



ESPECTROSCOPIA DE ESTRELLAS CON SA 100

Se dice que ningún otro descubrimiento ha contribuido tanto al desarrollo de la Astronomía como la espectroscopía, hasta el extremo de que aproximadamente el 85% de los descubrimientos se deben a esta disciplina.

Desde hace ya algún tiempo, el uso de las cámaras CCD ha permitido al astrónomo amateur realizar trabajos en espectroscopía, obteniendo resultados que permiten conocer, por ejemplo, la temperatura de una estrella, su composición, su edad o la naturaleza del gas constituyente de una nebulosa. Este artículo pretende describir cómo puede hacerse esto, mediante una combinación telescopio-espectrómetro-software accesible al astrónomo amateur. Para ello nos centraremos en los objetos puntuales más fáciles de analizar con nuestros equipos: las estrellas. Empecemos.

Un poco de teoría

En astronomía la espectroscopía se define como la técnica de obtener y estudiar los espectros de los cuerpos celestes con el objeto de obtener información sobre el mismo, como por ejemplo su composición, su temperatura o la distancia a la que se encuentra.

Por otro lado, el espectro de un objeto no es más que el estudio de la distribución de las frecuencias de la radiación procedentes de una fuente, entendida como la variación de la intensidad del espectro con la frecuencia. Un aspecto de tales estudios es el denominado análisis espectral, relacionado con el exceso o ausencia de determinadas frecuencias en la radia-

ción procedente del objeto de estudio, en lo que se denomina espectro de emisión, en el primer caso, o de absorción en el segundo.

El desarrollo de la espectroscopía ha estado históricamente ligado al de la teoría atómica, ya que en última instancia un espectro no es más que el resultado de la absorción o emisión de luz entre los diferentes niveles de energía en un átomo o molécula, hasta el punto de que los avances más importantes en la teoría atómica han sido aquellos desarrollados para explicar los espectros obtenidos de forma experimental.

Históricamente, para el estudio de la radiación emitida o absorbida por un cuerpo se ha utilizado una simplificación cuyos resultados han facilitado el avance de esta ciencia: es la denominada radiación del cuerpo negro. Un cuerpo negro es una idealización de un objeto, capaz de emitir y absorber todas las

longitudes de onda de la radiación con igual eficiencia. La consecuencia inmediata de esta definición es que su espectro de emisión y absorción será por lo tanto un espectro continuo, de modo que la intensidad de la radiación a una determinada longitud de onda dependerá exclusivamente de la temperatura del objeto, mediante la denominada Ley de Planck:

$$I(\lambda, T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5 \left[\exp\left(\frac{hc}{\lambda kT}\right) - 1 \right]}$$

A partir de esta ecuación, se deduce fácilmente la denominada Ley de Wien, según la cual, el máximo de la longitud de onda para la emisión de un cuerpo es función exclusiva de su temperatura según la expresión:

$$\lambda_{\max} = \frac{w}{T}$$

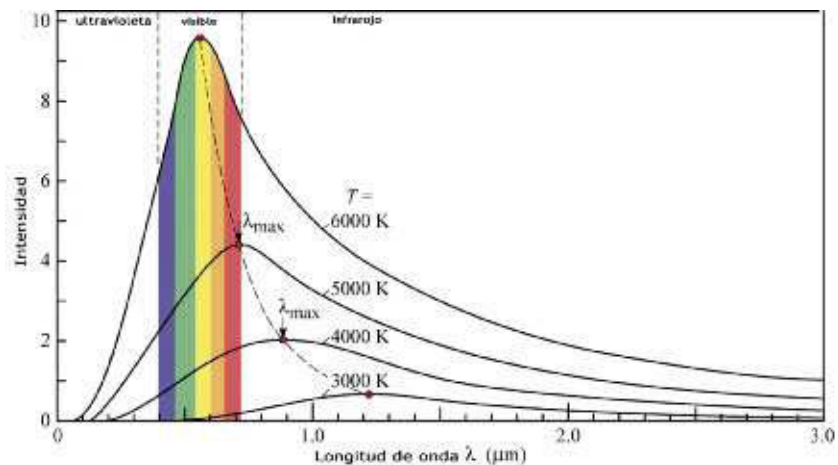


Figura 1. Radiación del cuerpo negro

siendo w la denominada constante de Wien, con un valor de $0,0029 \text{ mK}$, en donde m esta dado en metros y K en grado Kelvin.

A partir de esta expresión, y utilizando para ello la aproximación del cuerpo negro, es por lo tanto posible conocer la temperatura del cuerpo emisor a partir de la longitud de onda del máximo de su curva de emisión. Como un ejemplo, la siguiente curva muestra la emisión del cuerpo negro a diferentes temperaturas (figura 1).

De acuerdo a la Ley de Wien, el máximo se desplaza a longitudes de onda más cortas al aumentar la temperatura del objeto. Se observa también que la forma de la curva cambia con la temperatura, de acuerdo a la expresión más general de la Ley de Planck que vimos anteriormente.

Como veremos más adelante, la aproximación del cuerpo negro es válida para determinados objetos celestes, como por ejemplo las estrellas, de modo que el espectro que obtengamos con nuestro equipo nos va a permitir conocer esta longitud de onda, y a partir de la misma, su temperatura. Este será por lo tanto el primer dato que podremos deducir del estudio espectroscópico de nuestra estrella. Pero hay más.

Si bien teóricamente la curva de la radiación del cuerpo negro debería ser

continua, la experiencia nos demuestra que no es así, de modo que la curva registrada después de dispersar la radiación procedente de la estrella en sus diferentes longitudes de onda presentará discontinuidades, líneas en donde el color ha sido absorbido por los átomos que constituyen la fotosfera de la estrella. Es lo que se denomina espectro de absorción, y será la segunda información valiosa que podremos obtener con nuestro equipo.

En los espectros de absorción las líneas son el resultado de la promoción de electrones a niveles energéticos superiores, utilizando para ello la energía irradiada por la propia estrella. Cuando la frecuencia de la radiación emitida por la estrella coincide con el salto energético entre dos niveles para un determinado átomo o molécula, este absorbe esa energía, que desde ese momento nos llegará ya sin esa frecuencia. Como cada tipo de átomo o molécula absorbe radiación a una frecuencia característica y conocida, el reconocimiento de esta frecuencia permite identificar el átomo o molécula implicado, y por lo tanto la composición de la fotosfera de la estrella. Como veremos más adelante, para un análisis espectral completo, tendremos también que tener en cuenta que la temperatura, y no solo la composición, condiciona

también el espectro que obtengamos, ya que por ejemplo a muy altas temperaturas, en estrellas muy calientes, algunos de los átomos estarán completamente ionizados; carecerán por lo tanto de electrones en su corteza y consecuentemente no presentarán líneas de absorción. Esto significa que a medida que la estrella va siendo más fría, la energía que emite es menor, permitiendo la existencia de especies químicas, incluso moléculas, cuyas líneas de absorción quedarán recogidas en el espectro. A continuación incluyo las curvas de luz de los espectros de dos estrellas muy diferentes recogidos con mi equipo, por un lado el espectro de una estrella caliente, tipo A (Altair) y por otro una estrella más fría, Gienah (Epsilon Cygni) tipo K (Figuras 2 y 3)

La diferencia salta la vista: el máximo está en longitudes de onda muy diferentes (diferente temperatura) y las líneas espectrales de absorción están también en diferentes frecuencias (diferente composición). En lo que queda de artículo vamos a ver cómo se obtienen estas curvas, y cómo se asignan las frecuencias.

El equipo

El equipo que utilizo para recoger los espectros de las estrellas está formado por un reflector Vixen de 750 mm a $f5$ con montura Great Polaris motorizada en los dos ejes, una barlow $\times 2$ de Celestron y la cámara monocromo Luna QHY5. El espectroscopio es el Star Analyser 100 (en adelante SA 100), comercializado por Paton Hawksley Education LTD (<http://www.patonhawksley.co.uk/staranalyser.html>). El precio de este espectrómetro en la web del fabricante es de 90.5 libras, aunque en España se puede comprar en tiendas especializadas por unos 120 € .

El SA 100 pertenece a la familia de los denominados espectrómetros de redes de difracción. Este tipo de equipos, diferentes a los prismas de difracción, se basan en un componente óptico con un patrón regular, que divide (difracta) la luz en varios haces que viajan en diferentes direcciones. Las direcciones de esos haces depende del espaciado de la red y de la longitud de onda de la luz incidente, de modo que la red

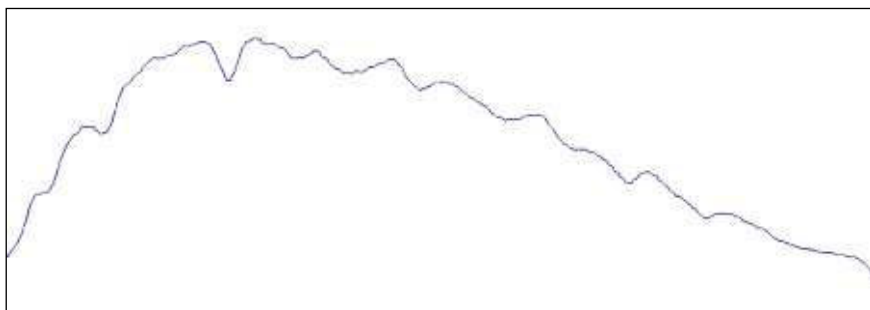


Figura 2. Espectro de Altair

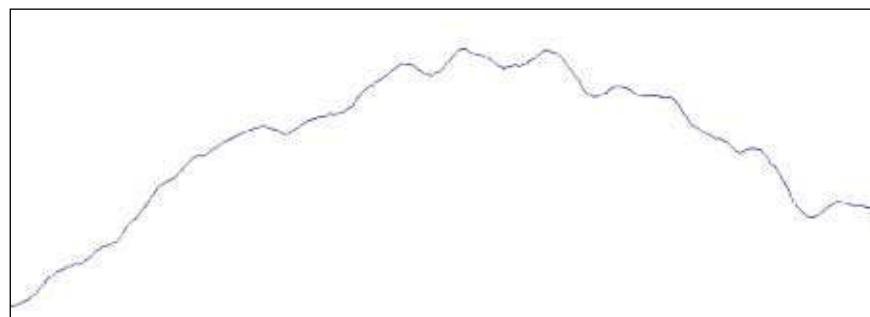


Figura 3. Espectro de epsilon gygni_gienah

actúa como un elemento dispersivo, lo que permite separar la luz blanca incidente en las diferentes longitudes de onda que la constituyen.

La denominación 100 para este equipo se refiere a que su construcción se ha realizado utilizando 100 líneas por mm en la red de difracción. Este parámetro, denominado constante de la red, define la resolución del espectrómetro, de modo que una red de difracción con una constante de, por ejemplo, 200 l/mm dispersará la luz el doble que el SA 100; el resultado será un espectro más débil pero con una resolución mayor. La baja resolución del SA 100 constituye la mayor limitación de este equipo, en comparación con otras redes de difracción disponibles con constantes de red típicas de 200, 300, 600 o 1200 l/mm, aunque considerablemente más caras. El SA 100 se presenta montado sobre un anillo roscado tipo filtro de 1 1/4 pulgadas, lo que facilita mucho su colocación ya que puede roscarse en la cámara como si se tratase de un filtro:



Figura 4. SA 100

El SA 100 está especialmente pensado para que la mayor parte de la información se concentre en lo que se denomina espectro de orden +1. Cuando la luz atraviesa la rejilla de difracción, el efecto de las interferencias sobre las ondas difractadas podrá producir la suma de las mismas, cuando las ondas estén en fase o su aniquilamiento, cuando estén en desfase. Cada frente de ondas sumado formará un orden de difracción, y entre cada orden existirá un espacio sin luz resultado de las interferencias destructivas. Una rejilla de difracción puede producir hasta 10 órdenes de difracción uno a continuación del otro, de modo que cualquiera de ellas contendrá la información del espectro, excepto la difracción de orden cero, o no difractado,

que será la propia estrella. Nuestro análisis espectral lo haremos en el espectro de orden +1, por dos importantes razones: es el de más intensidad y además adolece del problema del resto de órdenes espectrales en los cuales la información espectral esta mezclada al superponerse entre sí la luz difractada de diferentes órdenes espectrales.

Cojamos la calculadora

La explicación anterior tiene su importancia, no sólo para entender cómo funciona una rejilla de difracción sino también para permitirnos definir con precisión la parte del espectro útil de la que extraeremos la información que necesitamos. Para entender esto mejor, vamos a ver cómo quedará recogido el espectro en nuestra cámara y así centraremos mejor el problema.

Para registrar el espectro, lo que hago es roscar el SA 100 en la CCD QHY5-Mono y colocarla a primer foco sobre mi reflector de 750 mm a f5, al que he acoplado una barlow 2x para aumentar la focal. Con esta configuración, grabo un vídeo de apenas 600 fotogramas en formato AVI con el programa QGVídeo que viene con la CCD, y que puede descargarse de forma gratuita en la dirección <http://qhyccd.com/download.html>.

Probablemente, deberemos ajustar la ganancia y el tiempo de exposición hasta conseguir una imagen nítida de nuestra estrella, que deberá estar además bien enfocada. Con el fin de evitar ficheros muy extensos, conviene reducir el tamaño de la ventana de captura en vertical, de modo que quede una franja lo más estrecha posible que deberá contener siempre la estrella y el espectro de orden +1. Si todo ha ido bien, el resultado será algo parecido al siguiente (Figura 5).

La traza del espectro debe quedar paralela a la horizontal del sensor, algo que probablemente no ocurrirá en la primera toma. Para resolverlo, simplemente jugaremos con la rosca del SA 100 en el adaptador de la

cámara, hasta conseguirlo. En esta foto se observa la estrella, en este caso Markab, Alpha Pegasi, y a nuestra derecha el espectro de orden +1. La fotografía se ha obtenido en formato TIF procesando el vídeo AVI con el programa gratuito RegiStax, un estándar para este tipo de procesados que puede descargarse de la web <http://www.astronomie.be/registax/> como estamos utilizando una cámara monocromo, el espectro obtenido estará en blanco y negro. Con una cámara a color, veríamos el característico arco iris, con los azules en primer término y los rojos al final del espectro. Ya en esta fotografía pueden observarse espacios vacíos en el espectro, que se corresponden con las líneas de absorción de los elementos constituyentes de la fotosfera de la estrella. Más adelante veremos cómo se identifican.

Viendo esta foto podemos entender por qué es tan importante conocer en qué punto comienza el espectro de orden +1 y dónde termina. No hay problema; para eso hemos cogido la calculadora.

El ángulo de dispersión para una onda que atraviesa una red de difracción depende de número de orden del espectro (n), de la constante de la red (N) y de la longitud de onda de la radiación incidente (λ), según la expresión:

$$\text{sen}\beta = nN\lambda$$

Para el espectro de orden +1 del SA 100 los dos primeros datos son conocidos ($n=1$ y $N=100$). Para el tercer dato, necesitaremos conocer la eficiencia del detector de la CCD o CMOS que estamos utilizando, ya que esto limitará la longitud de onda mayor y menor que podremos recoger en el sensor y con ello los límites inferiores y superiores del espectro. Este dato puede encontrarse en la bibliografía o consultarse al fabricante de nuestra cámara. Por ejemplo, para la QHY-5 Mono que yo utili-



Figura 5. Foto del espectro de Alpha_Pegasi_Markab_rec

zo la mayor eficiencia cuántica está entre 3900 Å para el azul y 7500 Å para el rojo, aunque por ejemplo para una Canon 350D modificada sin el filtro de IR este último dato puede extenderse con garantías hasta los 9000 Å ($1\text{Å}=10^{-10}\text{m}$). Aplicando la ecuación anterior, esto significa que los ángulos de dispersión para el SA 100 en el espectro de orden +1 serán:

$\beta_1 = 2,23^\circ$ para el azul (comienzo del espectro)

$\beta_2 = 4,30^\circ$ para el rojo (final del espectro)

o lo que es lo mismo, la información del espectro estará recogida en un arco con una extensión de 2.07° . El reto ahora será transformar este dato en longitud horizontal en mm en nuestro sensor, y desde este dato, definir el comienzo y el final del espectro desde la difracción de orden cero, esto es, desde nuestra estrella que utilizaremos como referencia. Por eso es tan importante que al grabar el espectro recojamos también la estrella, tal y como vimos en la fotografía anterior.

Se trata realmente de un problema elemental de trigonometría ya que lo que necesitamos es calcular la altura de dos triángulos rectángulos, conocidos los ángulos (en nuestro caso $2,23^\circ$ y $4,30^\circ$) y la longitud de uno de los catetos, en este caso la distancia d que separa la red de difracción, el SA 100, del sensor de nuestra cámara (este dato es específico de cada equipo, y tendremos que medirlo. Para la configuración de mi equipo yo he medido 43 mm). La altura del triángulo será por lo tanto:

$$a = d \tan \beta$$

Siendo d la distancia entre SA 100 y el sensor en mm y β el ángulo de dispersión. La siguiente figura 6 ilustra lo comentado (Figura 6).

Para la configuración que estamos empleando el resultado será entonces:

$$a_1 (\text{azul}) = 1,70 \text{ mm}$$

$$a_2 (\text{rojo}) = 3,27 \text{ mm}$$

Es decir, el espectro de orden +1 tendrá una longitud, sobre el sensor de

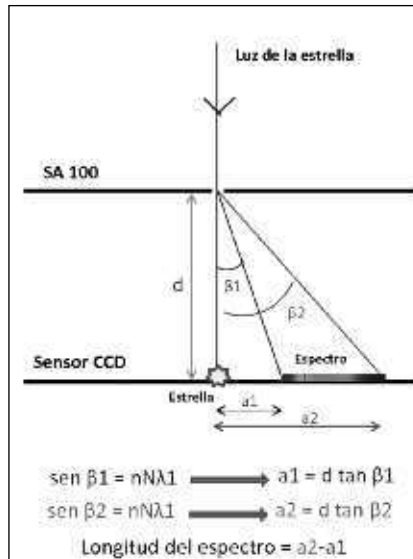


Figura 6. Espectro de difracción orden 1

la CCD, de 1,57 mm (3,37–1,70mm). No es mucho pero es más que suficiente, si tenemos en cuenta que el sensor de la QHY-5 Mono tiene un tamaño horizontal del 6,6 mm, lo que supone que el espectro ocupará en la horizontal el 24%. Ya solo nos queda un paso más para disponer de nuestro espectro en su totalidad, y consiste en llevar estos datos de forma proporcional a la ventana de nuestro programa de retoque fotográfico, para poder recortar el espectro con todas las garantías.

Para esta última parte yo utilizo la función “regla” de Photoshop, lo que me permite fijar el centro de la estrella como referencia, de modo que, manteniendo las proporciones calculadas para el sensor de la cámara, las extrapolo a la imagen TIF del programa de retocado y listo. Si todo ha ido bien, el resultado final será una imagen similar a esta, que corresponde con el espectro de la estrella Altair ya recortado (Figura 7)

Por último, grabaremos esta imagen, en mi caso en formato BMP, ya que este será el formato que va a mane-



Figura 7. Espectro recortado de Altair

jar el software de análisis espectroscópico que utilizo y que describiré más adelante. Y listo, por fin tenemos el espectro. Lo que viene a continuación será la última parte del proceso, esto es, su análisis con el objetivo de obtener los datos físicos y químicos de nuestra estrella.

El software

Conozco dos programas para análisis de espectros astronómicos, uno de ellos de pago, y el otro gratuito. El programa de pago se llama RSpec (Real-time Spectroscopy) y puede comprarse en la web <http://www.rspec-astro.com/> al precio de 99\$. No puedo hablar del programa porque no lo conozco. El segundo programa, que es el que yo utilizo, es el Visual Spec (en adelante VSpec), un programa de Valérie Desnoux que puede descargarse gratuitamente en la dirección <http://www.astrosurf.com/vdesnoux/>

VSpec es, en mi opinión, un magnífico programa para análisis espectroscópico, que, por alguna extraña razón, ha estado siempre acompañado de una fama de programa difícil de manejar, algo que no comparto en absoluto, entre otras razones por la excelente colección de tutoriales que pueden descargarse de su página web. No es el objetivo de este apartado del artículo hacer un tutorial para el manejo de este programa, sino más bien describir, de forma general, cuáles son los pasos mínimos que debemos seguir para realizar el análisis espectroscópico a partir de la imagen ya recortada. Estos son los pasos que yo he identificado:

- Obtención de la curva de luz
- Calibración del espectro
- Asignación de líneas

Veamos cada una de ellos.

Paso 1: Obtención de la curva de luz

La obtención de la curva de luz consiste, sencillamente, en que VSpec transforme las variaciones de luz de nuestra traza del espectro en una curva que tendrá en ordenadas la intensidad y en abscisas las frecuencias, aunque este dato todavía no lo tendremos hasta después de calibrar el espectro, según veremos en el paso 2. Como ya comenté anteriormente, es crítico que el espectro este orientado lo más horizontal posible, para que el programa pueda leer la curva con el mayor detalle posible. Si todavía llegásemos a este punto con el espectro algo girado, VSpec no permitirá ajustarlo con una las opciones del programa. La siguiente figura es un ejemplo de una curva de luz típica para una estrella de clase espectral A, en este caso para la estrella Vega:



Figura 8. Curva de luz de Vega

Paso 2: Calibración del espectro

En mi opinión, esta es la etapa más difícil de todas y la más delicada, ya que el resultado final va a depender en gran medida de este paso. Calibrar el espectro supone asignar una longitud de onda determinada a cada punto de la curva de luz, teniendo en cuenta que nuestro espectro comienza a 3900 Å y termina en 7500 Å. Aunque VSpec permite hacerlo de varias formas, las dos más sencillas son, o bien a partir de dos líneas de longitud de onda conocidas, o bien, con una sola línea conocida y con la dispersión (sampling) del espectro. El concepto de la dispersión del espectro no había aparecido anteriormente, y se refiere sencillamente al número de Å que contiene cada pixel de nuestro sensor. Es un dato sencillo de calcular, para el que necesitaremos un dato adicional: el tamaño del pixel de nuestro sensor, que encontraremos fácilmente en la información suministrada por el fabri-

cante de nuestra cámara. Como conocemos el tamaño del espectro en mm, que ya calculamos anteriormente, y los extremos inferiores y superiores, la dispersión (s), en Å/pixel, será entonces:

$$s = \frac{\lambda_2 - \lambda_1}{l_p}$$

Siendo

$$\lambda_1, 3900 \text{ \AA}, \lambda_2, 7500 \text{ \AA} \text{ y } l_p,$$

la longitud en píxeles del espectro, que se calculará a partir del tamaño en mm que ya calculamos anteriormente, y del tamaño del pixel de nuestro sensor.

En el caso de la QHY-5 Mono, el tamaño del pixel es de 5,2 µm (0.0052 mm), lo que significa que los 1,57 mm que ocupa el espectro contendrán 302 píxeles, y por lo tanto la dispersión s será:

$$s = \frac{7500 - 3900 \text{ \AA}}{302 \text{ pixel}} = 11,9 \frac{\text{\AA}}{\text{pixel}}$$

Me he detenido en el segundo método para hacer la calibración porque creo que es el más aconsejable, aunque hayamos tenido que introducir el concepto de la dispersión espectral. El primer método nos obliga a identificar dos líneas y sus longitudes de onda, algo que en ocasiones no es fácil, por lo que en mi opinión, cuantas menos líneas tengamos que identificar mejor. ¿Y qué línea elegir para ello? Pues lógicamente las de algún elemento que sea habitual y además abundante en la fotosfera estelar, para que genere líneas

claras en el espectro. Afortunadamente este elemento existe y es el hidrógeno. El hidrógeno genera transiciones muy intensas y bien conocidas desde hace tiempo, tanto que hasta tienen nombres propios; afortunadamente una de ellas, la serie de Balmer, cae dentro de la región del visible, por lo que quedará recogida en nuestro espectro. En concreto, recomiendo para ello las transiciones γ o la β , pues creo que son las que mejor podremos utilizar para la calibración. La transición γ de la serie de Balmer se produce cuando un electrón es promocionado desde el nivel energético $n=2$ hasta el nivel $n=5$, absorbiendo para ello radiación de longitud de onda a 4340 Å. En cuanto a la transición β , esta se produce cuando el electrón promociona desde el nivel $n=2$ hasta el nivel $n=4$, absorbiendo radiación de 4861 Å. Con cualquiera de estas dos líneas y conocida la dispersión s será posible hacer la calibración del espectro.

La gráfica 9 muestra el espectro de la estrella Vega, ya calibrado.

A diferencia de la figura 8, ahora en el eje de abscisas tendremos las frecuencias espectrales. Ya sólo nos queda, en el tercer y último paso, asignar cada línea de absorción a su elemento químico correspondiente.

Paso 3: Asignación de líneas

Si el paso 2 se ha completado con éxito, esta etapa no debería de ser complicada. VSpec dispone para ello de

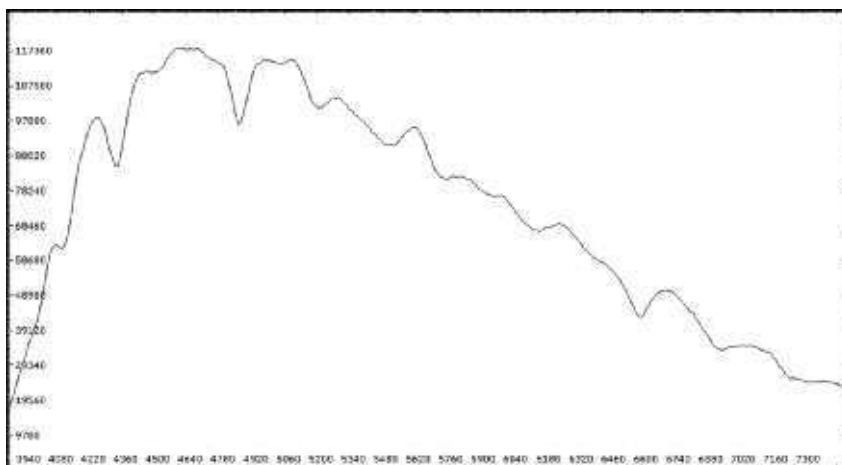


Figura 9. Espectro de Vega ya calibrado

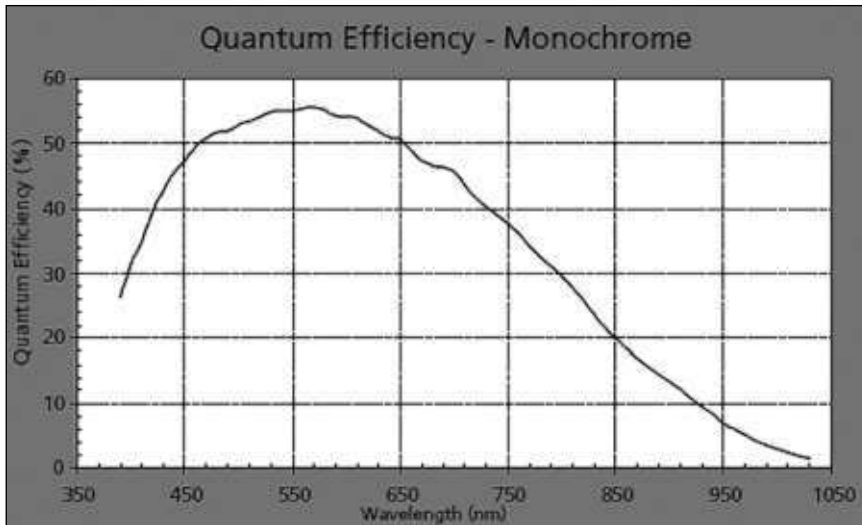


Figura 10. Curva de eficiencia de la QHY 5 Mono

diferentes herramientas, entre las que destacan una base de datos de las longitudes de onda de los elementos más comunes de las estrellas y una librería con los espectros de referencia de estrellas desde el tipo O, las más calientes hasta el tipo M, las más frías. En mi caso, utilizo las dos opciones, y después de identificados los elementos, utilizo la función de VSpec que permite superponer mi espectro al espectro tipo de la estrella, básicamente para confirmar que el análisis del espectro ha sido correcto. Aunque la limitada extensión del artículo no me permite profundizar más en las opciones del programa, sólo indicar que con el fin de mejorar la sensibilidad de la curva de luz es interesante poder restar, al espectro obtenido, la curva de sensibilidad del sensor de nuestra cámara, ya que no debemos olvidar que la eficiencia cuántica es función de la longitud de onda de la radiación incidente. En la siguiente

figura puede verse la eficiencia cuántica del sensor de la CCD QHY5 Mono en función de la longitud de onda, en este caso en nm ($1\text{nm}=10\text{ \AA}$). Como puede verse, en la figura 10, la mayor eficiencia del sensor está entre 3900 y 7500 \AA , razón por la que limito el análisis espectral a este intervalo:

La figura 11 muestra por fin el espectro de una estrella ya finalizado: Se trata de Markab (Alpha Pegasi), una estrella de clase espectral tipo B:

En negro el espectro obtenido, en violeta el espectro de referencia para este tipo espectral obtenido de la librería de VSpec y en naranja las líneas de Balmer del hidrógeno, según la base de datos del programa. La coincidencia con las bases de datos del programa nos indica que la obtención del espectro y su procesado han sido correctos. Además de las líneas de la serie de Balmer del hidrógeno (1, 2, 3, 4, y 10), se observan otras, como la 5, probable-

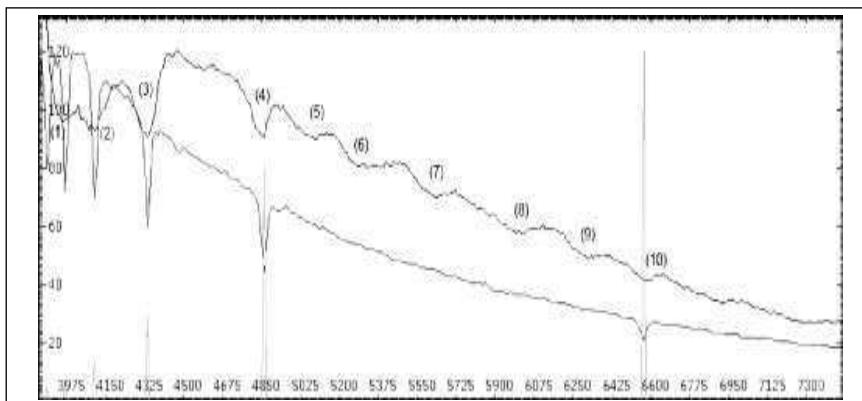


Figura 11. Espectro completo de Markab

mente debida a Mg I y la 6, del Fe II. Las líneas 6 y 7 podrían ser de V I, y la 9 se debería al oxígeno telúrico, esto es, al oxígeno constituyente de la atmósfera terrestre.

Conclusiones

A pesar de las limitaciones inherentes al SA 100, un espectrómetro con una constante de red de sólo 100 líneas/mm, la experiencia resulta muy interesante y gratificante, aunque sólo sea como iniciación a la espectroscopía astronómica. El SA 100 permite un análisis básico de objetos astronómicos con una cierta magnitud y preferentemente puntuales, identificando los elementos constituyentes más abundantes. Permite también comparar las variaciones en la forma del espectro en función de la temperatura (recuérdese la Ley de Planck), así como el aumento del número de especies detectadas en estrellas más frías, menos energéticas, y por lo tanto con menor capacidad para ionizar los elementos de su fotosfera. En la web del fabricante, además de estas posibilidades se describen otras, como el análisis de la composición de cometas o nebulosas, o incluso la estimación de la distancia de objetos por efecto Doppler, en función del desplazamiento de las líneas espectrales, funciones que yo personalmente no he probado. Todo ello a un precio razonable y accesible a la mayoría de los equipos disponibles para el astrónomo amateur.

Bibliografía

Richard Walker, 2011. Spectroscopic Atlas for Amateur Astronomers. (este atlas, absolutamente imprescindible, puede descargarse gratuitamente en la dirección

http://www.ursusmajor.ch/downloads/spectroscopic-atlas-3_0-english.pdf)

Ken M. Harrison, 2011. Astronomical Spectroscopy for Amateurs. Springer.

Keith Robinson, 2007. Spectroscopy: The Key of the Stars. Springer.

Para contactar:
radelfer@hotmail.com