

Asociación Española de Espectroscopia Astronómica

Tenerife 2015

ESPECTROGRAFIA SOLAR

Lineas de emisión atómica en la atmosfera solar.

A. L. Calvente Ortiz

alfonso@espectrografia.es

ESPECTROGRAFIA SOLAR

Lineas de emisión atómica en la atmosfera solar.

A. L. Calvente Ortiz

alfonso@espectrografia.es

RESUMEN: En el estudio espectrográfico del sol es muy común el estudio, clasificación y seguimiento de las numerosas líneas de absorción atómica que la atmosfera solar presenta sobre el continuo de la luz visible. Los efectos solapados y mediados que van añadiéndose al espectro en cada capa atmosférica no permiten estudiar línea de emisión alguna ya que la intensidad de absorción es muy alta. Sin embargo, las tomas espectrográficas directas sobre la cromosfera y coronosfera solar, nos permiten hoy en día identificar algunas líneas de emisión y comprobar que efectivamente, cada capa atmosférica solar presenta una densidad, temperatura y abundancia de gases distinta.

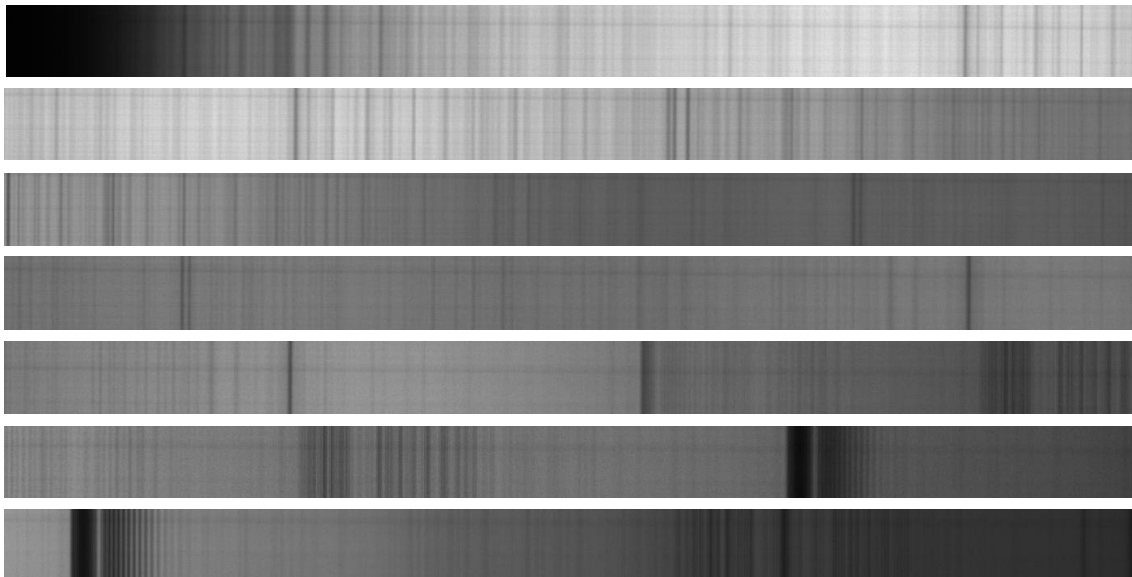
INTRODUCCIÓN:

El estudio espectrográfico del sol nos aporta una información incomparable sobre el comportamiento de los gases en las atmósferas estelares y sobre las distintas técnicas analíticas que después deberemos desarrollar sobre los distintos objetos a estudiar.



El sol es la estrella más cercana que jamás podremos encontrar en nuestras observaciones, el estudio espectral del mismo es importantísimo. Una completa identificación de las líneas de absorción la podemos encontrar en el proyecto “spectroweb” (<http://spectra.freeshell.org/spectroweb.html>).

En la siguiente imagen podemos observar el espectro solar por tramos en las longitudes de onda comprendidas entre 4000 y 8500 Å, obtenida por el espectrógrafo DADOS con una resolución de 900 l/mm.



Cada una de las líneas que observamos corresponden a un elemento químico que se encuentra concentrado como gas en la atmósfera solar (aunque algunas series de líneas corresponden al agua y oxígeno de nuestra propia atmósfera). Cada línea presenta distintas características, principalmente intensidad, que nos permitirán averiguar la abundancia de los elementos estudiados al contrastarlos con la temperatura y densidad de la atmósfera solar.

Para los no iniciados en espectroscopia astronómica recordaremos que la luz emitida por un objeto celeste, en su trayectoria hasta nuestro observatorio, al atravesar las capas de gas y polvo es absorbida por los distintos componentes (átomos y moléculas) con los que se encuentra, los cuales dejan una huella a modo de línea oscurecida en el espectro continuo que observamos a través de nuestro espectroscopio.

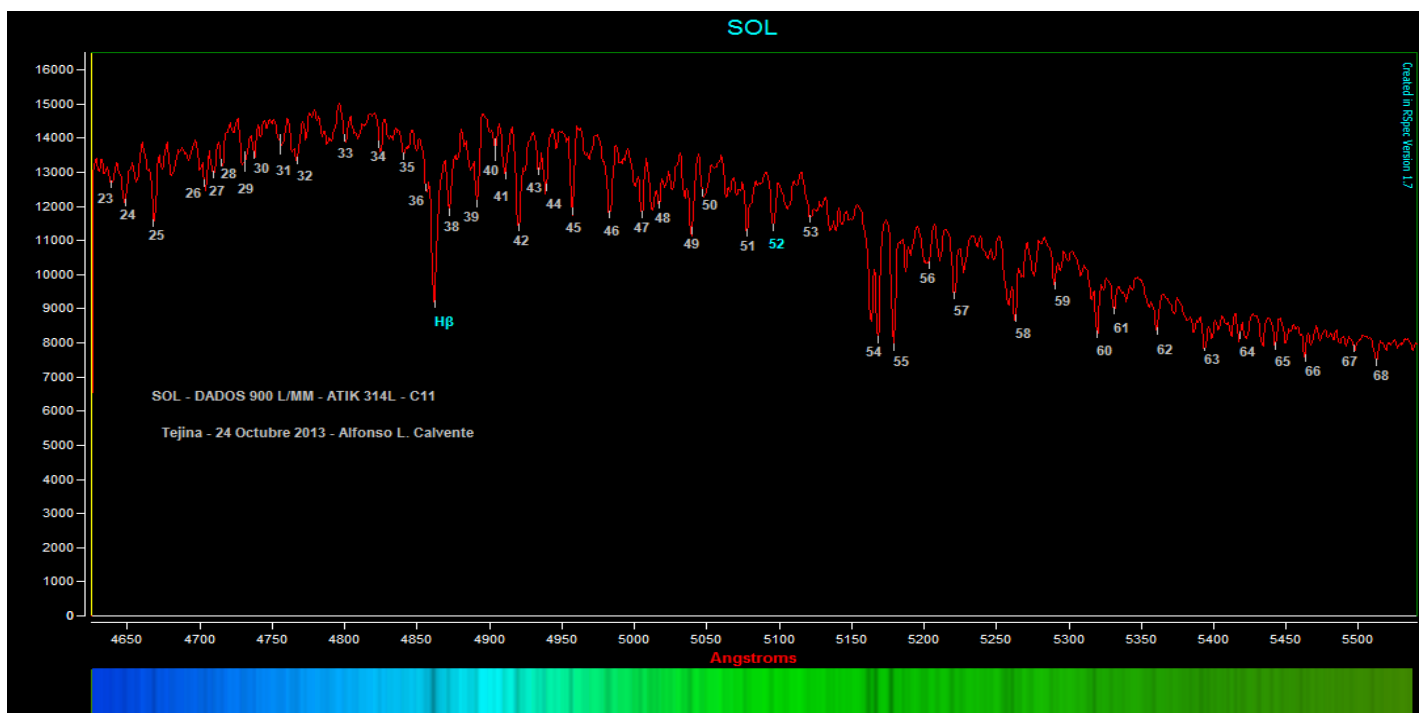
Cada átomo o elemento tiene una huella única y peculiar que varía en intensidad dependiendo de las condiciones en las que se encuentre (temperatura y densidad principalmente).

ESPECTRO DE LUZ SOLAR:

A través del espectro de la luz solar podemos determinar la composición, temperatura, densidad de la atmósfera de nuestra estrella y de cualquier otra cuya luz llegue con suficiente intensidad para que nuestro equipo la capte. La aplicación de esta técnica es incuestionablemente crucial para los estudios astronómicos.

En nuestro caso, a través de este sencillo trabajo queremos dejar constancia de un efecto que a veces podemos no tener en cuenta en determinados estudios espectrográficos.

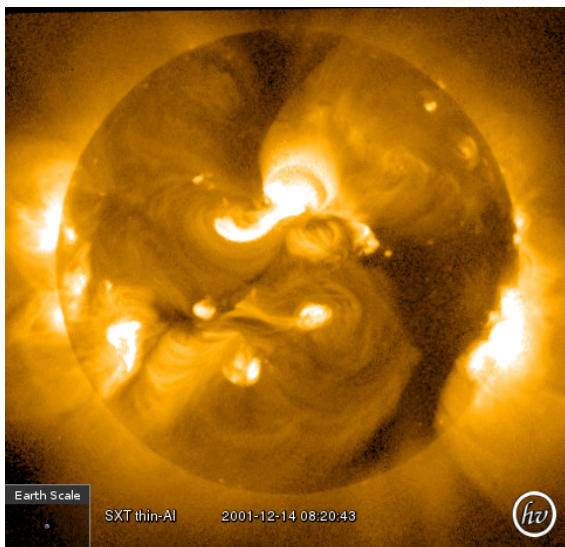
El espectro que finalmente contemplamos en una toma es el resultado del paso de la luz emitida por un objeto a través de distintos medios que se encuentran entre el objeto original y nuestro espectrógrafo. En el caso de la espectrografía astronómica se tiene muy en cuenta los efectos que la atmósfera terrestre provoca sobre el espectro: líneas de absorción de componentes atmosféricos (H₂O, O₂, Na, etc); líneas de emisión producidas por la contaminación lumínica que se refleja en los componentes atmosféricos.



Parte del espectro solar obtenido con el espectrógrafo DADOS. Cada línea de absorción ha sido identificada y numerada para su descripción y estudio.

Si observamos, por ejemplo, una estrella que se encuentra tras una nebulosa, el espectro estelar quedará contaminado por los distintos efectos de emisión/absorción producidos por los componentes nebulares.

Pero es menos habitual tener en consideración la distribución atmosférica de la estrella u objeto que estamos observando. Es decir, las líneas espectrales observadas son el resultado medio de los distintos efectos de emisión/absorción generados por un mismo elemento en las diferentes capas o tramos atmosféricos por los que la luz pasa en su camino hasta nosotros (siempre y cuando dichas capas mantengan una misma velocidad, ya que de otra forma las líneas se desplazan y diferencian).

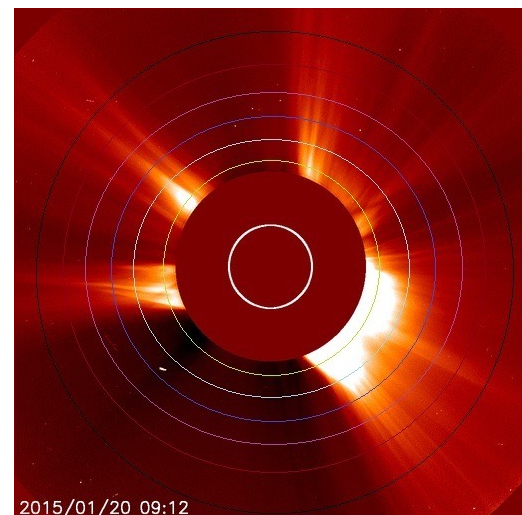


En la atmósfera solar el continuo de luz se produce en la fotosfera, esta que tiene un grosor aproximado de 200 Km mantiene una temperatura de unos 5700 K y es ahí donde se encuentra, debido a su densidad, la mayor parte de los gases que la luz atravesará y que producen las profundas líneas de absorción en el espectro visual y en el que podemos identificar más de 60 elementos químicos diferentes.

La luz continua su viaje y atravesará la cromosfera solar que ocupa un grosor de unos 16.000 km. La temperatura aquí ira subiendo según nos “alejamos” de la superficie solar hasta alcanzar 1.000.000 K al comienzo de la siguiente capa que denominamos Corona Solar. En esta capa los gases no se distribuyen uniformemente sino que se concentran y redistribuyen

según distintos factores (magnetismo, manchas solares, etc). Esta capa parece dominada por la emisión de H alfa en el lado más rojizo del espectro visual.

Más allá de la cromosfera la luz proveniente de la fotosfera deberá atravesar la extensa capa que configura la Corona Solar. Es la menos densa de las capas y se extiende varios millones de kilómetros, en ella los gases que la componen pueden alcanzar temperaturas de hasta 2.000.000.K. En la actualidad hay identificadas 29 líneas de emisión procedentes de la Corona Solar.



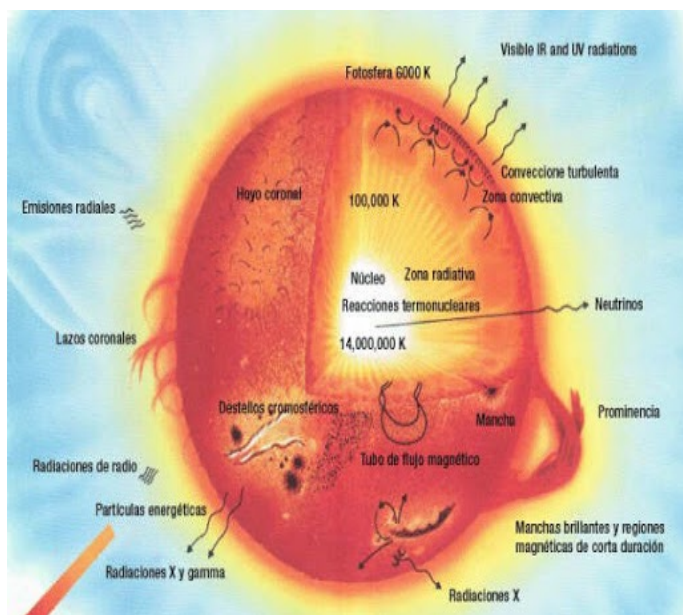
Si segmentamos imaginariamente la atmósfera solar en círculos concéntricos cada vez más alejados de la superficie solar, obtenemos distintas capas que la luz fotosférica debe de atravesar. El espectro que resultaría del continuo de la luz solar afectado por la absorción (a la temperatura fotosférica solo se dan efectos de absorción) del gas existente en la fotosfera solar se verá afectado por la emisión o absorción de cada elemento en cada tramo según la densidad y la temperatura del mismo. Como resultado tenemos un espectro “medio” en el que cada línea (en el espectro del disco solar sólo líneas de absorción) es el resultado de la suma de los efectos atómicos del elemento que representa según la abundancia y densidad del mismo en cada tramo.

En la práctica, la distribución de los efectos espectrales producidos en las diferentes zonas que atraviesa la luz solo se tienen en cuenta en el caso de la atmósfera terrestre, como ya hemos dicho, quizás porque en ella

es más o menos fácil calibrar tales efectos y sustraerlos del espectro final.

En el caso de la espectrografía estelar, fuera de nuestro sol, estos efectos no son calibrables o detectables por nuestros medios. En el espectro de nuestro sol, especialmente en el momento de los eclipses solares, tampoco podemos obtener el espectro específico de cada una de las capas que queremos valorar ya que el mismo se ve afectado por la emisión de las distintas capas coronales más alejadas y que se superponen en profundidad. Así que, en nuestro espectro, estamos captando tanto el espectro de la luz que proviene de la zona a la cual tangencialmente nos hemos alejado de la fotosfera solar como de las otras zonas coronales que en la profundidad de campo quedan incluidas desde la posición más cercana a la fotosfera solar de la rejilla de nuestro espectrógrafo hasta el por el fondo y el frente del campo al resto de extensión de la corona solar.

Los efectos detectados en las distintas capas y que vienen determinados por la abundancia, densidad y temperatura de los gases existentes son de suma importancia en los distintos estudios que desarrollan diferentes modelos de la atmósfera de nuestro sol (LTE, VAL-C, NLTE).



Debemos recordar que lo expuesto, no es solo aplicable al rango de longitudes de onda visibles con

los que nosotros trabajamos. En todas las longitudes de onda, ultravioleta, infra-rojo, radio, microondas, etc., resultarán adiciones y sustracciones a los efectos estudiados por los procesos que estamos describiendo.

Con todo ello, solo hemos podido estudiar con detalle la emisión del H I en la longitud de onda correspondiente a 656.285nm y el He I en la longitud de onda correspondiente a 587.56 nm, aun cuando en el espectro resultante podemos constatar claridades que corresponderían a otras líneas de emisión que debido a la falta de contraste con el continuo de la luz solar no es posible identificar cuantitativamente en la gráfica. El anexo I nos muestra tomas del espectro coronal en la que se indican la identificación de tales líneas cualitativas. (Ver Anexo I en el que se muestran el



espectro visual completo en el que se señalan posibles zonas de emisión).

LÍNEA DE EMISIÓN H α (656.285 nm.):

Fue en 1862 cuando Angstrom, estudiando el espectro solar, encontró hidrógeno en su atmósfera.

La primera de las líneas de emisión detectadas ha sido la del Hidrógeno Alfa. Esta línea aparece como una doble línea de emisión que aparece a cada lado de la fuerte absorción generada por el Hidrógeno alfa en la longitud de onda 6562.8 Å. Este caso es muy interesante ya que nos permite estudiar y comprobar los efectos descritos anteriormente, que como veremos más tarde no se presentarán de igual forma en la emisión del He.

En la gráfica siguiente presentamos la gráfica del espectro solar de tres zonas atmosféricas diferentes: La línea superior, en azul, corresponde al espectro tomado del centro del disco solar. Las otras dos líneas, verde y morada corresponden a espectros obtenidos fuera del disco solar a una distancia que puede corresponderse con el final de la cromosfera o principio de la corona. Podemos comprobar cómo la fuerte línea de absorción del hidrógeno alfa no se ve afectada por la intensidad de emisión que pudiera sufrir la luz en su paso por la cromosfera y corona solar, es más la fuerte absorción arrastra a líneas adjuntas que apenas se hacen notar como pequeños apéndices bajo la línea principal de hidrógeno (la anchura de una línea de absorción es signo de la velocidad de angular de la estrella que se hace presente por el efecto doopler).

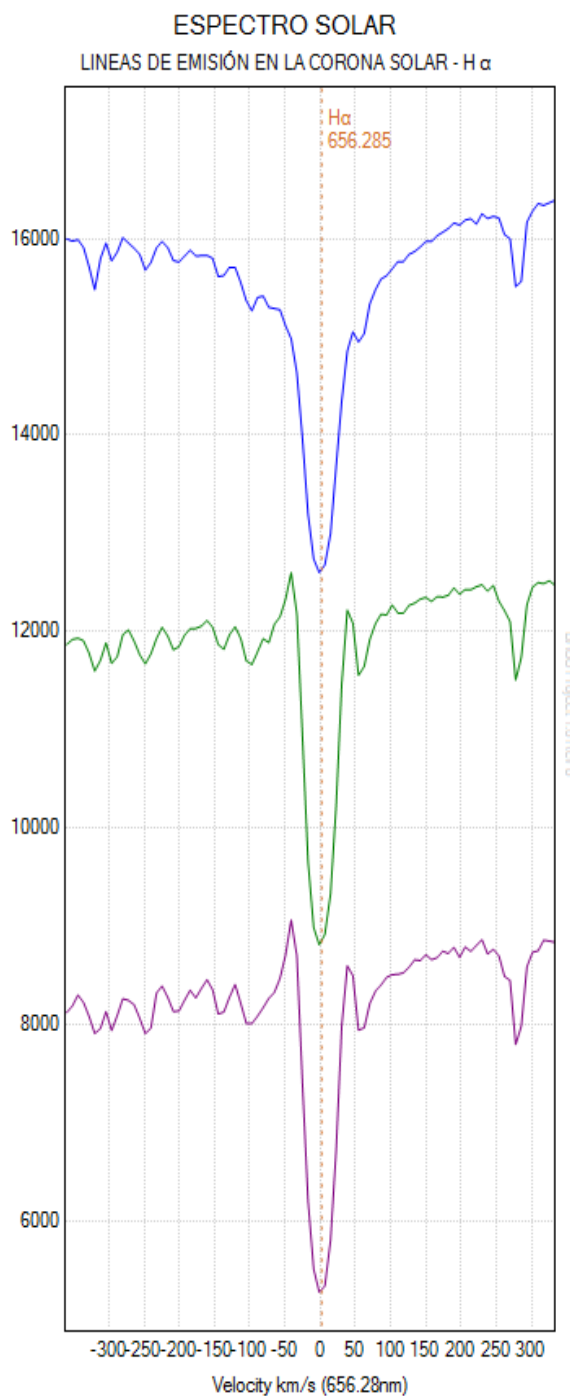
$$V_r = \frac{V_l \cdot (\lambda - \lambda_0)}{\lambda_0}$$

Donde V_r es la velocidad radial resultante, V_l la velocidad de la luz, λ la longitud observada de la línea espectral analizada y λ_0 la longitud de onda teórica.

La velocidad del gas con respecto al punto de observación es igual a la diferencia observada entre la longitud de onda teórica y la observada (en emisión o absorción) por la velocidad de la luz dividida por la longitud de onda observada. Este mismo efecto tiene lugar tanto en el desplazamiento del centro la línea, indicando la velocidad de global de acercamiento o alejamiento del punto de observación, como en su

ensanchamiento, el cual corresponde a la velocidad relativa con respecto a la masa principal del gas, es decir a una diferencia continua de la velocidad del gas observado (ej.: gas en rotación alrededor del sol).

Al estudiar los otros dos espectros tomados en la cromosfera vemos como en las bandas roja y azul de la línea del Hidrógeno alfa aparecen líneas de emisión, en lo que entendemos que en estos puntos la intensidad de



emisión del hidrógeno es muy superior a la intensidad de absorción del mismo.

Según hemos visto, la anchura de una línea depende en gran medida de la velocidad del gas (la resolución del espectrómetro, la contaminación de otras líneas y otros factores también afectan a la anchura observada, y aunque podrían ser sustraídos, éste no es el objeto de nuestro trabajo). Realizando los cálculos pertinentes, gráficamente observamos que los efectos de absorción del hidrógeno comienzan a -200 Km/s y terminan a unos +200 Km/s (estas velocidades en realidad son mucho menores ya que el ancho se encuentra sobredimensionado por los efectos ya mencionados). Todo esto quiere decir que encontramos movimientos de masas gaseosas de hidrógeno en la fotosfera solar que en diferentes sentidos y direcciones se alejan o acercan con respecto a nuestro punto de observación. Esto no quiere decir que no puedan haber velocidades superiores a las señaladas pero la abundancia o temperatura del gas a tal velocidad lo hace imperceptible a nuestro medios espectroscópicos.

En la gráfica siguiente observamos las longitudes de onda traducidas en Km/s según se alejan hacia el azul o el rojo de la longitud de onda teórica del Hidrógeno Alfa. Podemos observar una fuerte presencia de Hidrógeno en la fotosfera que se encuentra a una temperatura y densidad que propicia una fuerte absorción en el continuo de la luz solar.

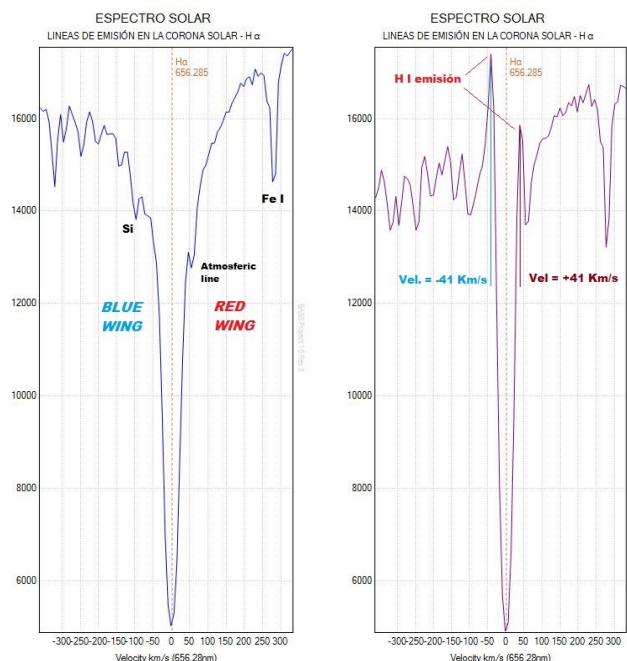
En un estudio más profundo podríamos ajustar el flujo e intensidad de la línea espectral y a través de la relación entre la intensidad de absorción/emisión, la abundancia y la temperatura a la que el gas está sometido, baremar los distintos parámetros para fijarlos dentro de un margen de error:

$$I(T) = I(T_0) \times N(T)/N(T_0)$$

Donde I es la intensidad y N la abundancia del elemento, siendo T la temperatura dada y T₀ la temperatura donde la intensidad del elemento es máxima.

Junto a la fuerte línea de absorción encontramos tanto en su ala azul (lateral izquierdo) como en su ala roja (lateral derecho) una notable línea de emisión que confina a la línea de absorción del H I y limpia de contaminación a otras líneas de absorción más lejanas.

A continuación podemos ver en detalle la grafica de H α en la superficie solar y en la corona:



Las líneas de emisión de H α se sitúan a ambos lados de la línea principal de absorción con un desplazamiento que indica una velocidad de 41Km/seg coincidentemente en cada uno de los lados. Acercándose al observador en el caso de la línea del ala azul y alejándose en el caso del ala roja. Este desplazamiento producido por efecto Doppler responde a la velocidad que el hidrógeno de la corona mantiene en forma de fuertes turbulencias.

LINEA DE EMISIÓN He I (587.56 nm.):

La línea de emisión del helio fue descubierta en la corona solar en 1868 por Lockyer, cuando aun dicho elemento era desconocido en la tierra. Fue identificada junto a otras, como pertenecientes a un elemento todavía desconocido en la Tierra al que llamaron “coronium”. En 1940 el físico sueco Edlen identifico gran parte de las líneas de emisión de la corona solar hasta el momento desconocidas, y que implicaban que las temperaturas alcanzadas debían rondar 1.000.000.K.

En nuestros espectros sólo una línea de helio se muestra con intensidad suficiente para ser fácilmente identificada He I 587.56 nm.



La gráfica nos muestra el espectro del cuerpo solar (azul) y el de dos zonas de la corona solar (verde y morada). La emisión del He I es inconfundible en los dos espectros de la corona solar, e inexistente incluso en absorción en la del cuerpo. La línea 587.56 nm. de He I no muestra desplazamiento por efecto doppler. Si podemos comprobar una anchura superior a líneas no contaminadas que marcan 0,8 Å de anchura, siendo que la de He I, en ambos casos llega a los 1,4 Å. 0,3 Å de anchura hacia el rojo y hacia el azul indica que el gas ionizado alcanza una velocidad de hasta +15 Km/s de diferencia con el resto de los gases en absorción detectados en el espectro solar.

Esta información contrasta con las velocidades detectadas en el caso del hidrógeno que alcanzaban diferencias de +- 41Km/s, indicador este de que los

gases detectados en emisión corresponden a zonas diferentes de la corona solar.

Profile : coronasolar01 (morado) He I
Date : 16/08/2014 14:31:58 (16.6055 /08/2014)
Selected Start : 5875Å (427.9 px)
Selected End : 5876Å (436.4 px)
Selected Width : 1.4Å (8.484 px)
Max Flux : 5.395 at 5876Å (432.3 px)
Min Flux : 4.753 at 5876Å (436.4 px)
Flux Range : 0.6412
Average Flux : 5.04 (RMS 5.044)
Std Deviation : 0.1856
SNR : 27.16
Continuum Slope: -2.339 ADU/Å -0.003861 ADU/px
Profile Area : 0.6918
Line Area : -0.02867 (-4.323 %)
Continuum Area : 0.6632
Equiv Width : -0.06053 Å
FWHM : 0.4425 Å (R = 13278 @5876Å)

Profile : 03 coronasolar02 (verde) He I
Date : 16/08/2014 14:46:53 (16.6159 /08/2014)
Selected Start : 5875Å (427.9 px)
Selected End : 5876Å (436.4 px)
Selected Width : 1.4Å (8.484 px)
Max Flux : 29.16 at 5876Å (432.2 px)
Min Flux : 26.16 at 5876Å (436.4 px)
Flux Range : 3.001
Average Flux : 27.61 (RMS 27.62)
Std Deviation : 0.9608
SNR : 28.73
Continuum Slope: -34.11 ADU/Å -0.0563 ADU/px
Profile Area : 3.789
Line Area : -0.1613 (-4.448 %)
Continuum Area : 3.627
Equiv Width : -0.06228 Å
FWHM : 0.5981 Å (R = 9823 @5876Å)

Resumen de datos de las líneas espectrales de He I a 5875.60 Å (BASS PROYECT SOFTWARE)

CONCLUSIONES:

Las líneas espectrales en emisión detectadas son solo una muestra de las cerca de treinta líneas espectrales de emisión que podemos encontrar en el rango visual del espectro de la corona solar.

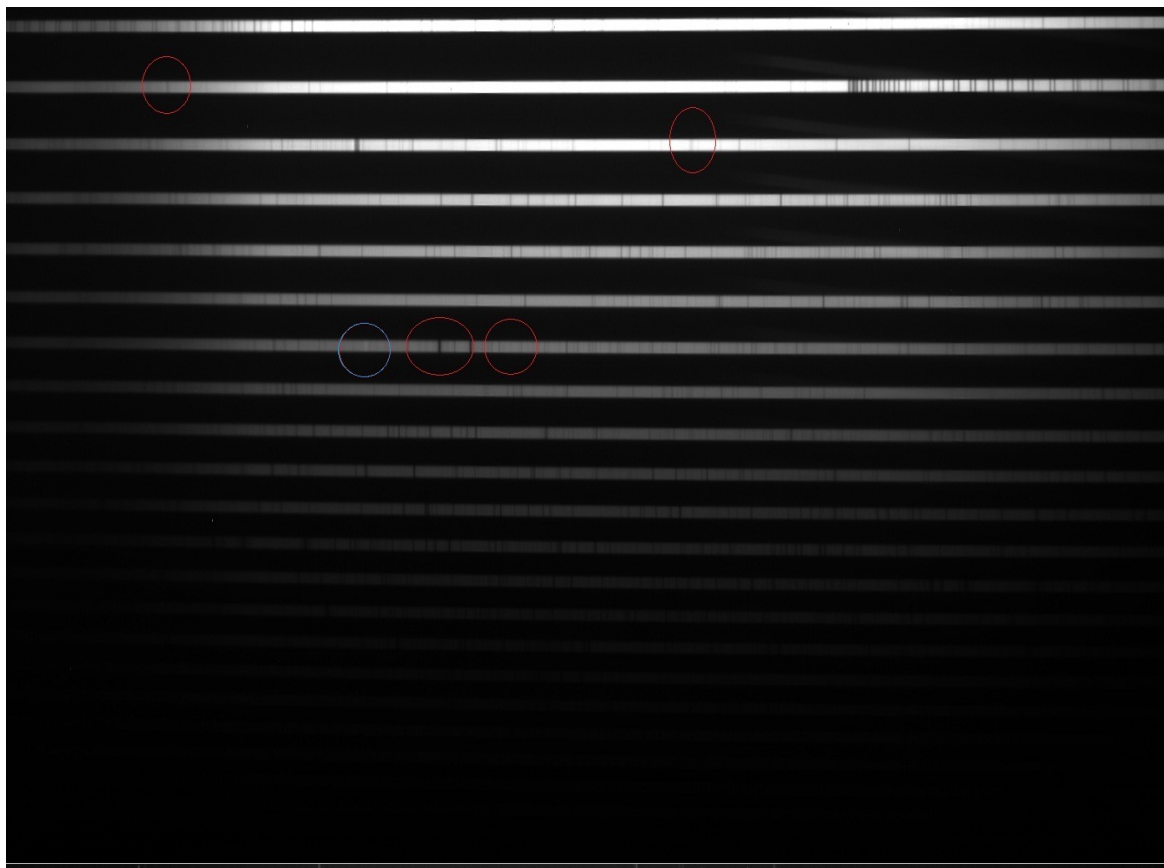
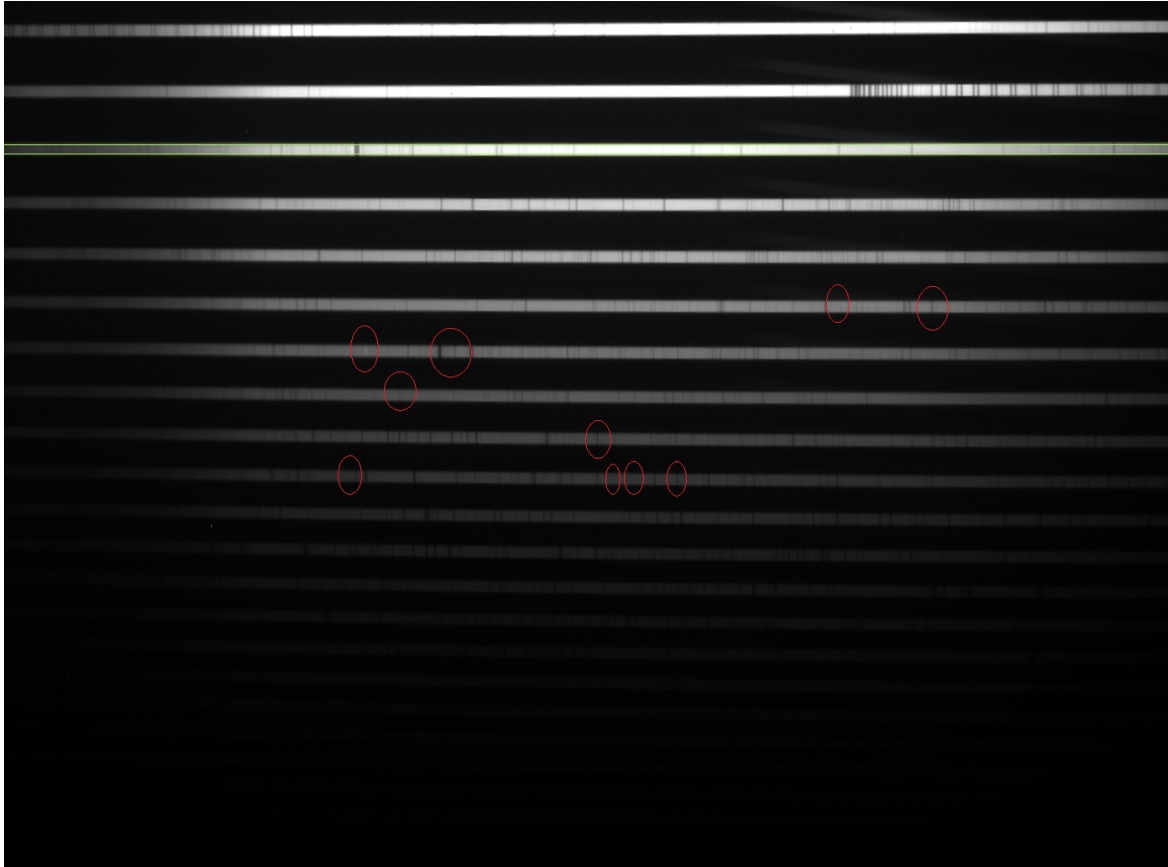
Los eclipses solares son la mejor ocasión para poder obtener un espectro bien definido de la corona solar.

También sería posible la utilización de un coronógrafo solar para poder separar y realzar el espectro coronal del de la fotosfera solar.

En nuestro trabajo hemos podido constatar la existencia de distintas zonas de la corona que resultan de la detección de líneas de emisión correspondientes a elementos químicos distintos, H I y He I. Dicha emisión tiene lugar a temperaturas distintas por lo que el origen de dichas emisiones debe de resultar distinto. También el cálculo de las velocidades, por el efecto doopler de las líneas de emisión que da lugar a anchuras diferentes de las mismas, nos muestran velocidades diferentes de los gases identificados, lo cual indica también zonas distintas.

En futuros trabajos deberemos intentar obtener (quizás a través del uso de un coronógrafo casero o en en el aprovechamiento de eclipses parciales y totales de sol) diferentes espectros desde las zonas más alejadas de la corona hasta las más cercanas a la cromosfera y fotosfera solar, de forma que podamos sustraer de cada zona más cercana la emisión detectada en las zonas más alejadas para un análisis espectrográfico más preciso de cada una de las zonas de la corona solar identificables.

ANEXO I:



REFERENCIAS:

- Ångström, A. J. (1862). «Ueber die Fraunhofer'schen Linien im Sonnenspectrum». Annalen der Physik 193: 302–290
- Chernín A.D. “Naturaleza Física de las Estrellas”.Ed. URSS. Moscú 2002.
- Martínez Troya, D. “La Evolución Estelar”. Librosenred 2008.
- Voulgaris A.G. et al. “Spectroscopic Coronal Observations during the Total Solar Eclipse of 11 July 2010”.
- VV.AA. “Physics of the Solar Corona”. Astrophysica and Science Library.
- <http://solarscience.msfc.nasa.gov>

AGRADECIMIENTOS:

- A Martin Huwiler por la fabricación del espectrógrafo echelle SQUES con el que han sido obtenidos los espectros solares.
- A Christian Buil por el programa IRIS con el que fueron reducidas los archivos fit de los espectros.
- A John Paraskeva por el programa BASS PROYECT con el que han sido analizados los espectros.