



Benemérita Universidad Autónoma de Puebla

Facultad de Ciencias Físico Matemáticas

Reducción y calibración en longitud de onda para medir el
corrimiento en líneas espectrales de Mercurio y Venus

Tesis presentada al

Colegio de Física

como requisito parcial para la obtención del grado de

LICENCIADO EN FÍSICA

por

Jose Emmanuel Lobato Donado

Asesorado por

Dra. Adriana González Juárez

Dr. Cupatitzio Ramírez Romero

Puebla Pue.
Octubre 2025



Benemérita Universidad Autónoma de Puebla

Facultad de Ciencias Físico Matemáticas

Reducción y calibración en longitud de onda para medir el
corrimiento en líneas espectrales de Mercurio y Venus

Tesis presentada al

Colegio de Física

como requisito parcial para la obtención del grado de

LICENCIADO EN FÍSICA

por

Jose Emmanuel Lobato Donado

Asesorado por

Dra. Adriana González Juárez

Dr. Cupatitzio Ramírez Romero

Puebla Pue.
Octubre 2025

Título: Reducción y calibración en longitud de onda para medir el corrimiento en líneas espectrales de Mercurio y Venus

Estudiante: JOSE EMMANUEL LOBATO DONADO

COMITÉ

Dra. Ana Aurelia Avilez López
Presidente

Dr. Raúl Mújica García
Secretario

Dr. Alfredo Herrera Aguilar
Vocal

Dr. Carlos Ignacio Robledo Sánchez
Suplente

Dra. Adriana González Juárez
Asesor

Dr. Cupatitzio Ramírez Romero
Co-Asesor

Índice general

Resumen	XI
Agradecimientos	XIII
1. Introducción	1
2. Fundamentos de la espectroscopía	5
2.1. Radiación de cuerpo negro	5
2.2. Formación de espectros	6
2.3. Telescopios ópticos	7
2.3.1. Telescopio 2.1m del OAN	8
2.3.2. Instrumentos disponibles para el telescopio de 2.1m	9
2.4. Espectrógrafos	9
2.4.1. Espectrógrafo Echelle	11
2.4.2. Rejillas Blaze y Rejillas Echelle	12
2.5. MEZCAL	13
2.6. Reducción y calibración de espectros	14
3. Muestra de estudio: Mercurio y Venus	15
3.1. Perfiles de línea espectral	15
3.1.1. Espectros continuos	16
3.2. Estructura y superficie de un planeta	17
3.2.1. Generación de espectros planetarios	17
3.3. Mercurio	17
3.4. Venus	18
3.5. Muestra	18
4. Calibración y reducción de los espectros de Mercurio y Venus	23
4.1. Limpieza de datos	23
4.2. Eliminación del sesgo electrónico	24
4.3. Calibración en longitud de onda usando lámparas ThAr	25
4.4. Rectificación y Transformación Espectral: corrección de curvatura en espectros ThAr	27
4.5. Corrección de posibles errores	28
4.6. Calibración extendida a espectros objetivos	29
4.7. Resultados de la calibración	29
5. Medición del corrimiento	33
5.1. Cálculo del error en la medición del corrimiento	36
5.2. Resultados obtenidos	37
5.3. Conclusiones finales	39

Índice de figuras

2.1. Diagrama general de un espectrógrafo.	12
2.2. Diagrama una Rejilla Blaze: θ_b es el ángulo de blaze, m el orden de difracción e i el ángulo de incidencia de la luz.	13
4.1. Bias: imagen tomada mientras el obturador está cerrado. Registra la señal proveniente del CCD considerada ruido instrumental.	24
4.2. Tarea que resta el bias combinado a todos los demás archivos. El proceso estándar consiste en escribir el nombre completo del archivo en particular e ir restando el bias uno por uno, pero es posible hacer la resta a todos los archivos del mismo tipo a la vez escribiendo un asterisco (*) sobre una palabra que compartan en sus nombres seguido de su extensión (.fits).	25
4.3. Espectro de la lámpara de comparación de torio-argón (ThAr) formado por líneas de emisión.	26
4.4. Catálogo de líneas de emisión característico de la lámpara ThAr utilizado como referencia. Las líneas mostradas corresponden al filtro centrado en λ 5900 Å con un ancho de banda de $\Delta\lambda$ 90 Å	26
4.5. Editor de parámetros de identify. Debe mantenerse la configuración predeterminada, solo es necesario especificar el nombre del archivo ThAr en el recuadro <i>images</i>	26
4.6. Editor de parámetros de fitcoords.	28
4.7. Editor de parámetros de ‘transform.’	28
4.8. Líneas de emisión ThAr después del proceso fitcoords-transform.	29
4.9. Espectro de Mercurio del 4 de agosto de 2023	30
4.10. Espectro de Venus del 13 de junio de 2023	31
5.1. Ubicación aproximada del punto a elegir en el continuo del espectro.	34
5.2. Ejecución de la tarea <i>splot</i>	34
5.3. Acercamiento a las líneas objetivas de estudio.	35
5.4. Cálculo del valor al centro de las líneas del Doblete de Sodio en longitud de onda utilizando un ajuste gaussiano.	35

Índice de tablas

3.1. Resumen de los datos recopilados en las observaciones de Mercurio y Venus	21
5.1. Corrimientos totales (z_1 y z_2) y sus errores de medición (δz_1 y δz_2) a partir de espectros de Venus recolectados el 11 junio de 2023. $\lambda_{1\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D1 (5889.95 Å) y $\lambda_{2\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D2 (5895.92 Å).	37
5.2. Corrimientos totales (z_1 y z_2) y sus errores de medición (δz_1 y δz_2) a partir de espectros de Venus recolectados el 13 de junio de 2023. $\lambda_{1\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D1 (5889.95 Å) y $\lambda_{2\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D2 (5895.92 Å).	37
5.3. Corrimientos totales (z_1 y z_2) y sus errores de medición (δz_1 y δz_2) a partir de espectros de Venus recolectados el 14 de junio de 2023. $\lambda_{1\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D1 (5889.95 Å) y $\lambda_{2\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D2 (5895.92 Å).	37
5.4. Corrimientos totales (z_1 y z_2) y sus errores de medición (δz_1 y δz_2) a partir de espectros de Mercurio recolectados el 4 de agosto de 2023. $\lambda_{1\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D1 (5889.95 Å) y $\lambda_{2\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D2 (5895.92 Å).	38
5.5. Corrimientos totales (z_1 y z_2) y sus errores de medición (δz_1 y δz_2) a partir de espectros de Venus recolectados el 4 de agosto de 2023. $\lambda_{1\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D1 (5889.95 Å) y $\lambda_{2\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D2 (5895.92 Å).	38
5.6. Corrimientos totales (z_1 y z_2) y sus errores de medición (δz_1 y δz_2) a partir de espectros de Mercurio recolectados el 9 de agosto de 2023. $\lambda_{1\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D1 (5889.95 Å) y $\lambda_{2\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D2 (5895.92 Å).	38
5.7. Corrimientos totales (z_1 y z_2) y sus errores de medición (δz_1 y δz_2) a partir de espectros de Venus recolectados el 2 de octubre de 2023. $\lambda_{1\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D1 (5889.95 Å) y $\lambda_{2\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D2 (5895.92 Å).	38
5.8. Corrimientos totales (z_1 y z_2) y sus errores de medición (δz_1 y δz_2) a partir de espectros de Mercurio recolectados el 3 de octubre de 2023. $\lambda_{1\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D1 (5889.95 Å) y $\lambda_{2\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D2 (5895.92 Å).	39
5.9. Corrimientos totales (z_1 y z_2) y sus errores de medición (δz_1 y δz_2) a partir de espectros de Venus recolectados el 3 de octubre de 2023. $\lambda_{1\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D1 (5889.95 Å) y $\lambda_{2\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D2 (5895.92 Å).	39

5.10. Corrimientos totales (z_1 y z_2) y sus errores de medición (δz_1 y δz_2) a partir de espectros de Venus recolectados el 6 de julio de 2025. $\lambda_{1\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D1 (5889.95 Å) y $\lambda_{2\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D2 (5895.92 Å).	39
--	----

Resumen

En este trabajo se presenta una metodología que hace uso del software PyRAF para reducir y calibrar datos espectrales de los planetas Mercurio y Venus. El objetivo es determinar los corrimientos al rojo y al azul de sus líneas de emisión y absorción. El corrimiento de una línea espectral podría asociarse, en el futuro cercano, con un método para determinar la masa solar de forma relativista general. Este procedimiento está diseñado para trabajar con observaciones adquiridas implementando el espectrógrafo de alta resolución MEZCAL, un instrumento del Observatorio Astronómico Nacional del IA-UNAM, y plantea un flujo de trabajo reproducible que incluye la adquisición, reducción y validación de datos espectrales.

Palabras clave: *Datos espectrales, PyRAF, Longitud de onda, Reducción de datos espectrales.*

Agradecimientos

Agradezco infinitamente a mis padres, por su amor incondicional y apoyo moral. Por su fe en mí y por su inigualable apoyo durante toda mi formación académica.

A mi asesora, la Dra. Adriana, por su paciencia, guía y apoyo constante durante todo el proceso que conllevó realizar esta tesis.

Al observador residente M. en C. Pedro Francisco Guillén Reyes, por su estrecha colaboración y confianza en la compleja adquisición de los datos de Mercurio y Venus, así como por asumir la realización de estas observaciones inusuales, las cuales presentan un notable desafío técnico.

Capítulo 1

Introducción

De acuerdo con la Unión Astronómica Internacional (IAU, por sus siglas en inglés) un planeta es un cuerpo celeste que orbita alrededor del Sol, posee la suficiente masa para que su propia gravedad supere las fuerzas de cuerpo rígido de modo que adopta una forma casi esférica consecuencia del equilibrio hidrostático y ha limpiado su órbita de otros objetos de tamaño comparable [1].

Mercurio y Venus, los dos planetas más cercanos al Sol, presentan características extremas y únicas que los convierten en objetos de gran interés para la astrofísica. Mercurio, con su superficie cubierta por cráteres y desprovisto de una atmósfera densa, experimenta las variaciones de temperatura más drásticas del Sistema Solar (desde los 60 K en las sombras dentro de cráteres cerca de los polos hasta los 825 K en el lado subsolar), mientras que Venus, con su densa atmósfera de dióxido de carbono y nubes de ácido sulfúrico, sufre un efecto invernadero descontrolado que lo convierte en el planeta más caliente (llegando a alcanzar 1800 K en su superficie) , a pesar de no ser el más cercano al Sol. Además, características como el acoplamiento espín-órbita 3 a 2 de Mercurio (tres días de Mercurio cada dos años) o la rotación retrógrada de Venus (en sentido contrario al resto de los planetas), los distinguen como casos especiales para el estudio de la formación y evolución planetaria en el Sistema Solar. Dichas características hacen que Mercurio y Venus sean casos únicos de estudio, ya que nos permiten explorar escenarios que no encontramos en otros planetas del Sistema Solar. Mercurio, con su superficie llena de cráteres, pero también con extensas llanuras volcánicas, es una ventana al pasado del Sistema Solar. Su geología no solo revela la intensidad y frecuencia de impactos de asteroides y cometas durante las primeras etapas de formación planetaria, sino también una importante actividad volcánica que remodeló vastas regiones del planeta mediante intensas erupciones de lava. Mientras que Venus, con su atmósfera sofocante y su intensa actividad geológica (pues presenta evidencia de flujos de lava a gran escala), nos ayuda a entender cómo los procesos internos y atmosféricos pueden transformar a un planeta.

En el caso de Mercurio, su acoplamiento espín-órbita 3:2, fenómeno en el que su período de rotación de 58.6462 días terrestres es aproximadamente dos tercios de su período orbital de 87.95 días introduce complejidades en la interpretación de los espectros, ya que los corrimientos de las líneas de emisión, en los espectros generados en la atmósfera de este planeta debido a tal movimiento, pueden variar significativamente al alejarse o acercarse el planeta de un observador en la Tierra. Por su parte Venus, con su rotación retrógrada (en dirección opuesta a su movimiento orbital) y atmósfera superrotante, es decir que gira 60 veces más rápido que la superficie (donde las nubes superiores completan una vuelta al planeta en solo 4 días terrestres, mientras que la superficie tarda 243 días), presenta desafíos adicionales en el proceso de interpretación de los datos espectrales (al no ser estática ni la composición química ni la distribución de los gases) debido a la interacción entre la dinámica atmosférica y la superficie. Además, la presencia de

compuestos como el dióxido de azufre (SO_2) y el dióxido de carbono (CO_2) en la atmósfera de Venus añade capas de complejidad a los espectros, requiriendo una calibración detallada para separar los efectos químicos de los movimientos físicos.

La calibración de longitudes de onda en los espectros de Mercurio y Venus es un paso necesario para tratar de mejorar la precisión en la determinación de los corrimientos al rojo y al azul con su correspondiente incertidumbre. Este proceso implica la eliminación de sesgos instrumentales, la corrección de efectos atmosféricos y la comparación con espectros de referencia, como los obtenidos mediante lámparas de comparación.

El análisis espectral (también llamado espectroscopía) es una técnica que consiste en analizar la radiación electromagnética proveniente de un objeto celeste descompuesta en sus diferentes longitudes de onda o frecuencias, dicha técnica permite estudiar su composición química, temperatura, densidad y movimiento, entre otras características. Esta herramienta es fundamental en astronomía, ya que proporciona información (en forma de espectros electromagnéticos medibles) sobre las propiedades físicas y químicas de los cuerpos celestes. Para Mercurio, esta técnica ha permitido identificar elementos en su atmósfera, como sodio y potasio. En Venus, el análisis espectral revela la composición de su densa atmósfera, dominada por dióxido de carbono y nubes de ácido sulfúrico, y proporciona información sobre los procesos químicos y climáticos que ocurren en su entorno. La calibración de longitud de onda es esencial en este proceso, ya que es crucial para la fiabilidad de las mediciones y permite corregir distorsiones causadas por factores como la radiación solar o la dispersión atmosférica. De esta manera, el análisis espectral no solo profundiza nuestro conocimiento sobre estos planetas, sino que también contribuye a entender mejor las condiciones en las que se encuentran otros planetas cuyos espectros son más difíciles de obtener debido a su lejanía, como es el caso del sistema TRAPPIST-1, a 39.14 años luz de distancia, cuyo análisis espectral relaciona las atmósferas de los planetas TRAPPIST-1b, c, d, e, f y g con las de la Tierra, Venus y la luna Titán [5].

El Doblete de Sodio son dos líneas espectrales muy luminosas y cercanas entre sí en el espectro del sodio (Na), ubicadas en la región amarilla del espectro electromagnético muy cerca de la región visible, conocidas como líneas D, específicamente se ubican en las longitudes de onda de 5895.92 \AA (línea D1) y 5889.95 \AA (línea D2). Dichas líneas surgen de transiciones electrónicas específicas dentro del átomo de sodio: la línea D1 corresponde a la transición del electrón desde el nivel $3p (P_{1/2})$ al nivel $3s (S_{1/2})$, mientras que la línea D2 corresponde a la transición del electrón desde el nivel $3p (P_{3/2})$ al nivel $3s (S_{1/2})$ [10].

Estas líneas espectrales son ampliamente utilizadas en astronomía debido a su facilidad de detección. El Doblete de Sodio es una herramienta fundamental para el estudio de atmósferas planetarias, especialmente en Mercurio, donde el sodio es un componente dominante de la exosfera. Además, al situarse dentro de la órbita terrestre y estar en dirección al Sol vistos desde la Tierra, Mercurio y Venus se presentan como objetos difíciles de observar debido a la abrumadora emisión solar en el rango visible e infrarrojo que ocasiona ruido lumínico a las emisiones de espectros provenientes de ambos planetas, lo cual satura los detectores y genera un ruido de fondo abrumador que impide distinguir líneas espectrales, razón por la cual se opta por realizar las observaciones durante el crepúsculo en tiempos de exposición muy cortos. La naturaleza única del Doblete de Sodio para absorber luz en longitudes de onda específicas lo convierte en un excelente espectro detectable, incluso cuando se superpone al espectro solar, esta propiedad facilita el estudio de la exosfera de Mercurio mediante el análisis espectral. A través de este método es posible descomponer la luz proveniente del planeta en sus longitudes de onda, identificando y midiendo las líneas Na D1 y D2 valiéndose de la abundancia de este elemento en la exosfera de Mercurio para investigar procesos como la liberación de material desde la superficie, la interacción con el viento solar y la dinámica de la magnetosfera. Además, las variaciones en la intensidad y

distribución del Doblete de Sodio, obtenidas mediante técnicas espectroscópicas, proporcionan información sobre los efectos de la radiación solar y los cambios en el entorno espacial en la exosfera de Mercurio. Así, el análisis espectral del Doblete de Sodio no solo permite caracterizar la composición y estructura de la exosfera, sino también monitorear su comportamiento dinámico en respuesta a factores externos, convirtiéndose en una herramienta indispensable para el estudio planetario.

En resumen el análisis espectral de estos planetas es fundamental para comprender sus características orbitales y atmosféricas, así como para desarrollar métodos de calibración precisos en estudios astrofísicos, en particular, la medición del corrimiento de las líneas del Doblete de Sodio presentes en los espectros reflejados de Mercurio y Venus permite refinar la determinación de sus características y, en última instancia, contribuir a la estimación de la masa del Sol. En este proyecto se presentará un esquema detallado del procedimiento de reducción espectral, desde la eliminación de sesgos y correcciones instrumentales hasta la calibración espectral haciendo uso de lámparas de comparación. Se evaluará el impacto de la optimización de estos procesos en la precisión de los cálculos de los corrimientos al rojo y al azul de sus líneas espectrales y, en consecuencia, en la determinación del corrimiento del Doblete de Sodio.

Capítulo 2

Fundamentos de la espectroscopía

La espectroscopía es la técnica que estudia la cantidad de radiación electromagnética que absorbe, refleja o emite un cuerpo; se enfoca en el estudio de la interacción entre la materia y la radiación electromagnética para analizar las propiedades físicas y químicas de los materiales [4]. En astronomía, la espectroscopía es una herramienta que se emplea para descomponer y analizar el espectro electromagnético de fuentes astronómicas (estrellas, planetas, nebulosas, galaxias, etc.) en sus distintas longitudes de onda; aunque el análisis también podría realizarse utilizando la frecuencia (pues esta es otra forma igualmente válida de caracterizar la radiación electromagnética) la práctica común y establecida en este trabajo de reducción y calibración se basa en la longitud de onda. Este proceso permite a los astrónomos obtener información sobre la composición química, temperatura, velocidad de movimiento y otros parámetros físicos de dichas fuentes.

Generalmente, la espectroscopía se basa en tres etapas principales:

- Diseño de instrumentos adecuados que permitan medir los espectros de fuentes astronómicas débiles.
- Uso de estos instrumentos para obtener espectros.
- Análisis de los espectros y extracción de información física sobre los objetos observados.

Desde la determinación de la composición química de las estrellas por medio del análisis espectral (como el que permitió determinar la abundancia de C, N, O y otros 24 elementos químicos en las estrellas del cúmulo abierto IC 4651, el cual destaca por su abundancia de diversos elementos químicos [7]) hasta la determinación de la expansión del Universo midiendo el corrimiento cosmológico (el cual ya ha sido estudiado en un periodo de hasta una década [8]), la espectroscopía ha sido fundamental en el avance de nuestra comprensión del Universo. Este capítulo tiene como objetivo proporcionar una visión general de los fundamentos de la espectroscopía en la astronomía.

2.1. Radiación de cuerpo negro

Para una fuente de luz blanca (que emite todas las longitudes de onda del espectro visible), la temperatura puede utilizarse para indicar las propiedades espectrales de la fuente. La temperatura de un objeto es, en esencia, una medida de la energía cinética promedio de sus átomos y moléculas; a mayor temperatura, más violento e intenso es su movimiento aleatorio.

La radiación que constituye un espectro continuo (es decir, que carece de líneas espectrales discernibles) surge predominantemente de mecanismos como las transiciones libre-libre. Este es un

proceso en el que un electrón libre es acelerado (cambia su velocidad o dirección) al interactuar con el campo eléctrico de un ion, resultando en la emisión o absorción de un fotón. Así, a temperaturas bajas (10^1 K), el movimiento de las partículas es lento en materiales sólidos, las aceleraciones son poco frecuentes, la radiación emitida es de baja energía y se concentra en las regiones de larga longitud de onda (radio e infrarrojo lejano). A temperaturas altas (10^4 K), el movimiento es caótico y más rápido, las partículas chocan entre sí con mucha más frecuencia; estas colisiones y cambios bruscos de dirección constituyen aceleraciones muy fuertes, emitiendo radiación de mayor energía que se concentra en regiones de muy corta longitud de onda. A esta energía emitida por las colisiones debido a la temperatura se le conoce como radiación térmica, todos los objetos en el universo emiten radiación térmica.

Un cuerpo negro se define como un objeto que no refleja ni dispersa la radiación térmica que le incide, sino que absorbe y reemite la radiación completamente [11]; es un objeto ideal que no existe en el mundo real, pero al que las estrellas se aproximan en comportamiento, lo que permite estudiarlas como si se trataran de cuerpos negros. La radiación de un cuerpo negro depende solo de su temperatura, siendo perfectamente independiente de su forma, material y constitución interna. La distribución de longitud de onda de la radiación sigue la *Ley de Planck*, que es una función solo de la temperatura.

La intensidad a una longitud de onda λ de la radiación de un cuerpo negro a la temperatura T es

$$B_\lambda(T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{e^{\frac{hc}{\lambda k_B T}} - 1} \quad (2.1)$$

donde:

- $[B_\lambda] = \text{W m}^{-3} \text{sr}^{-1}$
- T es la temperatura (K)
- $h = 6.626 \times 10^{-34}$ es la constante de Planck (J s)
- $c = 2.998 \times 10^8$ es la velocidad de la luz (m s^{-1})
- $k_B = 1.381 \times 10^{-23}$ es la constante de Boltzmann (J K^{-1})

Sin embargo, los cuerpos negros son objetos teóricos que en la práctica casi nada tienen que ver con la emisión de espectros electromagnéticos provenientes de objetos como planetas; aun así, la forma en que un planeta interactúa con la radiación es la clave para obtener información sobre dicho planeta y esto se estudia a través de la formación de espectros.

2.2. Formación de espectros

Existen distintos tipos de cuerpos celestes: aquellos que son capaces de emitir radiación electromagnética (estrellas, nebulosas, cuásares, etc.) mediante procesos de fusión nuclear y aquellos cuerpos capaces de reflejar o absorber dicha radiación (planetas, lunas, asteroides, etc.). Independientemente de la forma en la que dicha radiación electromagnética sea transmitida, ya sea por emisión, absorción, reflexión o dispersión, cada interacción genera una huella única en las propiedades de la radiación. Estas "huellas", llamadas espectros, se manifiestan como cambios en la intensidad, longitud de onda, frecuencia, fase o polarización de la radiación y actúan como un código que puede ser descifrado para revelar detalles sobre la composición, estructura, temperatura, densidad y hasta el movimiento del cuerpo que la originó o modificó.

La formación de estos espectros surge a partir de la interacción entre la radiación electromagnética y los átomos. Este fenómeno se explica por el comportamiento cuántico de los electrones, los cuales solo pueden existir en determinados niveles discretos de energía dentro de un átomo. Cuando un electrón desciende de un nivel de energía superior a uno inferior, emite radiación electromagnética, cuya energía coincide exactamente con la diferencia entre los dos niveles de energía involucrados. Este proceso, conocido como emisión, produce un conjunto de líneas espectrales único que puede ser detectado y analizado. De manera similar, cuando un átomo absorbe radiación electromagnética, un electrón puede saltar a un nivel de energía superior, siempre y cuando la energía de la radiación coincida con la diferencia energética entre los niveles, de ahí el origen de los espectros de absorción y emisión: un espectro de absorción es un espectro electromagnético transmitido a través de una sustancia, que muestra líneas o bandas oscuras donde la radiación ha sido absorbida por átomos; un espectro de emisión es un espectro en condiciones similares, que muestra líneas o bandas luminosas donde la radiación ha sido emitida por los átomos.

Todos los materiales absorben y emiten en longitudes de onda específicas de radiación electromagnética que corresponden a esos niveles de energía, dicha radiación transporta información espectral sobre el material con el que interactúa. Diferentes materiales interactúan de manera distinta con la radiación, por ejemplo, cuando la radiación de una estrella atraviesa la atmósfera de un planeta, las longitudes de onda correspondientes a las transiciones electrónicas de los átomos y moléculas presentes son absorbidas (como las líneas de absorción del hidrógeno en la serie de Balmer o las bandas de absorción del metano alrededor de $3.3\ \mu\text{m}$), generando líneas oscuras en el espectro de la estrella, estas líneas se ubican en posiciones particulares dependiendo del material con el que la radiación interactúa, lo que nos permite identificar a los elementos y compuestos presentes en la atmósfera planetaria o en la superficie del mismo.

La ecuación que describe las líneas espectrales en el caso del hidrógeno, por ejemplo, está dada por la fórmula de Rydberg:

$$\frac{1}{\lambda} = R_H \left(\frac{1}{n_1^2} - \frac{1}{n_2^2} \right) \quad (2.2)$$

donde:

- λ es la longitud de onda de la luz emitida o absorbida,
- R_H es la constante experimental de Rydberg para el hidrógeno ($1.097 \times 10^7\ \text{m}^{-1}$),
- n_1 y n_2 son números enteros que representan los niveles de energía involucrados en la transición electrónica, con $n_2 > n_1$.

La parte del espectro electromagnético que es visible para el ojo humano está representada matemáticamente por la serie de Balmer, donde $n_1 = 2$ y n_2 toma valores enteros mayores que 2 (3, 4, 5, ...) en la ecuación 2.2. Estas transiciones producen líneas espectrales en el rango visible, como la línea H-alfa ($n_2 = 3$), H-beta ($n_2 = 4$), etc.

Precisamente para recolectar esta radiación visible, incluyendo las líneas espectrales, se utilizan los telescopios ópticos.

2.3. Telescopios ópticos

Un telescopio es un dispositivo diseñado para observar objetos débiles mediante la recolección de su radiación electromagnética emitida y su concentración hacia un dispositivo de grabación (que puede ser tanto una placa fotográfica como un detector ccd); su propósito principal es recoger y procesar esta radiación para su estudio [3]. Mecánicamente, está compuesto por uno

o más elementos ópticos (como lentes o espejos) montados en una estructura que garantiza su seguridad, forma correcta y alineación respecto a un eje común (eje óptico); el primer elemento óptico, denominado primario, es el responsable de captar la luz, le siguen el secundario y otros subsiguientes hasta llegar al dispositivo de grabación.

Particularmente, un telescopio óptico está diseñado para recoger, enfocar y amplificar la luz visible (y en algunos casos, radiación cercana al infrarrojo o ultravioleta), su función principal es aumentar el brillo y la resolución angular de objetos distantes, permitiendo observar detalles que el ojo humano no puede captar directamente. Para ello, los telescopios ópticos utilizan lentes y espejos como elementos recolectores de luz, dividiéndose así en dos tipos: telescopios refractores y telescopios reflectores.

Los telescopios refractores utilizan lentes (generalmente 2) para observar un pequeño campo de visión, esto los hace ideales para mediciones de posición precisas, sin embargo, sufren de aberración cromática (causa que los bordes de las imágenes aparezcan con colores indeseados) que afecta la recolección de datos, esta aberración se puede arreglar implementando sistemas de lentes más complejos que actualmente casi no suelen usarse en astronomía [11].

Los telescopios reflectores utilizan espejos que, a diferencia de los telescopios refractores, son más utilizados en astronomía, pues al tener forma parabólica y estar recubiertos por finas capas de metal (como aluminio) son capaces de eliminar la aberración cromática logrando que todas las longitudes de onda se reflejen en el mismo punto. La configuración óptica de los telescopios reflectores se basa en un sistema de dos espejos: un espejo primario (generalmente parabólico o esférico) y un espejo secundario (de forma hiperbólica, elíptica o plana, según el diseño). El primario, ubicado en el extremo posterior del tubo del telescopio, recoge y enfoca la luz incidente hacia el secundario, que a su vez la redirige hacia el ocular, espectrógrafo o detector, según sea el caso.

Un diseño destacable de telescopio reflector es el telescopio tipo Cassegrain que comparte la configuración básica de un telescopio reflector con espejo primario y que utiliza un espejo secundario hiperbólico. Este espejo redirige la luz convergente del primario a través de un orificio central en el mismo, permitiendo que el haz focalizado alcance instrumentación montada detrás del telescopio (como detectores, espectrógrafos o cámaras); es un diseño que permite el montaje de equipos voluminosos. El telescopio utilizado para la recolección de datos de Mercurio y Venus realizada en este trabajo es un telescopio que tiene un diseño Ritchey-Chrétien, una variación del telescopio Cassegrain que emplea un espejo hiperbólico primario y un espejo hiperbólico secundario de menor tamaño; estos espejos tienen curvaturas adaptadas para corregir la coma, una aberración que distorsiona las imágenes fuera del eje óptico.

2.3.1. Telescopio 2.1m del OAN

Inaugurado en 1979, es un telescopio óptico-infrarrojo perteneciente al Observatorio Astronómico Nacional (OAN) localizado en la Sierra de San Pedro Mártir (SPM) ubicado en Ensenada, Baja California, al noroeste de México. Tiene un diseño Ritchey-Chretien, caracterizado por el uso de espejos hiperbólicos que corrigen aberraciones ópticas como la aberración cromática, permitiendo obtener imágenes de alta calidad en un amplio campo de visión. El telescopio de 2.1 m está compuesto por dos espejos: un espejo primario (hecho de vidrio cubierto con una película de aluminio reflejante) y uno secundario, hay tres opciones de espejos secundarios para conseguir tres configuraciones: $f/7.5$, $f/13.5$ y $f/30$, proporcionando escalas de placa de aproximadamente $13.0''/\text{mm}$, $7.15''/\text{mm}$ y $3.25''/\text{mm}$, respectivamente [16].

Como dato extra, el telescopio de 2.1 m cuenta con una montura ecuatorial, un sistema

mecánico cuyo eje polar se alinea con el polo celeste, aproximadamente con la estrella polar, lo que permite compensar la rotación terrestre mediante un movimiento uniforme alrededor de dicho eje (seguimiento en ascensión recta), mientras que el eje de declinación, perpendicular al anterior, facilita el ajuste fino en la dirección norte-sur para localizar y mantener el objeto en el campo visual. Esta configuración es fundamental para seguir objetos astronómicos durante exposiciones largas.

2.3.2. Instrumentos disponibles para el telescopio de 2.1m

El telescopio de 2.1m está adaptado para operar con un conjunto de instrumentos llamados espectrógrafos los cuales están diseñados para registrar espectros, aquellos que están disponibles son: espectrógrafo Boller & Chivens, Echelle Clásico REOSC (nombre de la firma que lo construyó), Mezcal (*Manchester Echelle Spectrometer*) y PUMA (*The UNAM Scanning Fabry-Perot Interferometer*).

Cada espectrógrafo cuenta con una resolución espectral máxima a la que puede llegar, la resolución espectral o también llamada poder de resolución (R) es una medida de la capacidad de un espectrógrafo para distinguir características en una imagen que está dispersada espectralmente sobre el detector:

$$R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda}, \quad (2.3)$$

donde $\Delta\lambda$ es representa la mínima diferencia en longitudes de onda que puede distinguirse en el espectro disperso a una longitud de onda λ [3].

En general, estos 4 instrumentos alcanzan una resolución espectral de $R \leq 10^5$. Esto significa que su poder de resolución máximo es de 100000, siendo capaces de distinguir, por ejemplo, dos líneas espectrales separadas por solo 0.005 nanómetros a una longitud de onda de 500 nm. Lo que indica que poseen una alta resolución espectral.

2.4. Espectrógrafos

Los espectrógrafos son instrumentos ópticos que separan la radiación electromagnética en sus diferentes longitudes de onda mediante el uso de prismas o rejillas de difracción. Este proceso permite generar una gráfica de la intensidad de la radiación en función de la longitud de onda o frecuencia, a la que se conoce como espectro. El análisis de un espectro permite inferir propiedades físicas (temperatura, velocidad radial, luminosidad, etc.) y químicas (presencia de elementos químicos o compuestos moleculares) de la fuente observada. Para ello, el espectrógrafo cuenta con un componente electrónico llamado CCD (*Charge-Coupled Device*, por sus siglas en inglés) que convierte el espectro en información computacional en forma de matrices de valores numéricos, que representan la intensidad de la luz en cada píxel del detector y que son almacenados en formatos especiales para datos de investigación científica, como el formato FITS (*Flexible Image Transport System*) utilizado para el almacenamiento de los datos registrados de los espectros de Mercurio y Venus para este trabajo; dichos datos son tratados posteriormente utilizando softwares especializados, como PyRAF (acrónimo de Python + IRAF), una interfaz de Python para el sistema IRAF (*Image Reduction and Analysis Facility*) la cual permite visualizar los datos mediante el uso de comandos para identificar líneas espectrales, medir intensidades y ubicar longitudes de onda con el fin de extraer información sobre la composición, temperatura y el movimiento de los objetos estudiados [4].

Todas las fuentes astronómicas (estrellas, planetas, asteroides, etc.) son diferentes y por ende, tienen espectros únicos; las estrellas, por ejemplo, muestran líneas de absorción o emisión

dependiendo de su temperatura y etapa evolutiva que se clasifican en sistemas como el de Harvard (de estrellas calientes a frías se clasifican tipos O, B, A, F, G, K, M y también L, T, Y para enanas frías) o el sistema Morgan-Keenan (MK) que añade además una clase de luminosidad (I supergigantes, III gigantes, V enanas, etc.), también existen clases como las estrellas Wolf-Rayet que se distinguen por líneas de emisión muy fuertes de elementos como helio, nitrógeno, carbono u oxígeno, con poca o ninguna línea de hidrógeno [17].

Por su parte, los planetas exhiben líneas de emisión y absorción de los gases de su atmósfera, que se analizan comparándolas con espectros de laboratorio bien caracterizados (vapor de agua, metano, dióxido de carbono, etc.). En cambio, para cuerpos menores como asteroides, se utiliza una clasificación espectral según su composición superficial, tal como la clasificación de Tholen (tipos C carbonáceos, S silicatos, X metálicos, etc.), que se ha refinado sustancialmente con el tiempo [18]. La composición química define la longitud de onda o frecuencia a la que está ocurriendo una absorción o emisión de cierto átomo, el movimiento causa corrimientos Doppler, y el entorno (como el polvo interestelar) puede provocar extinción y enrojecimiento.

Debido a todas estas diferencias y con la intención de poder estudiarlas, se han diseñado distintos tipos de espectrógrafos que se ajustan a las cualidades de cada objeto observado. Por ejemplo, los espectrógrafos de rendija larga, en algunos casos de $0.9'$ ($\sim 3\text{ mm}$) y en otros de hasta $27'$ ($\sim 130\text{ mm}$) de longitud, son ideales para observar objetos extendidos como galaxias o nebulosas, ya que permiten obtener espectros de una región de mayor longitud en el cielo. Por otro lado, los espectrógrafos tipo echelle, que utilizan dos elementos de dispersión (una Rejilla Echelle y una rejilla adicional) para dispersar aún más las líneas de emisión/absorción adyacentes entre sí, son utilizados para obtener espectros en un amplio rango de longitudes de onda, lo que los hace perfectos para estudiar fuentes astronómicas individuales [4].

Además, los espectrógrafos multiobjeto, como Hectospec (espectrógrafo multiobjeto instalado en el MMT, *Multiple Mirror Telescope* por sus siglas en inglés) o IMACS (*Inamori-Magellan Areal Camera and Spectrograph*), permiten observar múltiples objetos simultáneamente mediante el uso de fibras ópticas o máscaras con rendijas múltiples, lo que es especialmente útil en estudios de grandes poblaciones estelares o en campos densos como cúmulos de galaxias. Para observaciones en el infrarrojo cercano ($1\text{-}2\ \mu\text{m}$), se utilizan espectrógrafos como OSIRIS (*Ohio State Infrared Imager/Spectrometer*), que están diseñados para manejar el alto brillo del cielo en estas longitudes de onda y para corregir las bandas de absorción atmosféricas mediante técnicas de dithering (técnicas que consisten en mover ligeramente el telescopio en exposiciones cortas sucesivas) y observación de líneas telúricas (líneas de absorción debido a las moléculas en la atmósfera de la Tierra) [19], [20].

Finalmente, los espectrógrafos de campo integral son aquellos que permiten obtener espectros tridimensionales (dos dimensiones espaciales y una espectral) de objetos extendidos como galaxias o regiones de formación estelar, lo que facilita el estudio de la cinemática y la composición química en detalle. Esto gracias a tres tipos de arreglos: matrices de lentes, que consiste en colocar un arreglo de microlentes en el plano focal produciendo una serie de imágenes de la pupila del telescopio; haces de fibras, un arreglo de fibras ópticas organizadas en línea que se coloca en el plano focal para así transmitir la luz al espectrógrafo, actuando como una rendija; cortadores de imagen, una serie de espejos que dividen el plano focal en porciones delgadas congruentes y las organizan a lo largo de la rendija [4].

Ya sea en planetas, estrellas, galaxias u otros objetos astronómicos, todos los espectrógrafos utilizados para su estudio comparten una configuración base. Estos instrumentos, aunque adaptados para distintas longitudes de onda y niveles de resolución, operan bajo los mismos principios físicos, como la dispersión de la luz y la detección de componentes espectrales. Además, están compuestos por 4 elementos esenciales: una rendija, un colimador, un dispersor y una cámara que

contiene un detector.

- **Rendija:** Es una abertura estrecha colocada en el plano focal del telescopio, justo a la entrada del espectrógrafo, cuyo ancho (del orden de micras) y longitud (del orden de milímetros) pueden variar desde decenas de micras hasta decenas de milímetros dependiendo del diseño del instrumento y su aplicación específica. La rendija permite que la radiación electromagnética de una fuente astronómica entre en el espectrógrafo, para ello se coloca en el plano focal del telescopio. Su función es limitar la cantidad de radiación electromagnética que ingresa al instrumento, restringiendo el campo de visión para eliminar la luz no deseada proveniente de objetos cercanos. Para controlar la cantidad de radiación que entra al espectrógrafo, la rendija suele ser ajustable en anchura y en algunos casos es directamente reemplazable según se necesite, como en el caso en el que se busque observar toda una región del cielo en vez de una fuente puntual.
- **Colimador:** El colimador es un dispositivo colocado en el camino óptico de la luz a una cierta distancia de la rendija, suele ser un lente o espejo convexo dependiendo de su aplicación; su función es tomar la luz divergente que entra por la rendija para convertirla en un haz de luz paralelo que luego dirige hacia el dispersor, esto es crucial porque la dispersión de la luz funciona mejor con luz paralela ya que así se garantiza que los rayos de luz incidan en el dispersor con el mismo ángulo, evitando que estos se solapen unos con otros.
- **Dispersor:** El dispersor se coloca justo después del colimador, es el componente que separa la luz en sus diferentes longitudes de onda; en la mayoría de los espectrógrafos, esto se logra mediante una rejilla de difracción, aunque también se suelen utilizar prismas. La rejilla está formada por una serie de surcos paralelos (generalmente entre 100 y 1000 surcos por milímetro), la luz que incide en la rejilla se difracta (y dispersa) en diferentes ángulos dependiendo del número de surcos: conforme la luz incide en surcos más alejados del centro de la rejilla, el ángulo de difracción aumenta generando máximos de intensidad en cada orificio que van disminuyendo respecto al centro, a estos máximos se les conoce como órdenes de difracción.

La relación que rige esta dispersión de la luz se llama la ecuación de la rejilla:

$$m\lambda = \sigma(\sin i + \sin \theta) \quad (2.4)$$

donde m es el orden de difracción (un entero), λ es la longitud de onda, σ es el espaciado entre surcos, i es el ángulo de incidencia y θ es el ángulo de difracción. Esta ecuación es válida para todos los tipos de rejillas de difracción.

- **Cámara:** La cámara toma la luz dispersada por la rejilla y la enfoca en el detector (generalmente un CCD). Su objetivo es formar una imagen del espectro en el detector. El detector es un CCD que convierte la luz en señales electrónicas para que sean almacenadas y puedan procesarse, está fabricado con una fina oblea de silicio colocada sobre una matriz de píxeles, cada uno de los cuales suele tener un ancho de 20-30 micras y su cantidad determina la resolución espacial del espectro.

La Figura 2.1 muestra un diagrama de la estructura general de un espectrógrafo.

Uno de los espectrógrafos más comúnmente utilizados en la espectroscopía es el espectrógrafo tipo echelle.

2.4.1. Espectrógrafo Echelle

Los Espectrógrafos Echelle son instrumentos diseñados para obtener espectros de alta dispersión y alta resolución espectral, del orden de varios miles a decenas de miles [4].

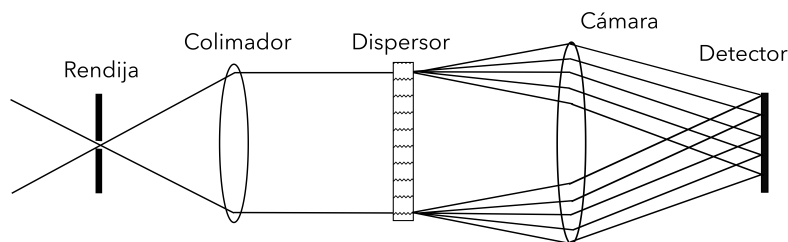


Figura 2.1: Diagrama general de un espectrógrafo.

Estos instrumentos operan en órdenes de difracción altos ($m \geq 5$) y utilizan un segundo elemento dispersor (una rejilla o un prisma) para dispersar cruzadamente los distintos órdenes, separándolos y distribuyéndolos en el detector, evitando así que los órdenes se superpongan y obteniendo múltiples órdenes uno al lado del otro.

Para órdenes altos, la diferencia de longitud de onda entre dos órdenes consecutivos será menor, lo que hace indispensable el uso de un espectrógrafo tipo echelle, el cual emplea un tipo de rejilla particular llamada Rejilla Echelle.

2.4.2. Rejillas Blaze y Rejillas Echelle

Una rejilla de difracción convencional suele estar limitada a generar órdenes de difracción bajos (como el primer o segundo orden). Esta limitación surge de su diseño para operar con un ángulo de incidencia pequeño, donde la luz incide y se difracta de manera casi perpendicular a su superficie. Si bien en teoría sería posible acceder a órdenes superiores empleando una rejilla con una densidad de líneas mucho mayor (más ranuras por milímetro), esto conlleva un problema fundamental: la intensidad de la luz se distribuye de forma ineficiente entre todos los órdenes de difracción, haciendo que los órdenes superiores sean extremadamente débiles y prácticamente inútiles para observar fuentes extendidas.

Una *Rejilla Blaze* es una rejilla de difracción diseñada para solucionar este problema, ya que permite concentrar la mayor parte de la luz en un solo orden de difracción ($m \neq 0$), a diferencia de las rejillas simples donde la mayor parte de la luz termina en el orden no dispersado [6]. Este efecto se logra tallando ranuras en forma de pequeñas facetas triangulares, similares a los dientes de una sierra y recubriéndolas con una capa metálica reflectante; cuando la luz incide de forma perpendicular a estas facetas, cada una actúa como un espejo diminuto e independiente (véase la Figura 2.2).

Al ángulo entre la normal a las superficies de la ranura reflectante y la normal al plano de la rejilla se llama *ángulo de blaze* (θ_b). Cuando la luz incide sobre la rejilla con este ángulo, es reflejada por las superficies de las ranuras siguiendo la ley de reflexión ($i = \theta$), haciendo que la dirección de máxima reflexión coincida con la dirección de interferencia constructiva para un orden concreto. Esto permite que la intensidad máxima del patrón de difracción se sitúe en la dirección de la luz reflejada, logrando que la mayor parte de la energía luminosa se concentre en un único orden de difracción. Sin embargo, este diseño solo permite alcanzar algunos pocos órdenes bien definidos ($m=1,2,3$); para lograr más órdenes de difracción se utiliza un tipo particular de Rejillas Blaze: las Rejillas Echelle.

Para alcanzar órdenes de difracción más altos se emplean rejillas especializadas llamadas Rejillas Echelle, estas son un tipo de Rejilla Blaze que emplea ángulos blaze elevados ($>60^\circ$) para operar donde los ángulos de incidencia y difracción se aproximan a $\pi/2$ (valores cercanos a 90°), es decir, donde se genera un mayor orden (véase la ecuación 2.4).

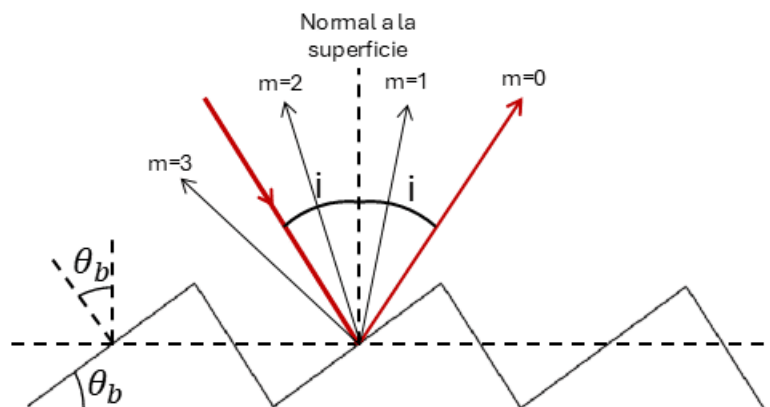


Figura 2.2: Diagrama una Rejilla Blaze: θ_b es el ángulo de blaze, m el orden de difracción e i el ángulo de incidencia de la luz.

El patrón de difracción resultante es bidimensional (espectral y espacial) y se asemeja a los peldaños de una escalera, tales espectros se llaman Espectros Echelle ¹, y las rejillas de alto orden correspondientes se llaman Rejillas Echelle.

2.5. MEZCAL

Formalmente llamado MESCAL por su acrónimo en inglés (*Manchester Echelle Spectrometer at Baja California*), fue rebautizado más tarde en referencia a la bebida homónima, es un espectrógrafo tipo echelle de alta resolución cuyo diseño permite estudiar fuentes extendidas en intervalos cortos de longitud de onda con alta resolución espectral. El diseño de MEZCAL está compuesto por dos sistemas ópticos que enfocan la luz entrante hacia el detector (CCD). Su rejilla (tipo echelle) tiene un ángulo de blaze de $63^\circ 26'$ y un rayado de 31.6 líneas/mm sobre un área de 128×254 mm; bajo esas especificaciones, MEZCAL es capaz de operar en órdenes de difracción muy altos ($m \approx 100-120$), lo que permite alcanzar una alta resolución espectral (valores de $R \sim 40000$ a 100000). Este espectrógrafo cuenta con dos modos de observación: uno de rendija larga, donde la rendija tiene una longitud máxima de 30 mm con tres anchos posibles de $70 \mu\text{m}$, $150 \mu\text{m}$ y $300 \mu\text{m}$; y otro de multirendija, el cual es una placa con 5 rendijas del mismo tipo espaciadas 3.3 mm.

Una de las ventajas de este espectrógrafo es que está adaptado para usar diferentes tipos de filtros de interferencia para aislar intervalos de longitudes de onda. Los filtros disponibles son: $\text{H}\alpha$, de orden 87 con $\lambda_c = 6575 \text{ \AA}$ y $\Delta\lambda = 90 \text{ \AA}$, que incluye las líneas de $[\text{He II}] 6560$, $[\text{N II}] 6548$ y $[\text{N II}] 6583$; $[\text{O III}] 5007$, de orden 114 con $\lambda_c = 5020 \text{ \AA}$ y $\Delta\lambda = 60 \text{ \AA}$; $[\text{S II}] 6717$ y 6731 , de orden 85 con $\lambda_c = 6730 \text{ \AA}$ y $\Delta\lambda = 90 \text{ \AA}$. Para calibrar los espectros en estas longitudes de onda se utiliza una lámpara de comparación (fuente de luz artificial que emite líneas espectrales muy bien definidas en longitudes de onda conocidas) tipo ThAr (Torio-Argón), pues estas lámparas tienen líneas espectrales bien definidas en los filtros mencionados.

¹'Echelle' es la palabra francesa para escalera

El CCD que este espectrógrafo utiliza actualmente (hasta 2025) es un tipo Sp2 E2V-4240, con un tamaño de 2048×2048 pixeles, de $13.5 \mu\text{m}/\text{pixel}$, una escala espacial de $0.176''/\text{pixel}$, escala espectral de $0.028 \text{ \AA}/\text{pixel}$ y una temperatura de operación de -110°C .

2.6. Reducción y calibración de espectros

Una vez obtenidos los espectros del espectrógrafo, el siguiente paso consiste en procesar y preparar los datos para su análisis. Este proceso se divide en dos etapas principales: reducción y calibración. La reducción de espectros implica la eliminación de señales no deseadas e imperfecciones introducidas durante la adquisición en las diferentes temporadas de observación, como el ruido térmico, la señal de fondo y los defectos del detector. Por otro lado, la calibración asegura que los espectros resultantes estén correctamente ajustados en términos de longitud de onda e intensidad, permitiendo una mejor interpretación física.

Para los propósitos de este trabajo, los tipos de datos y procesos de calibración y reducción a utilizar son:

- **Bias:** Imágenes sin exposición a la luz, con un tiempo de exposición cero, que capturan el voltaje base del detector (llamado ruido de fondo); este voltaje es un desplazamiento que se añade electrónicamente a los datos durante la lectura del CCD para asegurar que ningún valor de píxel sea negativo. Es importante considerar que, en casos donde el ruido de fondo domina el espectro, restar un bias puede, de hecho, aumentar levemente el ruido en el espectro final. No obstante, si se toma un número suficiente de bias (generalmente 9 o más) y se promedian correctamente, el daño a los datos es mínimo; sin embargo, cuando no se cuenta con el tiempo suficiente de observación, se opta por tomar al menos 5 bias.
- **Identificación y calibración de líneas de emisión.** Para calibrar los espectros en longitud de onda se utilizan los arcos de comparación (espectros de una lámpara de descarga de gas), como las lámparas de ThAr que tienen longitudes de onda conocidas con gran precisión y que permiten corregir la dispersión del espectrógrafo.
- **Resta del cielo:** se eliminan las líneas provenientes del cielo y que surgen debido a la interacción de la radiación electromagnética con los gases en la atmósfera. La técnica de sustracción del fondo del cielo varía dependiendo de si la observación es nocturna o diurna pues existen tareas específicas para cada caso.

Capítulo 3

Muestra de estudio: Mercurio y Venus

3.1. Perfiles de línea espectral

La radiación electromagnética se emite o absorbe cuando un átomo o una molécula pasa de un nivel de energía a otro, el estado de mayor energía involucrado en esta transición se denomina estado de excitación. Si la energía del átomo disminuye en una cantidad ΔE , el átomo emite o radia un cuanto de radiación electromagnética, llamado fotón, cuya frecuencia ν se da por la ecuación

$$\Delta E = \frac{h}{\nu} \quad (3.1)$$

siendo h la constante de Planck.

Este fenómeno da lugar a líneas espectrales específicas para cada elemento.

Las líneas espectrales formadas por los efectos de la interacción entre la radiación electromagnética y las partículas materiales pueden presentar cierto ensanchamiento. A la forma característica de una línea espectral se le conoce como perfil de línea [11], el ancho natural de las líneas espectrales es una consecuencia del principio de incertidumbre de Heisenberg de energía-tiempo:

$$\Delta E \Delta t \approx \hbar \quad (3.2)$$

donde ΔE representa la incertidumbre en la medición de la energía, Δt la incertidumbre en la medición del tiempo y \hbar es la constante de Planck reducida ($\hbar = \frac{h}{2\pi}$). Por lo tanto, este principio establece que cuanto más precisamente se quiera medir la energía de un estado (ΔE pequeña), más tiempo (Δt grande) se debe observar el sistema y viceversa, si se observa un sistema durante un tiempo muy corto (Δt pequeño), la medida de su energía será muy imprecisa (ΔE grande).

A partir de este principio, si la vida media de un estado de excitación es T , la energía correspondiente a la transición en dicho estado puede determinarse con una incertidumbre de

$$\Delta E = \frac{\hbar}{T} \quad (3.3)$$

Utilizando la ecuación (3.3), el ancho natural de una línea (γ) se define como

$$\gamma = \frac{\Delta E_i + \Delta E_f}{\hbar} = \frac{1}{T_i} + \frac{1}{T_f} \quad (3.4)$$

Con ΔE_i y ΔE_f las incertidumbres en la medición de la energía en el estado inicial y final respectivamente, mientras que T_i y T_f son los tiempos de vida media del estado de excitación inicial y final. Esta ecuación refleja la incertidumbre en la energía debido a la evolución temporal.

En cambio, el perfil de línea correspondiente está dado por

$$I_\nu = \frac{\gamma}{2\pi} \frac{I_0}{(\nu - \nu_0)^2 + \gamma^2/4} \quad (3.5)$$

donde ν es la frecuencia debido a la transición, ν_0 es la frecuencia en el centro de la línea, I_ν es la intensidad específica de la radiación a la frecuencia ν e I_0 es la intensidad total de la línea. Por lo que en el centro de la línea, sustituyendo ν por ν_0 , la intensidad por unidad de frecuencia es

$$I_{\nu_0} = \frac{2}{\pi\gamma} I_0 \quad (3.6)$$

Si calculamos el perfil de línea tomando en cuenta la frecuencia $\nu = \nu_0 + \gamma/2$ sustituyendo en la misma ecuación (3.5) y comparando el resultado con (3.6), se obtiene que

$$I_{\nu_0+\gamma/2} = \frac{1}{\pi\gamma} I_0 = \frac{1}{2} I_{\nu_0} \quad (3.7)$$

A esto se le llama el ancho completo a la mitad del máximo (FWHM, por sus siglas en inglés), pues la ecuación nos dice que el ancho natural γ es el ancho del perfil de línea a una altura en la que la intensidad es la mitad del máximo.

El FWHM también se puede expresar en términos de la desviación estándar (σ) en análisis estadísticos que impliquen distribuciones gaussianas [21]:

$$\text{FWHM} = 2\sqrt{2 \ln 2} \sigma \quad (3.8)$$

Sin embargo, no todos los perfiles de líneas espectrales pueden estudiarse individualmente; a menudo estas se superponen a espectros continuos, ocasionando que dichos perfiles sean indistinguibles.

3.1.1. Espectros continuos

Ya se ha mencionado el proceso por el cual se producen espectros continuos en la sección 2.1. Cada espectro contiene un componente continuo (llamado solo continuo) y líneas espectrales. Sin embargo, a veces las líneas están tan apretadas y son tan amplias que parecen formar una sola línea de gran anchura.

Cuando se aumenta la presión de un gas caliente, las líneas espectrales comienzan a ensancharse. A alta presión, los átomos chocan entre sí con mayor frecuencia, y los vecinos cercanos perturban los niveles de energía. Cuando la presión es lo suficientemente alta, las líneas comienzan a superponerse, así, el espectro de un gas caliente a alta presión es continuo. Los campos eléctricos también ensanchan las líneas espectrales (efecto Stark) [11].

En líquidos y sólidos, los átomos están más densamente empaquetados que en sustancias gaseosas; sus perturbaciones mutuas ensanchan los niveles de energía, produciendo un espectro continuo. Por este motivo, cuando se observa la luz reflejada por la superficie sólida o líquida de un planeta, esperamos detectar un espectro continuo.

3.2. Estructura y superficie de un planeta

Uno de los instrumentos de recolección de datos más importante al momento de estudiar un planeta son los satélites o sondas espaciales. Se busca medir las perturbaciones en sus órbitas, conocer su campo gravitatorio, la forma, estructura interna y distribución de masa del planeta, que a su vez dan indicios sobre su composición o los procesos que ocurren en su superficie. En el caso de la estructura interna planetaria, los materiales que la componen pueden estudiarse mediante ondas sísmicas, especialmente las ondas longitudinales, que se propagan tanto en sólidos como en líquidos. Sin embargo, en planetas como Mercurio y Venus, el despliegue de sismómetros resulta extremadamente difícil debido a las condiciones hostiles: la proximidad al Sol y las temperaturas extremas en Mercurio, o la atmósfera corrosiva en Venus; además de lo que implicaría coordinar una misión para realizar dichas tareas. Por ello, se recurre a métodos indirectos, como el análisis mediante espectroscopía; un ejemplo destacado es la misión Messenger [12], cuyos datos revelaron que Mercurio posee regiones clave para estudiar la interacción superficie-magnetósfera. En Venus, en cambio, la densa atmósfera y las nubes de ácido sulfúrico han impedido obtener datos sísmicos directos, limitando los estudios geológicos a observaciones orbitales.

Por ello, la espectroscopía se erige como la alternativa más viable para explorar planetas con entornos hostiles (como Mercurio y Venus), permitiendo estudiar su composición, geología y atmósfera de forma indirecta cuando las misiones de superficie no son viables.

3.2.1. Generación de espectros planetarios

Los espectros planetarios son el resultado de la interacción entre la radiación solar incidente y las propiedades físicas y químicas de la superficie o atmósfera de un planeta.

3.3. Mercurio

Mercurio, el planeta más cercano al Sol, tiene una rotación lenta (58.646 días terrestres) y un débil campo magnético ($\sim 1\%$ del terrestre de entre 30000 y 60000 nanoteslas), lo que sugiere que su núcleo metálico puede estar parcialmente fundido. Este campo magnético se explica por un dínamo activo en su núcleo líquido de hierro-níquel (Fe-Ni), que ocupa $\sim 75\%$ del radio planetario. Su densidad (5427 kg/m^3) [2], similar a la terrestre, confirma la predominancia de metales pesados, resultado de la alta temperatura de la nebulosa solar durante su formación que volatilizó elementos ligeros.

La superficie de Mercurio está marcada por cráteres de impacto y planicies volcánicas, evidenciando una historia geológica activa con procesos internos (vulcanismo intenso) y externos (bombardeo de asteroides). Destaca la Cuenca Caloris (1300 km de diámetro), cuyo impacto generó ondas de choque que fracturaron la corteza en su punto antipodal, es decir, en un punto diametralmente opuesto del planeta. Las escarpas lobuladas (fallas de compresión de hasta 2 km de altura) revelan un enfriamiento y contracción global. Mercurio posee áreas con cráteres de menos de 15 km de diámetro, rellenas por flujos de lava antiguos.

Su órbita excéntrica ($e=0.2056$, la segunda mayor del Sistema Solar tras Plutón) causa variaciones extremas de temperatura: desde 700 K en el perihelio hasta 100 K en el afelio. La ausencia de atmósfera significativa (solo una exósfera de O, Na, H, He y K, degenerada por el viento solar) impide redistribuir el calor, no obstante, observaciones de radar han detectado depósitos brillantes en cráteres polares, posiblemente hielo de agua preservado en sombras perpetuas.

Mercurio presenta un acoplamiento spin-órbita 3:2 (59 días de rotación vs 88 días de traslación), único en el Sistema Solar. Esto hace que, cada dos órbitas, el mismo hemisferio apunte al Sol en

el perihelio, ocasionando temperaturas de hasta 825 K.

3.4. Venus

Venus, conocido como el planeta hermano de la Tierra debido a su tamaño y masa similares ($0.9488 R_{\oplus}$ y $0.815 M_{\oplus}$ respectivamente), posee una atmósfera densa y tóxica, compuesta principalmente por dióxido de carbono (CO_2) y nubes de ácido sulfúrico (H_2SO_4). Esta atmósfera genera un efecto invernadero desbordado, elevando las temperaturas superficiales a unos 740 K, las más altas del Sistema Solar [2].

Venus es el segundo planeta del Sistema Solar. Con un diámetro de aproximadamente 12000 km y una órbita que lo mantiene siempre cerca del Sol dado que su máxima elongación es de 47° (la elongación es el ángulo de separación entre un planeta y el Sol vistos desde la Tierra), su superficie está completamente oculta bajo una espesa capa de nubes. Estas nubes reflejan el 75% de la luz solar, pero solo permiten que el 1% de esta luz alcance la superficie, donde la temperatura alcanza los 750 K debido al intenso efecto invernadero causado por la atmósfera de CO_2 .

La rotación de Venus es única en el Sistema Solar: con un período de 243 días terrestres, gira de forma real y no aparente en dirección retrógrada (opuesta a su órbita) y su eje está inclinado 177° respecto a la perpendicular de su plano orbital. La atmósfera superior, sin embargo, gira mucho más rápido, completando una rotación en solo 4 días terrestres debido a vientos que superan los 100 m/s.

Las misiones Venera 4 a 14 (1967-1982) [22] y Magellan (1990-1994) [23] revelaron una superficie dominada por extensas llanuras volcánicas (70% del planeta) y dos continentes principales: Aphrodite Terra, cerca del ecuador, e Ishtar Terra en el norte, donde se encuentra Maxwell Montes, la montaña más alta de Venus con 12 km de altura. El planeta alberga más de 1,500 volcanes, incluyendo domos panqueque de lava viscosa y coronas (estructuras circulares de cientos de kilómetros), pero no muestra evidencia tectónica de placas globales. Los cráteres de impacto son escasos y todos mayores a 1.5-2 km, lo que sugiere una superficie joven (<500 millones de años) renovada por vulcanismo.

Venus, a diferencia de la Tierra, no tiene campo magnético detectable, posiblemente debido a su lenta rotación. Las mediciones de las sondas Venera indican que su superficie está compuesta de materiales similares a granitos y basaltos terrestres. La atmósfera es extremadamente seca, con solo trazas de agua (1/1,000,000 de la terrestre), probablemente porque el agua se disoció y el hidrógeno escapó al espacio. Venus no tiene satélites naturales, completando su singularidad en el Sistema Solar.

3.5. Muestra

El estudio de exoplanetas ha despertado un enorme interés en la comunidad astronómica. Sin embargo, los planetas del Sistema Solar siguen siendo nuestra referencia más directa, accesible y completa para comprender los procesos físicos y químicos que gobiernan la evolución planetaria. Entre las herramientas más poderosas para investigar estos fenómenos destaca la espectroscopía, capaz de revelar no solo la composición atmosférica y superficial de los cuerpos celestes, sino también efectos relativistas clave, como los corrimientos gravitacionales. Aunque estos corrimientos son pequeños en planetas (en comparación con otros cuerpos de mucha mayor masa), demostraremos que es posible medirlos utilizando espectroscopía.

El corrimiento total, al cual llamamos simplemente corrimiento, está conformado principalmente por el corrimiento cinemático (producto del movimiento de traslación de los planetas), con una contribución menor del corrimiento gravitacional. Dicho corrimiento total se manifiesta como cambios en la longitud de onda de la luz emitida o absorbida mediante desplazamientos de las líneas espectrales a la izquierda o a la derecha. La expresión que describe esto en términos de la longitud de onda es:

$$z = \frac{\lambda_{\text{obs}} - \lambda_{\text{ref}}}{\lambda_{\text{ref}}} \quad (3.9)$$

donde z es el corrimiento, λ_{obs} es la longitud de onda medida u observada y λ_{ref} es la longitud de onda en reposo [24].

En planetas masivos como Júpiter o en cuerpos cercanos al Sol (como Mercurio y Venus), la espectroscopía permite medir dichos cambios en λ , mediante un proceso riguroso: primero, se obtienen espectros de la luz reflejada o emitida por estos objetos; luego, mediante técnicas computacionales (usando herramientas como PyRAF) se eliminan interferencias atmosféricas e instrumentales para aislar el espectro; finalmente, estos datos tratados se comparan con modelos teóricos para ser estudiados.

Para detectar y medir estos corrimientos de manera fiable, el uso de instrumentos de alta precisión (como espectrógrafos) se vuelve indispensable. Dicho esto, México cuenta con un telescopio que utiliza un espectrógrafo que es ideal para la obtención de espectros de alta precisión y del cual fueron tomados los datos utilizados para esta tesis: el telescopio de 2.1 metros del Observatorio Astronómico Nacional (OAN), ubicado en la Sierra de San Pedro Mártir, Baja California.

Este telescopio forma parte del complejo del Instituto de Astronomía de la Universidad Nacional Autónoma de México (IA-UNAM), y se encuentra a una altitud de aproximadamente 2800 metros sobre el nivel del mar, en las coordenadas geográficas 31°02'39" N, 115°27'49" O. Esta ubicación es privilegiada por sus condiciones atmosféricas: el sitio posee cielos oscuros, baja humedad, y un excelente seeing (desenfoque de la imagen causado por la atmósfera terrestre) promedio, de 0.6 segundos de arco, lo que lo convierte en uno de los mejores lugares para la observación astronómica en el hemisferio norte [13].

Los espectros utilizados para esta tesis fueron obtenidos mediante el espectrógrafo MES (*Manchester Echelle Spectrometer*) instalado en el telescopio de 2.1 m del Observatorio Astronómico Nacional San Pedro Mártir. Este instrumento utiliza una cámara **CCD-Sp2** (*CCD Spectral Instruments 2*) equipada con un detector **E2V-4240** de 2048×2048 píxeles de 13.5 μm cada uno, que opera a una temperatura criogénica de -110°C gracias a su sistema de enfriamiento por ciclo cerrado (sistema donde un fluido refrigerante circula continuamente dentro de un circuito sellado).

La eficiencia cuántica (QE, por sus siglas en inglés) es el término que se utiliza para informar sobre la capacidad de un detector para convertir los fotones entrantes en información de salida útil. Se define como la proporción de fotones entrantes a aquellos que realmente se detectan o almacenan en el dispositivo. Una QE del 100% sería un detector ideal en el que cada fotón entrante es detectado y contabilizado en la salida [25]. Este CCD se destaca por su alta eficiencia cuántica (*QE*), alcanzando un 90% a 400 nm y manteniéndose por encima del 80% hasta 650 nm, lo que lo hace particularmente sensible en el rango visible. El detector ofrece tres modos de operación con diferentes velocidades de lectura (200 kHz, 400 kHz y 752 kHz), siendo el de 200 kHz el más utilizado, donde el tiempo de lectura varía entre 29 s para imágenes con *binning*¹ 1×1 y

¹El binning es una técnica utilizada en detectores (como los CCD), que consiste en combinar la carga eléctrica de varios píxeles adyacentes y tratarlos como si fueran un único píxel más grande. Se pueden combinar, por ejemplo, 2x2 píxeles (cuatro píxeles físicos) para formar un píxel de mayor tamaño.

solo 8 s con *binning* 4×4.

Este detector presenta un límite de saturación de 64440 ADU (analog-to-digital units, es la unidad en la que el CCD registra los datos). La ganancia de un CCD se contabiliza en electrones/ADU, si la ganancia de un CCD tiene un valor de 5 electrones/ADU, el proceso de digitalización intenta dividir el paquete de carga de cada píxel en unidades de 5 electrones cada una, asignando 1 ADU a cada 5 electrones que mide. En su modo de operación a 200 kHz, el CCD-Sp2 presenta una ganancia de 1.41 e⁻/ADU en *binning* 1×1, la cual disminuye ligeramente hasta 1.30 e⁻/ADU en *binning* 4×4. Este valor, determinado experimentalmente mediante análisis de ruido y señal, asegura que la conversión de carga eléctrica a datos digitales mantenga un equilibrio óptimo entre sensibilidad y rango dinámico. La consistencia de estos valores (1.30 e⁻/ADU a 1.41 e⁻/ADU) confirma la estabilidad del sistema de lectura del CCD, incluso en diferentes configuraciones de *binning*. El ruido de lectura intrínseco es de 3.43 e⁻ [14].

Mercurio y Venus fueron observados en cuatro temporadas de observación realizadas durante los meses de junio, agosto y octubre de 2023 y en julio de 2025.

A continuación se presenta una tabla con las condiciones técnicas asociadas a cada conjunto de datos. Todas las observaciones fueron supervisadas por el astrónomo residente M. en C. Pedro Francisco Guillén Reyes. Para estos planetas en particular, se emplearon configuraciones de rendija de 30µm y 70µm, filtro NaD con *binning* 1x1 y *binning* 2x2.

La Tabla 3.1 resume las observaciones realizadas en junio, agosto y octubre de 2023, y julio de 2025. Sus columnas, de izquierda a derecha indican: la fecha de observación; los tipos de archivos generados (con la cantidad recolectada entre paréntesis); los objetos observados (Mercurio y Venus); el número de espectros planetarios seleccionados para su calibración basándose en la presencia de errores instrumentales o atmosféricos que impiden ver el espectro correctamente (como manchas o espectros sin distinguir); y las coordenadas (ascensión recta y declinación) de los archivos con espectros seleccionados.

Muestra de estudio: Mercurio y Venus
3.5 Muestra

Tabla 3.1: Resumen de los datos recopilados en las observaciones de Mercurio y Venus

Fecha de observación	Archivos generados	Objeto observado	Espectros rescatados	Ascensión recta (h:m:s)	Declinación (°:':")
11/06/2023	Bias (2) Espectro del cielo (1) Espectro de Venus (4) Espectro de calibración ThAr (2)	Venus	4	8:35:49.48 8:35:49.54 8:35:49.56 8:35:49.83	+20:55:32 +20:55:32 +20:55:32 +20:55:32
13/06/2023	Bias (5) Espectro del cielo (4) Espectro de Venus (6) Espectro de calibración ThAr (2)	Venus	6	8:42:49.30 8:42:49.11 8:42:48.95 8:42:49.75 8:42:50.60 8:42:50.56	+20:24:45.21 +20:24:45.21 +20:24:45.36 +20:24:46.86 +20:24:45.06 +20:24:43.71
14/06/2023	Bias (5) Espectro del cielo (4) Espectro de Venus (4) Espectro de calibración ThAr (2)	Venus	4	8:46:14.09 8:46:13.51 8:46:13.68 8:46:14.66	+20:03:53.59 +20:03:32.14 +20:03:31.99 +20:03:32.29
04/08/2023	Bias (4) Espectro del cielo (3) Espectro de Mercurio (6) Espectro de Venus (10) Espectro de calibración ThAr (2)	Mercurio y Venus	6 de Mercurio 9 de Venus	10:42:01.45 10:41:53.01 10:41:53.49 10:41:53.05 10:41:53.37 10:41:53.58 9:41:52.43 9:41:51.82 9:41:51.97 9:41:52.53 9:41:51.88 9:41:52.31 9:41:52.29 9:41:52.28 9:41:52.53	+07:24:40.81 +07:24:40.81 +07:24:40.81 +07:24:40.81 +07:24:40.81 +07:24:40.96 +07:04:23.41 +07:04:23.41 +07:04:23.41 +07:04:23.56 +07:04:23.41 +07:04:23.41 +07:04:23.41 +07:04:23.41 +07:04:23.41
09/08/2023	Bias (4) Espectro del cielo (1) Espectro de Mercurio (5) Espectro de calibración ThAr (1)	Mercurio	1	11:00:30.31	+04:34:40.65
02/10/2023	Bias (10) Espectro del cielo (3) Espectro de Mercurio (2) Espectro de Venus (5) Espectro de calibración ThAr (2)	Mercurio y Venus	0 de Mercurio 5 de Venus	9:45:24.41 9:45:24.69 9:45:24.37 9:45:24.92 9:45:24.39	+10:38:38.55 +10:38:39.30 +10:38:39.30 +10:38:39.15 +10:38:39.00
03/10/2023	Bias (5) Espectro del cielo (1) Espectro de Venus (1) Espectro de Mercurio (1) Espectro de calibración ThAr (2)	Mercurio y Venus	1 de Mercurio 1 de Venus	11:55:31.44 9:48:33.59	+02:33:48.99 +10:31:40.65
06/07/2025	Bias (5) Espectro del cielo (1) Espectro de Venus (14) Espectro de calibración ThAr (1)	Venus	9	4:06:20.00 4:06:20.23 4:06:20.65 4:06:20.39 4:06:21.35 4:06:21.43 4:06:21.76 4:06:21.73 4:06:24.35	+18:20:56.89 +18:20:56.89 +18:20:56.89 +18:20:56.89 +18:20:56.83 +18:20:56.83 +18:20:56.83 +18:20:56.83 +18:20:56.77

Capítulo 4

Calibración y reducción de los espectros de Mercurio y Venus

4.1. Limpieza de datos

En este trabajo se empleó PyRAF, un entorno de programación que permite ejecutar las tareas del Image Reduction and Analysis Facility (IRAF) dentro de un marco basado en Python. IRAF es un conjunto de programas desarrollado originalmente por el National Optical Astronomy Observatory (NOAO) para la reducción y el análisis de datos astronómicos, ampliamente utilizado durante varias décadas en la comunidad astronómica [26]. PyRAF, desarrollado por el Space Telescope Science Institute (STScI), moderniza la interacción con IRAF al ofrecer una sintaxis flexible y compatible con bibliotecas científicas de Python, lo que permite ampliar sus capacidades tradicionales y adaptarlas a entornos de trabajo más actuales [27].

El proceso de calibración y reducción de datos comienza con la inicialización de PyRAF. Para ello, se recomienda utilizar una terminal en una distribución de Linux (como Ubuntu, Debian o Fedora). En este caso, se empleó un sistema Raspberry Pi.

Para iniciar PyRAF, se escribe el comando `pyraf` en la terminal. Al hacerlo, el prompt cambiará al del entorno de PyRAF, donde se ejecutarán todas las tareas necesarias para el proceso de reducción y calibración. A continuación, debe especificarse la ruta del directorio de trabajo mediante el comando `cd` seguido de su dirección correspondiente.

Una vez configurado el entorno, se cargan tareas o paqueterías necesarias según el proceso a realizar. En particular, para este procedimiento se utiliza:

- `noao`: paquete general de astronomía que contiene subpaquetes y tareas para la reducción y análisis de datos astronómicos. Todos los paquetes que se mencionan a continuación están contenidos en ‘noao’.
- `imred`: proporciona subpaquetes especializados como `ccdred` o `twodspec` que se dedican al preprocesamiento de imágenes de CCD.
- `ccdred`: herramienta diseñada para la reducción de datos obtenidos con cámaras CCD, algunas de las tareas que contiene son: `combine` (para combinar archivos como `bias`), `badpixmap` (para corregir regiones definidas como defectuosas), `ccdlist` (para agrupar imágenes), entre otras.
- `crutil`: contiene herramientas para identificar y eliminar rayos cósmicos en las imágenes.

- twodspec: se usa para la reducción y análisis de espectros bidimensionales, como los obtenidos con espectrógrafos de rendija larga o de múltiples aperturas. Contiene dos subpaquetes principales que se usan dependiendo del tipo de espectro: apextract (para extracción de múltiples aperturas, fibras ópticas, etc.) y longslit(para espectros de rendija larga).
- longslit: es un subpaquete de twodspec especializado en la reducción de espectros de rendija larga, alberga tareas como background (para ajustar y sustraer el fondo en la imagen), fitcoords (para ajustar coordenadas definidas por el usuario) e identify (para identificar líneas espectrales conocidas en espectros de comparación), entre otras.

El registro de imágenes y espectros ocurre mediante archivos con extensión .fits. FITS (Flexible Image Transport System) es un formato estándar que permite almacenar arreglos numéricos multidimensionales, tablas y múltiples unidades de datos en un mismo archivo. Cada archivo FITS tiene uno o más encabezados (llamados header) en donde se registran datos como la fecha y hora de la observación, el telescopio e instrumento usados, parámetros relevantes del detector (ganancia, lectura, binning), parámetros del espectrógrafo o dispersor (longitud de onda central, configuración espectral) y, cuando corresponda, información de condiciones observacionales (aire comprimido, humedad, cielo, etc.). También registran los cambios a los que se ha sometido el archivo (como la resta de un bias o su calibración usando un archivo diferente). Este formato es importante debido a que, a diferencia de formatos como JPEG o PNG, FITS almacena valores en punto flotante (números decimales muy extendidos) con alta precisión.

Debido a su proximidad angular al Sol, las observaciones de Mercurio y Venus se limitan a los periodos cercanos al amanecer o al atardecer, ya que estos planetas nunca se alejan demasiado de la posición solar en el cielo. En estas condiciones, resulta importante eliminar cualquier fuente de ruido para poder distinguir entre las líneas producidas por la atmósfera y las líneas provenientes de dichos planetas.

4.2. Eliminación del sesgo electrónico

El **primer paso** consiste en revisar los bias en busca de anomalías ocasionadas por alguna apertura inesperada en el obturador de la cámara, tales anomalías se presentan en forma de manchas blancas, patrones geométricos o líneas brillantes. Los bias son imágenes que, en condiciones ideales, deberían mostrar un fondo oscuro uniforme (véase Figura 4.1), por lo que cualquier desviación suele indicar contaminación lumínica o fallos en el sensor.

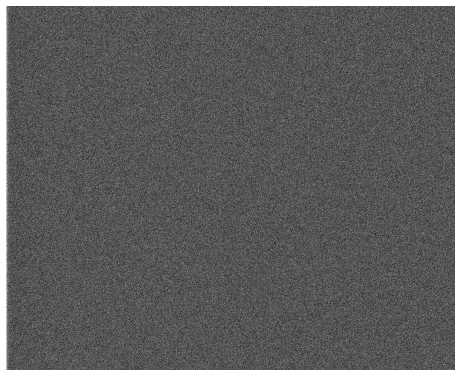


Figura 4.1: Bias: imagen tomada mientras el obturador está cerrado. Registra la señal proveniente del CCD considerada ruido instrumental.

Para su inspección en sistemas Linux, se utiliza SAOImage DS9, un software especializado en

Calibración y reducción de los espectros de Mercurio y Venus

4.3 Calibración en longitud de onda usando lámparas ThAr

visualizar archivos FITS que además permite acceder a los metadatos (como tiempo de exposición, temperatura del detector, etc.). Solo aquellos bias con un fondo oscuro homogéneo y libres de anomalías deben seleccionarse para el análisis posterior.

Un archivo tipo bias es un archivo que contiene el valor del ruido electrónico generado por el ccd (alrededor de 500 ADU), en cada observación se toman alrededor de 4 o 5 bias para restar dicho ruido (pueden tomarse más o menos bias dependiendo del tiempo de observación disponible), por lo que en el proceso de reducción se revisan y excluyen bias defectuosos. Así, el **segundo y tercer paso** consisten en combinar los bias y restar la combinación al resto de datos para tener un mismo valor representativo de ruido electrónico en cada píxel y sustraerlo del resto de archivos; para ello se escribe `combine bias*.fits Bias_master` en la terminal de PyRAF. Esta tarea toma a todos los bias y los promedia para así generar un archivo (al que llamamos `Bias_master`) cuyos valores se distribuyen de manera uniforme en todos los píxeles.

Este `Bias_master` debe ser restado de todos los espectros de interés (espectros planetarios, lámparas de comparación, espectros del cielo) para completar la reducción por bias. La resta del archivo bias es una resta aritmética que se ejecuta escribiendo en la terminal la tarea `imarith` de la forma: `imarith espectro.fits - Bias_master espectrob.fits` (véase la Figura 4.2), donde `espectro.fits` es el nombre del archivo del espectro original y `espectrob.fits` es el nombre del nuevo archivo resultante de la resta (se le suele agregar la letra b en referencia al bias).

```
--> imarith Venus_ImageSlit_NaD_0*.fits - Bias_master
Resultant image ('*fits'): Venus_ImageSlit_NaD_0*.fits
-->
```

Figura 4.2: Tarea que resta el bias combinado a todos los demás archivos. El proceso estándar consiste en escribir el nombre completo del archivo en particular e ir restando el bias uno por uno, pero es posible hacer la resta a todos los archivos del mismo tipo a la vez escribiendo un asterisco (*) sobre una palabra que compartan en sus nombres seguido de su extensión (.fits).

4.3. Calibración en longitud de onda usando lámparas ThAr

El **cuarto paso** consiste en identificar y calibrar las líneas (localizar y asignar las longitudes de onda correspondientes a líneas identificadas) de emisión del espectro utilizando un catálogo de referencia [28] de las líneas conocidas de la lámpara ThAr ¹ (Figura 4.3).

Para ello, se interactúa con el archivo correspondiente escribiendo en la terminal el comando `epar identify`, que mostrará una ventana emergente llamada ‘editor de parámetros’; en dicho editor se encuentra una serie de opciones que al configurar correctamente iniciarán el proceso de identificación de longitudes de onda, dicha configuración se muestra en la Figura 4.5.

Una vez iniciado el proceso de ‘identify’ aparecerá una gráfica bidimensional que muestra intensidad contra longitud de onda similar a la Figura 4.4. En dicha gráfica aparecen picos o crestas características de un espectro generado por una lámpara de torio-argón (ThAr), los cuales son identificados manualmente al colocar el cursor sobre cada pico y presionar la tecla M, luego se escribe el valor de longitud de onda específico tomando como referencia el catálogo de longitudes de onda.

¹Las lámparas ThAr son tubos de descarga que contienen torio-argón (ThAr) y que proporcionan un espectro de emisión muy rico en líneas, estables y distribuidas a lo largo de un amplio rango de longitudes de onda (entre 3000 Å a 10000 Å aproximadamente).

Calibración y reducción de los espectros de Mercurio y Venus

4.3 Calibración en longitud de onda usando lámparas ThAr

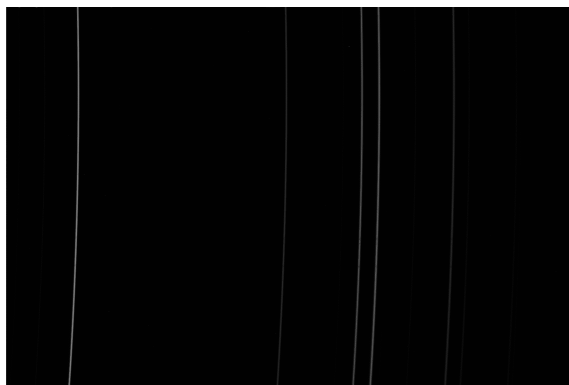


Figura 4.3: Espectro de la lámpara de comparación de torio-argón (ThAr) formado por líneas de emisión.

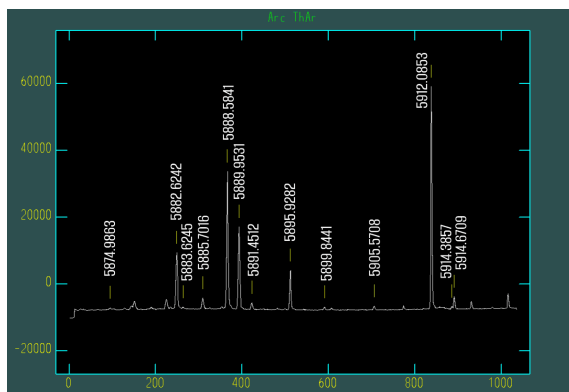


Figura 4.4: Catálogo de líneas de emisión característico de la lámpara ThAr utilizado como referencia. Las líneas mostradas corresponden al filtro centrado en λ 5900 Å con un ancho de banda de $\Delta\lambda$ 90 Å

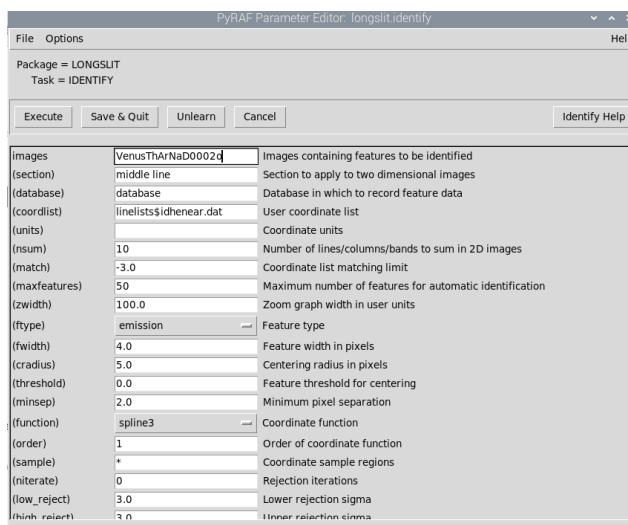


Figura 4.5: Editor de parámetros de identify. Debe mantenerse la configuración predeterminada, solo es necesario especificar el nombre del archivo ThAr en el recuadro *images*.

De forma automática se crea una carpeta dentro de la carpeta trabajada llamada *database* que guarda las longitudes de onda identificadas.

Quinto paso: epar reidentify. Se trata de una segunda identificación. Esto se hace porque, mientras que *identify* solo marca manualmente unas pocas líneas clave, *reidentify* detecta automáticamente más líneas del catálogo ThAr en el espectro, ajusta sus posiciones y verifica la coincidencia de las longitudes de onda asignadas manualmente. Sin este refinamiento, la calibración podría basarse en muy pocas líneas o posiciones no óptimas, lo que introduciría errores sistemáticos en los resultados.

Esta acción modifica un archivo de texto dentro de la carpeta *database* cuyo nombre es el mismo que el archivo que estamos utilizando, pero con el prefijo *id* (asignado por *reidentify*), en dicho archivo se quedan guardadas las longitudes de onda identificadas finales.

4.4. Rectificación y Transformación Espectral: corrección de curvatura en espectros ThAr

El **sexto paso es ajustar** las coordenadas de la imagen ThAr (coordenadas en píxeles) a coordenadas de longitud de onda, para esto se escribe `epar fitcoords` para ejecutar su respectivo editor de parámetros (véase la Figura 4.6); en el primer recuadro se debe escribir el nombre del ThAr con el que se ha estado trabajando mientras que en el segundo recuadro el nombre del archivo *id* ya mencionado.

Fitcoords se encarga de modelar matemáticamente la relación entre la posición en píxeles y la longitud de onda, utilizando las líneas de calibración del ThAr como referencia. Esta función ajusta un polinomio (tipo Chebyshev o Legendre) a los datos, donde el eje X representa la dispersión espectral (longitud de onda) y el eje Y corrige distorsiones espaciales, como curvaturas en la rendija, dando como resultado un modelo que relaciona ubicaciones espectrales y espaciales. En el recuadro llamado ‘function’ hay que elegir una de las dos funciones (no hay cambios significativos en usar una u otra por lo que para estos datos se usó Chebyshev), luego los siguientes dos cuadros se refieren al orden de mapeo de la función a lo largo de cada eje, esto es el número de términos polinómicos que tomará la función, para el caso de estos datos la calibración se logra cuando *xorder* varía de 2 a 6 y *yorder* se mantiene fijo en 3.

El resultado es una transformación que ‘transform’ aplicará después a las coordenadas de los espectros de muestra para convertirlas a valores reales de longitud de onda. La información con todos los cambios hechos por *fitcoords* se guardará automáticamente en un nuevo archivo *id* en la carpeta *database*.

Es importante fijarse bien en los valores asignados de X y Y, pues definirán en gran medida qué tan rectas se pueden volver las líneas de emisión.

Séptimo paso: como complemento de ‘*fitcoords*’, en la terminal se escribe `epar transform`, que sirve para transformar las posiciones de las líneas de emisión y absorción de un espectro, a partir del ajuste hecho por ‘*fitcoords*’. Una vez abierto el respectivo editor de parámetros, basta con escribir nuevamente en el primer recuadro el nombre del archivo ThAr, en el segundo recuadro se escribe el nombre con el cual se desea guardar el archivo resultante y finalmente en el recuadro ‘*fitnames*’ se escribe el nombre del archivo *id* generado en el sexto paso.

Calibración y reducción de los espectros de Mercurio y Venus

4.5 Corrección de posibles errores

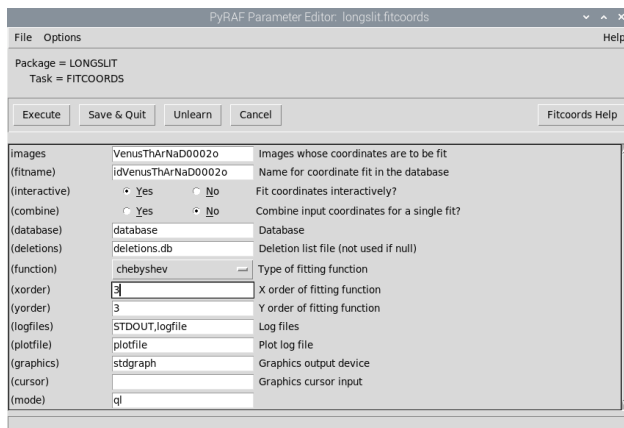


Figura 4.6: Editor de parámetros de fitcoords.

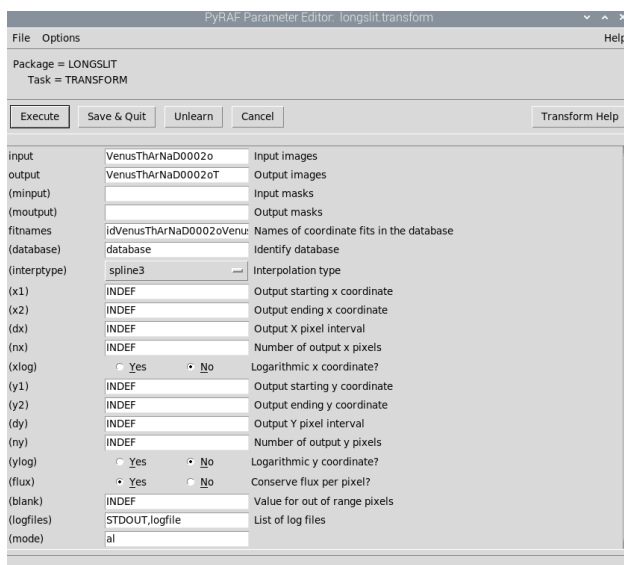


Figura 4.7: Editor de parámetros de ‘transform.’

El resultado es una imagen donde las líneas de emisión se enderezan de forma vertical respecto a las originales sin calibrar (véase la Figura 4.8). El objetivo de enderezar las líneas es hacer que coincidan lo mejor posible con las medidas en el laboratorio en longitud de onda, al mismo tiempo que eliminar fuentes de posible error al tomar la inclinación de las líneas como posibles ensanchamientos.

4.5. Corrección de posibles errores

Es importante mencionar que en la mayoría de los casos este resultado no se logra al primer intento, ya que cada arco ThAr presenta variaciones entre observaciones debido a factores como la fecha de toma, condiciones ambientales o ajustes instrumentales. Por ello, los parámetros que asignemos en fitcoords para la dispersión en X (eje espectral) y Y (eje espacial), y el tipo de función (Legendre/Chebyshev), requieren ajustes que en algunos casos llegan a modificar bastante las líneas de emisión. Si las líneas no se logran enderezar con el ajuste propuesto hay que repetir

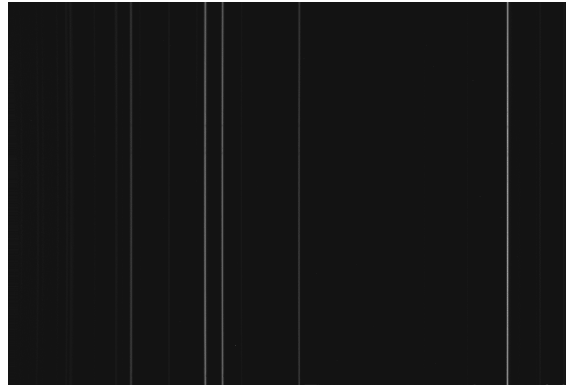


Figura 4.8: Líneas de emisión ThAr después del proceso fitcoords-transform.

el proceso a partir del paso 6 (donde se aplica fitcoords) y cambiar el valor de X, en la mayoría de los casos el enderezamiento se logra variando X dentro del intervalo [2,5] dependiendo de que tan enderezadas hayan quedado las líneas, luego se debe seguir con el proceso tal cual como ya se especificó.

4.6. Calibración extendida a espectros objetivos

Si ya se se ha logrado enderezar las líneas del espectro ThAr correspondiente, entonces el paso final consiste en seleccionar el espectro mejor definido del planeta con el que se esté trabajando y repetir el paso 7 aplicándolo a este otro espectro y modificando los dos primeros recuadros del editor de parámetros. Para elegir dicho espectro es recomendable ver entre todos los espectros disponibles y elegir aquel que tenga mejor definición (sin manchas, aberraciones, zonas difuminadas, etc.). Lo mismo se hace con el espectro del cielo seleccionado usando el mismo criterio.

Por último y como **paso no. 8** queda hacer la eliminación del cielo la cual se hace para observaciones diurnas (como en el caso de Venus o Mercurio), generalmente este cielo es llamado con el nombre SkyMercurio o SkyVenus según sea el caso. Si ya se completó el séptimo paso con el espectro del cielo incluido, hay que restar el espectro del cielo del espectro principal escribiendo `imarith espectro - cielo espectroS` (la S viene de Sky), el resultado final se ve como las Figuras 4.9b y 4.10b.

4.7. Resultados de la calibración

Finalmente, luego de haber aplicado el método de reducción y calibración a todos los espectros obtenidos en distintas fechas, se logró calibrar la siguiente cantidad de espectros:

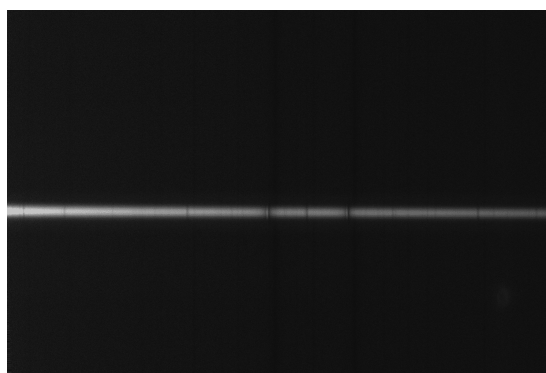
- 4 espectros de Venus del 11 de junio de 2023.
- 6 espectros de Venus del 13 de junio de 2023.
- 4 espectros de Venus del 14 de junio de 2023.
- 6 espectros de Mercurio y 9 espectros de Venus del 4 de agosto de 2023.
- 1 espectro de Mercurio del 9 de agosto de 2023.
- 5 espectros de Venus del 2 de octubre de 2023.

- 1 espectro de Mercurio y 1 espectro de Venus del 3 de octubre de 2023.
- 9 espectros de Venus del 6 de julio de 2025.

El aspecto general de los espectros de Mercurio y Venus de esta lista, una vez reducidos y calibrados, se muestra en las Figuras 4.9 y 4.10.



(a) Espectro con el fondo del cielo.

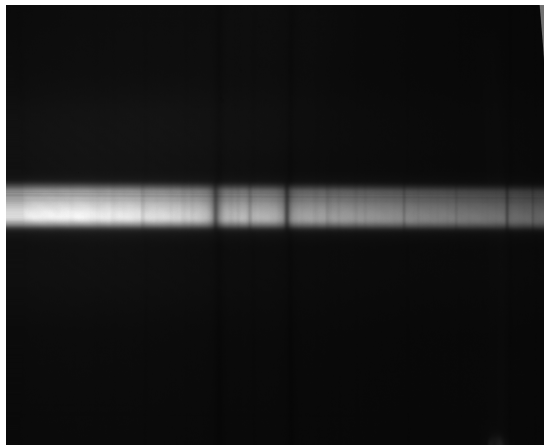


(b) Espectro sin el fondo del cielo.

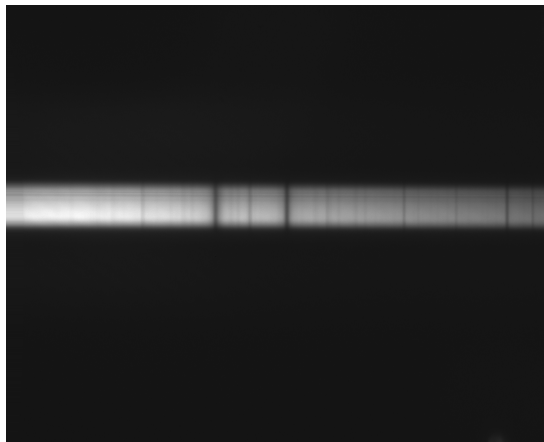
Figura 4.9: Espectro de Mercurio del 4 de agosto de 2023

El espectro del cielo es un espectro generado por la atmósfera de la Tierra. Cuando se observa un espectro astronómico, el espectro del cielo actúa como un fondo que precede al espectro objetivo y que se elimina para no ocasionar ruido. Este espectro del cielo no siempre se elimina, pues muchas veces actúa como una comparación de cómo se ven ciertas líneas espectrales específicas en un aparente reposo; esto es útil en nuestro caso porque al observar a Mercurio y a Venus buscamos observar un desplazamiento de sus líneas espectrales respecto a dichas líneas en reposo, consecuencia de un corrimiento cinemático.

La claridad de las imágenes listadas anteriormente, en las que se aprecia un desplazamiento de las líneas espectrales, las convierte en buenos candidatos para medir el corrimiento total (cinemático y gravitacional).



(a) Espectro con el fondo del cielo.



(b) Espectro sin el fondo del cielo.

Figura 4.10: Espectro de Venus del 13 de junio de 2023

Capítulo 5

Medición del corrimiento

El corrimiento de frecuencias debido al efecto Doppler, originado por el movimiento traslacional de planetas como Mercurio y Venus alrededor del Sol, es un fenómeno que se manifiesta como un cambio medible en la frecuencia de la onda de luz que recibimos de ellos; este fenómeno también se manifiesta como cambios en la longitud de onda. A lo largo de su órbita, el movimiento relativo de Mercurio y Venus respecto a la Tierra produce un desplazamiento característico: cuando se acercan a nuestro planeta, las líneas espectrales experimentan un corrimiento hacia la zona azul del espectro electromagnético, moviéndose hacia longitudes de onda más cortas; por el contrario, cuando se alejan, dichas líneas experimentan un corrimiento hacia la zona roja, a longitudes de onda más largas. Este componente particular, denominado corrimiento cinemático, constituye la contribución dominante al corrimiento total observado en las líneas espectrales de Mercurio y Venus. El otro componente involucrado es el llamado corrimiento gravitacional, el cual es un fenómeno de mucha menor magnitud que el corrimiento cinemático.

El corrimiento gravitacional es un fenómeno ondulatorio, similar al efecto Doppler, que ocurre cuando la luz (onda electromagnética) pierde energía al escapar de un campo gravitatorio intenso. De manera más específica, el corrimiento al rojo gravitacional (como se le suele llamar en la literatura) es el fenómeno por el cual un fotón emitido dentro de un potencial gravitacional experimenta una pérdida de energía al escapar hacia regiones de menor gravedad, manifestándose como un aumento en su longitud de onda (λ) o una disminución en su frecuencia (ν). El término general engloba también al corrimiento hacia el azul, que representa el fenómeno inverso: un fotón que gana energía al descender hacia un campo gravitacional más intenso, lo que se manifiesta como una disminución en su longitud de onda y un aumento en su frecuencia [15]. El efecto del corrimiento gravitacional es muy débil en la vecindad del Sol debido a que su masa no es suficiente para generarlo.

Es posible medir el corrimiento total (representado por la ecuación 3.9) utilizando las herramientas de PyRAF, mediante la comparación con líneas espectrales de referencia en reposo, como las generadas por la atmósfera terrestre. El procedimiento específico se detalla a continuación.

Cuando este análisis se realiza como actividad independiente al proceso de reducción y calibración, se comienza inicializando el programa de la misma forma previamente establecida en el Capítulo 4. A continuación, deben ejecutarse las dos paquetes fundamentales para este proceso: primero `twodspec`, seguido por `longslit`, ambos para el procesamiento espectral bidimensional.

Una vez hecho esto, el siguiente paso es visualizar las imágenes de los espectros a medir utilizando el DS9. Estos espectros corresponden a los ya seleccionados y calibrados en el capítulo anterior. Al desplegarlos, se debe posicionar el cursor sobre el espectro de interés, específicamente

en el punto medio del eje X. Dado que este eje abarca 1800 cuencas (la longitud total de la placa del CCD), el punto medio se ubica alrededor del valor 900, el cual puede verificarse en la sección ‘Física’ del DS9 (véase la Figura 5.1). Para los datos trabajados de Mercurio y Venus, el punto medio fue 892, ya que la longitud efectiva del espectro fue de 1784 cuencas, debido a que algunos fotones no alcanzaron los bordes del CCD (este comportamiento es habitual en espectros obtenidos usando este tipo de detector). Se elige esa posición para enfocar los cálculos en el continuo del eje espectral cerca de las líneas del Doblete de Sodio (siendo estas las dos líneas más definidas y que mejor podemos medir), no es necesario ubicar el cursor en el centro del eje Y (eje espacial), pues sus líneas ya fueron calibradas.

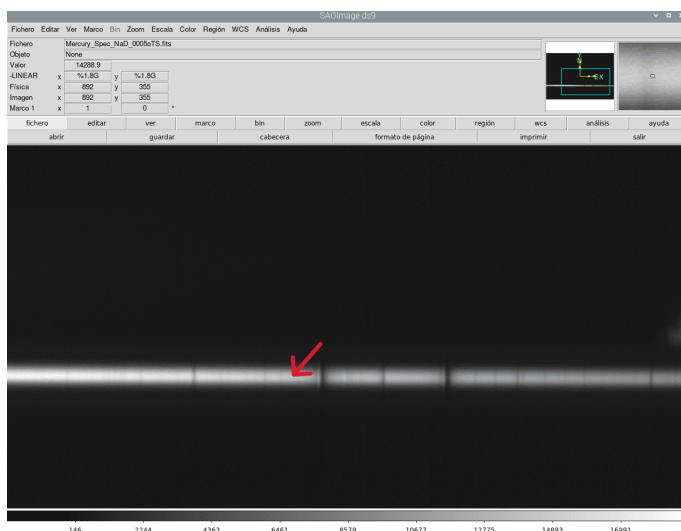


Figura 5.1: Ubicación aproximada del punto a elegir en el continuo del espectro.

Ahora que se conoce el valor en el eje X, lo siguiente que se debe hacer es encontrar el valor en el eje Y, el cual se muestra en la misma sección ‘Física’. Con este dato en mano se prosigue a escribir en la terminal el comando `splot` seguido del nombre del espectro (véase la Figura 5.2), esto desplegará la gráfica correspondiente a la sección que ha sido elegida. Una vez desplegada dicha gráfica, se debe hacer un acercamiento a las líneas de interés ubicando el cursor (en forma de cruz roja) del modo en el que se muestra en la Figura 5.3.

```
-->
-->
--> splot Mercury_Spec_NaD_00050TS
Image line/aperture to plot (0:) (357): 355
-->
-->
```

Figura 5.2: Ejecución de la tarea `splot`.

Ya con este acercamiento hecho, el último paso consiste en ubicar el cursor en picos cercanos a ambas líneas en un orden de izquierda a derecha, tal como en la Figura 5.4. Esto sirve para hacer un ajuste gaussiano en las líneas de absorción y obtener el valor de la longitud de onda al centro de la gaussiana, este es el valor que será usado para el cálculo del corrimiento.

Estos valores obtenidos se guardarán en un archivo de texto llamado `splot.log` dentro de la carpeta trabajada. Con estos valores se debe calcular el corrimiento mediante la ecuación (3.9).

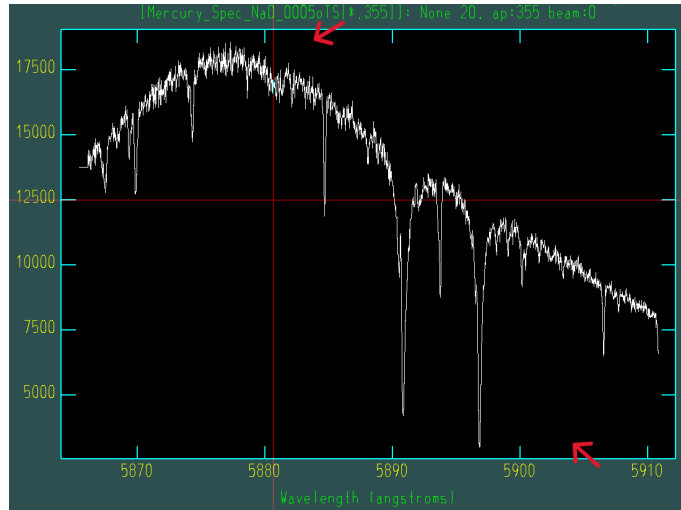


Figura 5.3: Acercamiento a las líneas objetivas de estudio.

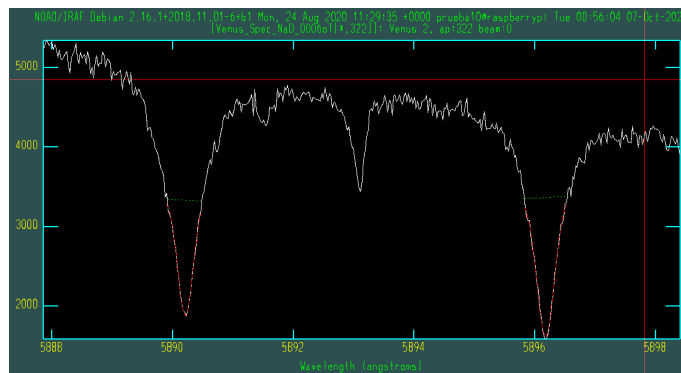


Figura 5.4: Cálculo del valor al centro de las líneas del Doblete de Sodio en longitud de onda utilizando un ajuste gaussiano.

5.1. Cálculo del error en la medición del corrimiento

La fórmula general de propagación de errores para una función $f(x, y)$ es:

$$(\delta f)^2 = \left(\frac{\partial f}{\partial x} \delta x \right)^2 + \left(\frac{\partial f}{\partial y} \delta y \right)^2 \quad (5.1)$$

donde δf es el error en la función f , $\frac{\partial f}{\partial x}$ la derivada de f respecto a la variable independiente x , δx el error en x , $\frac{\partial f}{\partial y}$ la derivada de f respecto a la variable independiente y y δy el error en y .

Para determinar el error en la medición del corrimiento (z), denotado como δz aplicamos esta fórmula de propagación de errores utilizando los errores en las mediciones de longitud de onda.

Simplificamos la ecuación (3.9) para facilitar el cálculo:

$$z = \frac{\lambda_{\text{obs}}}{\lambda_{\text{ref}}} - 1$$

λ_{obs} es la longitud de onda observada y λ_{ref} es la longitud de onda de referencia.

Calculamos las derivadas parciales:

$$\begin{aligned} \frac{\partial z}{\partial \lambda_{\text{obs}}} &= \frac{1}{\lambda_{\text{ref}}} \\ \frac{\partial z}{\partial \lambda_{\text{ref}}} &= -\frac{\lambda_{\text{obs}}}{\lambda_{\text{ref}}^2} \end{aligned}$$

sustituyéndolas en la fórmula de propagación se obtiene:

$$\begin{aligned} (\delta z)^2 &= \left(\frac{\partial z}{\partial \lambda_{\text{obs}}} \delta \lambda_{\text{obs}} \right)^2 + \left(\frac{\partial z}{\partial \lambda_{\text{ref}}} \delta \lambda_{\text{ref}} \right)^2 \\ &= \left(\frac{1}{\lambda_{\text{ref}}} \delta \lambda_{\text{obs}} \right)^2 + \left(-\frac{\lambda_{\text{obs}}}{\lambda_{\text{ref}}^2} \delta \lambda_{\text{ref}} \right)^2 \end{aligned}$$

donde $\delta \lambda_{\text{obs}}$ es el error en la medición de la longitud de onda observada y $\delta \lambda_{\text{ref}}$ es el error en la medición de la longitud de onda de referencia.

Finalmente, obtenemos el error en z denotado por:

$$\delta z = \sqrt{\left(\frac{\delta \lambda_{\text{obs}}}{\lambda_{\text{ref}}} \right)^2 + \left(-\frac{\lambda_{\text{obs}} \cdot \delta \lambda_{\text{ref}}}{\lambda_{\text{ref}}^2} \right)^2} \quad (5.2)$$

Pero si consideramos a $\delta \lambda_{\text{ref}}$ como cero por ser λ_{ref} un valor de laboratorio y no medido en el proceso, tenemos que:

$$\delta z = \frac{\delta \lambda_{\text{obs}}}{\lambda_{\text{ref}}} \quad (5.3)$$

Dado que las mediciones de longitud de onda se hicieron utilizando un ajuste basado en una distribución gaussiana, el factor $\delta \lambda_{\text{obs}}$ puede calcularse a partir de la ecuación (3.8), que se reescribe como:

$$\delta \lambda_{\text{obs}} = \sigma = \frac{\text{FWHM}}{2\sqrt{2 \ln 2}} \quad (5.4)$$

σ es la desviación estándar, que es equivalente al error $\delta\lambda_{\text{obs}}$.

Estos valores de FWHM están almacenados en el archivo `spot.log` ya antes mencionado.

5.2. Resultados obtenidos

A continuación se presentan una serie de tablas con los valores calculados de los corrimientos totales. Estos valores y sus respectivos errores se obtuvieron mediante las ecuaciones (3.9 y 5.3).

Tabla 5.1: Corrimientos totales (z_1 y z_2) y sus errores de medición (δz_1 y δz_2) a partir de espectros de Venus recolectados el 11 junio de 2023. $\lambda_{1\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D1 (5889.95 Å) y $\lambda_{2\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D2 (5895.92 Å).

$\lambda_{1\text{obs}}$ (Å)	$\lambda_{2\text{obs}}$ (Å)	z_1	z_2	δz_1	δz_2
5889.714	5895.626	-4.00683×10^{-5}	-4.9865×10^{-5}	9.61083×10^{-6}	2.37254×10^{-5}
5889.725	5895.615	-3.82007×10^{-5}	-5.17307×10^{-5}	3.09522×10^{-5}	2.54109×10^{-5}
5889.716	5895.606	-3.97287×10^{-5}	-5.32572×10^{-5}	2.80754×10^{-5}	2.5166×10^{-5}
5889.717	5895.611	-3.95589×10^{-5}	-5.24091×10^{-5}	2.63811×10^{-5}	1.73943×10^{-5}

Tabla 5.2: Corrimientos totales (z_1 y z_2) y sus errores de medición (δz_1 y δz_2) a partir de espectros de Venus recolectados el 13 de junio de 2023. $\lambda_{1\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D1 (5889.95 Å) y $\lambda_{2\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D2 (5895.92 Å).

$\lambda_{1\text{obs}}$ (Å)	$\lambda_{2\text{obs}}$ (Å)	z_1	z_2	δz_1	δz_2
5889.748	5895.665	-3.42957×10^{-5}	-4.32502×10^{-5}	1.67342×10^{-5}	2.18095×10^{-5}
5889.741	5895.655	-3.54842×10^{-5}	-4.49463×10^{-5}	1.81041×10^{-5}	2.52308×10^{-5}
5889.714	5895.629	-4.00683×10^{-5}	-4.93562×10^{-5}	1.97840×10^{-5}	2.29187×10^{-5}
5889.713	5895.629	-4.02380×10^{-5}	-4.93562×10^{-5}	1.16152×10^{-5}	2.04771×10^{-5}
5889.750	5895.666	-3.39561×10^{-5}	-4.30806×10^{-5}	1.04183×10^{-5}	2.10245×10^{-5}
5889.729	5895.641	-3.75215×10^{-5}	-4.73209×10^{-5}	1.83997×10^{-5}	1.92814×10^{-5}

Tabla 5.3: Corrimientos totales (z_1 y z_2) y sus errores de medición (δz_1 y δz_2) a partir de espectros de Venus recolectados el 14 de junio de 2023. $\lambda_{1\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D1 (5889.95 Å) y $\lambda_{2\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D2 (5895.92 Å).

$\lambda_{1\text{obs}}$ (Å)	$\lambda_{2\text{obs}}$ (Å)	z_1	z_2	δz_1	δz_2
5889.684	5895.634	-4.51617×10^{-5}	-4.85081×10^{-5}	1.30211×10^{-5}	1.37066×10^{-5}
5889.676	5895.633	-4.65199×10^{-5}	-4.86777×10^{-5}	2.09953×10^{-5}	2.07147×10^{-5}
5889.667	5895.630	-4.80479×10^{-5}	-4.91866×10^{-5}	1.61142×10^{-5}	1.68397×10^{-5}
5889.670	5895.627	-4.75386×10^{-5}	-4.96954×10^{-5}	1.55302×10^{-5}	1.57737×10^{-5}

Medición del corrimiento
5.2 Resultados obtenidos

Tabla 5.4: Corrimientos totales (z_1 y z_2) y sus errores de medición (δz_1 y δz_2) a partir de espectros de Mercurio recolectados el 4 de agosto de 2023. $\lambda_{1\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D1 (5889.95 Å) y $\lambda_{2\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D2 (5895.92 Å).

$\lambda_{1\text{obs}}$ (Å)	$\lambda_{2\text{obs}}$ (Å)	z_1	z_2	δz_1	δz_2
5889.595	5895.556	-6.02722×10^{-5}	-6.17376×10^{-5}	1.14133×10^{-5}	1.27919×10^{-5}
5889.612	5895.563	-5.73859×10^{-5}	-6.05503×10^{-5}	1.30572×10^{-5}	9.76676×10^{-6}
5889.623	5895.553	-5.55183×10^{-5}	-6.22464×10^{-5}	1.43333×10^{-5}	9.19055×10^{-6}
5889.621	5895.564	-5.58579×10^{-5}	-6.03807×10^{-5}	1.33456×10^{-5}	1.22373×10^{-5}
5889.610	5895.553	-5.77254×10^{-5}	-6.22464×10^{-5}	1.24083×10^{-5}	1.02565×10^{-5}
5889.565	5895.545	-6.53656×10^{-5}	-6.36033×10^{-5}	8.46445×10^{-6}	9.73795×10^{-6}

Tabla 5.5: Corrimientos totales (z_1 y z_2) y sus errores de medición (δz_1 y δz_2) a partir de espectros de Venus recolectados el 4 de agosto de 2023. $\lambda_{1\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D1 (5889.95 Å) y $\lambda_{2\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D2 (5895.92 Å).

$\lambda_{1\text{obs}}$ (Å)	$\lambda_{2\text{obs}}$ (Å)	z_1	z_2	δz_1	δz_2
5889.878	5895.776	-1.22242×10^{-5}	-2.44237×10^{-5}	1.54148×10^{-5}	1.71711×10^{-5}
5889.877	5895.771	-1.23940×10^{-5}	-2.52717×10^{-5}	1.76715×10^{-5}	1.81866×10^{-5}
5889.881	5895.771	-1.17149×10^{-5}	-2.52717×10^{-5}	1.73759×10^{-5}	1.80210×10^{-5}
5889.876	5895.772	-1.25638×10^{-5}	-2.51021×10^{-5}	1.76932×10^{-5}	1.94327×10^{-5}
5889.879	5895.771	-1.20544×10^{-5}	-2.52717×10^{-5}	1.81041×10^{-5}	2.00017×10^{-5}
5889.879	5895.768	-1.20544×10^{-5}	-2.57805×10^{-5}	1.59195×10^{-5}	1.90221×10^{-5}
5889.876	5895.765	-1.25638×10^{-5}	-2.62894×10^{-5}	1.84214×10^{-5}	1.93823×10^{-5}
5889.875	5895.767	-1.27336×10^{-5}	-2.59501×10^{-5}	1.76859×10^{-5}	1.47942×10^{-5}
5889.877	5895.769	-1.23940×10^{-5}	-2.56109×10^{-5}	2.00724×10^{-5}	1.99153×10^{-5}

Tabla 5.6: Corrimientos totales (z_1 y z_2) y sus errores de medición (δz_1 y δz_2) a partir de espectros de Mercurio recolectados el 9 de agosto de 2023. $\lambda_{1\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D1 (5889.95 Å) y $\lambda_{2\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D2 (5895.92 Å).

$\lambda_{1\text{obs}}$ (Å)	$\lambda_{2\text{obs}}$ (Å)	z_1	z_2	δz_1	δz_2
5889.590	5895.532	-6.11211×10^{-5}	-6.58082×10^{-5}	1.07572×10^{-5}	9.07531×10^{-6}

Tabla 5.7: Corrimientos totales (z_1 y z_2) y sus errores de medición (δz_1 y δz_2) a partir de espectros de Venus recolectados el 2 de octubre de 2023. $\lambda_{1\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D1 (5889.95 Å) y $\lambda_{2\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D2 (5895.92 Å).

$\lambda_{1\text{obs}}$ (Å)	$\lambda_{2\text{obs}}$ (Å)	z_1	z_2	δz_1	δz_2
5890.194	5896.183	4.14265×10^{-5}	4.46071×10^{-5}	1.43045×10^{-5}	1.31304×10^{-5}
5890.138	5896.207	3.19188×10^{-5}	4.86777×10^{-5}	1.17161×10^{-5}	7.85086×10^{-6}
5890.217	5896.182	4.53315×10^{-5}	4.44375×10^{-5}	2.25743×10^{-5}	2.42368×10^{-5}
5890.216	5896.180	4.51617×10^{-5}	4.40983×10^{-5}	1.96470×10^{-5}	2.17879×10^{-5}
5890.216	5896.180	4.51617×10^{-5}	4.40983×10^{-5}	1.91063×10^{-5}	1.54352×10^{-5}

Tabla 5.8: Corrimientos totales (z_1 y z_2) y sus errores de medición (δz_1 y δz_2) a partir de espectros de Mercurio recolectados el 3 de octubre de 2023. $\lambda_{1\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D1 (5889.95 Å) y $\lambda_{2\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D2 (5895.92 Å).

$\lambda_{1\text{obs}}$ (Å)	$\lambda_{2\text{obs}}$ (Å)	z_1	z_2	δz_1	δz_2
5890.827	5896.797	1.48898×10^{-4}	1.48747×10^{-4}	1.81690×10^{-5}	1.84171×10^{-5}

Tabla 5.9: Corrimientos totales (z_1 y z_2) y sus errores de medición (δz_1 y δz_2) a partir de espectros de Venus recolectados el 3 de octubre de 2023. $\lambda_{1\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D1 (5889.95 Å) y $\lambda_{2\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D2 (5895.92 Å).

$\lambda_{1\text{obs}}$ (Å)	$\lambda_{2\text{obs}}$ (Å)	z_1	z_2	δz_1	δz_2
5890.195	5896.167	4.15963×10^{-5}	4.18934×10^{-5}	2.65397×10^{-5}	2.51876×10^{-5}

Tabla 5.10: Corrimientos totales (z_1 y z_2) y sus errores de medición (δz_1 y δz_2) a partir de espectros de Venus recolectados el 6 de julio de 2025. $\lambda_{1\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D1 (5889.95 Å) y $\lambda_{2\text{obs}}$ es la longitud de onda observada cerca de la línea D2 (5895.92 Å).

$\lambda_{1\text{obs}}$ (Å)	$\lambda_{2\text{obs}}$ (Å)	z_1	z_2	δz_1	δz_2
5890.145	5896.182	3.31072×10^{-5}	4.44375×10^{-5}	2.22715×10^{-5}	2.05275×10^{-5}
5890.139	5896.187	3.20886×10^{-5}	4.52856×10^{-5}	2.19470×10^{-5}	1.87772×10^{-5}
5890.150	5896.196	3.39561×10^{-5}	4.68120×10^{-5}	2.18677×10^{-5}	1.84819×10^{-5}
5890.154	5896.200	3.46353×10^{-5}	4.74905×10^{-5}	2.58980×10^{-5}	2.07652×10^{-5}
5890.149	5896.194	3.37864×10^{-5}	4.64728×10^{-5}	2.23796×10^{-5}	1.89933×10^{-5}
5890.150	5896.192	3.39561×10^{-5}	4.61336×10^{-5}	2.21777×10^{-5}	1.90005×10^{-5}
5890.166	5896.208	3.66726×10^{-5}	4.88473×10^{-5}	2.58187×10^{-5}	2.03042×10^{-5}
5890.161	5896.205	3.58237×10^{-5}	4.83385×10^{-5}	2.45930×10^{-5}	2.01818×10^{-5}
5890.187	5896.231	4.02380×10^{-5}	5.27483×10^{-5}	2.13774×10^{-5}	2.17735×10^{-5}

5.3. Conclusiones finales

Los resultados obtenidos muestran un corrimiento total del orden de 10^{-5} en las líneas espectrales de Mercurio y Venus, con una incertidumbre del mismo orden de magnitud (10^{-5}). La detección de corrimientos tanto al azul (negativos) como al rojo (positivos) indica desplazamientos de las líneas espectrales hacia longitudes de onda menores y mayores, respectivamente. Estos desplazamientos están asociados a efectos Doppler superpuestos al corrimiento gravitacional, relacionados con el movimiento orbital relativo entre estos planetas y la Tierra.

Estos resultados evidencian la presencia del corrimiento al rojo y al azul de las líneas espectrales provenientes de Mercurio y Venus (medidas a partir de las líneas del Doblete de Sodio), demostrando además que es posible medirlo utilizando PyRAF mediante la implementación de un protocolo específico de reducción y calibración de datos.

Se espera que estas mediciones se empleen en un próximo trabajo de investigación en el que se encuentren las posibles aplicaciones de estos corrimientos, incluyendo una en la que se intente estimar la masa del Sol.

Durante las etapas de investigación y posterior redacción de los capítulos de esta tesis he logrado aprender y reafirmar muchos conocimientos ligados a una de las ramas más interesantes de la física: la astronomía y sus distintos modos de estudio, más específicamente, la espectroscopía.

Mis estudios durante la carrera me han permitido adquirir habilidades en distintos campos de estudio, gracias a esto logré un aprendizaje base sobre electromagnetismo, programación, estadística, cálculo y, por supuesto, astronomía. Con esto en mente y apoyado por experiencias previas y acercamientos a distintas ramas de la astronomía he podido enfocar mis esfuerzos en comprender con mayor profundidad la espectroscopía astronómica, desde los fundamentos físicos que la sostienen hasta las aplicaciones prácticas en el análisis de datos obtenidos mediante instrumentos especializados. Este proceso no solo representó un reto intelectual, sino también una oportunidad para aplicar los habilidades adquiridas en diferentes áreas, logrando así un aprendizaje más sólido y significativo.

Ahora conozco características específicas y procesos climáticos que ocurren en Mercurio y Venus, así como efectos particulares en sus movimientos de rotación que los diferencian del resto de planetas del Sistema Solar (espín orbital y rotación retrógrada). Por el lado teórico, adquirí un conocimiento más profundo sobre los espectros electromagnéticos, la teoría que los describe y el modo en que su interacción con diversos cuerpos astronómicos genera huellas con información útil que permite estudiar características más allá de lo que es posible ver a través de imágenes fotográficas; también ahora aprendí sobre el Doblete de Sodio (su apariencia, origen e importancia), un espectro muy particular que es muy importante en el análisis de espectros planetarios por su facilidad de detección.

Aunado a ello, estudié con más detalle cómo funciona el proceso de recolección de espectros utilizando telescopios y espectrógrafos, incluso sé acerca de cómo es el proceso administrativo de solicitud de tiempo para utilizar un telescopio y las consecuencias de que haya un mal clima en ese tiempo de uso gracias a mi asesora la Dra. Adriana González Juárez. También sé acerca de los componentes electrónicos y ópticos involucrados en este proceso y cómo funcionan; en consecuencia, estudie conceptos como la ganancia de electrones, su transformación en datos computacionales, la eficiencia y la resolución a la que se puede llegar empleando configuraciones adecuadas. Más específicamente, aprendí a detalle la forma y funcionamiento del espectrógrafo MEZCAL y el Telescopio de 2.1m, instrumentos fascinantes que involucran una larga lista de conceptos que vale la pena profundizar, conceptos tales como: telescopio tipo Cassegrain, Rejillas Echelle o ángulo de blaze.

También llegué a saber más sobre el tratamiento de datos astronómicos (un campo en el que nunca creí profundizar), la práctica con datos reales me permitió adquirir experiencia y habilidades más allá de lo que se describe en las guías y manuales utilizando PyRAF: ahora sé ejecutar y configurar tareas específicas para cada proceso durante la reducción y calibración de espectros con mayor velocidad, incluso soy capaz de resolver problemas concretos que involucran algún error o inconsistencia en las líneas espectrales ya calibradas.

Finalmente, logré aprender sobre el corrimiento gravitacional, un fenómeno que no había estudiado en cursos anteriores, pero que con la investigación y la consulta también pude aplicar a los espectros trabajados utilizando el mismo PyRAF con la ayuda y guía del M. en C. Pedro Francisco Guillén Reyes.

Bibliografía

- [1] Unión Astronómica Internacional (IAU). (2006). *IAU 2006 General Assembly: Result of the IAU Resolution votes*. Recuperado de <http://www.iau2006.org/mirror/www.iau.org/iau0603/index.html>
- [2] Carroll, B. W., & Ostlie, D. A. (2017). *An Introduction to Modern Astrophysics* (2nd ed.). Cambridge University Press.
- [3] Oswalt, T. D., & McLean I.S. (eds.). (2013) *Planets, Stars and Stellar Systems. Vol. 1: Telescopes and Instrumentation*. Springer Science+Business Media Dordrecht.
- [4] Oswalt, T. D., & Bond, H. E. (eds.). (2013). *Planets, Stars and Stellar Systems: Vol. 2: Astronomical Techniques, Software, and Data*. Springer.
- [5] Turbet, M., Bolmont, E., Bourrier, V. *et al.* *A Review of Possible Planetary Atmospheres in the TRAPPIST-1 System*. *Space Sci Rev* 216, 100 (2020).
- [6] Appenzeller, I. (2013). *Introduction to Astronomical Spectroscopy*. Cambridge University Press.
- [7] Mikolaitis, Š., Tautvaišienė, G., Gratton, R., Bragaglia, A., & Carretta, E. (2011). Chemical composition of evolved stars in the open cluster IC 4651. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 413(3), 2199–2206.
- [8] Darling, J., Toward a Direct Measurement of the Cosmic Acceleration, *The Astrophysical Journal Letters*, Vol. 761, Issue 2, L26, 2012.
- [9] te Kulve, M., Schellen, L., Schlangen, L. J. M., & van Marken Lichtenbelt, W. D. (2016). *The influence of light on thermal responses*. *Acta Physiologica*, 216(2), 163–185.
- [10] Sadek, R., Kassem, M., M., M., & Elbasuney, S. (2016). *Novel yellow colored flame compositions with superior spectral performance*. *Defence Technology*, 13.
- [11] Karttunen, H., Kröger, P., Oja, H., Poutanen, M., & Donner, K. J. (Eds.). (2017). *Fundamental Astronomy* (5th ed.). Springer.
- [12] Schmidt, C. A., Baumgardner, J., Moore, L., Bida, T. A., Swindle, R., & Lierle, P. (2020). *The Rapid Imaging Planetary Spectrograph: Observations of Mercury's Sodium Exosphere in Twilight*. *The Planetary Science Journal*, 1(1), 4.
- [13] Tapia, M., Hiriart, D., Richer, M. & Cruz-González, I. (2007). *Site Testing at San Pedro Mártir*. *Revista Mexicana de Astronomía y Astrofísica, Serie de Conferencias*, 31, 47–60.
- [14] Plauchu Frayn, I., *Caracterización de la cámara CCD Spectral Instruments 2 del OAN-SPM*, Reporte Técnico PTI-OAN:0014, Observatorio Astronómico Nacional, Instituto de Astronomía, UNAM, Ensenada, México, Nov. 2022.

- [15] Rosselli, D., Marulli, F., Veropalumbo, A., Cimatti, A. & Moscardini, L. *Testing general relativity: New measurements of gravitational redshift in galaxy clusters*, Astronomy & Astrophysics, vol. 669, A29, EDP Sciences, 2023.
- [16] Ruiz, E., Sohn, E., Salas, L., Luna, E. & Araiza-Durán, J. A. *Common-pull, multiple-push, vacuum-activated telescope mirror cell*. Applied Optics, 53(33):7979–7984, 2014.
- [17] Maíz Apellániz, J., Negueruela, I. & Caballero, J. A. *Spectral classification*, Encyclopedia of Astrophysics, Volume 2, ISBN 978-0-443-21439-4, Elsevier, 2026, pp. 43-84
- [18] Mahlke, M., Carry, B. & Mattei, P.-A. *Asteroid taxonomy from cluster analysis of spectrometry and albedo*. Astronomy & Astrophysics, 665, A26 (2022).
- [19] Fabricant, D. G., Kurtz, M. J., Geller, M. J., Caldwell, N., Woods, D. & Dell’Antonio, I. *Spectrophotometry with Hectospec, the MMT’s Fiber-Fed Spectrograph*. Publications of the Astronomical Society of the Pacific, vol. 120, pp. 1222–1232, 2008.
- [20] Dressler, A., Bigelow, B. C., Hare, T., Sutin, B. M., Thompson, I. B., Burley, G. S., Epps, H. W., & Oemler Jr., A., *IMACS: The Inamori-Magellan Areal Camera and Spectrograph on Magellan-Baade*, Publications of the Astronomical Society of the Pacific, vol. 123, pp. 288–332, mar. 2011.
- [21] Rainio, O., Hällilä, J., Teuvo, J., & Klén, R. (2025). *Methods for estimating full width at half maximum*. Signal, Image and Video Processing, 19:289.
- [22] Istomin, V. G., Grechnev, K. V., & Kochnev, V. A. Mass Spectrometry on the VENERA-13 and VENERA-14 Landers - Preliminary Results. *Soviet Astronomy Letters*, vol. 8, p. 211-215, Jul.-Aug. 1982. Translation: *Pisma v Astronomicheskii Zhurnal*, vol. 8, p. 391-398, Jul. 1982.
- [23] Roth, L. E., Wall, S. D., & National Aeronautics and Space Administration. (1995). *The face of Venus: the Magellan radar mapping mission*. Ladislav E. Roth, Stephen D. Wall, editores. National Aeronautics and Space Administration.
- [24] Clifford, M. Will, *The Confrontation between General Relativity and Experiment*, Living Reviews in Relativity, vol. 17, no. 1, article 4, Springer Science and Business Media LLC, junio 2014
- [25] Steve B. Howell, *Handbook of CCD Astronomy*, 2^a edición, Cambridge Observing Handbooks for Research Astronomers, Cambridge University Press, 2006.
- [26] Tody, D., 1986, *The IRAF Data Reduction and Analysis System*, in Instrumentation in Astronomy VI, Proc. SPIE, vol. 627, p. 733.
- [27] Greenfield, P., 2000, *A New CL for IRAF Based on Python*, in Astronomical Data Analysis Software and Systems IX, ASP Conf. Series, vol. 216, p. 59.
- [28] Moore, C. E., Gallagher, J. & Minnaert, M. G. J. *The Solar Spectrum 2935 Å to 8770 Å: Second Revision of Rowland’s Preliminary Table of Solar Spectrum Wavelengths*, National Bureau of Standards Monograph 61, Washington, D.C., 1966.