



Espectroscopía de cuerpos rocosos del sistema solar: La Luna y Marte

Esta disertación es presentada como requisito parcial para
recibir el grado de

Física

Mariana Carolina Villamil Sastre

Universidad de los Andes
Facultad de ciencias
Departamento de física

Bogotá D.C. Colombia
Mayo, 2019



Espectroscopía de cuerpos rocosos del sistema solar: La Luna y Marte

Esta disertación es presentada como requisito parcial para recibir el grado de

Física

Mariana Carolina Villamil Sastre

Universidad de los Andes
Facultad de ciencias
Departamento de física

Director
Alejandro García. Ph.D

Bogotá D.C. Colombia
Mayo, 2019

A mi mamá Nancy.

Agradecimientos

Inicialmente, quiero agradecer a mi familia, a mi mamá Nancy y a mi hermana Angélica, por apoyarme en cada momento de mi vida y darme fuerza en la difícil transición académica que tuve los últimos 5 años y que logramos superar a pesar de las adversidades que nos puso la vida. A mi abuelita Sara, por mantenerse con vida 95 años para esperar el momento de mi graduación, tal como algún día lo prometió.

Segundo, quisiera agradecer a mi director de tesis el profesor Alejandro García PhD, por guiarme y acompañarme en el transcurso de estos 4 años de trabajo en ciencias planetarias y darme las bases para la vida académica. Asimismo, a la profesora Beatriz Sabogal PhD, por iniciarme en los estudios de espectroscopía y mostrarme la grandeza de la astronomía observacional.

Quisiera agradecer a mis colegas y amigos, especialmente a Javier Acevedo por incursionar conmigo en el mundo de la astronomía y ayudarme a superar los obstáculos académicos de una manera bastante ancestral. Gracias a Jairo Saavedra, Boris Sáenz y a Diego Rodríguez por su invaluable compañía y profundas charlas en las tardes del C. A Camilo Delgado Correal por su ayuda en mi proceso de formación profesional y por creer en mi talento en el área de ciencias planetarias y exploración espacial.

Finalmente, quiero agradecer a las mentes brillantes que me inspiraron a estudiar esta increíble carrera, Elon Musk, Richard Feynman y la valiosa memoria de Carl Sagan. La historia les dará la razón de su inspiración.

Espectroscopía de cuerpos rocosos del sistema Solar: La Luna y Marte

Mariana Carolina Villamil Sastre

Universidad de los Andes

Resumen

Se realizó un estudio espectroscópico de cuerpos planetarios como la Luna y Marte, con ayuda del espectrógrafo Echelle presente en el observatorio de la Universidad de los Andes. Allí se recopilieron datos de más de 8 noches repartidas entre los meses de Enero, Febrero y Marzo del 2019. Se redujeron las imágenes de calibración con el fin de reducir el ruido y señales no deseadas en los datos proveniente de fuentes externas, como lo requiere la espectroscopía observacional. Por tal razón, se utilizó una estrella de calibración (HD101501) y lámparas de calibración (Torio-Argón-Tungsteno), para cumplir con los pasos de óptima reducción. Posteriormente, se obtuvo el espectro reducido del Sol, el cual se logró restar al espectro de los demás cuerpos con el fin de identificar morfologías de espectro de absorción de diversos minerales formadores de rocas presentes en la Luna y Marte. Sin embargo, solo se lograron identificar 11 líneas correspondientes a las líneas características del Sol, puesto que la luz obtenida por el sensor en cada uno de los cuerpos rocosos, es luz reflejada de esta estrella y el pico máximo de estos anchos de banda se encuentra en el rango del infrarrojo, tecnología que se tiene actualmente en el Observatorio donde se realiza el estudio.

Spectroscopy of rocky bodies of the Solar system: The Moon and Mars

Mariana Carolina Villamil Sastre

Universidad de los Andes

Resumen

A spectroscopic study of planetary bodies such as the Moon and Mars was carried out, with the help of the Echelle spectrograph present in the observatory of the Universidad de los Andes. There, data of more than 8 nights distributed between the months of January, February and March of 2019 were collected. The calibration images were reduced in order to avoid the noise and unwanted signals in the data coming from external sources, as required Observational spectroscopy. For this reason, a calibration star (HD101501) and calibration lamps (Thorium-Argon-Tungsten) were used to comply with the optimal reduction steps. Subsequently, the reduced spectrum of the Sun was obtained, which was subtracted from the spectrum of the other bodies in order to identify absorption spectrum morphologies of various rock-forming minerals present in the Moon and Mars. However, we only managed to identify 11 lines corresponding to the characteristic lines of the Sun, since the light obtained by the sensor in each of the rocky bodies is light reflected from this star and the maximum peak of these bandwidths is found in the infrared range, technology that is not available in the Observatory where the study is conducted.

Índice general

1. Introducción	4
1.1. Marte	4
1.2. Luna	7
1.3. Espectrógrafo Echelle	9
1.3.1. Instrumento de medición	11
1.4. Objetivo General	11
1.5. Objetivos Específicos	12
2. Espectroscopía en planetas	13
2.1. Métodos de detección	13
2.2. Espectroscopía en Marte	14
2.2.1. Misiones Viking I y Viking II	17
2.3. Espectroscopía en la Luna	17
2.3.1. Diferenciación magmática	20
2.3.2. Serie de Bowen	20
2.3.3. Misiones Apollo	21
3. Resultados	22
3.1. Toma de datos	22
3.1.1. Software de análisis IRAF	25
3.1.2. Formato de datos FITS	25
3.1.3. Software de reducción - ISIS	25
3.1.4. Bias	26
3.1.5. Flats	27
3.1.6. Estrella de calibración	28
3.1.7. Lámparas de calibración	28
3.2. Reducción de los datos	28
3.2.1. Extracción de espectros	29
3.2.2. Calibración en Longitud de onda	29
3.2.3. Calibración en flujo	29
4. Análisis y resultados	30
4.1. Resultados Marte	30
4.2. Resultados Luna	35
4.2.1. Discusión de resultados	36
4.2.2. Trabajo a futuro	37

5. Conclusiones	38
6. Anexos	40
6.1. Espectros por orden del planeta Marte	40

Capítulo 1

Introducción

1.1. Marte

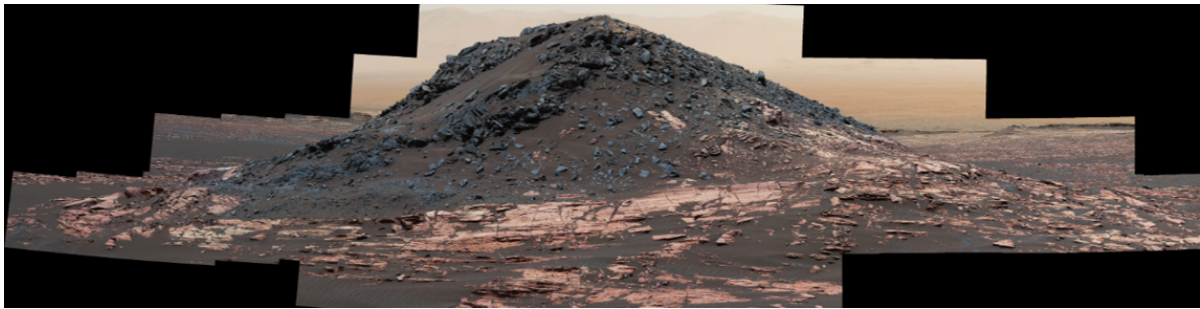


Figura 1.1: Superficie de Marte tomado del rover Curiosity. Tomado de https://www.nasa.gov/mission_pages/mars/images/index.html

Marte es el cuarto planeta del sistema solar, su órbita se encuentra entre la Tierra y Júpiter, con un semieje mayor de aproximadamente 1,5 UA. Se caracteriza esencialmente por su coloración rojiza debido a la presencia de óxido de Hierro en la superficie montañosa que posee. Tiene dos satélites que lo orbitan (Fobos y Deimos), pero dada su geomorfología no tienen la apariencia esférica de un satélite, sino de asteroides capturados por este planeta.

Marte posee el volcán más alto del sistema solar, el monte Olimpo que cuenta con aproximadamente 610 km de altura. Las dunas que se evidencian sobre su superficie son resultado de los vientos que se mantienen en constante movimiento durante las tormentas. Marte posee una atmósfera bastante delgada, como consecuencia, la baja presión que se evidencia impide la existencia de agua en estado líquido en ciertas estaciones del año marciano [1]. Sin embargo, para determinadas épocas del año, Marte puede densificar su atmósfera y permitir la existencia de fluidos sobre su superficie por períodos muy cortos. Estudios espectroscópicos realizados en misiones pasadas, evidencian los elementos que componen la atmósfera de Marte, entre ellos se encuentra el dióxido de carbono, nitrógeno, argón, monóxido de carbono y vapor de agua. La cantidad de ozono, permite la formación de una capa de alrededor de 30 km de espesor, motivo por el cual es bastante difícil bloquear la radiación ultravioleta [2].

El polvo que cubre la superficie de Marte es fino como el polvo de talco. Debajo de la capa de polvo, la corteza marciana consiste principalmente en roca basáltica volcánica. El suelo de Marte

también contiene nutrientes como Na, K, Cl y Mg. Varios modelos geodinámicos sugieren que la corteza de Marte es de una sola pieza. A diferencia de la Tierra, el planeta rojo no tiene placas tectónicas que viajen sobre el manto para remodelar el terreno. Dado que hay poco o ningún movimiento en la corteza, la roca fundida fluyó hacia la superficie en el mismo punto para formar los volcanes que se evidencian en la superficie marciana [3].

Hoy en día, el agua existe en forma de hielo en el subsuelo y en capas de hielo en los casquetes polares. La temperatura en Marte varía de 70 grados Fahrenheit a alrededor de 225 grados Fahrenheit. La atmósfera de Marte es demasiado delgada para soportar fácilmente la vida como la conocemos. Es alrededor del 95 por ciento de dióxido de carbono. El aire extremadamente delgado en Marte también puede volverse muy polvoriento. El polvo de la superficie del planeta es expulsado rutinariamente a la atmósfera por grandes tormentas de polvo. A veces, el planeta rojo puede ser parcial o totalmente consumido por dichos fenómenos turbulentos.

Características planetarias

Diferenciación estructural

Marte se encuentra diferenciado estructuralmente con un núcleo metálico de alta densidad rodeado de materiales menos densos, situación análoga al planeta Tierra [5]. Modelos geodinámicos consideran un núcleo con un radio de aproximadamente 1,794 km, compuesto principalmente en Fe y Ni con un porcentaje aproximado de 17 % de S [5]. Dichos modelos, permiten la existencia de un núcleo de sulfuro de hierro (II), el cual es dos veces más rico en elementos más ligeros que el de la Tierra [6]. Similarmente, el núcleo está rodeado por un manto de silicatado que formó muchas de las características tectónicas y volcánicas del planeta, sin embargo, no hay evidencia de actividad tectónica en la actualidad.

Casquetes polares

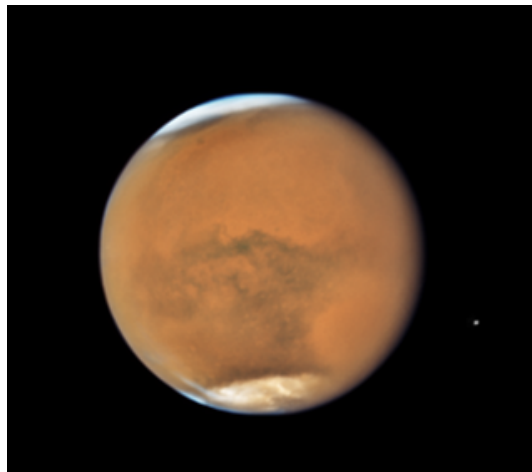


Figura 1.2: Casquetes polares del planeta Marte tomado por el orbitador Phoenix (2008) Tomado de https://www.nasa.gov/mission_pages/mars/images/index.html

Durante toda la temporada estacional, Marte cuenta con dos casquetes polares permanentes. Sin embargo, dada la precesión de planeta, durante el invierno es posible evidenciar un polo bajo oscuridad continua, enfriando la superficie y causando la depositación del 25-30 % de la atmósfera

en bloques de hielo CO₂. [7] Cuando los polos están nuevamente expuestos a la luz solar, el CO₂ congelado se sublima. Esto permite las diversas estaciones en el planeta y el transporte de grandes cantidades de polvo y vapor de agua, dando lugar a heladas similares a la Tierra y densificación de la nubosidad.

Estos casquetes están compuestos en un 70 % hielo de H₂O. El dióxido de carbono congelado se acumula como una capa delgada de aproximadamente un metro de espesor en la capa norte durante el invierno, mientras que la capa sur tiene una capa permanente de hielo seco de unos ocho metros de espesor. Se evidencia que la cubierta permanente de hielo seco en el polo sur está conformada por depresiones poco profundos, de geomorfología aproximadamente circular, que por imágenes satelitales muestran la deformación de los mismos en términos extensionales. Lo que sugiere una deformación proporcional al tiempo. [8] El casquete polar norte tiene un diámetro de aproximadamente 1.000 km durante el verano en la zona norte de Marte y contiene alrededor de 1,6 millones de kilómetros cúbicos de hielo, que, al ser distribuidas uniformemente, serían 2 km de espesor. [9] (Esto es comparable con la capa de hielo que se evidencia en Groenlandia). El casquete polar sur tiene un diámetro de 350 km y un espesor de 3 km . [10] El volumen total de hielo en el casquete polar sur más los depósitos en capas adyacentes se ha estimado en 1,6 millones de kilómetros cúbicos. [11].

Atmósfera

Marte perdió su magnetosfera hace 4 mil millones de años, [12] posiblemente debido a numerosos impactos de meteoritos, por lo que el viento solar interactúa directamente con la ionosfera marciana, reduciendo la densidad atmosférica. Varias misiones espacial como el Mars Global Surveyor y Mars Express han detectado partículas atmosféricas ionizadas que se desplazan hacia el espacio detrás de Marte, [12] La presión atmosférica en la superficie hoy varía desde un mínimo de 30 Pa en el Monte Olimpo hasta más de 1.155 Pa. [13] La presión superficial media resultante es solo del 0,6 de la de la Tierra. Asimismo, la gravedad de la superficie de Marte es solo alrededor del 38 % de la de la Tierra.

El metano se ha detectado en la atmósfera marciana; se produce en columnas extendidas, y los perfiles implican que el metano se libera de regiones discretas. La concentración de metano fluctúa de aproximadamente 0.24 ppm durante el invierno septentrional a aproximadamente 0.65 ppm durante el verano. Los perfiles sugieren que puede haber dos regiones de origen local, la primera centrada cerca de 30 N 260W y la segunda cerca de 0N 310W. Se estima que Marte debe producir 270 toneladas por año de metano.

El metano puede existir en la atmósfera marciana solo por un período limitado antes de ser destruido; las estimaciones de su vida útil oscilan entre 0,6 y 4 años. Su presencia a pesar de esta corta vida útil indica que debe estar presente una fuente activa de gas. La actividad volcánica, los impactos meteoritos y la presencia de formas de vida microbiana metanogénicas se encuentran entre las posibles fuentes aún no confirmadas. El metano podría producirse mediante un proceso no biológico llamado serpentinización que involucra agua, dióxido de carbono y el mineral olivino, que se sabe que es común en Marte.

1.2. Luna

Es el satélite natural del planeta Tierra, su diámetro es proporcional a $1/4$ del diámetro terrestre. Tiene una rotación sincrónica con respecto al planeta Tierra, geológicamente es de origen volcánico con varias cadenas montañosas. Se compone principalmente de Helio, Neón, Hidrógeno y Argón [3]. El regolito lunar o la capa de material no consolidado que se encuentra sobre la superficie, refleja gran parte de la radiación solar y hace de la Luna el cuerpo más brillante después del Sol. Los cuentos infantiles de hadas nos dicen que la luna está hecha de queso, pero como todos los cuerpos del sistema solar, la roca es el ingrediente más realista. La superficie de la luna está cubierta por volcanes muertos, cráteres de impacto y flujos de lava, algunos visibles para el observador de estrellas sin ayuda.



Figura 1.3: Superficie de la luna. Misión Apollo XI. Tomado de https://www.nasa.gov/mission_pages/moon/images/index.html

La superficie lunar es diferenciada por océanos formados por lava y por impactos de asteroides que datan la edad de formación del sistema solar. En la Tierra, la tectónica de placas y la erosión cubrieron gran parte de la evidencia de este período, mientras que la atmósfera permite desintegrar algunos de los cuerpos más pequeños antes de que lleguen a la superficie. Pero la luna carece de estos tres elementos de limpieza, por lo que la historia del sistema solar se conserva en su superficie.

En una exosfera que es como la atmósfera que tiene la luna, los gases están tan dispersos que rara vez chocan entre sí. En la atmósfera lunar, solo hay 100 moléculas por centímetro cúbico. En comparación, la atmósfera de la Tierra al nivel del mar tiene alrededor de 100 billones de moléculas por centímetro cúbico. La masa total de estos gases lunares es de aproximadamente 55,000 libras (25,000 kg). Todas las noches, las temperaturas frías hacen que la atmósfera caiga al suelo, posteriormente el viento solar lo subleva los días siguientes. [3]

Diferenciación estructural

La luna es un cuerpo diferenciado, tiene una corteza, un manto y un núcleo geoquímicamente distintos. La Luna tiene un núcleo interno sólido rico en hierro con un radio aproximadamente de 240 kilómetros y un núcleo externo fluido hecho principalmente de hierro líquido con un radio de aproximadamente 300 kilómetros. Alrededor del núcleo hay una capa límite parcialmente fundida con un radio de unos 500 kilómetros [2]. Se cree que esta estructura se desarrolló a través de la cristalización fraccionada de un océano de magma global poco después de la formación de la Luna hace 4.500 millones de años. [3]

La cristalización de este océano de magma habría creado un manto máfico (magma pobre en agua) a partir de la precipitación y el hundimiento de los minerales olivino, clinopiroxeno y ortopiroxeno; después de que alrededor de las tres cuartas partes del océano de magma se hubieran cristalizado, podrían formarse minerales de plagioclasa de menor densidad y flotar hasta formar una corteza sobre la superficie. Los líquidos finales para cristalizar habrían estado inicialmente emparedados entre la corteza y el manto, con una gran abundancia de elementos incompatibles y que producen calor [1]. Las muestras de rocas lunares de las lavas de la inundación que surgieron de la superficie al fundirse parcialmente en el manto confirman la composición del manto máfico, que es más rica en hierro que la de la Tierra. [1] La corteza tiene un promedio de aproximadamente 50 kilómetros de espesor.

Cráteres de impacto

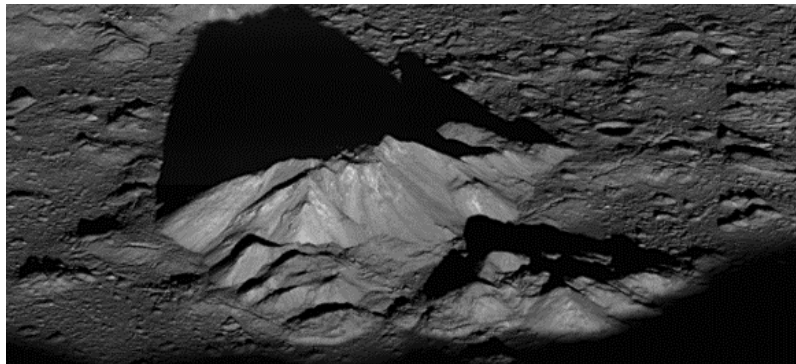


Figura 1.4: Cráter Tycho. Nombrado por la Unión Astronómica Internacional por el científico Tycho Brae. Tomado de https://www.nasa.gov/mission_pages/moon/images/index.html

El otro proceso geológico importante que ha afectado la superficie de la Luna es el cráter por impacto, con cráteres formados cuando los asteroides y los cometas chocan con la superficie lunar. Se estima que hay aproximadamente 300,000 cráteres más anchos que 1 km solo en el lado cercano de la Luna. La escala de tiempo geológico lunar se basa en los eventos de impacto más destacados, estructuras caracterizadas por múltiples anillos de material elevado, entre cientos y miles de kilómetros de diámetro y asociadas con una amplia plataforma de depósitos de eyección que forman un horizonte estratigráfico regional [14]. La falta de atmósfera, el clima y los procesos geológicos recientes hacen que muchos de estos cráteres se encuentren estructuralmente bien conservados. Aunque solo algunas cuencas de varios anillos han sido fechadas definitivamente, son útiles para asignar edades relativas. Debido a que los cráteres de impacto se acumulan casi a una velocidad constante, se puede contar el número de cráteres por unidad de área para estimar la edad de la superficie. [14] Las edades radiométricas de las rocas fundidas por impacto recolectadas

durante las misiones del Apolo se agrupan entre 3.8 y 4.1 mil millones de años: esto se ha utilizado para proponer un Bombardeo de impactos tardío [15].

Cubierto en la parte superior de la corteza de la Luna se encuentra una capa de superficie de resultantes de impacto, altamente triturada (que se rompe en partículas cada vez más pequeñas) formada por procesos de impacto. El regolito más fino, el suelo lunar del vidrio de dióxido de silicio [16] El regolito de las superficies más viejas generalmente es más grueso que para las superficies más jóvenes: varía en grosor desde 10 a 20 km en las montañas y de 3 a 5 km en los valles [17]. Debajo de la capa de regolito finamente triturada se encuentra el megaregolito, una capa de lecho rocoso altamente fracturado de muchos kilómetros de espesor [6].

Atmósfera

La Luna tiene una atmósfera tan tenue que casi está al vacío, con una masa total de menos de 10 toneladas [11] La presión superficial de esta pequeña masa es de alrededor de $3 \cdot 10^{-15}$ atm ; Varía con el día lunar. Sus fuentes incluyen la desgasificación y la pulverización, un producto del bombardeo del suelo lunar por los iones del viento solar [12]. Los elementos que se han detectado incluyen Na , K, He-4 y Ne; Ar-40, Ra-222 y Po-210, desgasificado. El vapor de agua fue detectado por Chandrayaan-1 y se encontró que varía con la latitud, con un máximo de 60–70 grados; posiblemente se genera a partir de la sublimación del hielo de agua en el regolito. [16] Estos gases regresan al regolito debido a la gravedad de la Luna o se pierden en el espacio, ya sea por la presión de la radiación solar o, si están ionizados, al ser barridos por el campo magnético del viento solar.

1.3. Espectrógrafo Echelle

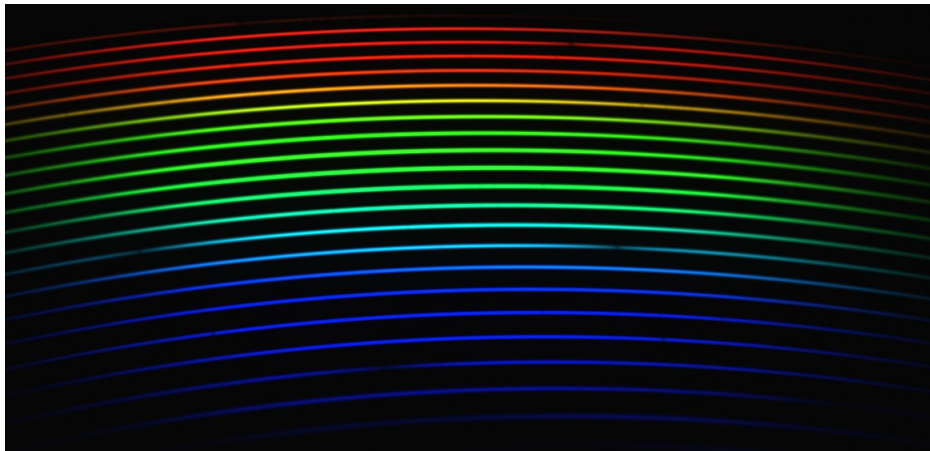


Figura 1.5: Espectro de Vega en espectrografía Echelle

En óptica, una rejilla de difracción es un componente óptico con una estructura periódica que divide y difracta la luz en varias trayectorias que viajan en diferentes direcciones y velocidades [19] Las direcciones de estos haces dependen de la separación de la rejilla y la longitud de onda de la luz, de modo que la rejilla actúa como un elemento dispersivo. Debido a esto, las rejillas se utilizan en espectrómetros. Generalmente, las rejillas tienen aristas o reglas en su superficie en lugar de líneas oscuras. Dichas rejillas pueden ser transmisivas o reflexivas. También se producen rejillas

que modulan la fase en lugar de la amplitud de la luz incidente [20].

La difracción permite dividir la luz monocromática en toda las tonalidades del arcoiris. Una rejilla tiene líneas paralelas, mientras que un CD tiene una espiral de pistas de datos finamente espaciadas. Los colores de difracción también aparecen cuando se tienen en contacto dos interfaces con diferente transmisividad, como se observa en las superficies de concreto en contacto con fluidos como el aceite. La dependencia de la longitud de onda en la ecuación de la rejilla muestra que la rejilla separa un haz policromático incidente en sus componentes constituyentes de la longitud de onda, es decir, es dispersiva. Cada longitud de onda del espectro del haz de entrada se envía en una dirección diferente, produciendo un arco iris de colores bajo la iluminación de luz blanca. Esto es visualmente similar al funcionamiento de un prisma. Los haces difractados correspondientes a órdenes consecutivos pueden superponerse, dependiendo del contenido espectral del haz incidente y la densidad de la rejilla. Cuanto mayor sea el orden espectral, mayor será la superposición en el siguiente orden.

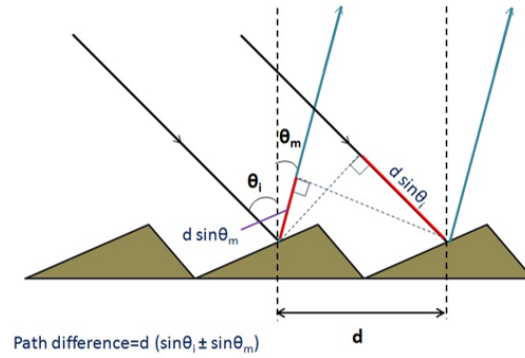


Figura 1.6: Trayectoria geométrica de la luz en la rejilla tipo escalera. Se muestra el máximo ángulo de dispersión posible.

El máximo ángulo de dispersión, está dado por la siguiente ecuación:

$$\lambda m = d \sin \theta_{max}$$

Siendo θ_{max} , el ángulo entre el rayo difracción y el vector normal de dispersión, d es la distancia entre los centros de cada slit de la rejilla, m es un entero que indica el modo de propagación de interés. Por lo tanto, cuando se incide un haz de luz en la rejilla, el ángulo θ_{max} estará dado por:

$$\theta_{max} = \arcsin\left(\sin \theta_i - \frac{m\lambda}{d}\right)$$

Al controlar el perfil de la sección transversal de las ranuras, es posible concentrar la mayor parte de la energía difractada en un orden particular para una longitud de onda determinada. Esta técnica se llama "bineado". La eficiencia de una rejilla también puede depender de la polarización de la luz incidente. Las rejillas generalmente se designan por su densidad de ranura, el número de ranuras por unidad de longitud, generalmente expresadas en ranuras por milímetro (g / mm), también igual a la inversa del período de ranura.

El período de ranura debe ser del orden de la longitud de onda de interés; el rango espectral cubierto por una rejilla depende del espaciado entre ranuras y es el mismo para las rejillas regladas y holográficas con la misma constante de rejilla. La longitud de onda máxima que una rejilla puede difractar es igual al doble del período de rejilla, en cuyo caso la luz incidente y difractiva está a noventa grados de la rejilla normal. Para obtener la dispersión de frecuencia en una frecuencia más amplia, se debe usar un prisma.

En el régimen óptico, en el que el uso de rejillas es más común, esto corresponde a longitudes de onda entre 100 nm y 10 m. En ese caso, la densidad de las ranuras puede variar desde unas pocas decenas de ranuras por milímetro, como en las rejillas Echelle, hasta unos pocos miles de ranuras por milímetro.

Cuando el espaciado de la ranura es menor que la mitad de la longitud de onda de la luz, el único orden presente es el orden $m = 0$. Las rejillas con una periodicidad tan pequeña se denominan rejillas de longitud de onda secundaria y exhiben propiedades ópticas especiales. Fabricadas en un material isotrópico, las rejillas de longitud de onda secundaria dan lugar a la birrefringencia. La red de difracción Echelle (del francés, échelle, escalera) es un tipo de red de difracción que se caracteriza por presentar una densidad de líneas relativamente baja pero presenta mayor número de órdenes de difracción. Debido a esto, se obtiene una mayor eficiencia y menores efectos de polarización en rangos de longitudes de onda mayores.

1.3.1. Instrumento de medición

Como se mencionó anteriormente, se utilizó el espectrógrafo echelle del Observatorio astronómico de la Universidad de los Andes. El cual es fabricado por la compañía **Shelyak instruments**. La toma de datos se realizó con el software incorporado en el instrumento que se encuentra acoplado a la fibra óptica que posteriormente se conecta al telescopio. Los parámetros que definen el funcionamiento de la cámara se muestran a continuación:

Ganancia	1.4 e-/ADU
Readnoise	15 e-
Focal lenght	85mm
Lambda	63.2
Gamma	5.8
Pixelsize	6.8

Cuadro 1.1: Lista de parámetros de funcionamiento del instrumento.

Estos valores son reportados por el fabricante. Sin embargo, dado el uso que se le ha dado a la cámara han ido variando. Teniendo en cuenta la caracterización realizada por (Saavedra, et.al 2019, comunicación privada) para otra cámara CCD del observatorio, se tienen mediciones que muestran que la ganancia y el ruido de lectura han ido cambiando. Lo que evidencia que con el uso la cámara se deteriora lentamente.

1.4. Objetivo General

Realizar un estudio espectroscópico de la Luna y Marte.

1.5. Objetivos Específicos

- Tomar espectros ópticos de la Luna y el planeta Marte.
- Reducir los datos espectroscópicos obtenidos.
- Estudiar la composición química de la Luna y Marte, a partir de los datos espectroscópicos.

Capítulo 2

Espectroscopía en planetas

A excepción de los cuatro planetas gigantes de gas, los planetas en el sistema solar, sus lunas, asteroides y planetas enanos helados poseen una superficie sólida en la cual podemos dirigir investigaciones sobre su composición. La mineralogía y la química en la superficie de estos objetos registra la historia de sus formación y posterior alteración en el tiempo. Este conocimiento contribuye a otras investigaciones que van desde los interiores planetarios hasta su posible habitabilidad. Telescopios, naves espaciales, y los datos *in situ* están disponibles para abordar la composición de la superficie, más comúnmente en la forma de medidas espectroscópicas. En la mayoría de los casos, se requieren mediciones de observatorio para traducir esos datos en conocimiento sobre la superficie del objeto. Sin mediciones de observatorio, la mayoría de los datos planetarios son inescrutables.

2.1. Métodos de detección

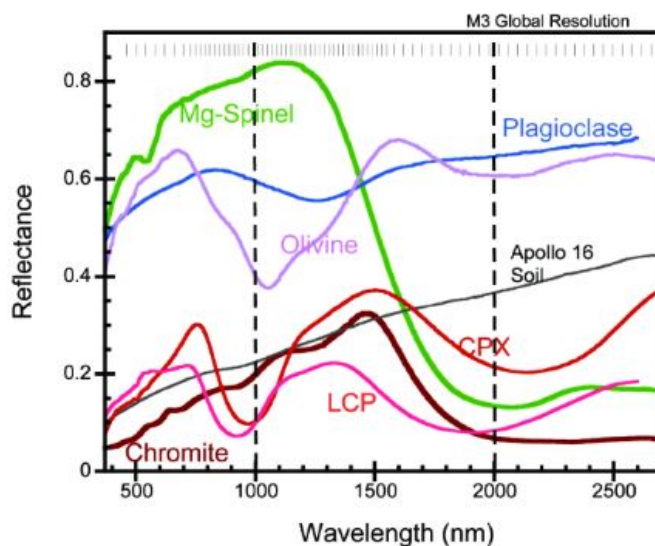


Figura 2.1: Espectros de minerales presentes en la zona alta de la serie de Bowen, comunes en magmas máficos-dioríticos

La determinación remota de mineralogía de superficie actualmente es el dominio exclusivo de espectroscopia. Aquí incluimos los hielos y las fases amorfas de los hielos y minerales porque su

composición también se puede sondear mediante espectroscopia. Con el advenimiento del Curiosity Rover del Mars Science Laboratory (MSL), las mediciones de difracción de rayos-X serán los primeros datos de determinación mineral espectroscópica. Las observaciones de las superficies planetarias abarcan el rango de longitud de onda desde ultravioleta (UV) hasta infrarrojo térmico (TIR). La interpretación de estos datos espectrales depende totalmente de mediciones espectrales de laboratorio porque todavía no hay un enfoque basado en la teoría que puede modelar todos los parámetros que afectan al carácter espectral.

Lo mismo ocurre con espectroscopia de *Mössbauer*, también una técnica *in situ*. Otros tipos de técnicas *in situ* basadas en espectroscopia están en desarrollo o se han propuesto, incluyendo emisión térmica microscópica, diversas formas de *Raman* y reflectancia total atenuada.

2.2. Espectroscopía en Marte

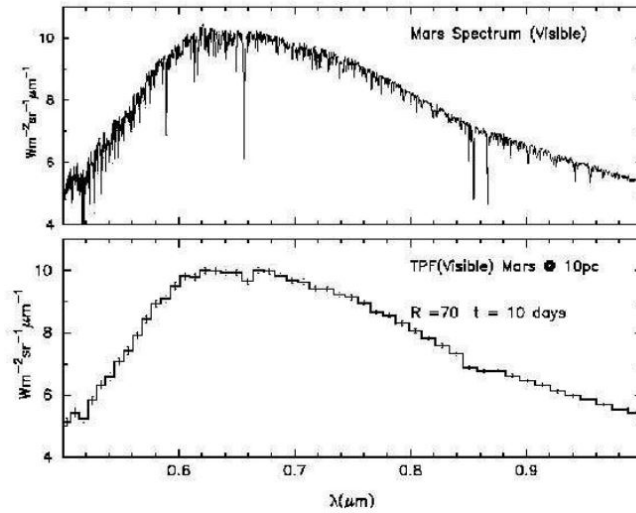


Figura 2.2: Simulación del espectro en el visible de planeta Marte 23.

La espectroscopia de reflectancia es una de las técnicas de detección remota que pueden proporcionar información mineralógica y de composición directa sobre la superficie de Marte. Esto se logra a través de los espectros de reflectancia, que son mediciones de la fracción de luz solar solar. La radiación que se refleja desde una superficie como en función de longitud de onda, contiene ciertas bandas de absorción. En suelos se deben estas bandas principalmente a las transiciones electrónicas y transferencias de carga por electrones en el orbital d en Iones de metales de transición (Fe 2+, Ti 4+, Cr 3+, etc.). En ciertos casos, los matices moleculares, vibraciones, emisión fotoelectrónica, y bandas de fotoconducción también pueden ocurrir en el rango de longitud de onda 0.3-1.1 μm . Las posiciones de longitud de onda de la absorción y los centros de banda dependen de los tipos de iones presente en ls superficie y en las dimensiones y simetría de los sitios en los que se encuentran los iones.

De esta forma, las bandas de absorción que aparecen en los espectros de reflectancia de un suelo contienen información sobre su mineralogía y composición. Teniendo en cuenta que para la interpretación mineralógica se busca analizar principalmente la dependencia de la longitud de onda

de la reflectancia y, en menor medida, el albedo o real cantidad de luz reflejada. La dependencia y la polarización de la radiación reflejada tampoco afectan apreciablemente la interpretación, Según [22] se desarrollan los espectros de reflectancia ($0.3-1.1 \mu\text{m}$) de la zona brillante conocida como Arabia y la zona oscura denominada Syrtis Major. Modelo en el cual se simulan los espectros en el laboratorio y se deducen que ambas regiones están compuestas de combinaciones de óxido férrico y roca de silicato máfico, probablemente basalto. Arabia fue interpretada como compuesta de suelos de grano más fino, más oxidados que Syrtis Major.

Estos resultados fueron obtenidos a través de las observaciones realizadas en el telescopio profesional de Mauna Kea presente en Hawaii, el cual cuenta con un lente principal de 230 cm de diámetro. La toma de datos se realizó en un intervalo de tres noches (05, 16 y 19 de octubre) durante la oposición marciana de 1973. Se utilizó un fotómetro de filtro fotoeléctrico de doble haz con 25 canales espectrales. El cual se usó con un sistema de control automatizado para el manejo de los datos. Asimismo, hicieron uso una apertura circular de 1 pulgada de diámetro en un área marciana seleccionada para realizar el análisis respectivo como se muestra en la siguiente figura:

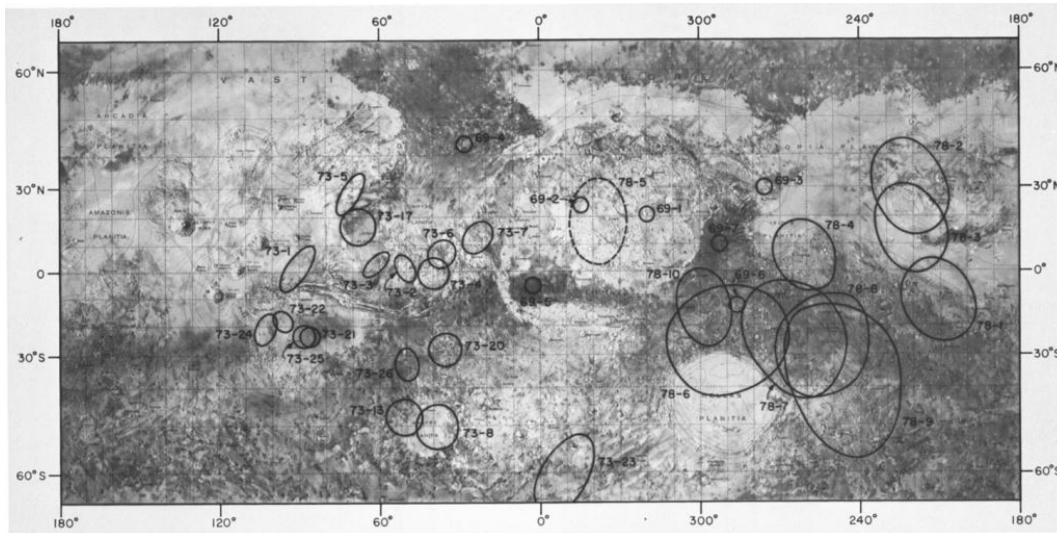


Figura 2.3: Zonas brillantes y oscuras del análisis espectroscópico en la superficie de Marte, Tomado de McCord Westphal 1971.

El flujo que pasa a través de la la apertura fue medido secuencialmente a través de cada uno de los 25 filtros de interferencia de una banda en específico y con ayuda de un sensor fotomultiplicador ITT FW-118 S-1 tomaton el conteo de pulsos. Los recuentos de fotones se acumularon en la memoria y se mostraron en un CRT para su inspección para posteriormente escribirla en cintas magnéticas para su procesamiento digital.

Espectros de transmisión para cada uno de los filtros utilizados en el fotómetro se midieron entre $0,2$ y $2,5 \mu\text{m}$, Ninguno de los filtros tuvo fugas fuera de sus pasos de banda nominales que superaran el $0,1 \%$ de la transmisión máxima. A partir de esto se generaron espectros de reflectancia a partir de flujos espectrales y se eliminó los efectos de la absorción telúrica y la dispersión, Se midieron los flujos espectrales de dos estrellas estándar. El flujo espectral para la estrella estándar η Ceti se midió en todo el período de observación de Marte y los flujos de α Lyr se midieron durante los siguientes períodos de observación. El espectro obtenido se muestra a continuación:

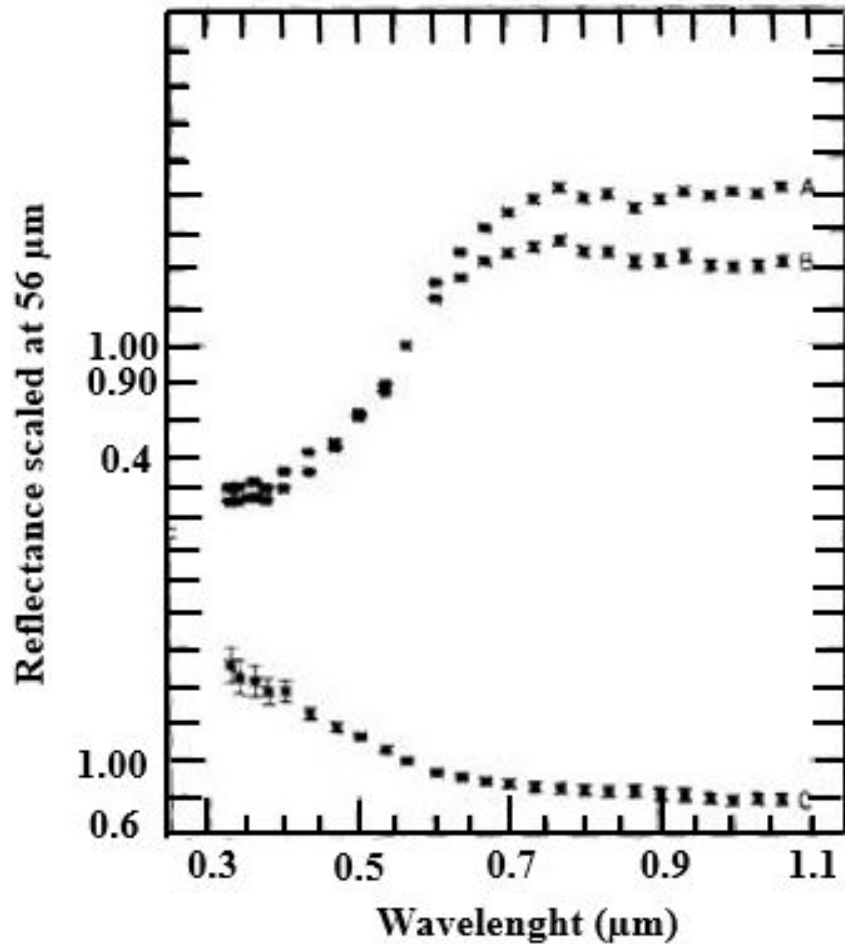


Figura 2.4: Espectro de reflectancia de zonas brillantes y oscuras de la superficie de Marte.

Los resultados de este análisis hecho por [22] muestran que, en las áreas observadas, las áreas brillantes y las nubes de polvo pueden estar compuestas de una unidad mineralógica similar: todos sus espectros contienen una característica de absorción azul-uv intensa con cambios de pendiente cercanos a 0.6 y 0.5-0.57 μm , y una característica de absorción estrecha y débil en el infrarrojo. Los suelos del área oscura aparentemente difieren sustancialmente del polvo de alto albedo en la mineralogía: y sus espectros contienen una característica más débil de color azul-uv y una característica de absorción amplia y fuerte en el infrarrojo cercano. Según lo discutido por Adams y McCord (1969), estas diferencias probablemente reflejan diferencias en la medida en que las dos unidades se han degradado químicamente. Además, mientras que el área brillante y los espectros de nubes de polvo no muestran variación regional, el espectro de los suelos del área oscura muestra una variación regional sustancial. Los espectros de las áreas mixtas e intermedias del albedo tienen bandas de absorción que se ven tanto en el espectro brillante como en el oscuro, y no muestran características nuevas.. Por lo tanto, estas áreas aparentemente no son únicas en su composición, sino que probablemente están compuestas de mezclas de polvo de alto albedo y de zonas oscura de los suelos.

2.2.1. Misiones Viking I y Viking II

Es necesario tener en cuenta que la cantidad de literatura que se encuentra al respecto sobre espectroscopía de Marte con astronomía observacional desde Tierra, llega hasta 1975. Pues, a partir de ese año surgieron las misiones espaciales Viking I y Viking II, del gobierno estadounidense, que empezaría la exploración planetaria pionera de Carl Sagan. Allí, se enviaron rovers especializados en el estudio de la atmósfera y superficie marcianas directamente. Con espectrógrafos de masas se logró identificar la composición propia del planeta con muestras in situ. A partir de esas firmas espectrales propias de la mineralogía del planeta, se identificó las zonas brillantes y oscuras del planeta y se compararon con muestras de laboratorio de ambientes oxidantes presentes en Tierra como el desierto de Atacama en Chile. A continuación se muestra el análisis de comparación, entre las muestras de laboratorio y las muestras analizadas en el planeta rojo.

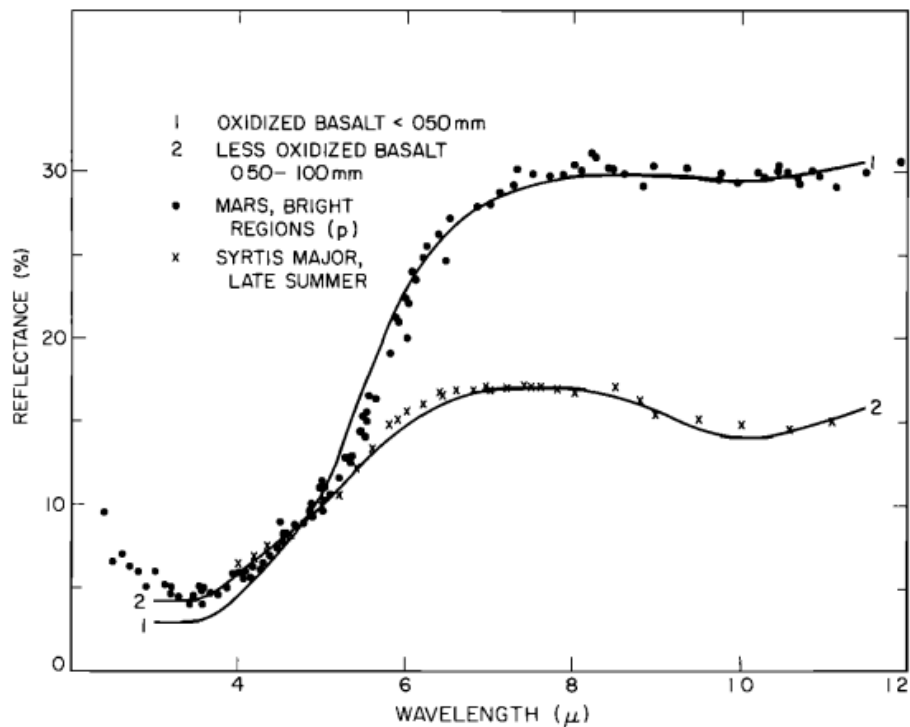


Figura 2.5: Comparación de espectros de la misión Viking I y Viking II con muestras espectroscópicas de laboratorio. Tomado de [23].

En esta imagen, es posible identificar que las zonas brillantes de Marte corresponden a superficies más oxidadas y de manera correspondiente, las zonas oscuras corresponden a superficies menos oxidadas. En este caso, este estudio se realizó durante el verano marciano, teniendo en cuenta que este tiene lugar aproximadamente cada dos años terrestres y la atmósfera se encuentra más gruesa a causa de la sublimación del CO_2 presente en los casquetes polares. La zona oscura y menos oxidada corresponde a la región cartografiada de Syrtis Major.

2.3. Espectroscopía en la Luna

Siguiendo los estudios de [3], se hizo un estudio espectrofotométrico de la Luna con un telescopio de refractor de 106 mm con una esfera integradora de 50.8 mm de diámetro, ubicado sobre su plano

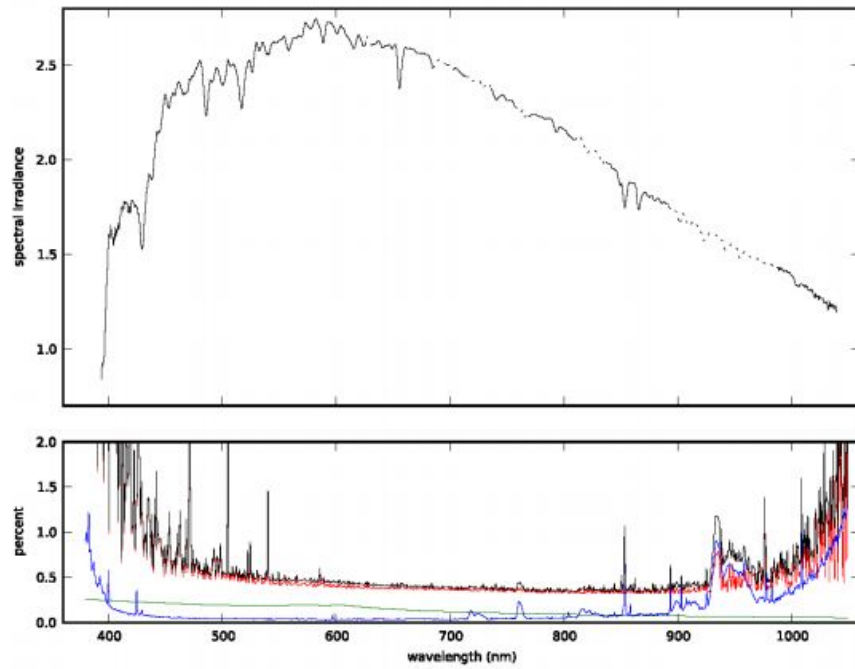


Figura 2.6: Espectro de reflectancia de la Luna.

focal, donde el disco lunar ocupa aproximadamente un tercio del tamaño de la esfera. También se cuenta con una abertura de entrada de 12 mm. La esfera combina la luz de todo el disco lunar, iluminando uniformemente un colimador que posteriormente lleva la luz al espectrógrafo con una resolución de 3 nm desde 380 nm hasta 1040 nm. Los espectros se registraron a intervalos de un minuto a lo largo de la noche con una exposición de 45 s. La marca de tiempo en cada espectro está vinculada a un receptor GPS y tiene una precisión de 200 s.

Para este estudio se utilizó la calibración en flujo con una fuente de luz con irradiación espectral conocida que actúa como una "luna artificial". La luna artificial es una esfera integradora de 300 mm de diámetro colocada a 36.423 m desde la apertura efectiva del telescopio e iluminada con lámparas de cuarzo-tungsteno-halógeno (QTH). Se tiene en cuenta que la extinción atmosférica es insignificante en este camino horizontal fuera de las bandas de absorción molecular que no consideraron en este trabajo. La distancia y la corriente de la lámpara se eligen para dar a la apertura de la esfera de la imagen para darle una apariencia más pequeña y un brillo similar a la luna llena cuando se ve con el telescopio. Se repitió la calibración cada dos horas durante la noche en que observaron el objeto y encontraron que la calibración del telescopio es estable a menos de 0.2 % de 420 nm a 1000 nm.

El estudio concluyó que en longitudes de onda no afectadas por la absorción molecular, se obtiene un ajuste adecuado para el espectro que sigue la ley de Beer-Lambert-Bouguer, la cual posee residuos distribuidos y $R^2 \approx 0.998$ de 400 nm a 600 nm, disminuyendo a 0.992 a 680 nm. Esta técnica solo da resultados certeros si la atmósfera es estable e isotrópica. En este caso, el estudio fue realizado durante la noche del 30 de noviembre de 2012, allí las condiciones se dieron de tal forma que la observación fuera exitosa, pues las nubes visibles en el cielo se disiparon horas antes de iniciar la observación, lo que permitió que no hubiera una estructura en los residuos del ajuste, lo que es sinónimo de una nube muy delgada con una profundidad óptica del aerosol troposférico

extremadamente baja. En la Figura 2.5 se muestra la irradiación de medida a las 11:40:43 del 30 de noviembre de 2012, hora universal (UT). Se encontró una concordancia entre el resultado del ajuste y transmisión calculada de Rayleigh, de aquí se realiza una diferencia entre estos dos valores para caracterizar la troposfera.

Calcularon la profundidad óptica del aerosol a. ~ 0.005 . La incertidumbre estándar combinada en la irradiancia medida, es menor al 1 % entre 420 nm y 1000 nm. La incertidumbre es incrementada en parte por la estratósfera, por lo que se requiere la corrección de los aerosoles presentes en el medio. Dado que para el estudio no se tenía un registro inmediato de los mismo, se tabularon los datos de meses anteriores y asumieron una incertidumbre del 25 % en la profundidad óptica y la variación generalizada de la extinción del aerosol estratosférico. A continuación se muestra el espectro de transmitancia de la Luna teniendo en cuenta los aerosoles de la troposfera y estratosfera.

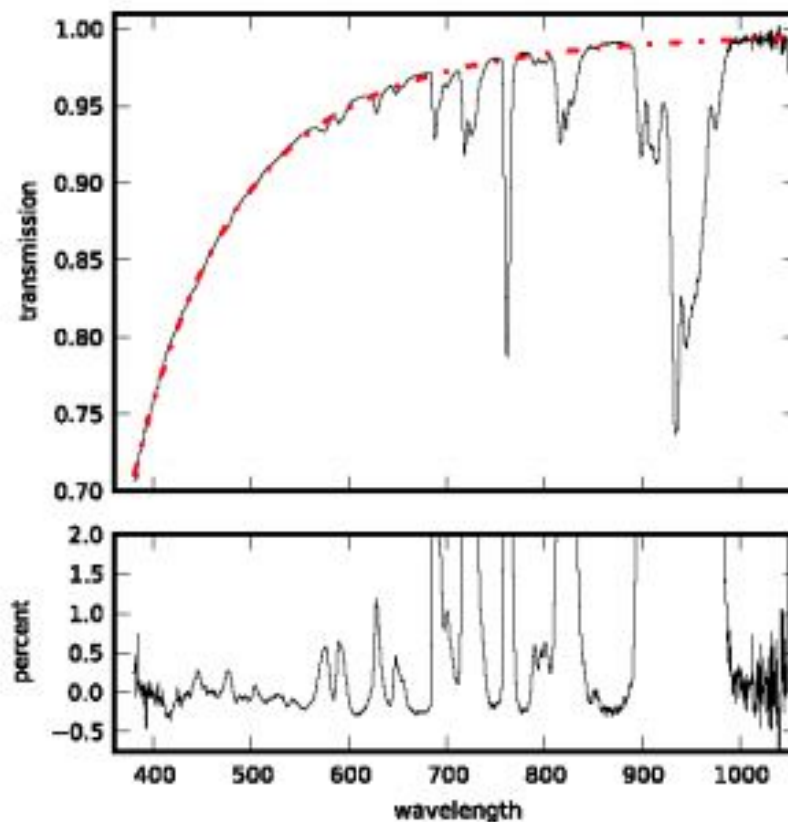


Figura 2.7: Espectro de transmitancia de la Luna.

Sin embargo, no se tuvieron en cuenta factores como: la resolución del espectrógrafo, la luz de fondo, la luz proveniente de otras fuentes en el observatorio, la incertidumbre de calibración de longitud de onda, variaciones de irradiancia solar, entre otras. Generalmente, es posible utilizar esta medida para establecer la escala absoluta del modelo USGS describiendo la dependencia del tiempo / geometría de la irradiancia espectral lunar con una incertidumbre que cumple con la metodología de calibración radiométrica para muchos productos de datos climáticos. Es decir, la medida que explican los autores [3], abren la oportunidad de ejecutar nuevas mediciones a futuro

para diferentes fases lunares y ángulos de libración que definirán mejor la escala absoluta del modelo USGS, así como la posible exposición. Idealmente, se esperaría que la toma de datos se extendiera por varios años para muestrear un rango de fase más amplio , como lo describen allí.

2.3.1. Diferenciación magmática

La diferenciación magmática es un proceso complejo mediante el cual una sola fusión de magma presente en el manto de un planeta puede producir una amplia variedad de rocas volcánicas diferentes. Un cierto grado de diferenciación se desarrolla típicamente en el espacio y el tiempo en cuerpos de magma expuestos (intrusivos o extrusivos). Es decir, un magma que se enfría rápidamente y cristaliza en superficie se denomina extrusivo y consecuentemente un magma que se enfría lentamente tiene bastante tiempo para cristalizar y hacer crecer dichos cristales minerales se denomina intrusivo.

La mayoría de las masas fundidas se desarrollan en la corteza inferior o en la astenosfera (manto superior), por lo que dichas masas fundidas tienen una composición máfica o basáltica primitiva, mientras que las masas fundidas que se desarrollan en la corteza superior tienen un mayor contenido inicial de sílice.

Independientemente de la profundidad de la formación, las masas fundidas en última instancia producen rocas ígneas que dependen de la composición de la masa fundida original, de las propiedades de las rocas de pared encontradas durante el ascenso y de la velocidad de enfriamiento. Los principales procesos involucrados en la diferenciación son la asimilación, el intercambio de compuestos volátiles, la cristalización fraccionada y la mezcla magmática.

2.3.2. Serie de Bowen

Las series de reacción de Bowen son dos secuencias que describen el orden de cristalización de los minerales del grupo de los silicatos que se van enfriando y que son magmas de tipo basáltico presentes en el interior de la Tierra. Dichas secuencias son identificables en muchos casos por la textura que se identifican entre los minerales.

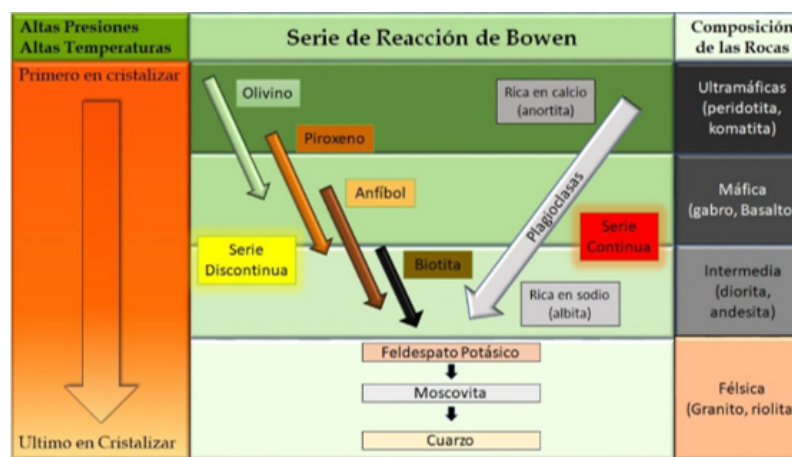


Figura 2.8: Serie de Bowen.

El orden de cristalización está determinado por dos factores principales:

- La termodinámica del proceso de cristalización.

- La composición del magma que cristaliza.

El primer factor fue estudiado por Bowen, que observó que la cristalización de los minerales durante el enfriamiento de un magma sigue, en términos generales, una secuencia determinada, que se puede subdividir en dos grandes ramas: la denominada rama discontinua (minerales ferromagnesianos), y la rama continua (plagioclasas), que convergen en un tronco común, que corresponde a la cristalización de feldespato potásico y finalmente cuarzo, siempre los últimos en cristalizar.

2.3.3. Misiones Apollo



Figura 2.9: Recolección de muestras lunares misión Apollo XVII. Tomado de <https://www.nytimes.com/2019/03/13/science/moon-rocks-nasa.html>

Al igual que el planeta Marte, los estudios correspondientes a espectroscopia realizada con astronomía observacional fueron realizadas hasta el año de 1969. Pues, precisamente a partir de ese año se iniciaron las misiones Apollo, durante las cuales se enviaron astronautas entre ellos geólogos hasta la superficie lunar, con el fin de identificar la geología local del satélite. Es decir, realizar cartografía regional e identificar geomorfologías asociadas como valles, montañas, cráteres entre otros.

Desde la misión Apollo XI hasta la misión Apollo XVII, se recolectaron aproximadamente 500kg de rocas lunares las cuales posteriormente fueron traídas a Tierra para su análisis petrográfico y espectroscópico. De tal forma, se convirtió inútil realizar astronomía observacional en el satélite y en el planeta Marte, pues las muestras de mano permitían realizar un análisis más detallado de la composición química de cada cuerpo rocoso y se evitaban los problemas asociados con la absorción en infrarrojo de la atmósfera terrestre.

Capítulo 3

Resultados

3.1. Toma de datos

Se realizó la toma de datos los meses de enero-febrero y marzo del año 2019, con el fin de utilizar la mayor cantidad de noches disponibles para realizar la observación astronómica en el observatorio ubicado en la Universidad de los Andes. Las noches de observación se muestran a continuación en el Cuadro 3.2, en donde cada casilla está descrito por una serie de parámetros que se muestran en el Cuadro 3.1:

H_i : Hora a la que se inició la observación.

H_f : Hora a la que finalizó la observación.

OO: Objeto ciencia observado durante la toma de datos

Cuadro 3.1: Parámetros de la tabla de logs.

LOGS DE LAS NOCHES DE OBSERVACIÓN

Noche	Hi	HF	OO	Tipo	Tiempo de exposición (s)
29-01	20:25:45	21:31:07	Marte	Ciencia	20 ,60, 90, 180
31-01	20:26:42	21:14:04	Marte	Ciencia	90
05-02	19:13:29	19:43:07	Marte	Ciencia	90
05-02	19:13:29	19:43:07	HD101501	Calibración	1200
26-02	19:29:31	19:57:23	Marte	Ciencia	90, 180
26-02	19:29:31	19:57:23	HD101501	Calibración	300
04-03	19:22:34	21:06:45	Marte	Ciencia	90
13-03	19:29:32	20:09:13	Luna	Ciencia	2, 20, 30, 60, 90, 120, 180

Cuadro 3.2: Tabla de logs de las noches de observación.

Posteriormente, se obtienen los espectros correspondientes a cada noche de observación con sus respectivas imágenes de calibración (bias, flats, darks, calibración en flujo). Estos espectros se tomaron bajo las siguientes configuraciones y cada casilla corresponde a :

H: Mediana del porcentaje de humedad presente durante la noche de observación.
VV: Mediana de la velocidad del viento durante la noche en Km/s.
T: Temperatura media en grados Celsius °C.
PP: Precipitación en mm de lluvia.

Cuadro 3.3: Parámetros meteorológicos tomados en cuenta para las noches de observación.

LOGS DE LAS NOCHES DE OBSERVACIÓN-LÁMPARAS DE CALIBRACIÓN

Noche	H_i	H_f	OO	Tiempo de exposición (s)	No.imágenes
26-02	19:29:31	19:57:23	Torio- Argón	3	10
26-02	19:29:31	19:57:23	Tungsteno	3	6
04-03	19:22:34	21:06:45	Torio-Argón	3	10
04-03	19:22:34	21:06:45	Tungsteno	3	6
04-03	19:22:34	21:06:45	BIAS	0	5
13-03	19:29:32	20:09:23	Torio-Argón	3	10
13-03	19:29:32	20:09:23	Tungsteno	3	6
13-03	19:29:32	20:09:23	BIAS	0	5
20-01	20:25:45	21:31:07	Torio-Argón	3	10
29-01	20:25:45	21:31:07	Tungsteno	3	6

Cuadro 3.4: Tabla de logs para las lámparas de calibración.

También, se corroboró la información meteorológica presente esos días en la ciudad de Bogotá para evitar errores en la interpretación de los datos en términos atmosféricos. Teniendo en cuenta que para los meses de febrero y marzo se tuvo una transición entre estaciones climáticas en dicha zona del país. La estación meteorológica utilizada fue la SKBO, perteneciente a la Aerocivil ubicada en el aeropuerto el Dorado, en la localidad de Fontibón. Las condiciones climáticas reportadas por esta estación para los días de observación se muestran a continuación, los parámetros que definen cada valor se describen en el Cuadro 3.3.

Noche	H %	VV	T	PP
04-03	88	7	14.5	0
13-03	82	7	14.8	0
29-01	82	9	15.1	11.94
31-01	88	4	14.5	0
04-04	82	9	15.1	2,03
26-02	77	11	15.1	2,03

Cuadro 3.5: Condiciones climáticas de la ciudad de Bogotá para las noches de observación.

Para la toma de datos del planeta Marte, se optó por hacer mediciones para varios tiempos de exposición, con el fin de observar líneas muy tenues en zonas que no se saturan generalmente. A continuación se muestra un ejemplo, donde se tomaron dos imágenes de Marte a 60 y 180 s

respectivamente, en la parte inferior de la imagen saturada se observan claramente líneas que se tomaban como invisibles en la imagen de 60s.

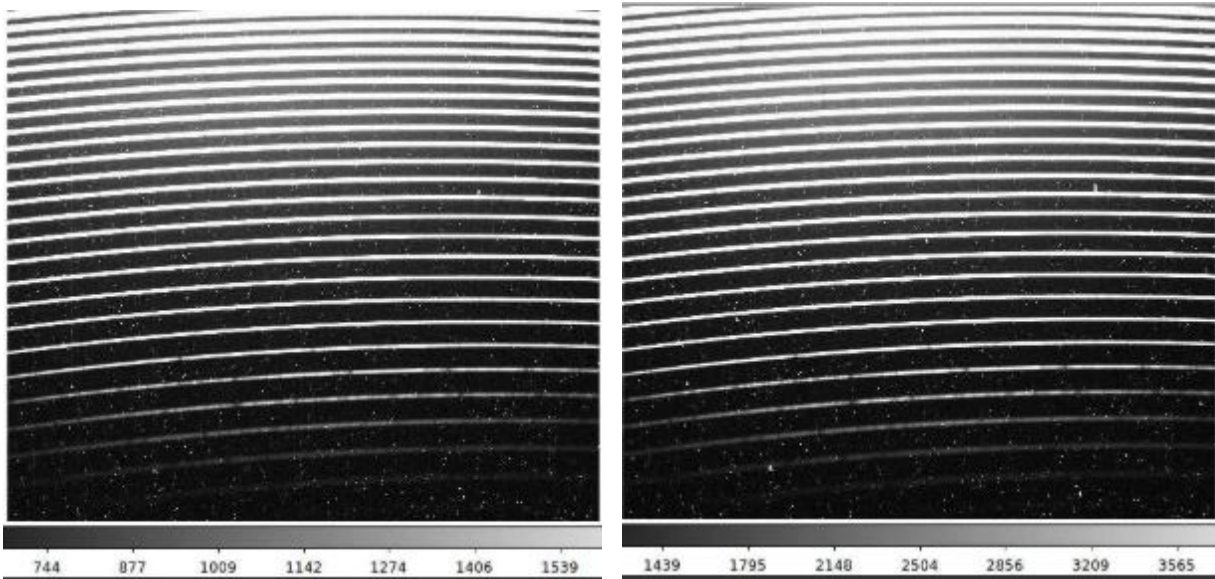


Figura 3.1: Espectros de Marte a diferentes tiempos de exposición donde se evidencian las zonas donde se satura (izquierda) y resalta las líneas espectrales más débiles y donde se muestra el espectro a una exposición sin saturación (derecha).

En el caso de la Luna, se optó por tomar espectros de dos zonas diferentes composicionalmente hablando. Es decir se tomaron los espectros en un cráter y consecuentemente en un valle sobre la superficie Lunar como se muestra a continuación:

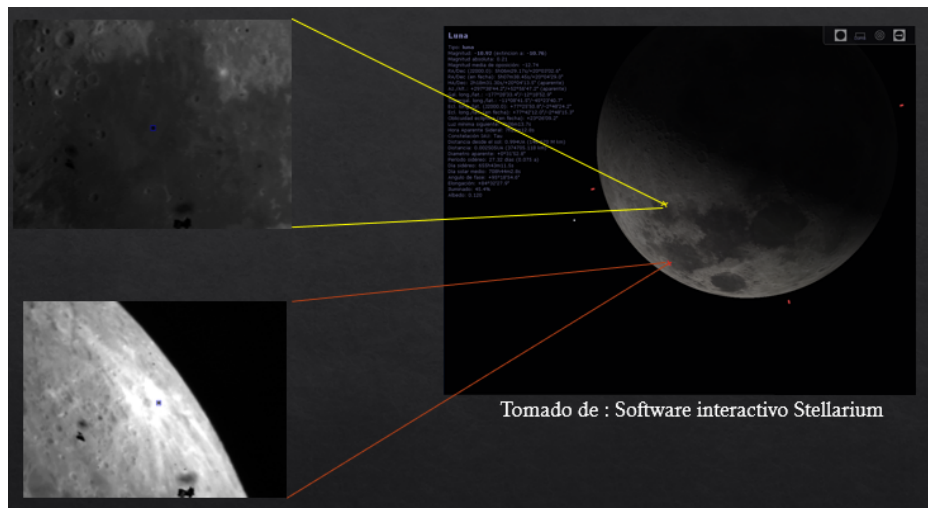


Figura 3.2: Ubicación de la fibra óptica para distintas zonas de la superficie lunar

Siendo la zona ampliada en color amarillo, correspondiente al **Mar Nectaris** y la zona ampliada en color rojo correspondiente al **Mar Fecunditatis**. Esta toma de datos se realiza con el fin de identificar diferencias en ambas zonas de la Luna, pues cada una corresponde a una cristalización del magma de forma distinta. Es decir, para la zona oscura (M. Nectaris), se espera encontrar una composición asociada a un magma máfico, empobrecido en minerales hidratados y rico en

Calcio. Por el contrario, en la zona superficial más brillante, se espera encontrar un magma rico en minerales hidratados (Feldespato, Cuarzo, Muscovita...) y pobre en Calcio. Estas diferencias se dan a que las zonas de impacto meteorítico, se encuentran sometidas a condiciones de presión y temperatura lo suficientemente altas como para generar intercambio de átomos en las redes cristalinas y permitir el reemplazamiento mineral. Asimismo, deshacerse del agua contenida en las estructuras mineralógicas y marcar los cristales con trazas visibles.

3.1.1. Software de análisis IRAF

IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) por sus siglas en inglés, es un software desarrollado por el National Optical Astronomy Observatory para el procesamiento de análisis y reducción de imágenes astronómicas. IRAF, se encuentra diseñado bajo una estructura de paquetes que realizan diversos procedimientos específicos, fue creado en 1984 y dada su antigüedad, se ha convertido en la herramienta de procesamiento más usado en astronomía observacional. Actualmente se encuentra la versión 2.16 disponible al público y cada actualización incorpora nuevos paquetes con la capacidad de realizar nuevas funciones y optimizar el desarrollo del código. De tal forma, cuenta con paquetes diseñados para telescopios específicos como ocurre con el paquete de análisis del Space Telescope Science Institute, que es el centro de operaciones científicas para el Telescopio Espacial Hubble y para el Telescopio Espacial James Webb que se lanzará en 2021 . Actualmente IRAF es de uso libre, uno de los aspectos del desarrollo de IRAF en los que se trabaja en la actualidad es pyRAF, una "subrutina" en python que hace llamadas a las funciones de IRAF, permitiendo así usar iraf desde scripts o programas escritos en Python.

3.1.2. Formato de datos FITS

El formato FITS (Flexible Image Transport System) es la extensión más utilizada para las imágenes en astronomía, pues cuenta con un almacenamiento óptimo para una buena resolución. Sin embargo, este formato tiene la capacidad de almacenar otro tipo de datos tales como espectros, tablas numéricas, listas de fotones, etc. Como se trata de un diseño binario, el archivo con dicha extensión puede contener varios bloques de datos cada uno con imágenes diferentes. Es decir, en un mismo archivo se puede tener la información de 7 anchos de banda de un mismo objeto. Lo cual es una gran ventaja, pues asocia cada bloque de datos con una etiqueta de información que se puede leer en formato ASCII, permitiendo visualizar con facilidad el origen y contenido de la imagen, siendo bastante útil al momento de procesar. Cada etiqueta o "header" tiene secuencias de hasta 80 caracteres fijos con valores asociados en forma de keywords, dichos valores brindan información sobre el tamaño, origen, comentarios, historia de los datos, entre otras.

3.1.3. Software de reducción - ISIS

Software integrado para imágenes de espectroscopía por sus siglas en inglés. Es un software desarrollado por el programa de Astrogeología (AP) de Servicio geológico de los Estados Unidos (USGS). Es de uso libre y está construido bajo una estructura de UNIX, con el fin de procesar y visualizar datos bidimensional y tridimensionales (bandas multiespectrales e hiperespectrales) [21].

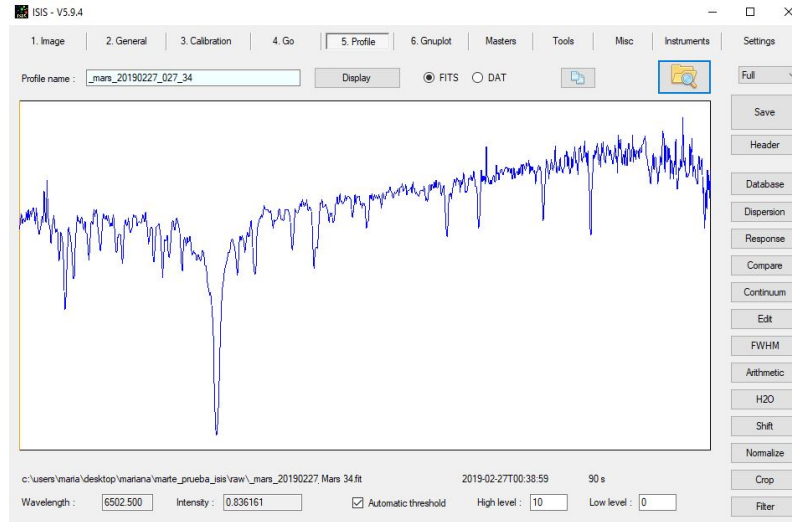


Figura 3.3: Interfáz gráfica de ISIS

Las aplicaciones de ISIS incluyen software para la inversión de datos y traducción, estableciendo el control geométrico y el registro de imagen a nivel sub-píxel, definiendo el comportamiento del instrumento. Asimismo, configura la geometría de la imagen, proyección de mapas y mosaicos, realizando operaciones matemáticas y estadísticas, espaciales y espectrales. Filtrado, calibración radiométrica y corrección fotométrica; procesamiento espectral y clasificación de imágenes, así como una variedad de programas de utilidad y software de misiones espaciales específicas. Se ve facilitada por la disponibilidad de programas interactivos. Incluye la herramienta de lenguaje de datos (IDL; de Research Systems, Inc.) para leer y escribir archivos ISIS. Estos pueden ser fácilmente incorporados en Programas IDL que manipulan datos de imagen como lo es el software de visualización de imágenes astronómicas IRIS [22].

3.1.4. Bias

La imagen de bias consiste en una imagen de exposición de cero segundos. El nivel del bias debe ser, tanto a lo largo de las columnas como de las filas de píxeles, este puede mostrar variaciones con respecto a la línea de lectura por lo cual se necesita hacer una resta línea a línea. Esto se puede mejorar utilizando una función de orden no mayor a 3, que permita evidenciar dicha variación sin que afecte los datos. En un espectro bidimensional el bias permanece estable en la noche, por lo que solo se considera necesario tomar una serie de bias por noche de observación. A partir de este resultado (Masterbias), se le resta a las demás imágenes. Como se busca mejorar la estadística se toman aproximadamente de 10 a 15 bias individuales que posteriormente se promedian, para este caso se tomaron 5 para cada noche. En la Figura 3.4 se muestra el resultado de combinar 5 bias a los cuales se les restaron sus respectivas zonas de overscans antes de combinarlos. Además de este procedimiento la imagen se recortó (zona de trimming) para eliminar el overscan y algunas líneas y columnas que podían introducir ruido a los espectros.

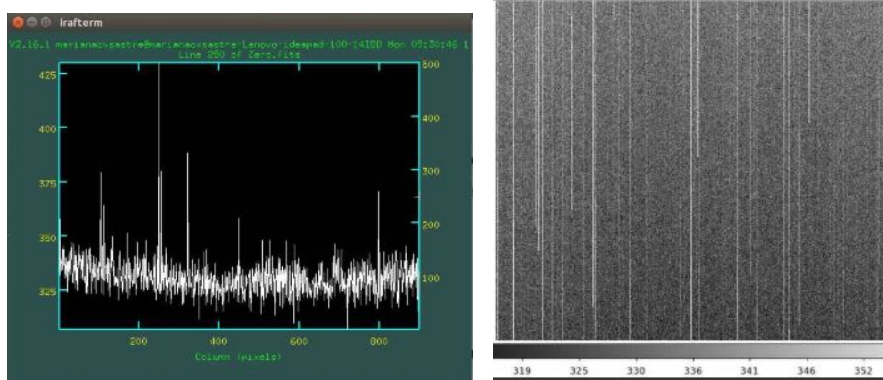


Figura 3.4: Implot del bias combinado en IRAF con la función Zerocombine (izquierda) y su respectiva visualización en DS9 (derecha).

3.1.5. Flats

La imagen de flat consiste en una imagen con tiempo de exposición igual a la imagen ciencia. Cada píxel tiene su propia respuesta y sensibilidad, para corregir estas variaciones se apunta el telescopio a una pantalla ubicada dentro de la cúpula del observatorio, la cual se ilumina uniformemente con lámparas de cuarzo y se toman varias imágenes denominadas flat fields. Dichas imágenes describen las fluctuaciones del detector y la transmisión de otro instrumento óptico que incluya el sistema. Como la respuesta del instrumento está diseñada de tal forma que sea muy sensible a la longitud de onda, es necesario normalizar la imagen de flat a lo largo del eje de dispersión, con el fin de no introducir el espectro de cuarzo en las imágenes del objeto de estudio..

Al dividir la imagen flat a lo largo de la dirección del eje de dispersión por una función que se ajuste adecuadamente, se logra remover el espectro de calibración en las imágenes de ciencia y se logra obtener un espectro normalizado con las variaciones de respuesta instrumental para cada uno de los píxeles. Posteriormente, con el flat ya normalizado se observan rayas horizontales que corresponden a irregularidades de la ranura con el cuál se dispersa la luz en el instrumento. Basta con identificarlos para poder remover dicha sección.

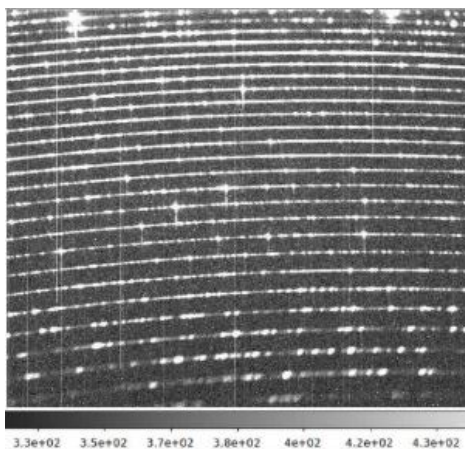


Figura 3.5: Flat correspondiente al espectro continuo de una lámpara de Tungsteno.

3.1.6. Estrella de calibración

Esta calibración corresponde a la imagen de un espectro de 300 segundos de una estrella brillante con flujos conocidos, debidamente centrada en la ranura, la cual servirá para calibrar la respuesta del instrumento. Aquí, se evidencia el espectro de la estrella a lo largo de la dirección horizontal, y a lo largo de la vertical. A ambos lados de la estrella principal en la dirección horizontal se obtiene el espectro del cielo adyacente, del cual destacan dos líneas de emisión brillantes. Hacia el extremo izquierdo se ve la misma columna defectuosa que aparece en la imagen de bias. Para este caso, se usó la estrella HD101501, la cual es de tipo espectral G8V, nuevamente se encuentra en la secuencia principal y es análoga al Sol, a diferencia de este HD101501 es más fría, tiene una masa aproximada de 87 % la masa del Sol y su diámetro es 10 % menor que el del Sol. Cuenta con una metalicidad del 83 %. Asimismo, es clasificada como una estrella variable con una magnitud promedio de 5.3.

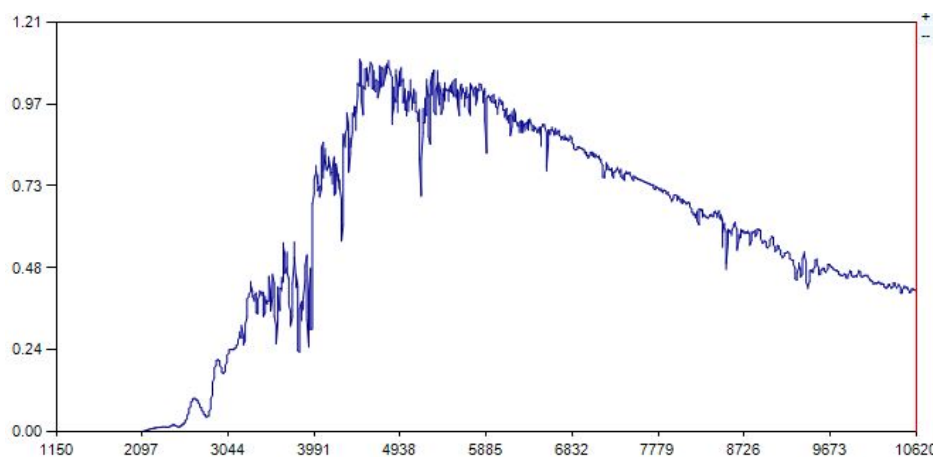


Figura 3.6: Espectro de calibración de la estrella HD101501.

3.1.7. Lámparas de calibración

Esta imagen corresponde al espectro de 3 segundos de una lámpara de Tungsteno. El corte horizontal de cada orden permite observar las líneas de emisión de longitud de onda medidas en el observatorio (atlas espectroscópico) y que sirven para calibrar la escala horizontal de longitudes de onda.



Figura 3.7: Espectro de lámpara de calibración Tungsteno, orden 34.

3.2. Reducción de los datos

Una vez reducidas las imágenes de bias y flat se puede proceder a aplicarlas a las imágenes ciencia. Las operaciones de reducción se realizan en el siguiente orden:

- Resta de la sección del overscan.

- Recorte de la sección Trimming
- Resta del Masterbias
- División por el Masterflat

3.2.1. Extracción de espectros

Los espectros bidimensionales contienen tanto fotones de la fuente como del cielo en general. Se utiliza el eje espacial de la imagen para sumar los fotones de la fuente a lo largo de cada columna dentro de la apertura con mayor parte del flujo de fotones, y posteriormente medir el cielo adyacente a la fuente para restarlo de los píxeles dentro de dicha apertura. La cual debe contener la mayor parte del flujo del objeto sin introducir ruido indeseado. Asimismo, la ventana del cielo debe escogerse de tal forma que se puedan interpolar píxeles dentro de la apertura de extracción. [21]

Una vez definidas las ventanas y el trazado, se procede a sumar fotones dentro de la apertura y a restar la respuesta del cielo para cada columna del sensor. El resultado es un espectro unidimensional (1D) de la fuente de interés.

3.2.2. Calibración en Longitud de onda

El espectro 1D de la lámpara de calibración, en este caso Torio-Argón se utiliza para realizar un mapeo entre las posiciones de las líneas de emisión y sus respectivas longitudes de onda medidas en el observatorio..

3.2.3. Calibración en flujo

El espectro de la estrella de calibración como se mencionó anteriormente, se utiliza para determinar la transformación de los espectros en unidades de ADUs a unidades de flujo ($\text{ergs s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$). Inicialmente, se divide el espectro en bins de 50\AA y en cada bin se calcula la división entre estas unidades y el flujo monocromático calculado para las estrella (HD101501). Al graficar estos valores en función de la longitud de onda, se obtiene la curva de sensibilidad a la cual se le realiza un ajuste spline de orden 2, que posteriormente se le aplica a los espectros de ciencia, logrando una óptima conversión de unidades a intensidad relativa correspondiente. La ecuación equivalente de la calibración está dada por:

$$\text{Espectro calibrado} = \frac{\text{Flujo medido por el observador}}{\text{Flujo del espectro tomado de estándar espectrofotométrica.}}$$

Posteriormente, este espectro se suaviza con un ajuste polinomial adecuado, como se mencionó anteriormente.

Capítulo 4

Análisis y resultados

4.1. Resultados Marte

Luego de la toma de datos, se procedió a la reducción de los mismos con el software ISIS. Para esto se tomaron las imágenes de calibración correspondientes a la noche del 13 de Marzo, se combinaron para crear los respectivo Masterbias, Masterflats y Masterdarks. De tal forma, se redujeron y calibraron los espectros del Sol, Marte y la Luna. Esto con el fin de que a cada cuerpo rocosos se le restara el espectro del Sol y se le dividiera por la estrella de calibración (HD101501), atendiendo la siguiente ecuación:

$$\text{Espectro calibrado} = \frac{\text{Espectro reducido cuerpo} - \text{Espectro reducido del Sol}}{\text{Espectro reducido de la estrella de calibración}}$$

De esta forma, se calibró en flujo y se le restó el espectro del Sol a los respectivos cuerpos planetarios. Dado que la luz que se capta desde las observaciones astronómicas en Tierra son precisamente luz Solar reflejada en la superficie de cada planeta/satélite, el espectro obtenido del atlas del software ISIS con el mismo instrumento Echelle se muestra en la figura 4.1 y el espectro resultante obtenido a partir de las observaciones realizadas se muestra en la Figura 4.2:

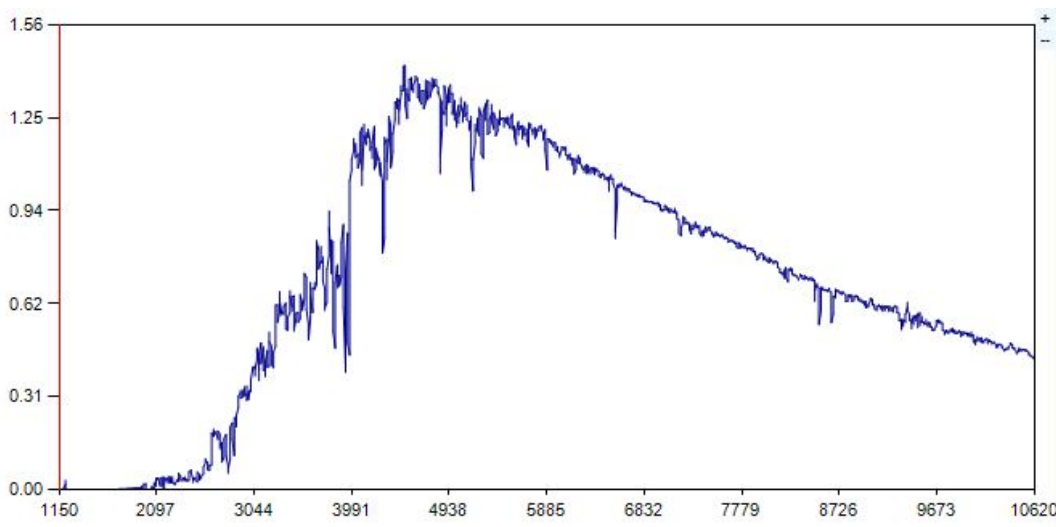


Figura 4.1: Espectro completo del Sol. (eje y- Intensidad. eje x- Longitud de onda (Angstroms).)

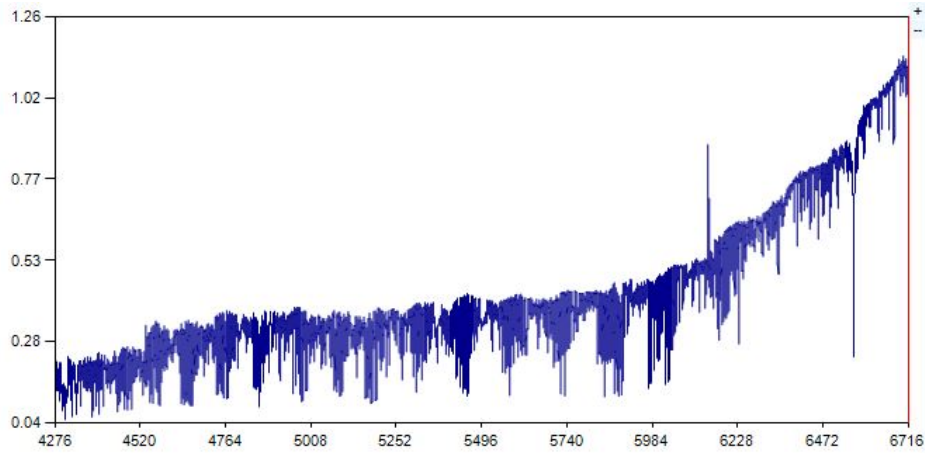


Figura 4.2: Espectro completo del Sol. .

Este espectro fue calibrado en flujo con la estrella **HD 101501**, la cual corresponde a una estrella de tipo espectral **G8V**. Esta estrella se utilizó para estudiar la respuesta del instrumento de medición y se escogió de este tipo espectral, pues el Sol tiene a una clasificación espectral cercana a esta. Se esperaría ver un comportamiento igual a la radiación de cuerpo negro, con un máximo de intensidad cercano a los 5000 Å. Sin embargo, se observa un comportamiento ascendente hacia las zonas del infrarrojo. Esto se da por configuraciones técnicas del espectrógrafo y la cámara CCD, lo cual reescala completamente la gráfica de lo que se esperaba fuera una función lorentziana.

A continuación se muestra el resultado final obtenido para Marte, donde se observa la superposición de 18 órdenes (34-52):

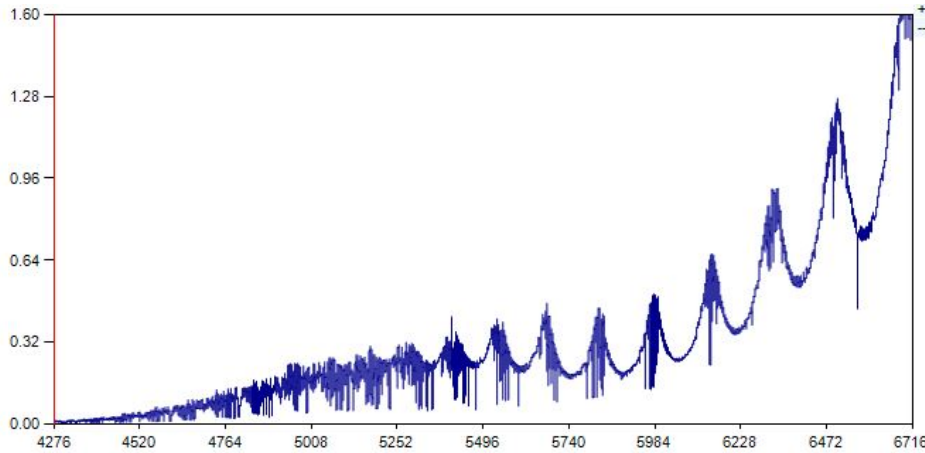


Figura 4.3: Espectro completo de Marte.

Es posible evidenciar las mismas ondulaciones que se mostraban para el espectro del Sol, esto se observó debido a la configuración técnica mencionada anteriormente. Sin embargo, se optó por realizar el análisis de cada orden individualmente para identificar las respectivas líneas espectrales del Sol.

En la Figura 4.4 se muestra el orden 34, en el cual se pudo identificar la línea H_{α} (6562.281Å). En este caso, se logra observar que el espectro no se encuentra aplanado o normalizado. A pesar

que, se le dio como parámetro al software que realizara dicha operación. Pero dado el fallo técnico, este resultado fue el más óptimo que se pudo obtener, por lo que la calidad de los espectros no fue lo suficientemente buena para permitir la reducción de manera ordenada como se espera hacer con datos de telescopios profesionales.

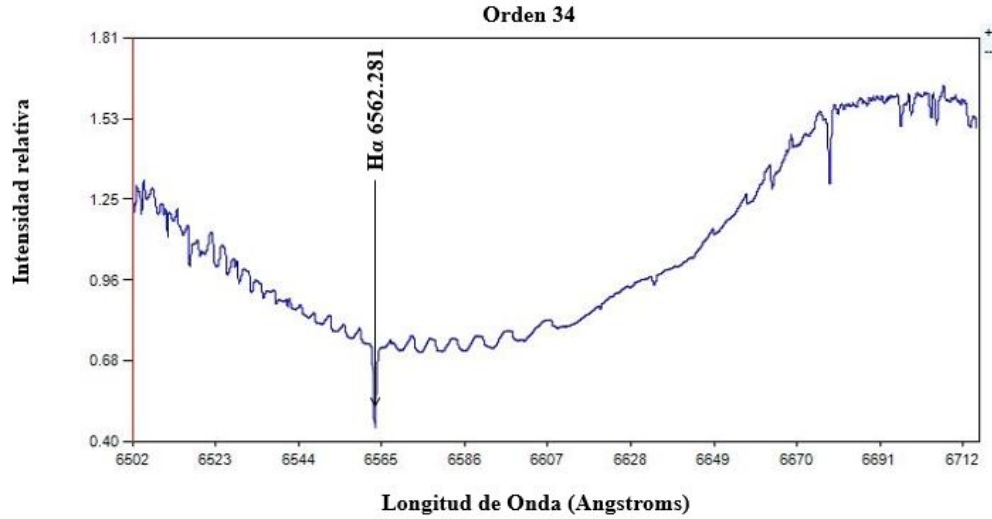


Figura 4.4: Espectro de Marte correspondiente al orden 34, se identifica la línea característica H_{α} (6562.281Å).

En general, todas las líneas significativas que se muestran a continuación se observan con mínimos más no con máximos como se esperaría en un espectro de emisión. Sin embargo, esto tiene una explicación al remitirse a las leyes de Kirchoff, pues la trayectoria que tuvo la luz desde salir de la fotosfera solar (más fría y menos densa que el interior del Sol), para posteriormente atravesar la delgada atmósfera de Marte, reflejarse en su superficie, volver a atravesar la atmósfera marciana, para luego atravesar la atmósfera terrestre y finalmente alcanzar el sensor. Motivo por el cual, se producen líneas de absorción más no de emisión, En el orden 43 del espectro, fue posible identificar parte del triplete de magnesio y una línea correspondiente al Hierro. Como se observa, no fue fácil la identificación de las mismas, dada la cantidad de ruido que fue imposible de remover del espectro por los problemas instrumentales mencionados. Sin embargo, se optó por buscar las líneas que coincidieran con los diferentes atlas de líneas espectrales. De esta forma, se escogieron las líneas que tuvieran un ancho mayor a 3\AA , una forma concreta de gaussiana y su centro estuviese posicionado justo en el valor teórico.

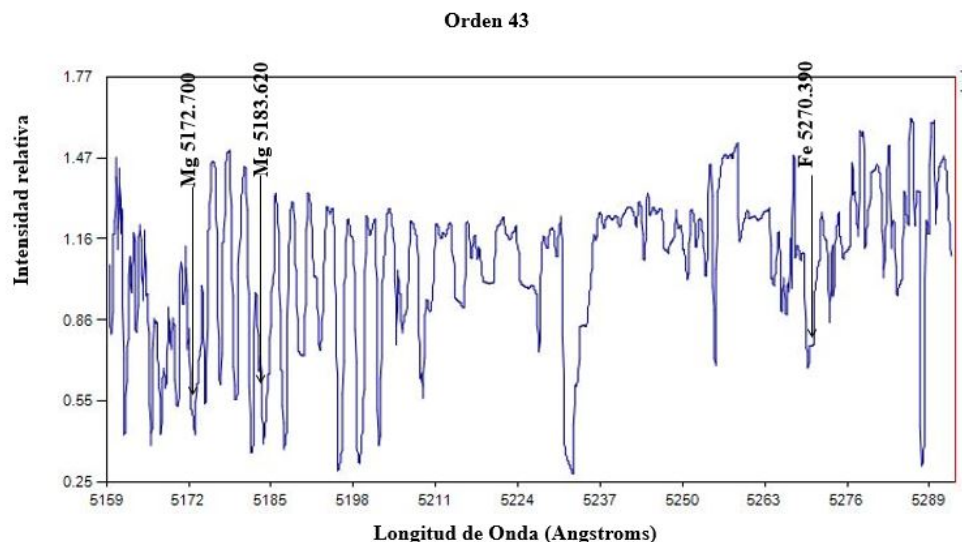


Figura 4.5: Espectro de Marte correspondiente al orden 43. Se identifican las líneas de Magnesio a 5172.700 y 5183.600 Å y una del Fe a 5270.390 Å.

Es necesario recalcar, que entre los ordenes 35-42, la calidad del espectro fue lo suficientemente baja para impedir la identificación de alguna línea en especial. En este caso, no se lograron reconocer las líneas características de: oxígeno, Helio y Mercurio. De esta forma, se da un salto considerable al orden 43 como se observó en la figura anterior. Los ordenes en los cuales no se tiene identificación alguna de líneas espectrales se encuentran en el capítulo de Anexos. En la Figura 4.6, se muestra el orden 44, en el cual fue posible identificar otra línea de magnesio a 5167.330 Å.

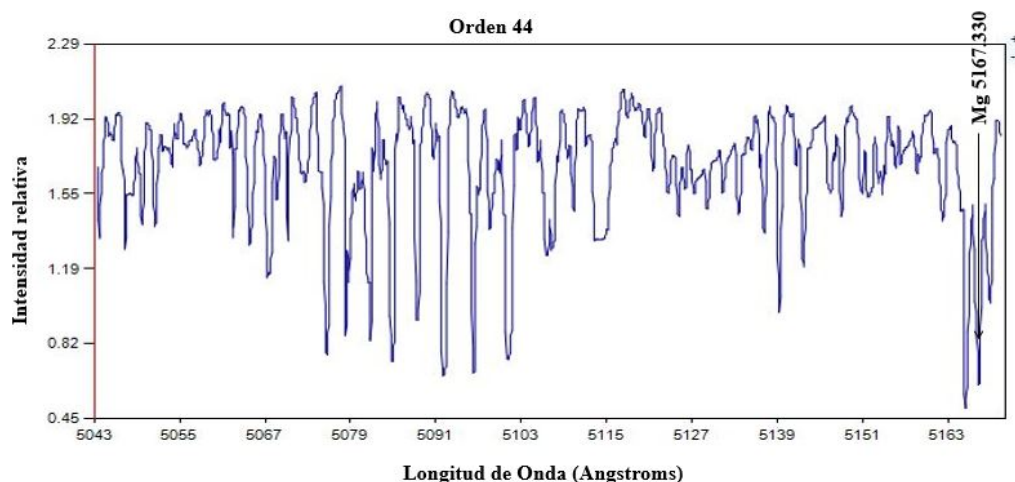


Figura 4.6: Espectro de Marte correspondiente al orden 44. Se identifica una línea de magnesio a 5167.330 Å.

A diferencia del orden 34, en estos ordenes si es posible identificar el aplanamiento del espectro, es decir que se constató la normalización al continuo del espectro, pero dadas las ondulaciones observadas en el rango próximo al infrarrojo cercano no logra evidenciarse dicho procedimiento.

Para el orden 45 nuevamente se observa una línea característica del Hierro a los 4957.610 Å.

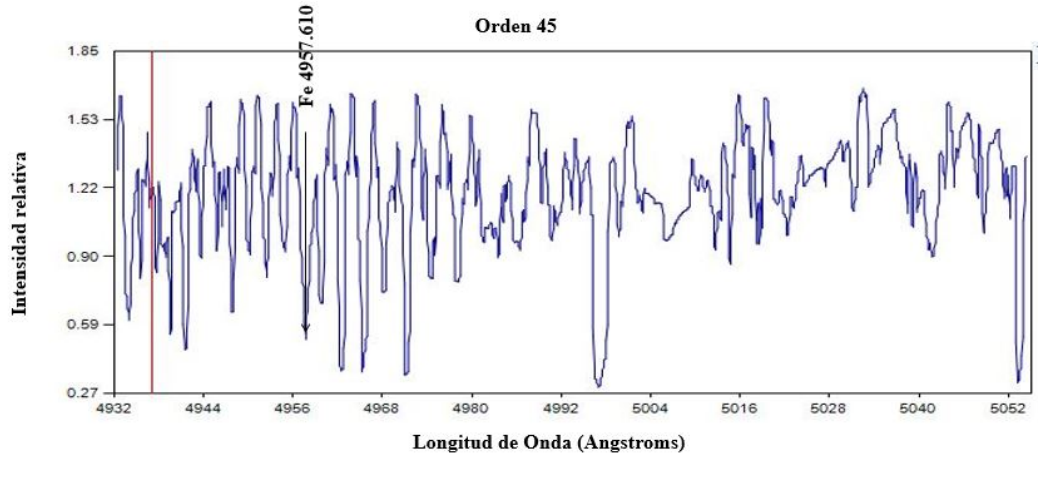


Figura 4.7: Espectro de Marte correspondiente al orden 45. Se identifica una línea de Hierro a 4957.610 Å.

Para el orden 46, se identifica la línea H_{β} , posicionada a los 4861.340 Å. Esta línea se identificó con un ancho de 4 Å, como ya se mencionó anteriormente, fue posible diferenciar del resto de líneas que provienen del ruido y de píxeles dañados. Dichos píxeles averiados se evidencian con mayor facilidad en la Figura 4.1, donde se muestra el espectro completo del Sol. Pues, luego de haber activado en el software el filtro de rayos cósmicos, el filtro de ganancia de la cámara y ruido de fondo. Estas líneas seguían persistiendo con intensidades de hasta -150.8, siendo 0.8 el valor medio encontrado en los espectros. Además, dichas líneas poseían un ancho de 1 Å, por lo cual era fácil diferenciarlas de una línea real.

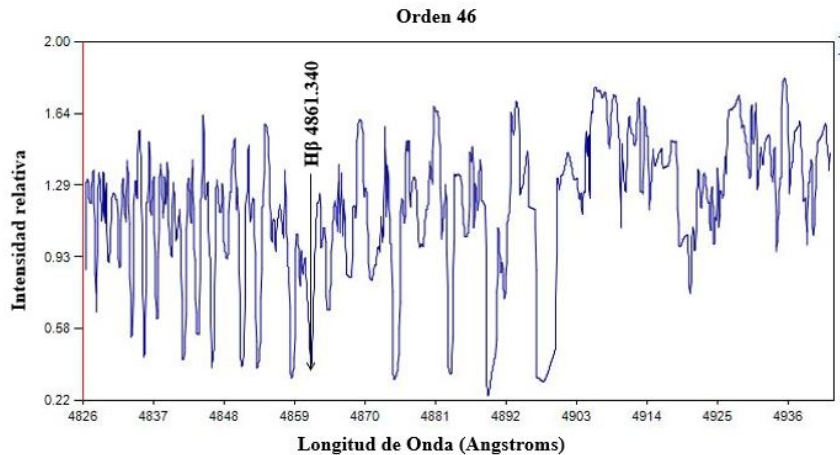


Figura 4.8: Espectro de Marte correspondiente al orden 46. Se identifica la línea H_{β} a 4861.340 Å.

Nuevamente, se observa un salto desde los ordenes 47-51 (Ver Anexos), en los cuales tampoco se identificó alguna línea en especial, dado el ruido de los espectros. Para el orden 52 se encuentran las líneas correspondientes al Hierro nuevamente y H_{γ} . Para este caso, se encontraron de forma más prominente y con valores de ancho mucho más considerables que en ordenes anteriores.

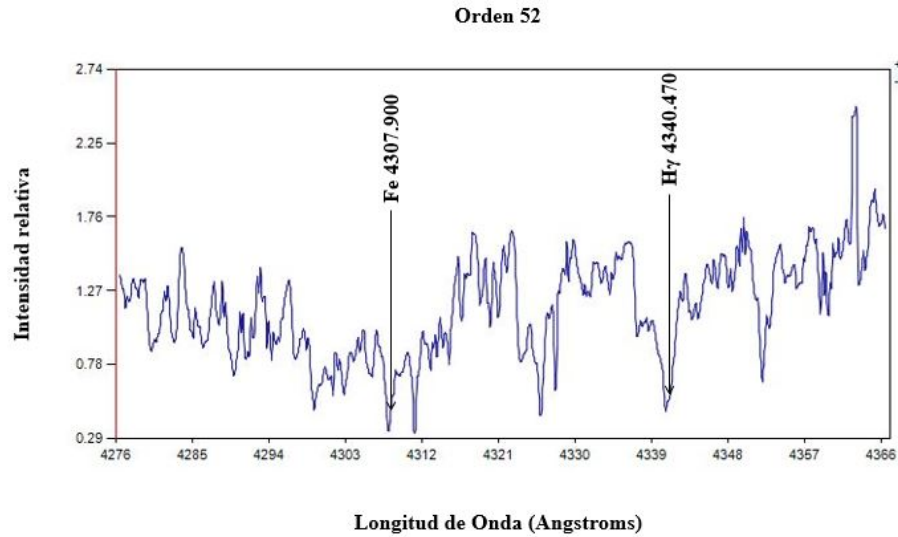


Figura 4.9: Espectro de Marte correspondiente al orden 52. Se identifican las líneas H_γ a 4340.470 Å y una línea de Hierro a 4307.900 Å.

En la tabla 4.1 se listan las líneas identificadas en el espectro del planeta Marte y la Luna.

Línea	Longitud de Onda (Å)
H_α	6562.281
H_β	4861.340
H_γ	4340.470
Na	588,9950
Na	589,5924
Fe	5270.390
Fe	4957.610
Fe	4307.900
Mg	5172.700
Mg	5183.600
Mg	5167.330

Cuadro 4.1: Líneas identificadas en los espectros del planeta Marte y la Luna.

4.2. Resultados Luna

Teniendo en cuenta lo visto anteriormente, es necesario destacar que se ignoraron los ordenes 32-33 dado que contenían el ruido atmosférico de la noche en que se tomaron los datos. Correlacionando con los datos meteorológicos recolectados para la noche de observación en que se tomaron estos espectros, fue posible evidenciar la presencia de lluvia (11mm), vientos fuertes (9 km/h) y una humedad promedio de la noche de 88%. Por lo cual, se iban a obtener esos ordenes bastante saturados y dados los errores experimentales que se tuvieron, se optó por no incluirlos en el espectro completo para evitar que aparecieran ondulaciones más abruptas o que se reescalara nuevamente en el eje de intensidad relativa de cada uno de los espectros que se tomó. En la Figura 4.10, se

muestra el espectro obtenido de la Luna en la noche del 13 de Marzo de 2019:

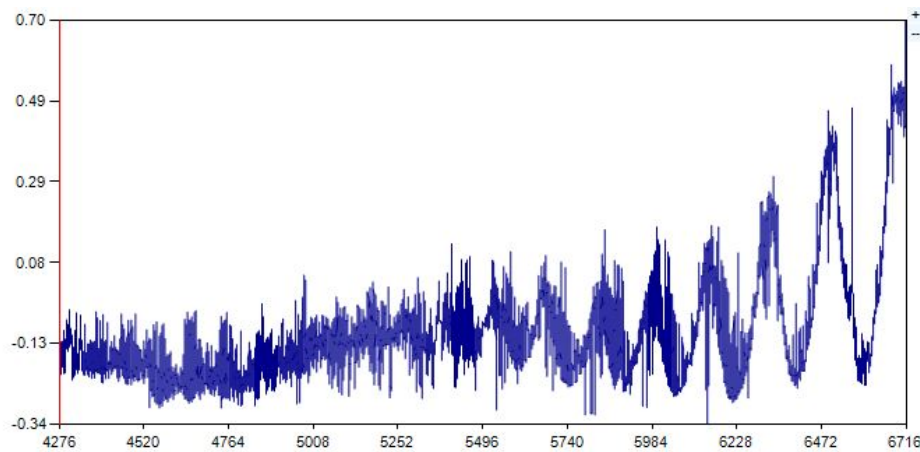


Figura 4.10: Espectro completo correspondiente a la Luna.

Aquí, es posible evidenciar que se obtuvo el espectro del Sol mostrado en la Figura 4.1, pero con las ondulaciones aún más prominentes. Las líneas identificadas fueron las mismas que se hallaron para el planeta Marte. Se esperaba encontrar la morfología del ancho de banda de los minerales basálticos mencionados en el capítulo 2, en el rango entre 4300 \AA a 5000 \AA . Sin embargo, dada la calidad de los espectros no es posible reconocer esta etapa. Es necesario recalcar que los minerales y los Ferrosilicatos que se encuentran en Marte, ya sea en la atmósfera o sobre su superficie tienen un pico máximo de absorción en el infrarrojo, dada la configuración cristalina que tienen estos.

Asimismo, es necesario resaltar que aún cuando se activó la opción de un overlap del 1 % entre los ordenes, fue posible evidenciar que los ordenes tienen una superposición mayor entre ellos. Es decir, para el orden 34 se tiene un inicio en 6502 \AA y termina en 6716 \AA , posteriormente se esperaría que el siguiente orden (35), empezara en 6319 \AA y terminara en 6501 \AA . Pues el valor que se tiene para el orden 35 empieza en 6319 \AA y finaliza en 6521 \AA . Motivo por el cual, se está superponiendo al orden 34 en 19 \AA . Lo cual no debería ocurrir al activar la opción de overlap y asignarle un valor lo suficientemente pequeño para apenas permitir la unión de todos los ordenes respectivamente.

Como resultado se obtiene una repetición simétrica de las líneas espectrales en el espectro bidimensional, al momento de juntar todos los ordenes se obtienen las ondulaciones propias de cada orden, lo cual dificulta obtener la apariencia natural de un espectro de una estrella con la forma de radiación de cuerpo negro. Al realizar la calibración en longitud de onda, el software va a identificar las mismas líneas más de una vez, por lo que los archivos de salida se ven afectados y posteriormente se grafica de manera errónea los diversos espectros. Además al normalizar al continuo, se está pidiendo al software que ajuste una curva a la mediana de los datos. Motivo por el cual, el continuo se ve afectado por el reescalamiento ocasionado por las ondulaciones, por lo que es una calibración errónea, pues no se encuentra posicionado en un valor medio de los datos reales, sino al valor medio de los datos distorsionados por la configuración del instrumento.

4.2.1. Discusión de resultados

Esta monografía buscaba encontrar en los espectros visibles el ancho de banda correspondiente a minerales característicos de la superficie marciana. Aunque los más significativos se encuentran en

el infrarrojo cercano (Oxidos y Ferrosilicatos típicamente de 25000 Å, que dan la tonalidad rojiza a la superficie), se esperaba poder observar la morfología de los Olivinos, Plagioclasas y clases de serpentinas, Estos minerales son cristales formadores de rocas que se constituyen en ambientes de alta deformación ya sea tectónica, impactos de meteorito o presencia de rocas volcánicas. Teniendo en cuenta que, Marte posee el volcán más alto del Sistema Solar, el monte Olimpo, lo que permite identificar que en algún momento de su historia geológica existieron volcanes activos con flujos lávicos y piroclásticos demandantes.

Dado que la calidad de los espectros no fue la que se esperaba, el tratamiento de datos para el planeta Marte, fue siendo el mismo que para el Sol, dada la cantidad de luz que refleja el planeta. Por lo tanto, no fue posible realizar una análisis de abundancias y poder diferir del Fe estelar al Fe propiamente presente en Marte. Finalmente, se encontró que las líneas espectrales que se lograron identificar son las líneas características de Fraunhofer, para el espectro visible del Sol.

Para espectroscopia infrarroja es necesario la utilización de enfriamiento criogénico en el sensor para evitar que electrones producidos por calentamiento interfieran en la toma de datos. Por tal razón, en los telescopios profesionales se busca llegar a temperaturas que sostengan el nitrógeno líquido.. Para el observatorio de la Universidad de los Andes, se tiene una cámara CCD, que cuenta con un enfriamiento del tipo Peltier. El cual, en un óptimo funcionamiento de la cámara podría llegar hasta $-20^{\circ}C$. Sin embargo, dado el desgaste de este mecanismo de los últimos años, este instrumento no logra ir menos de $-13^{\circ}C$. Razón por la cual no es posible obtener un enfriamiento lo suficientemente bajo para tener un sensor de infrarrojo cercano.

Asimismo, en telescopios profesionales se utilizan plantas de criogenia precisamente para mantener la temperatura a estas escalas, pues la refrigeración termoeléctrica no es suficiente para este tipo de investigaciones. Además de los problemas técnicos que se puedan llegar a tener desde la astronomía observacional, se considera que la toma de firmas espectrales es mucho más eficiente con sensores remotos que actualmente poseen la tecnología de orbitar algunos planetas y evitan los problemas técnicos de saturación atmosférica entre otros. De igual forma, se tienen Rovers equipados con espectroscopía raman, la cual permite identificar puntualmente la composición química de la superficie sin tener que acudir a espectros Solares y su reducción.

4.2.2. Trabajo a futuro

A partir del análisis realizado en este trabajo de grado, se busca que a futuro se logren identificar el origen de las ondulaciones que se evidencian en los espectros y posteriormente hallar una solución que permita unir todos los 20 órdenes en un espectro completo y que permita evidenciar la curvatura que se busca en el rango del óptico para los minerales específicos.

De tal forma, se removerá el ruido presente en los datos que causó el reescalamiento de los espectros e impidió la buena identificación de las líneas espectrales y posteriormente de las firmas que se esperaba encontrar correspondiente a los minerales plagioclasas, spinelas, entre otros. Dado que se busca encontrar una firma espectral en un ancho de banda específico como se mencionó en la sección de espectroscopía en planetas. Para trabajo a futuro se mantiene encontrar una pendiente similar en los anchos de banda y asociarla con la composición química de cada cuerpo rocoso.

Capítulo 5

Conclusiones

La toma de datos espectroscópicos se realizó en 7 noches de los meses de enero, febrero y marzo. Estos datos fueron procesados con el software de análisis astronómico ISIS, allí, se redujeron las imágenes de calibración correspondientes a cada noche y se parametrizó las condiciones que se buscaban remover de los espectros como los rayos cósmicos y el ruido de fondo. Se utilizaron lámparas de calibración de Torio, Argón y Tungsteno, para la calibración en longitud de onda.

Para la calibración en flujo, se buscó una estrella con características similares al Sol, esto con el fin de analizar la respuesta del instrumento con el cual se tomaron los datos. En este caso se optó por utilizar la estrella HD101501, la cual posee un tipo espectral G8V, dado que el Sol es de tipo G2V, fue precisa para realizar la calibración correspondiente.

Sin embargo, se presentaron fallos técnicos en el observatorio, lo cual disminuyó considerablemente la calidad de los espectros presentando unas ondulaciones entre los ordenes de cada espectro. Se revisaron los archivos que entran como parámetro al software y que ya son predeterminados por el observatorio y se encontró que estos contienen una superposición entre los ordenes hasta de 30 Å. Motivo por el cual, se reescalaron en el eje y, no se observa el comportamiento de cuerpo negro que se esperaba ver tanto para el Sol como para el planeta Marte. Teniendo en cuenta que luz que recibe el sensor proveniente del planeta, es en su mayoría reflejo de la luz solar. En lugar de observar un máximo de intensidad y una caída consecuente, se observa una gráfica en ascenso hacía el infrarrojo, por lo cual no es posible observar el máximo.

Posteriormente, se optó por analizar orden por orden, obviando el 34 y el 35, pues se encontraban saturados por ruido atmosférico y podían afectar aún más los espectros en esta zona del infrarrojo cercano. Aún cuando se normalizó al continuo, hay ordenes que no evidencian esta configuración, mientras que para otros si se observa el aplanamiento. Se lograron identificar un total de 9 líneas espectrales, las cuales fueron correlacionadas teniendo en cuenta el valor teórico de distintos atlas espectrales, incluido el atlas propio del software, también se identificaron con ayuda del ancho de cada línea, el cual se propuso fuera mayor a 3 Å, para evitar clasificar líneas provenientes de rayos cósmicos y píxeles dañados.

Dichas líneas corresponden a las líneas del espectro de absorción del Sol. No fue posible identificar abundancias entre las líneas para discernir entre el Fe marciano y el Fe estelar. Se esperaba encontrar una morfología de absorción en un ancho de banda específico del visible que correspondiera a los minerales que se encuentran en la superficie del planeta rojo. Pero, teniendo en cuenta

la cantidad de ruido que fue imposible remover a causa del fallo técnico, no fue posible identificarlas.

Para el caso de la Luna, se esperaba encontrar la forma en el espectro desde los 4236 \AA , hasta los 5000 \AA aproximadamente correspondiente a los minerales de magma andesítico que se encuentra en la Luna, tanto en sus valles como en sus montañas. Teniendo en cuenta que, la composición varía para cada zona considerablemente para cada lugar con una geología correspondiente. Es decir, para las zonas oscuras correspondientes a impactos de meteorito, se esperaba encontrar anchos de banda de reflectancia del Olivino, Plagioclasas, Piroxeno, Anfíbol, entre otras, mientras que para las zonas brillantes o sedimentarias, se esperaba encontrar la reflectancia del Cuarzo, Feldespato entre otras firmas espectrales características. Aunque el pico máximo de reflectancia de estos minerales se encuentra hacia los $25000 \mu\text{m}$, se pronosticaba poder observar una zona nada más de aquél máximo. Sin embargo, siguiendo la Figura 4.10. Es posible identificar las mismas ondulaciones que se presentaron en el espectro del planeta Marte y del Sol. Por ende, se concluye que las líneas espectrales características del espectro Lunar, terminan siendo las mismas del espectro solar.

Para mediciones más precisas sobre mineralogía se requiere de un instrumental observacional más sofisticado, pues la mayoría de minerales se identifican en el infrarrojo cercano ($7000\text{--}25000 \text{ \AA}$). Para estas mediciones se utilizan observatorios donde la altura sea significativa y la humedad sea baja. La logística que se utiliza en esos casos se trata de enfriamiento criogénico, por tal razón los observatorios profesionales como los que se encuentran en Chile utilizan plantas de generación de nitrógeno líquido requerida para la infraestructura correspondiente de cada telescopio. Sin embargo, para el ámbito de las ciencias planetarias se opta por utilizar la tecnología de sensores remotos, pues se evita todo el procesamiento observacional y de reducción en cuanto a ruido telúrico y emisión térmica del telescopio, espejo y detector. Además, estos instrumentos traen incorporadas cámaras multispectrales con anchos de banda que llegan hasta el infrarrojo y permiten identificar las firmas espectrales de los minerales presentes en la superficie de estudio.

Capítulo 6

Anexos

6.1. Espectros por orden del planeta Marte

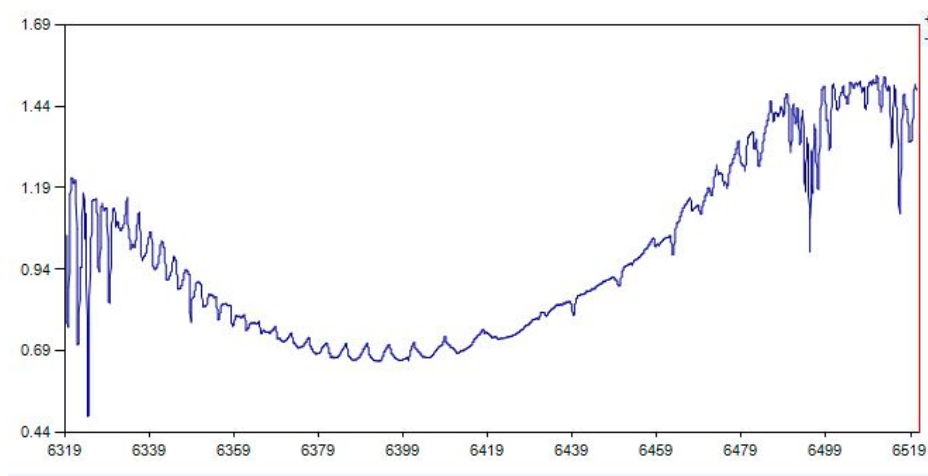


Figura 6.1: Espectro de Marte correspondiente al orden 35.

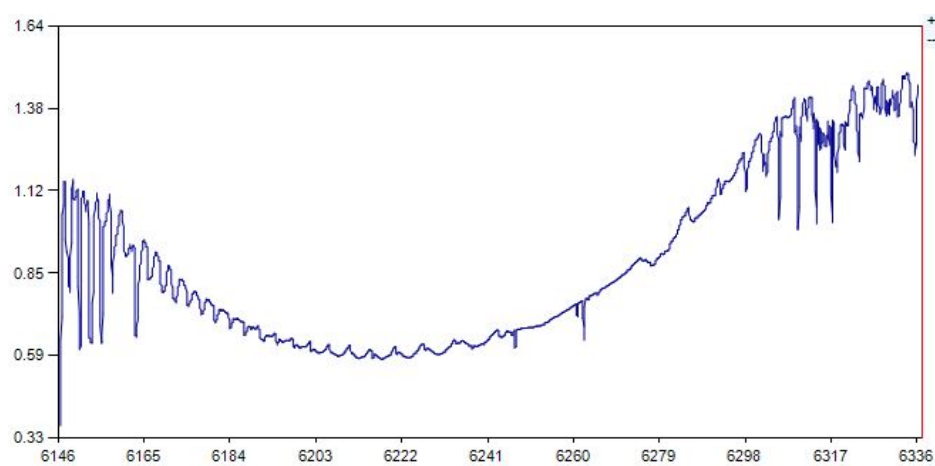


Figura 6.2: Espectro de Marte correspondiente al orden 36.

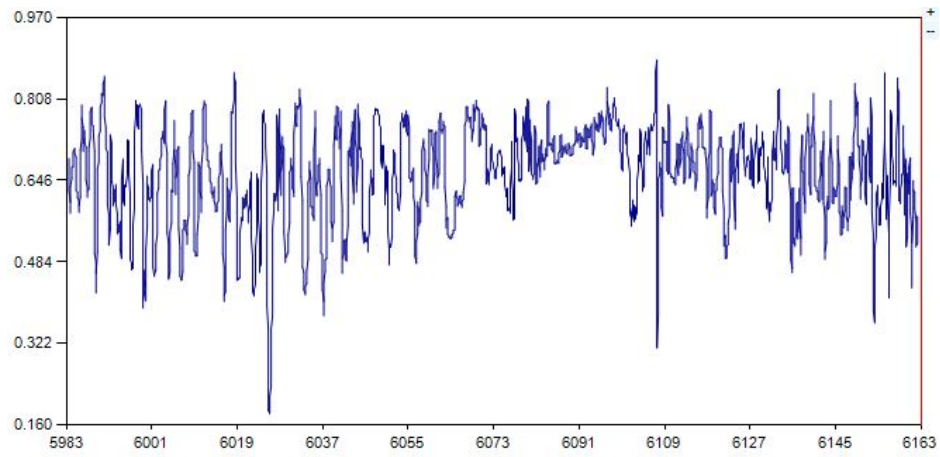


Figura 6.3: Espectro de Marte correspondiente al orden 37.

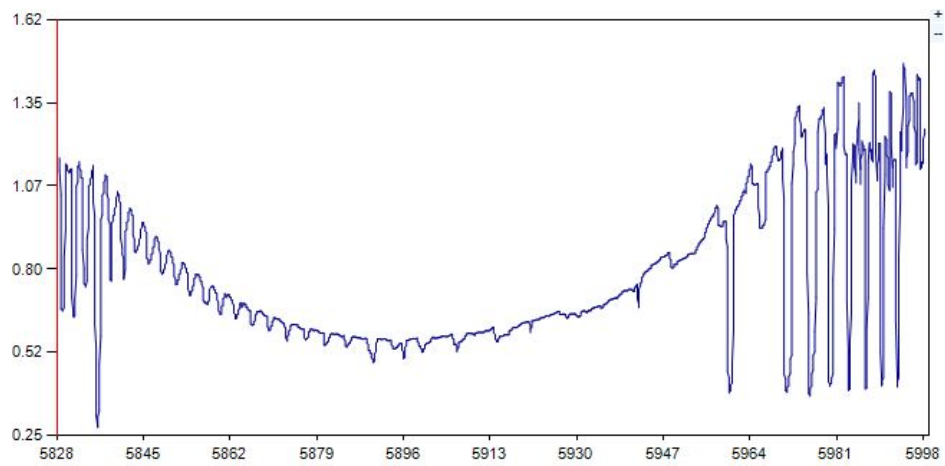


Figura 6.4: Espectro de Marte correspondiente al orden 38.

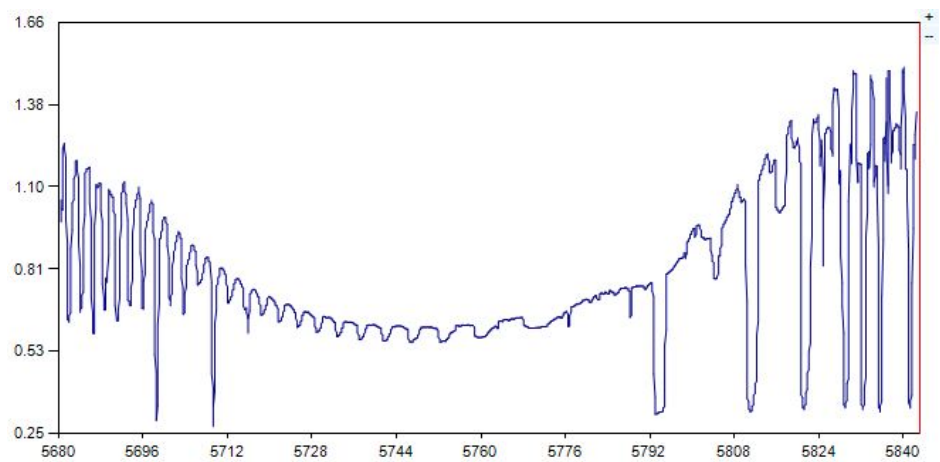


Figura 6.5: Espectro de Marte correspondiente al orden 39.

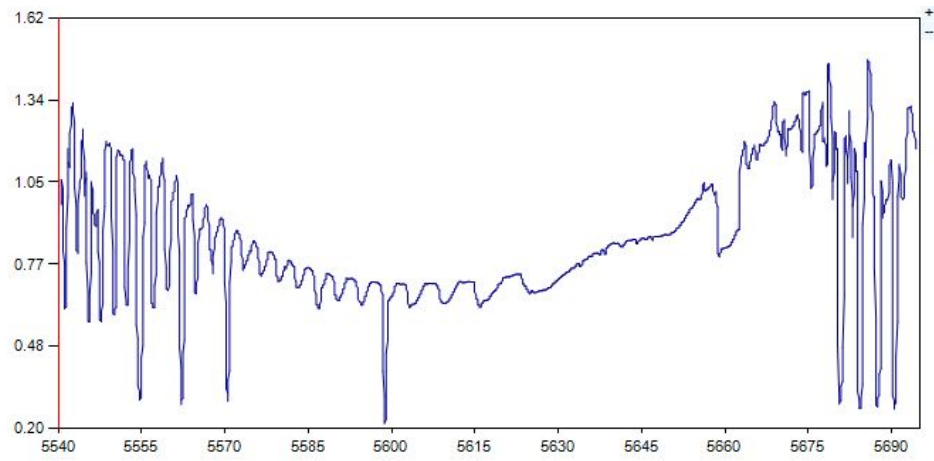


Figura 6.6: Espectro de Marte correspondiente al orden 40.

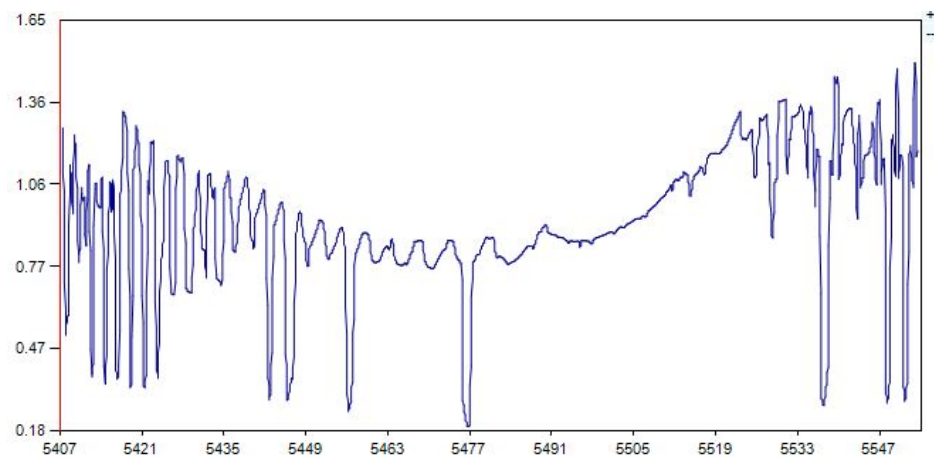


Figura 6.7: Espectro de Marte correspondiente al orden 41.

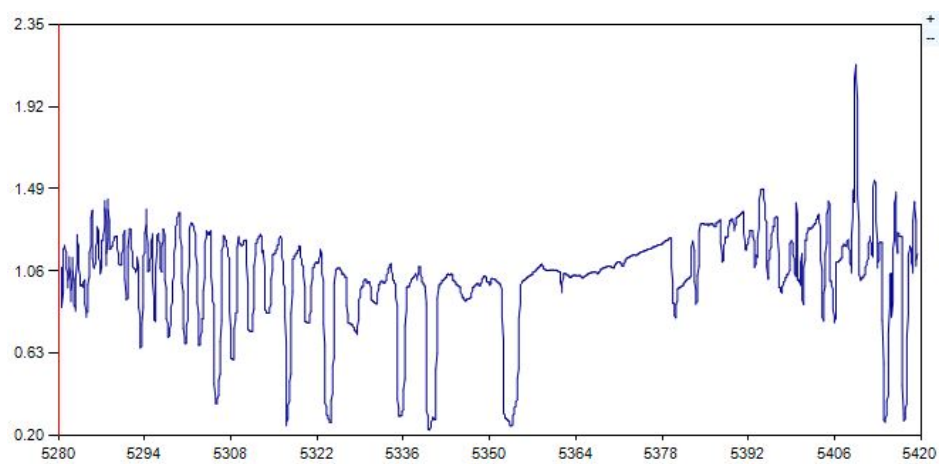


Figura 6.8: Espectro de Marte correspondiente al orden 42.

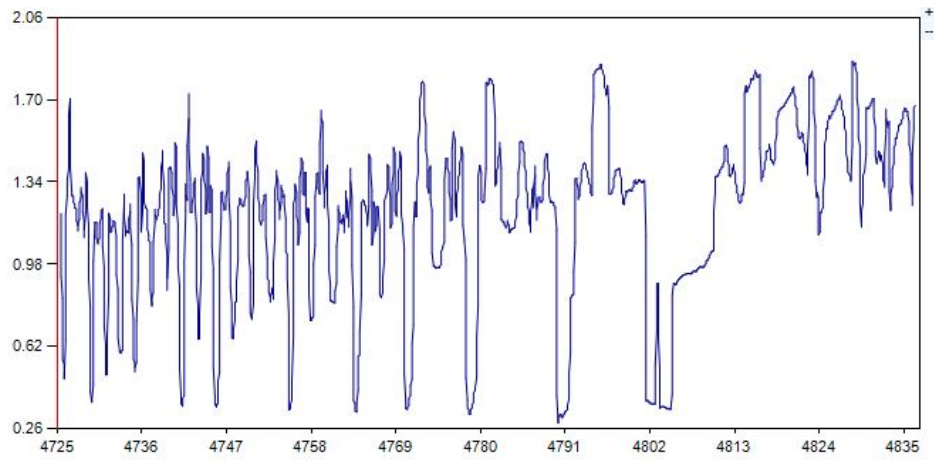


Figura 6.9: Espectro de Marte correspondiente al orden 47.

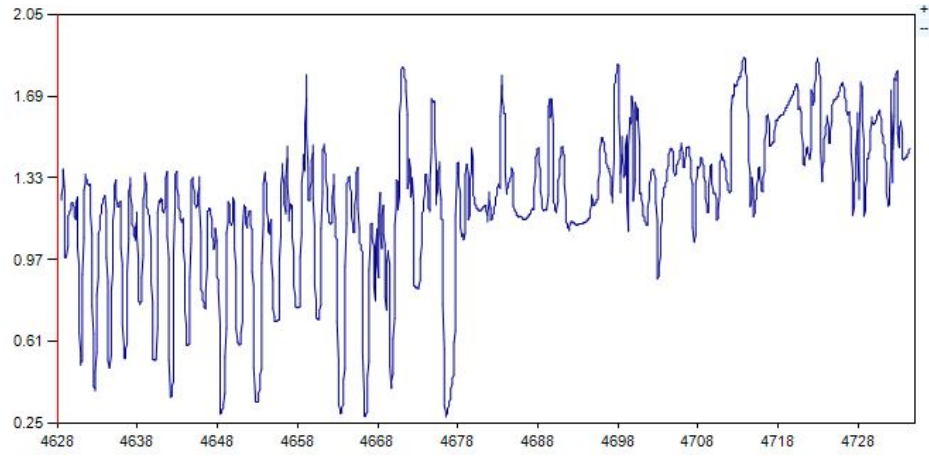


Figura 6.10: Espectro de Marte correspondiente al orden 48.

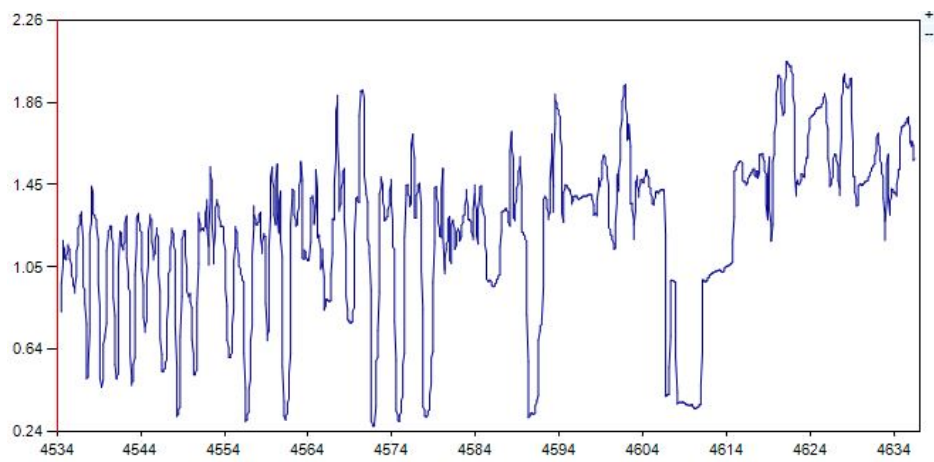


Figura 6.11: Espectro de Marte correspondiente al orden 49.

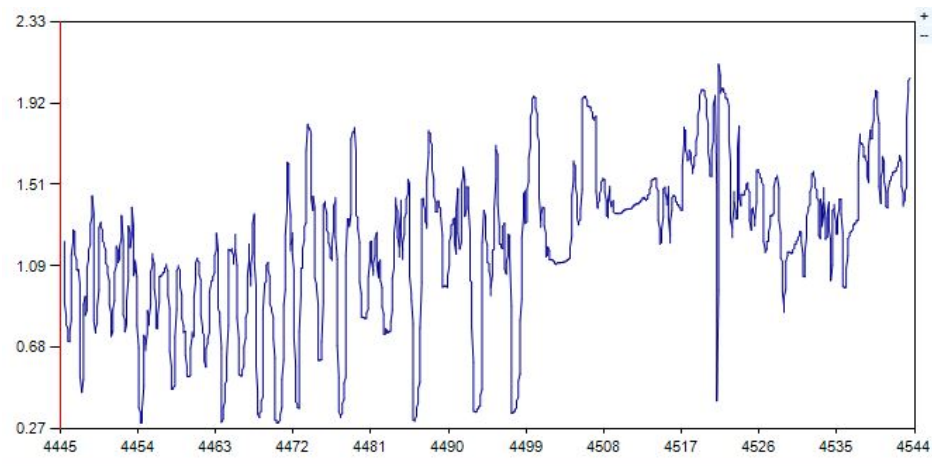


Figura 6.12: Espectro de Marte correspondiente al orden 50.

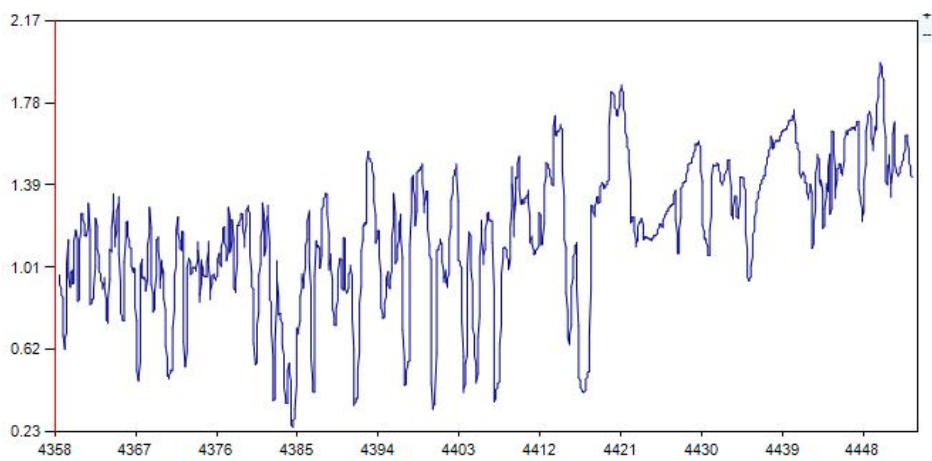


Figura 6.13: Espectro de Marte correspondiente al orden 51.

Bibliografía

- [1] Owen, T., Biemann, K., Rushneck, D. R., Biller, J. E., Howarth, D. W., Lafleur, A. L. (1977). The composition of the atmosphere at the surface of Mars. *Journal of Geophysical research*, 82(28), 4635-4639.
- [2] Lee, S. A., Lee, D. E., Jo, Y. H., Song, I. O. (2015). The Red Color of Mars from Optical Spectra. *Publications of the Korean Astronomical Society*, 30(2), 761-763.
- [3] Cramer, C. E., Lykke, K. R., Woodward, J. T., Smith, A. W. (2013). Precise measurement of Lunar spectral irradiance at visible wavelengths. *Journal of research of the National Institute of Standards and Technology*, 118, 396.
- [4] Tody, D. (1986, October). The IRAF data reduction and analysis system. In *Instrumentation in astronomy VI* (627) 733-749. International Society for Optics and Photonics.
- [5] Rivoldini, A.; Van Hoolst, T.; Verhoeven, O.; Mocquet, A.; Dehant, V. (June 2011). "Geodesy constraints on the interior structure and composition of Mars". *Icarus*. 213 (2): 451–472. Bibcode:2011Icar..213..451R. doi:10.1016/j.icarus.2011.03.024.
- [6] Jacqu  , D. (2006). APS X-rays reveal secrets of Mars' core. Argonne National Laboratory. Retrieved on, 07-01.
- [7] Mellon, J. T.; Feldman, W. C.; Prettyman, T. H. (2003). "The presence and stability of ground ice in the southern hemisphere of Mars". *Icarus*. 169 (2): 324–340.
- [8] Malin, M. C., Caplinger, M. A., Davis, S. D. (2001). Observational evidence for an active surface reservoir of Solid carbon dioxide on Mars. *Science*, 294(5549), 2146-2148.
- [9] Carr, Michael H. (2003). "Oceans on Mars: An assessment of the observational evidence and possible fate". *Journal of Geophysical Research*. 108 (5042): 24.
- [10] Phillips, T. (2007). Mars is Melting, Science at NASA. Archived from the original on February, 24.
- [11] Plaut, J. J; et al. (2007). "Subsurface Radar Sounding of the South Polar Layered Deposits of Mars". *Science*. 316 (5821): 92–5
- [12] Bergeron, B. J. (2013). Modeling Atmospheric distribution and Jeans loss on Mars.
- [13] Bolonkin, Alexander A. (2009). *Artificial Environments on Mars*. Berlin Heidelberg: Springer. pp. 599–625. ISBN 978-3-642-03629-3.

- [14] Wilhelms, Don (1987). "Relative Ages" (PDF). *Geologic History of the Moon*. U.S. Geological Survey. Archived (PDF) from the original on 11 June 2010.
- [15] Hartmann, William K.; Quantin, Cathy; Mangold, Nicolas (2007). "Possible long-term decline in impact rates: 2. Lunar impact-melt data regarding impact history". *Icarus*. 186 (1): 11–23
- [16] Heiken, G. (1991). Vaniman, D.; French, B., eds. *Lunar Sourcebook, a user's guide to the Moon*. New York: Cambridge University Press. p. 736
- [17] Rasmussen, K.L.; Warren, P.H. (1985). "Megaregolith thickness, heat flow, and the bulk composition of the Moon". *Nature*. 313 (5998): 121–124
- [18] "tgassing from the Lunar surface: the Lunar Prospector alpha particle spectrometer". *Journal of Geophysical Research*. 110 (E9): 1029.
- [19] Kinoshita, S.; Yoshioka, S.; Miyazaki, J. (2008). "Physics of structural colors". *Reports on Progress in Physics*. 71 (7): 076401.
- [20] AK Yetisen; H Butt; F da Cruz Vasconcellos; Y Montelongo; CAB Davidson; J Blyth; JB Carmody; S Vignolini; U Steiner; JJ Baumberg; TD Wilkinson; CR Lowe (2013). "Light-Directed Writing of Chemically Tunable Narrow-Band Holographic Sensors". *Advanced Optical Materials*. 2 (3): 250–254
- [21] Gaddis, L., Anderson, J., Becker, K., Becker, T., Cook, D., Edwards, K., ... Mathews, J. (1997, March). An overview of the integrated software for imaging spectrometers (ISIS). In *Lunar and Planetary Science Conference* (Vol. 28, p. 387).
- [22] Eliason, E., Production of Digital Image Maps with ISIS, this volume; [2] Torson, J. and K. Becker, ISIS - A Software Architecture for Processing Planetary Images, this volume.
- [23] McCord, T. B., Huguenin, R. L., Mink, D., Pieters, C. (1977). Spectral reflectance of Martian areas during the 1973 opposition: Photoelectric filter photometry 0.33–1.10 μ m. *Icarus*, 31(1), 25–39.
- [24] Tinetti, G., Meadows, V. S., Crisp, D., Fong, W., Velusamy, T., Snively, H. (2005). Disk-averaged synthetic spectra of Mars. *Astrobiology*, 5(4), 461–482.