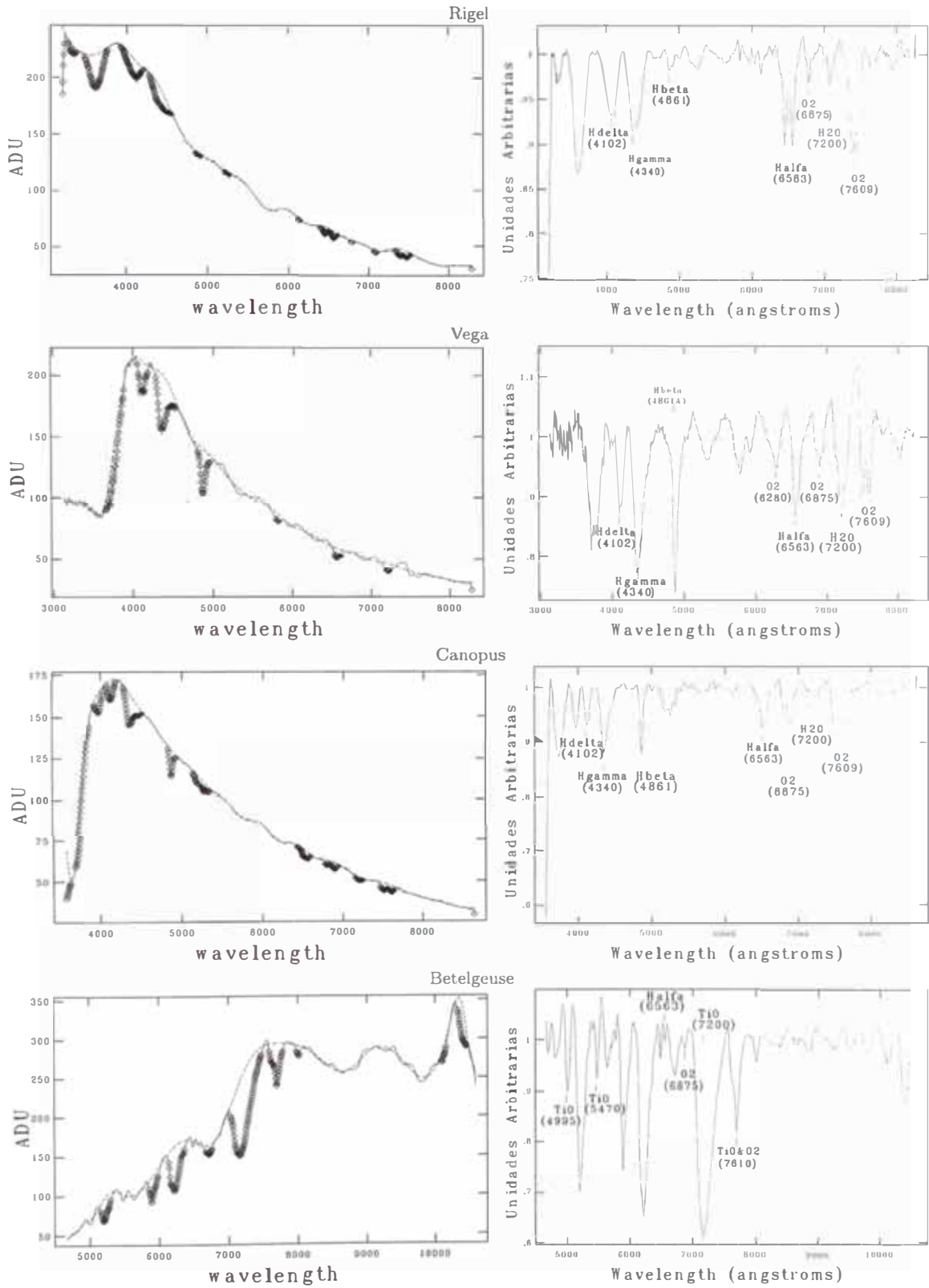


Figura 4.7: Identificación de elementos químicos

4.6. Temperatura superficial

La temperatura superficial de las estrellas se calculó al trazar curvas de radiación de cuerpo negro a los espectros corregidos (Figura 4.8). La tarea del IRAF `nfit1d` ubicada en los paquetes `stsdas.analysis.fitting` realiza este ajuste, siempre y cuando el parámetro `function` sea `bbody`.

```
cl> nfit1d rigel.fixed.fit planck.tab function=bbody
cl> nfit1d vega.fixed.fit planck.tab function=bbody
cl> nfit1d canopus.fixed.fit planck.tab function=bbody
cl> nfit1d betel.fixed.fit planck.tab function=bbody
```

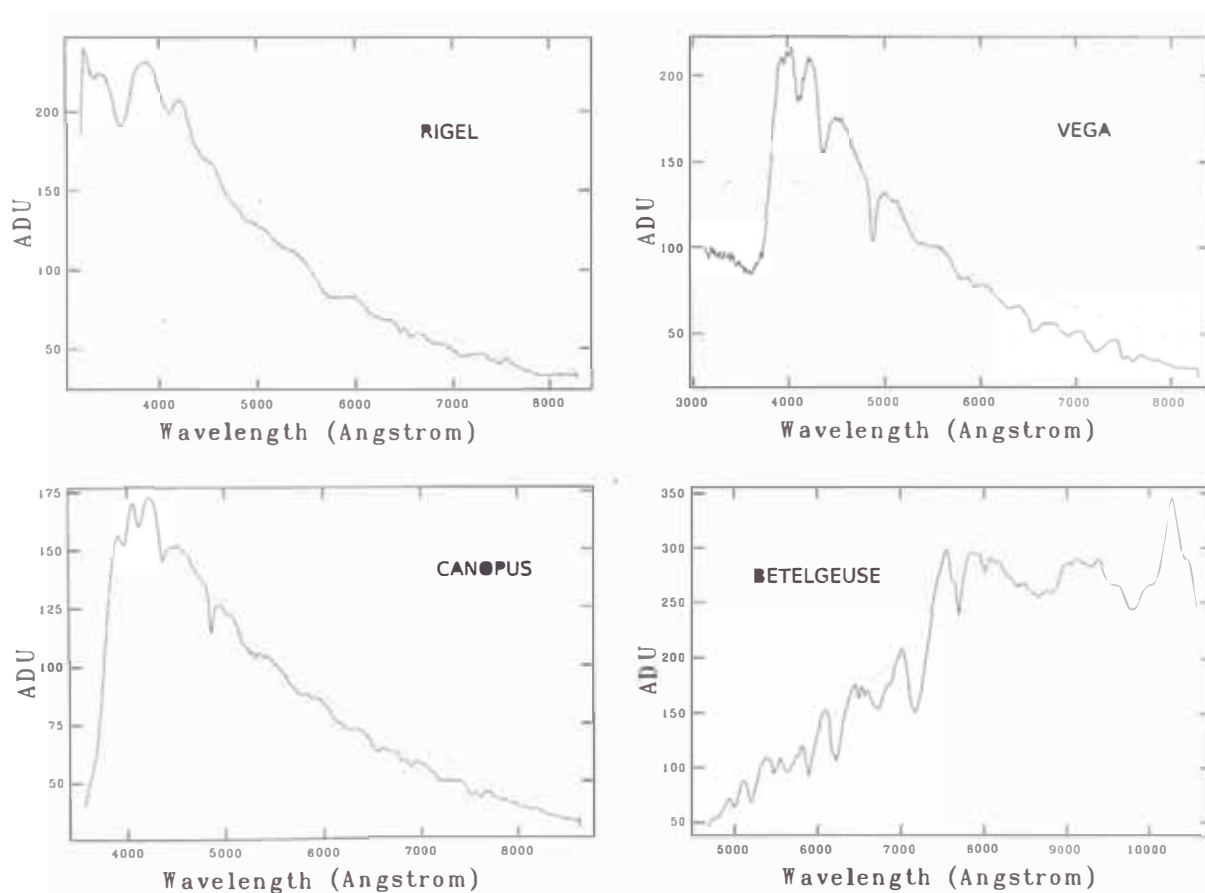


Figura 4.8: Ajuste de curva de cuerpo negro para las estrellas analizadas

El Cuadro 4.8 muestra los valores de las temperaturas superficiales o temperaturas efectivas (T_{eff}) con sus respectivos valores reales. La diferencia de estos valores, radica principalmente por el poco rango de longitudes de onda utilizados para el ajuste.

La Figura 4.9 muestra los tipos espectrales de las estrellas analizadas, con un rango de longitudes de onda mucho mayor que el cubierto por el espectrógrafo. Estos tipos espectrales fueron obtenidos del CDS¹.

¹CDS: Centre de Données astronomiques de Strasbourg

En el caso de Vega, es evidente que la curva de cuerpo negro debe subir por la presencia del primer pico ultravioleta a 2000 Å.

Tabla 4.8: Valores de temperatura efectiva experimentales y reales

Estrella	Temperatura Efectiva (K)		
	Experimental	Referencial	Rango del tipo espectral
Rigel (B8Ia)	10627	11000	10000 - 30000
Vega (A0V)	7806	9300	7500 - 10000
Canopus (F0II)	7757	7700	6000 - 7500
Betelgeuse (M2Iab)	2905	3650	2000 - 3500

Después de corregir los límites de ajustes, las nuevas temperaturas efectivas son más próximas a los valores reales. Obteniendo para Rigel, Vega, Canopus y Betelgeuse, temperaturas efectivas de 11026, 9423, 7377 y 3250 K respectivamente.

Al margen de estos nuevos ajustes, las temperaturas superficiales están dentro del rango de temperaturas de sus tipos espectrales.

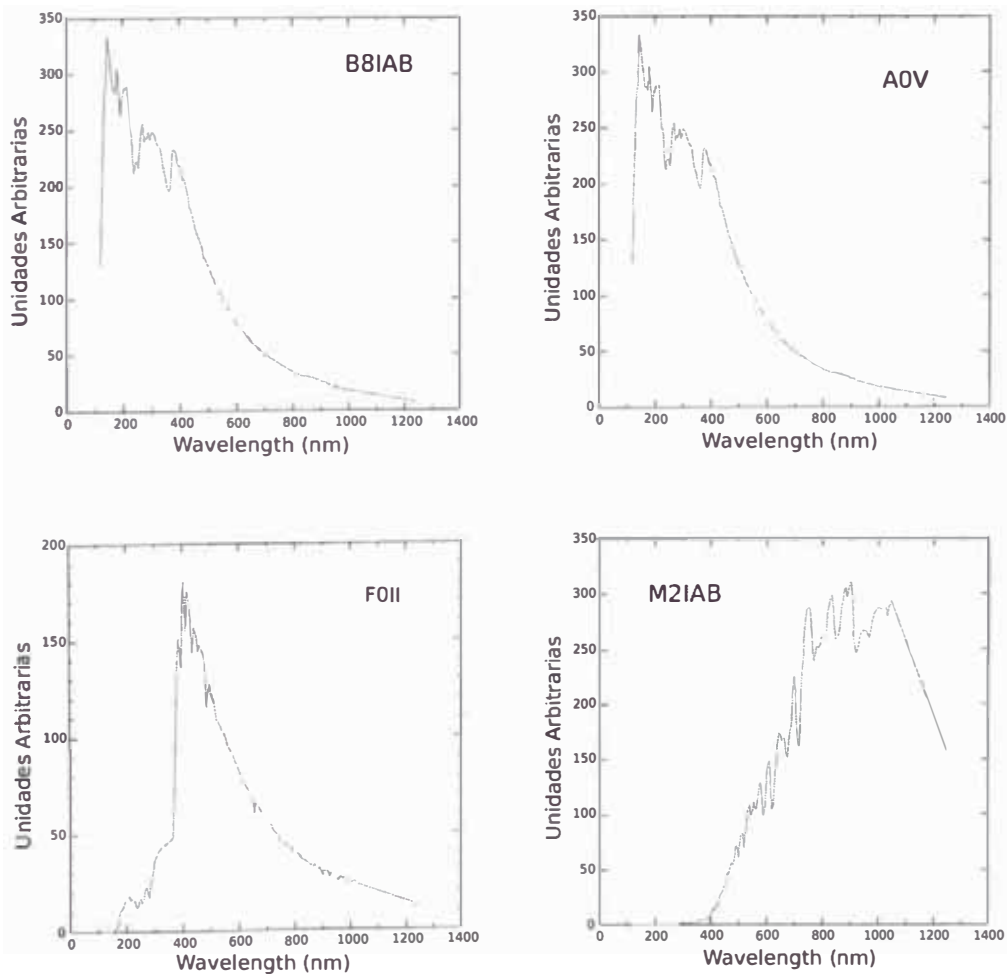


Figura 4.9: Tipo espectral de las estrellas analizadas obtenidas del CDS

Capítulo 5

Conclusiones

La configuración simple del espectrógrafo causa una deficiencia en el enfoque del espectro sobre la superficie del detector. Sin embargo, al probar con distintos focos del telescopio se puede encontrar un foco apropiado que represente medianamente a todas las longitudes de onda.

La dispersión del espectrógrafo tiene diferentes valores teóricos debido a que la red de difracción dispersa la luz de forma no lineal (dependiente de la longitud de onda en forma cosenoidal). Sin embargo al procesar los datos y calibrarlos con el IRAF, la dispersión se linealiza consiguiendo valores de dispersión iguales a cualquier punto del espectro. El rango espectral cubierto por el detector está dentro del valor esperado.

La resolución teórica del espectrógrafo tiene diferentes valores porque a medida que la longitud de onda analizada aumenta, es mucho más fácil resolverla. Sin embargo, en el rango que opera la cámara (3500 a 10500 Å) el valor de resolución ($\text{FWHM} = 41 \text{ \AA}$) es muy bajo, imposibilitando la opción de reconocer elementos químicos débiles o muy juntos. Este hecho se ve incrementado por la ausencia de una rendija (slit), la cual beneficia en gran medida la resolución de un espectrógrafo.

Por otro lado se mostró que la respuesta espectral del detector CCD (Kodak Kf-0401E) tiene un máximo que no coincide (aprox. 500 Å de diferencia) con el máximo suministrado por el fabricante. Este hecho sirve para caracterizar mejor al detector.

Al margen de la resolución del espectrógrafo, la curva de cuerpo negro que envuelve a las líneas espectrales, pudo ser calculada y determinar así temperaturas superficiales de estrellas, con un error dentro del rango de sus tipos espectrales.

Al calibrar los espectros en longitudes mediante sus tipos espectrales y no con lámparas de calibración, se pierde la posibilidad de calcular el red shift o velocidad de alejamiento del objeto. Estas velocidades se calculan en base al corrimiento de las líneas espectrales sobre un patrón conocido en el laboratorio.

Capítulo 6

Trabajo propuesto

Dos elementos importantes estuvieron ausentes en este espectrógrafo, el lente objetivo, que recolecta el espectro y lo focaliza en el detector y la rendija para tener una mejor resolución. Su implementación involucra también la construcción de una cavidad apropiada para colocar todos los elementos del espectrógrafo.

Otra de las mejoras concernientes a la calidad del espectrógrafo es reemplazar la red de difracción de transmisión por una de reflexión, ya que por estar sobre un sustrato son más fiables y rígidas.

En el caso de no querer modificar demasiado el conjunto colimador-red de difracción, será conveniente trabajar con una red de difracción con menor número de líneas por milímetro para evitar el desenfoque a longitudes de onda cercanas al infrarrojo.

Para caracterizar mejor al detector, sobre todo en las regiones donde la sensibilidad decae, se deberá estudiar estrellas con tipos espectrales W, L T y S.

Bibliografía

- [1] H. Oja M. Poutanen y K. Donner H. Karttunen, P. Kroger. *Fundamental Astronomy*. Springer, cuarta edition, cap 8, pag. 203-205, 1992.
- [2] Galadí D and Ribas I. *Manual práctico de astronomía con CCD*. Ediciones Omega, pag. 19-25, 1998.
- [3] Christian Buil's Home Page. *Spectroscopy, CCD and Astronomy*. <http://www.astrosurf.com/buil>.
- [4] J. Barnes. *Iraf Turorial*. IRAF Group, 1992. <http://iraf.noao.edu/iraf/ftp/iraf/misc/exer2103.tar.Z>.
- [5] F. Valdes y J. Barnes P. Massey. *A User's guide to reducing slit spectra with IRAF*. IRAF Group, 1992. <http://iraf.noao.edu/iraf/ftp/iraf/docs/spect.ps.Z>.