Detectores astronómicos

Resumen y traducción de los capítulos 4,5,6 y 7 de Observing the Universe, editado por Andrew J. Norton, Cambridge University Press, The Open University

La visibilidad de una fuente luminosa débil cuyo brillo sea inferior al umbral de sensibilidad del ojo no se produce por estar observándola a simple vista por un largo periodo de tiempo. Más bien sucede lo contrario.

Esto es también aplicable a un ojo que mira a través del ocular de un telescopio: aunque la capacidad colectora de luz de un telescopio ayuda a detectar fuentes débiles, el umbral de sensibilidad del ojo es un factor que limita.

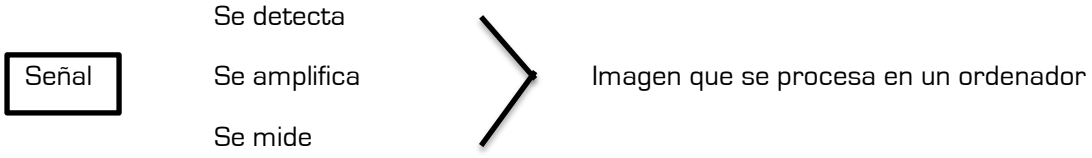
Para solucionar este problema y captar imágenes de objetos más débiles, podemos reemplazar el ojo por un detector que integre la luz recibida. Entonces, utilizando tiempos de exposición largos, es posible detectar fuentes varios órdenes de magnitud más débiles que las que detectamos con el ojo desnudo. La única limitación aquí es el brillo de fondo del propio cielo. Si la exposición es muy larga, el detector eventualmente puede llegar a alcanzar la intensidad de la luz dispersada por la atmósfera, y las fuentes astronómicas más débiles no destacarán sobre este fondo del cielo.

Para poder hacer exposiciones largas los telescopios modernos están equipados con motores de seguimiento que permiten observar una sección del cielo y mantenerla en el campo de visión durante el tiempo que dure la exposición (en el cual, la Tierra ha estado girando sobre su eje de rotación y moviéndose a lo largo de su órbita).

Un detector que integra, es decir, que va sumando la luz que recibe durante la exposición, es capaz de observar detalles más finos de los objetos extensos como nebulosas o galaxias y, al mismo tiempo, resuelve (separa) mejor los objetos puntuales muy próximos.

CCD

Un detector fotoeléctrico es básicamente un instrumento que convierte los fotones de luz procedentes de una fuente en una señal eléctrica.

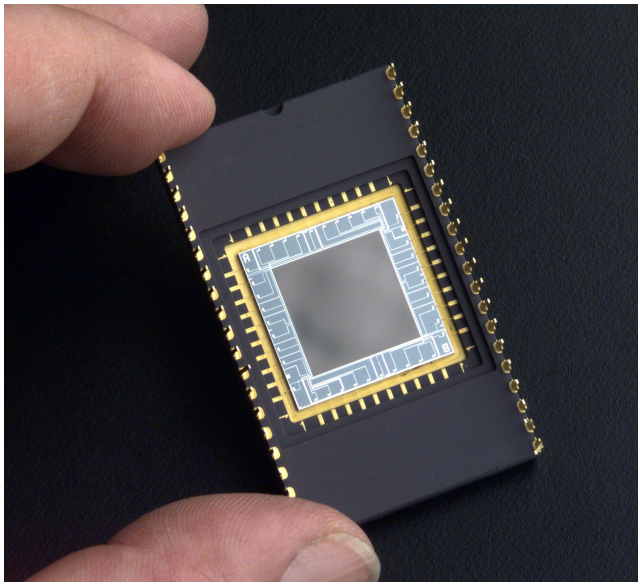


El detector fotoeléctrico más utilizado hoy en día en astronomía es la CCD (*Charge-coupled device*).

Un CCD es un detector bidimensional de estado sólido que puede generar:

- Una imagen de una porción de cielo
- Un espectro

Típicamente tienen unos pocos centímetros y están hechos de semiconductores de silicio, organizados en matrices bidimensionales de elementos sensibles a la luz.



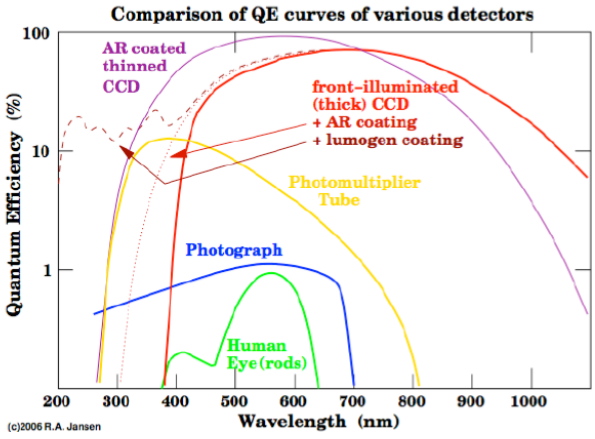
Las imágenes que producen estos detectores son una matriz de píxeles (*picture elements*) de modo que cada pixel de la imagen se corresponde a uno de los elementos sensibles a la luz en la CCD (de modo que a estos elementos se les suele llamar también píxeles).

Por tanto cada pixel de una CCD puede ser considerado como un detector.

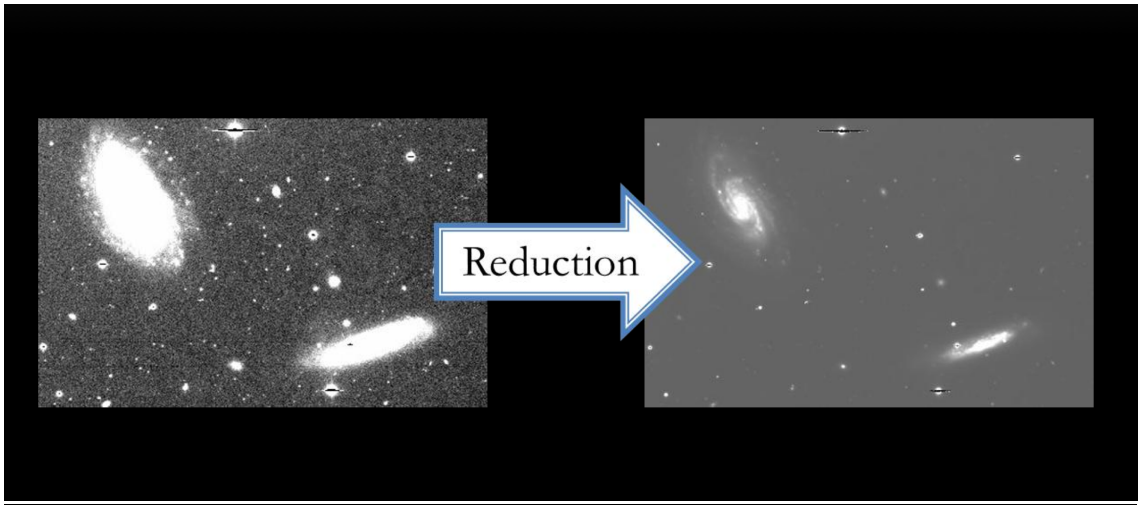
Las CCD modernas pueden ser de 4096 x 4096 píxeles (o más) y el tamaño del píxel suele ser de 10 a 20 μm.

Cuando la luz incide sobre un pixel, cada fotón produce un electrón en el semiconductor: fotoelectrón. Cuando la exposición termina, las cargas acumuladas se transfieren de manera ordenada (columna a columna) para convertirse en una imagen digital, que se puede visualizar en la pantalla o almacenar en el ordenador para su posterior procesado y análisis. Las CCD son extremadamente eficientes en las longitudes de onda de la luz visible, recogiendo sobre el 70% de los fotones que inciden en ellas (el porcentaje de fotones que chocan con la superficie fotorreactiva que producir pares electrón-hueco se llama eficiencia cuántica). Las imágenes obtenidas con CCD en astronomía se pueden utilizar en:

- Astrometría (medir las posiciones de los objetos)
- Fotometría (medir el brillo de los objetos)
- Espectroscopia (medir el espectro de los objetos)

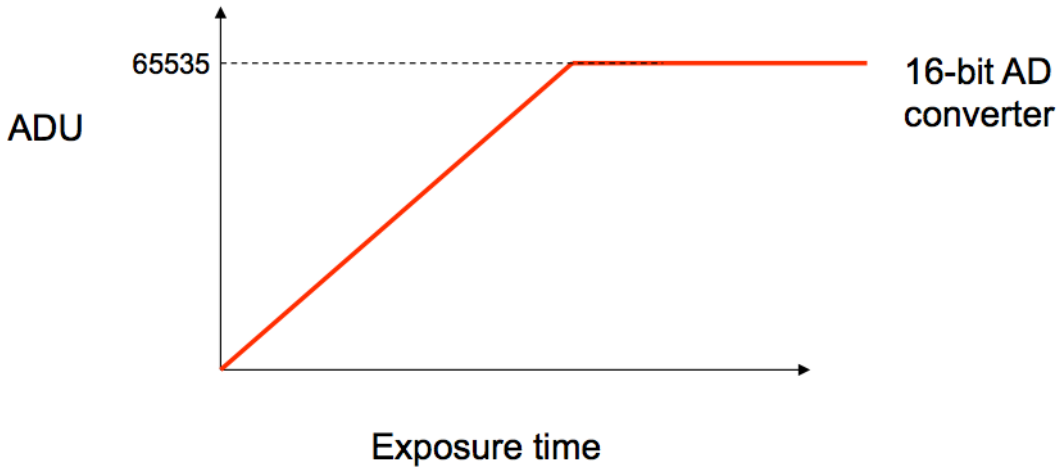


Reducir imágenes CCD



Partimos de una imagen digital en la que el valor en cada pixel es el número de fotones que incidieron en el correspondiente pixel del detector durante la exposición.

Estos números se almacenan con una determinada precisión numérica. Por ejemplo, si utilizamos números en binario de 16 bits, el nº máximo que podemos almacenar en un pixel de la imagen es de 2^{16}- 1 = 65535.



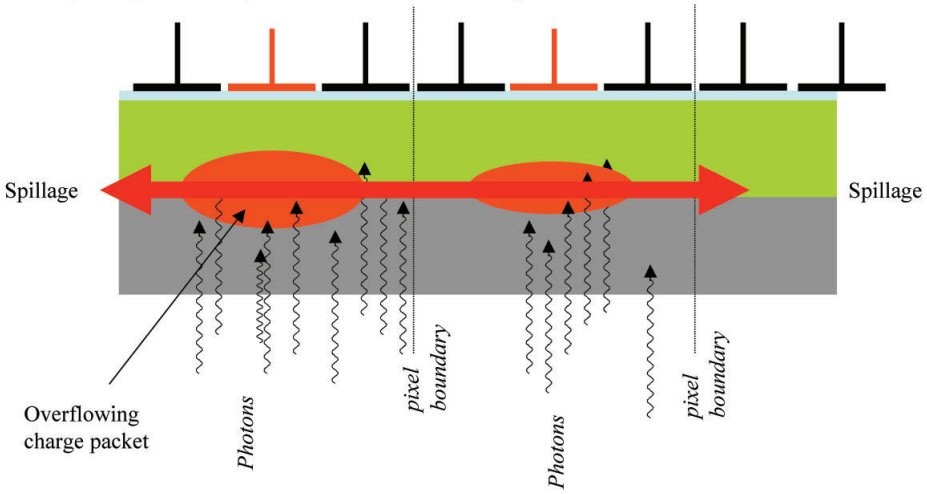
Si la intensidad de la fuente en el tiempo de exposición sobre un pixel del detector supera este límite, el pixel satura y el valor almacenado carece de significado.

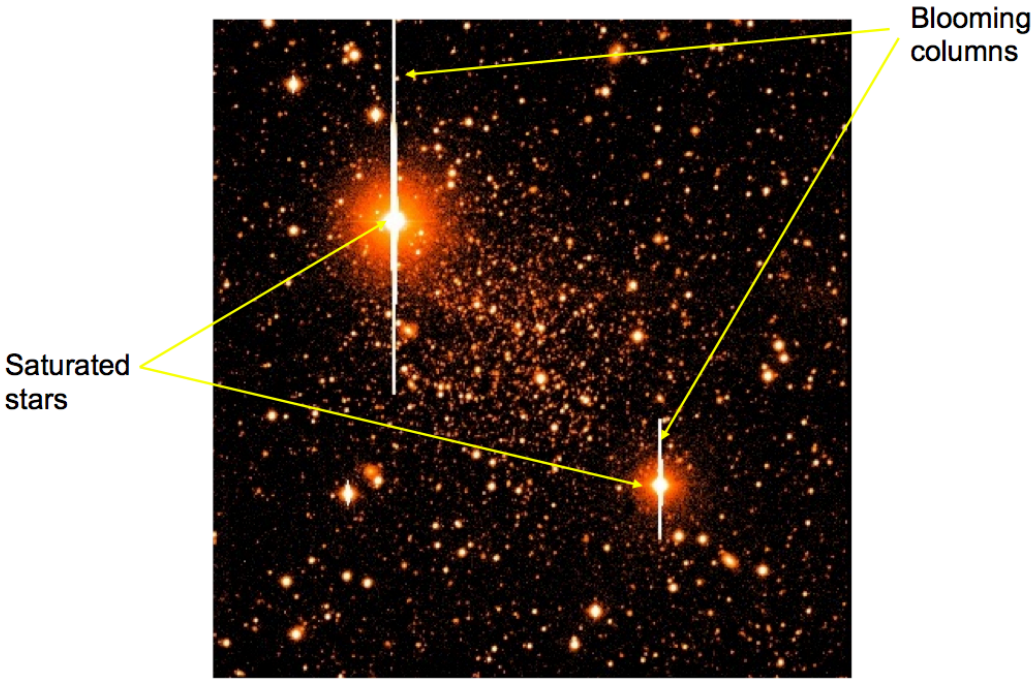
Los tiempos de exposición se tienen que elegir con cuidado para evitar que los objetos de interés no saturen sobre la CCD.

Blooming:

Cuando un pixel se satura, la carga puede extenderse en la dirección de la lectura, es decir, las columnas del CCD. Esto puede destruir la información recogida en los píxeles de esa columna, lejos de los que se habían saturado por la intensidad de la luz de la señal.

The charge capacity of a CCD pixel is limited, when a pixel is full the charge starts to leak into adjacent pixels. This process is known as 'Blooming'.





Blooming

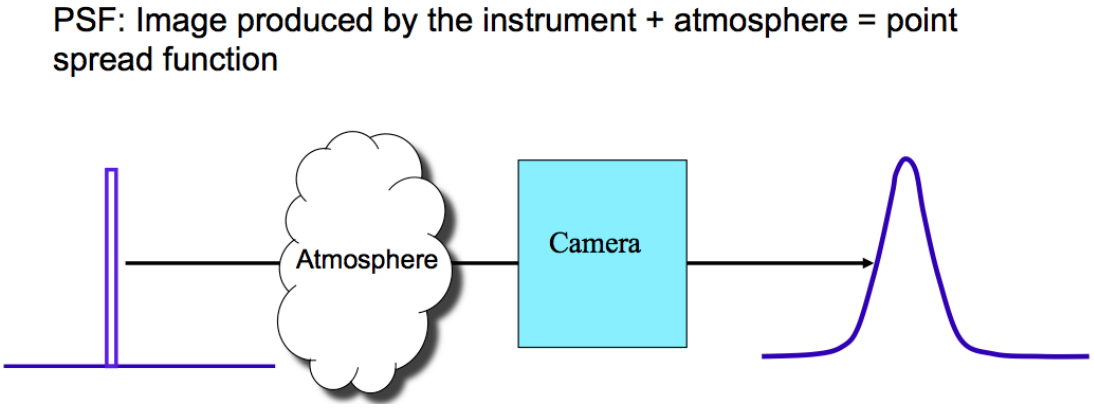
No blooming

Píxeles malos y rayos cósmicos

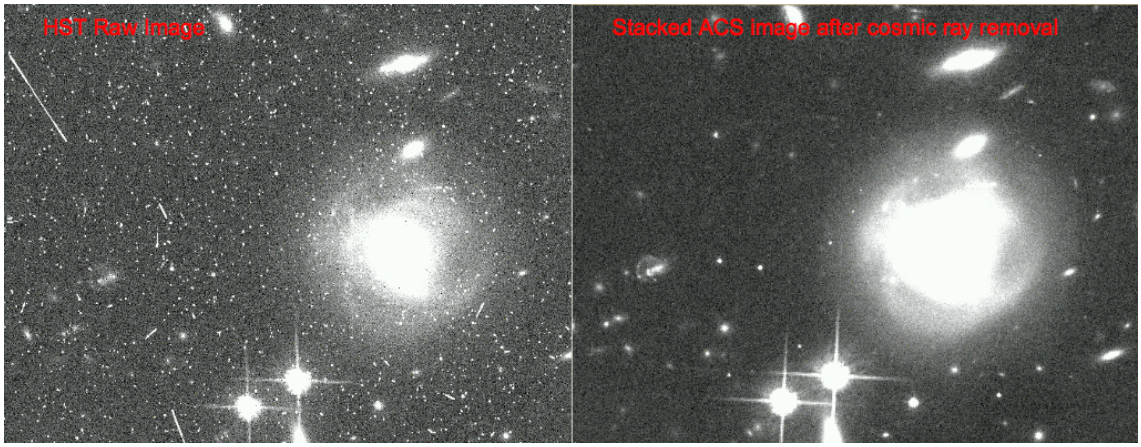
En una CCD algunos de los píxeles pueden estar defectuosos y producir valores que no representan la intensidad de la luz que incidió sobre ellos. El software para procesar las imágenes de CCD puede o bien ignorar los píxeles malos o sustituir sus valores por valores que resultan de interpolar los valores de los píxeles buenos adyacentes.

Cuando los rayos cósmicos (o incluso fuentes radioactivas de la naturaleza) inciden sobre la CCD, cargan el pixel de manera similar a como lo hace una fuente luminosa pero típicamente con una carga mucho mayor.

Estas señales falsas se encuentran típicamente confinadas en unos pocos píxeles. Genéricamente a estos sucesos se les llama "rayos cósmicos" y su número aumenta con el tiempo de exposición, pero como sus valores son anormalmente grandes, resulta sencillo distinguirlos de las fuentes puntuales genuinas que generan las PSF (*point spread functions*).



Una vez detectados, el software de reducción los puede eliminar interpolando valores de píxeles adyacentes como en el caso de "píxeles malos".



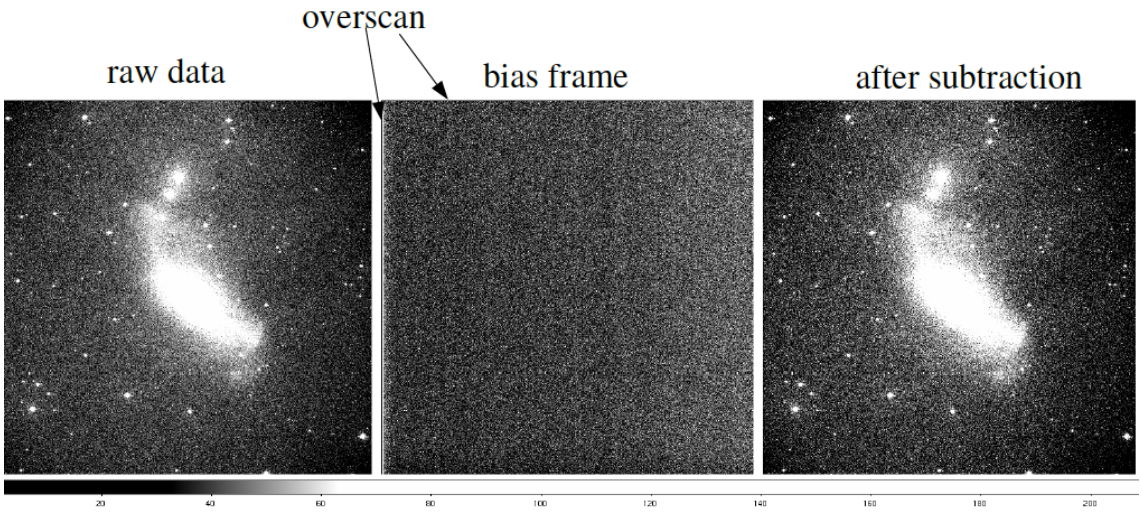
Alternativamente, como las localizaciones de los rayos cósmicos son completamente aleatorias, se pueden eliminar combinando imágenes individuales del mismo campo obtenidas con el mismo tiempo de exposición. Se toma el valor mediano (mediana) en dicho pixel de los valores que presentan las diferentes imágenes y se le asigna tal valor al píxel en el que se ha detectado el rayo cósmico. (Ojo! la mediana, no la media)

Sustracción del sesgo (*bias*) y de la corriente oscura (dark)

Bias

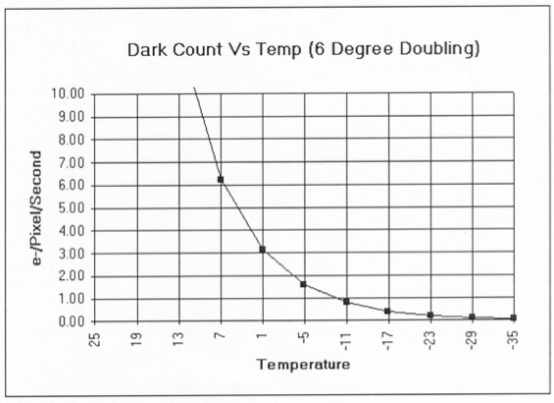
Cuando la señal de una CCD se digitaliza en un proceso que se conoce como conversión de analógica a digital, se añade intencionadamente un sesgo (*bias o offset*) al valor digital para evitar que la señal pueda tomar valores negativos en algún punto. El valor del bias depende de la posición en la CCD y también del tiempo en el que se produce la lectura.

Las imágenes de bias se crean leyendo la CCD con tiempo de exposición de cero segundos con el obturador cerrado. Esto se hace a principio y a final de la noche de observación. Una imagen máster de bias se crea tomando la mediana de todas ellas. A cada imagen de ciencia obtenida durante la noche se le debe restar el máster de bias.



Corriente oscura

Una cierta señal puede producirse en los píxeles de las CCD incluso sin la presencia de luz incidente. Se llama corriente oscura y proviene de la energía térmica de la propia CCD. Se minimiza mediante la criogenia, enfriando la cámara a la temperatura del nitrógeno líquido. Si aun así está presente, se elimina tomando exposiciones largas con el obturador cerrado, eliminando el bias y dividiendo por el tiempo de exposición para obtener la corriente oscura por segundo en cada pixel. Esto se escala por el tiempo de exposición de cada imagen de ciencia y se resta.



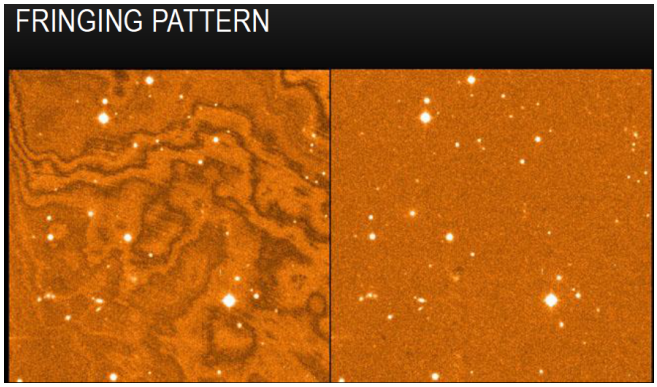
Flats

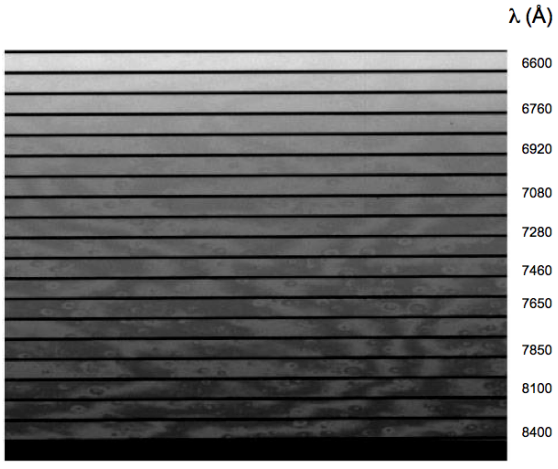
La sensibilidad a la luz puede variar ligeramente para cada uno de los píxeles de una CCD. Esta variabilidad se debe a irregularidades introducidas durante la fabricación. Para calibrar esta variación de sensibilidad de pixel a pixel, la CCD debe exponerse a una fuente de luz iluminada uniformemente como el cielo con luz crepuscular o la cara interior de la cúpula del observatorio. Las imágenes obtenidas de este modo se llaman campos planos (*flat fields*). Las imágenes de ciencia deben ser corregidas, utilizando los campos planos a los valores que hubieran tenido si todos los píxeles tuvieran la misma sensibilidad a la luz.

Hay que hacer notar que la variación de sensibilidad de pixel a pixel también depende de la longitud de onda, por tanto, si se utilizan filtros, los campos planos deben obtenerse con los mismos filtros que las imágenes de ciencia.

Los flats también corrigen efectos como partículas de polvo en la CCD o en los filtros (que ocasionan sombras en forma de anillo -fuera de foco- en las imágenes). También corrigen el viñeteo (oscurecimiento de los objetos hacia los bordes del campo de visión).

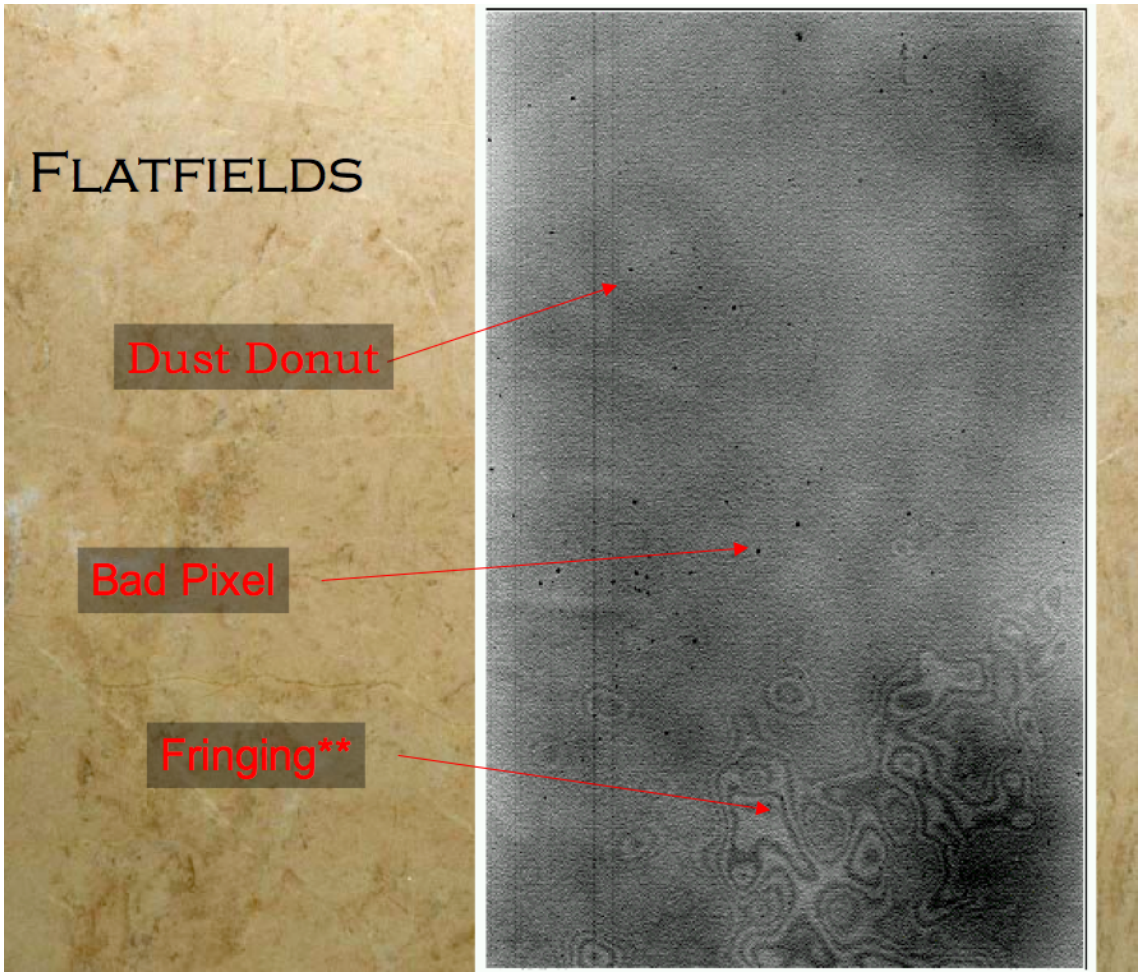
Otro efecto que debe corregirse es el fringing. Las "fringes" (franjas o flecos) son variaciones de intensidad siguiendo patrones ondulatorios causados por interferencia entre rayos procedentes de reflexiones múltiples. Es un efecto que también depende del filtro, siendo más pronunciado en los filtros rojos e infrarrojos.





Depending on the CCD fringing becomes important for wavelengths greater than about 6500 Å.

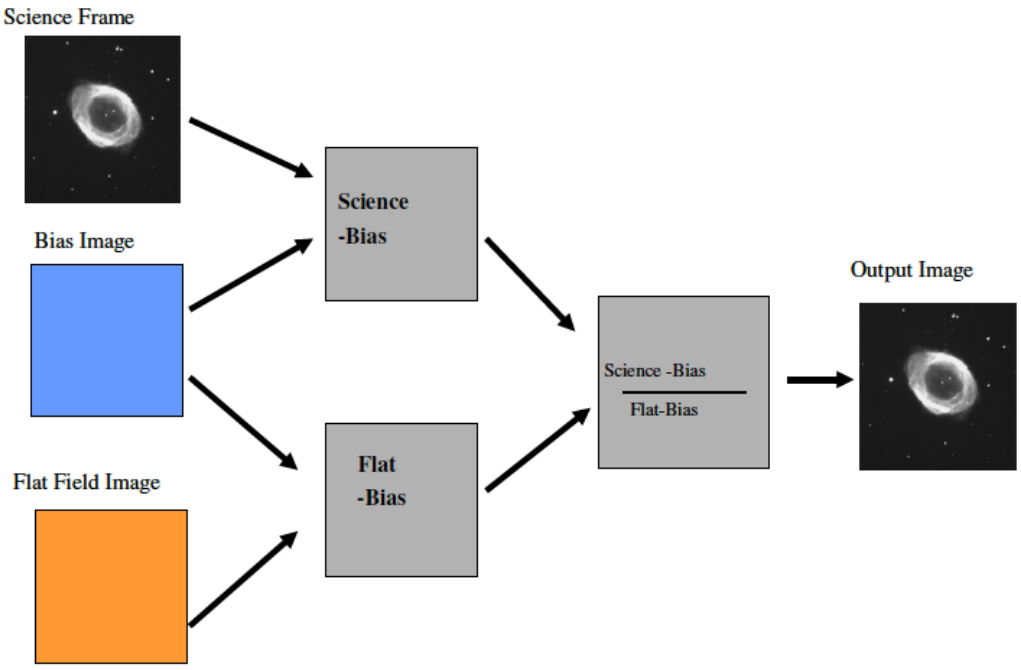
Los flats de cielo se toman con luz crepuscular, antes o después de la sesión de observación. El cielo debe brillar más que las estrellas, pero no ha de brillar tanto como para saturar la CCD.

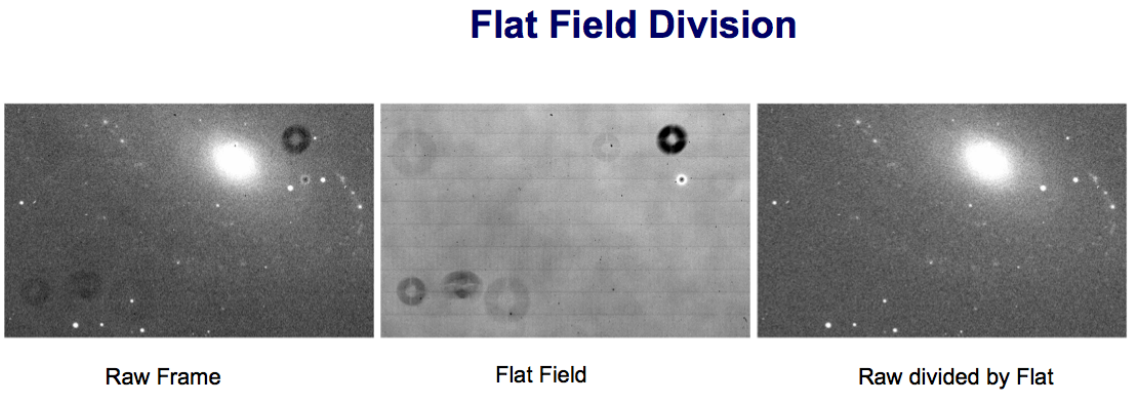


Corrección de flay field

Para corregir las imágenes de flat field se toman diferentes campos planos (flats) por cada filtro. Se elimina su bias y su corriente oscura y se combinan para producir una única imagen máster flat por cada filtro. El valor de cada pixel del master flat se divide por el valor medio de todos los píxeles, de modo que la medida se normaliza a 1.

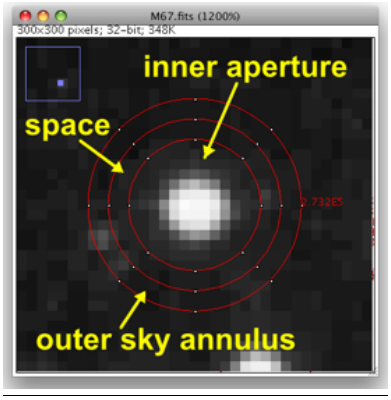
Las imágenes de ciencia en cada filtro, después de ser corregidas de sesgo y corriente oscura, se dividen por la imagen del máster flat normalizada (pare cada filtro) y de este modo se elimina la variación de sensibilidad de pixel a pixel, las sombras debidas al polvo, el oscurecimiento por viñeteo y el fringing.





Fotometría

La fotometría es la técnica de medir el brillo de los objetos astronómicos. El brillo aparente de un objeto en una imagen se determina definiendo una zona circular en torno al objeto, llamada apertura, y midiendo la cantidad de luz registrada en dicha apertura. Esta técnica se conoce como fotometría de apertura. En esta técnica se hace uso de una segunda apertura situada sobre el cielo en otra parte de la imagen o sobre un anillo concéntrico alrededor de la apertura que rodea al objeto de interés. Registrando la cantidad de luz en cada una de las aperturas, se calcula el flujo debido al objeto en cuestión y a éste se le resta el flujo de fondo (medido en el anillo). Nótese que si las aperturas tienen diferente tamaño, será necesario normalizar la medida del fondo al valor que tendría en una apertura que cubriera la misma área que la utilizada para el objeto. Esto normalmente lo hace el software de manera automática. La magnitud relativa al cielo (asignando al cielo una magnitud arbitraria) se denomina magnitud instrumental.



Elección de la apertura

La elección del tamaño de la apertura puede ser un problema complicado. La figura muestra el perfil de brillo de una estrella tal y como la detecta una cámara CCD. ¿Deberíamos usar un radio de apertura de 15 píxeles o más si uno quiere incluir toda la luz de la estrella?

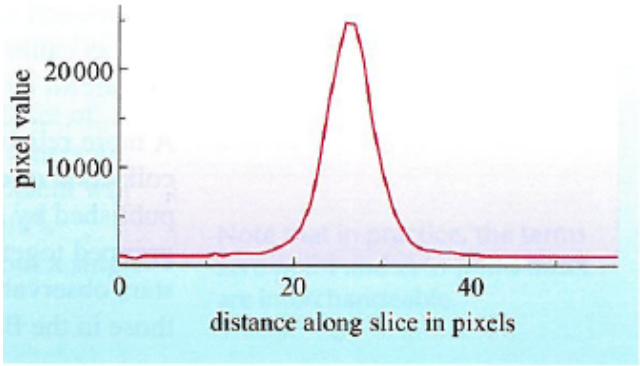


Figure 6.2 A cross-section through the brightness profile of the target star in Figure 6.1.

Si hacemos esto existe el peligro de incluir demasiado ruido del fondo del cielo. Si por el contrario, tomamos una apertura de 5 píxeles o menos para incluir sólo las partes más brillantes de la estrella, es posible que infravaloremos la magnitud aparente de la estrella. Hay que alcanzar un compromiso: intentar incluir el máximo de luz de la estrella, sin incluir una excesiva cantidad de luz del fondo del cielo (fondo).

Calibración de magnitudes relativa a una estrella del campo:

1. *Fotometría diferencial*

Si estamos investigando las variaciones de brillo de una estrella variable, será suficiente registrar la diferencia de brillo entre la estrella de interés y otra estrella del campo con magnitud (conocida o asumida) constante. Si sólo nos interesa la amplitud de la variación de brillo y el periodo temporal de variación de la estrella variable en estudio, no es necesario ni siquiera conocer la magnitud exacta de la estrella compañera, ya que, por ejemplo, cualquier variación de magnitud debida a variaciones en la extinción atmosférica afectará a ambas estrellas por igual por lo que la diferencia no cambiará.

2. *Fotometría relativa*

Obviamente, si se requiere conocer la magnitud real de una estrella estudiada, se puede llevar a cabo mediante fotometría relativa que sería semejante a la fotometría diferencial descrita en la sección anterior, siempre y cuando se conozca con precisión la magnitud de la estrella compañera con la que se lleva a cabo la diferencia.

Calibración de magnitudes utilizando estrellas estándar.

¿Y qué hacer si no hay estrellas de referencia de magnitud conocida en el mismo campo que contiene la estrella de interés?

Para convertir las magnitudes instrumentales medidas en magnitudes de catálogo se ha de llevar a cabo un proceso de calibración. Para eso se han de tomar imágenes (a ser posible la misma noche) de estrellas estándar utilizando los mismos filtros que con las estrellas objeto de estudio. Las estrellas estándar son objetos cuyas magnitudes aparentes se han medido previamente.

Una fuente de estrellas estándar elegida por su constancia fotométrica es la colección de Landolt accesible junto con otros conjuntos de estrellas estándar desde:

http://www.phy.ohiou.edu/~tss/ASTR410/standards.html

Extinción y corrección de punto cero

Hay dos factores que debemos considerar cuando se lleva a cabo la calibración de magnitudes:

El primero es la extinción atmosférica debida a la absorción y dispersión de la luz por la atmósfera terrestre: depende de la altura a la que se observa el objeto, de la longitud de onda (filtro) y del lugar donde se lleve a cabo la observación.

Cambia también de noche a noche. Los objetos en el cenit presentan la menor extinción y ésta crece conforme nos acercamos al horizonte.

La segunda calibración importante es determinar el desplazamiento o corrección (offset) entre la magnitud instrumental medida y la magnitud de catálogo (para el caso de extinción atmosférica cero).

Ambas correcciones se pueden llevar a cabo simultáneamente si se observan estrellas estándar adecuadamente:

Para cada estrella estándar observada con un filtro particular, se debe medir la magnitud instrumental y la masa de aire que es el cociente entre la anchura de la atmósfera a la altura del astro observado y la anchura en el cenit (por tanto, es un parámetro adimensional). Se puede aproximar por

masa de aire=1/cos(zen)

donde zen es el ángulo cenital.

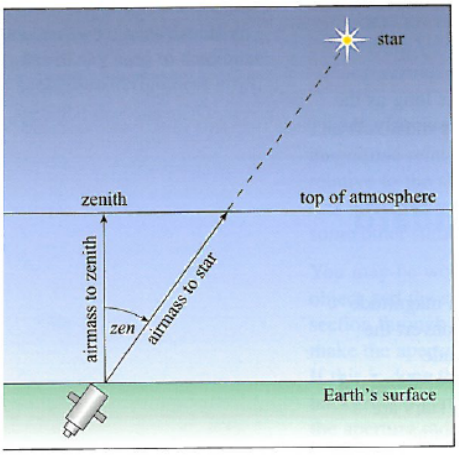


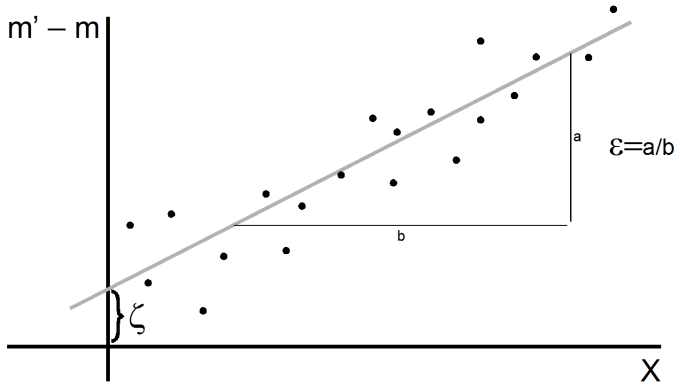
Figure 6.3 Assuming a plane-parallel atmosphere, the ratio of the thickness of the atmosphere at the zenith to the thickness of the atmosphere at a particular observing altitude, is simply given by cos(*zen*).

Se suele asumir un comportamiento lineal

$$m' - m = \varepsilon X + \zeta \qquad (1)$$

donde *m* es la magnitud de catálogo de la estrella, *m'* la magnitud instrumental, ε el coeficiente de extinción, X es la masa de aire y ζ es el desplazamiento o corrección de punto cero (zero-point offset) entre magnitudes instrumental y de catálogo.

Utilizando estrellas estándar con un filtro particular a lo largo de la noche (con diferentes masas de aire) dibujamos una gráfica:



Y calculamos mediante un ajuste la pendiente la pendiente de la recta ε y la ordenada en el origen ζ, que son el coeficiente de extinción y la corrección de punto cero respectivamente para el filtro en cuestión.

Para calcular las magnitudes de catálogo de las estrellas que estamos estudiando, utilizamos la magnitud instrumental (m') y la masa de aire medida (X) y los valores calculados de ε y ζ, y aplicaremos la ecuación (1) nuevamente.

Espectroscopía

Las imágenes producidas por un espectrógrafo de una única rendija consisten en unas bandas de intensidad variable a lo largo de la dirección espectral horizontal, a menudo con diferentes espectros separados verticalmente en la imagen en la dirección espacial (vertical).

Si la dirección espectral de la imagen producida por un espectrógrafo de rendija es horizontal, la rendija se tiene que alinear verticalmente.

Corrección de flat field

Para realizar las correcciones de "flat field" en espectros hay que considerar que la variación de la CCD a lo largo de la dirección espectral depende de la longitud de onda y que el espectro de la luz que se utiliza para iluminar el flat field no es el mismo que el de los objetos astronómicos observados.

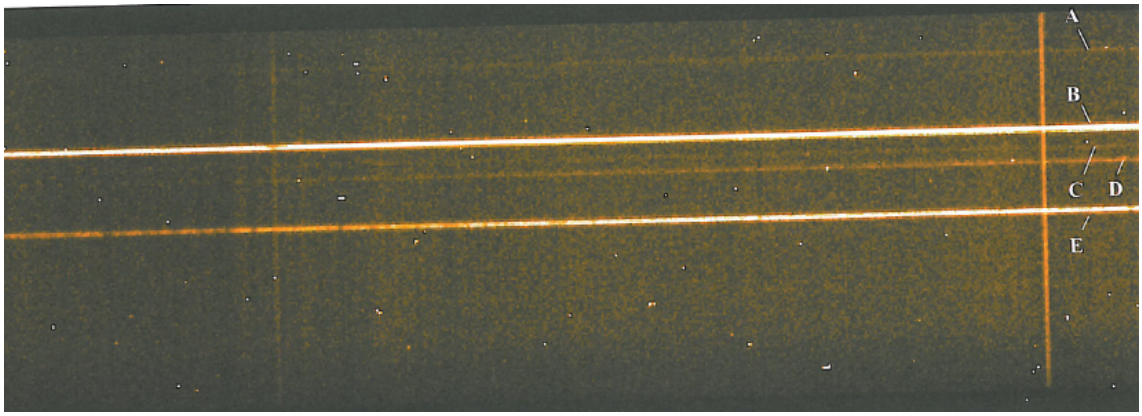
¿Cómo se procede?

Se toma un master flat field de la CCD acoplada al espectrógrafo iluminada uniformemente a lo largo de la rendija con luz que no contenga líneas espectrales.

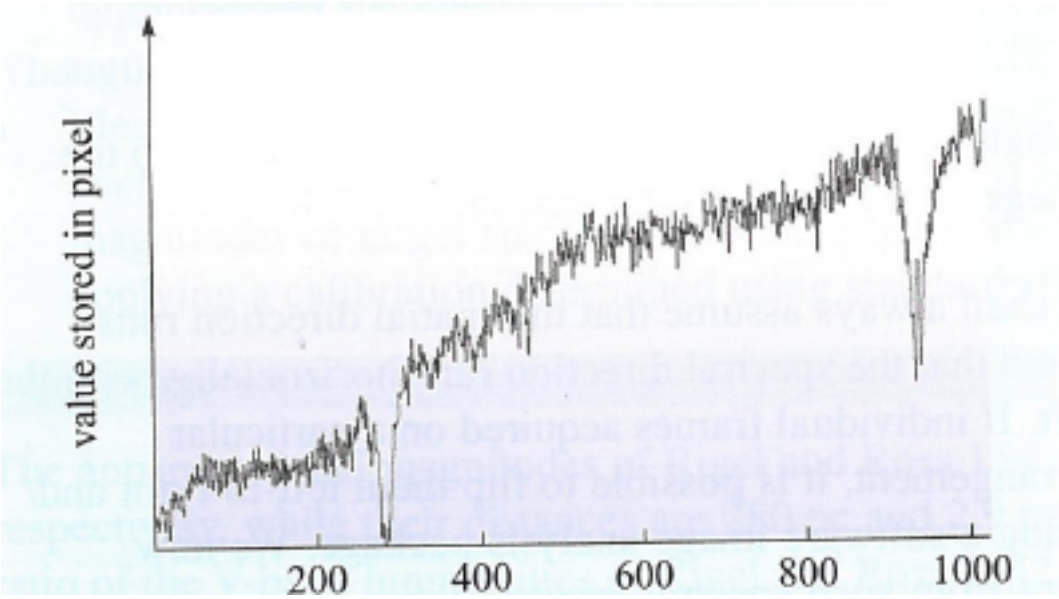
Los valores de los píxeles en cada columna se suman para obtener una única fila de datos. Los valores en esta fila de píxeles se dividen ahora por el número de píxeles presentes en cada columna para obtener una señal promedio de cada columna. Se ajusta, a continuación, una curva a estos datos que modela la respuesta espectral del espectrógrafo a la fuente de luz utilizada en el flat field. Los valores de los píxeles del máster flat field original se dividen por los valores de esta curva (que recordemos contiene la variación espectral de sensibilidad de la CCD) y se obtiene así un nuevo máster flat field que contiene, ahora, sólo la variación espacial de la sensibilidad de la CCD. Los valores de la imagen espectral se dividen ahora por este máster falt field modificado para corregir la variación de sensibilidad píxel a píxel en la dirección vertical (espacial) solamente.

Extracción de espectros

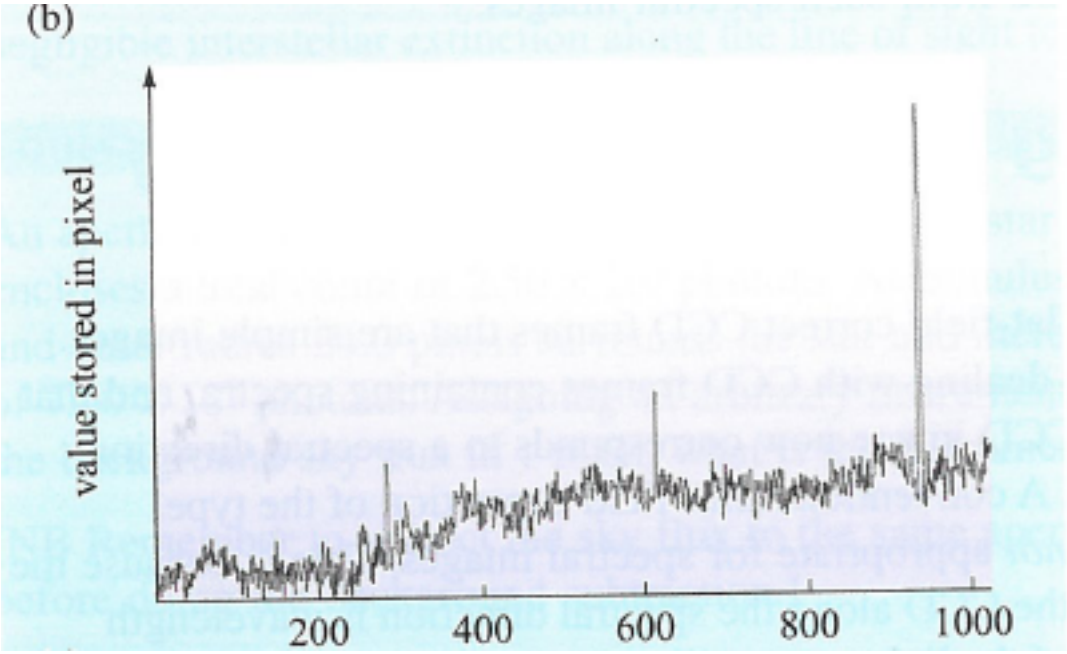
1º) Identificamos las filas de la CCD que contienen el espectro. Asumimos que el espectro es cartesiano (la inclinación de la imagen es consecuencia del scanner).



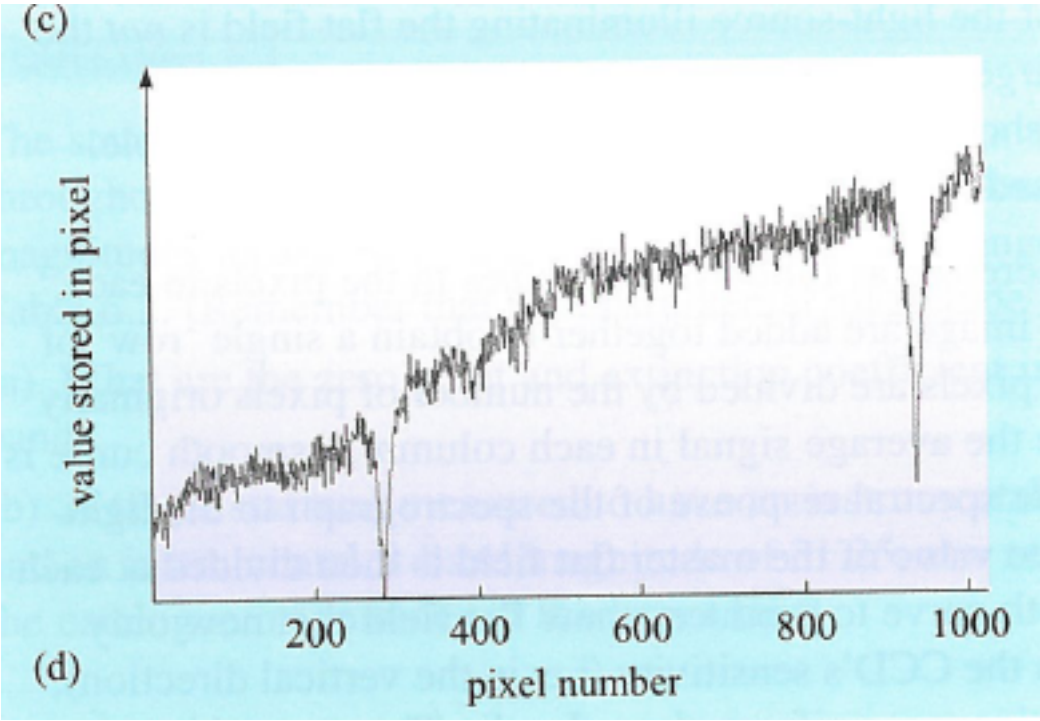
2º) Sumamos los píxeles de cada una de las pequeñas columnas de la CCD a lo largo de estas filas y representamos mediante un histograma en función del número de píxel.



3º) se elige una región de la imagen espectral que corresponda al fondo del cielo y se procede del mismo modo (se puede hacer con varias filas de cielo y tomar un promedio).



4º) Restamos al espectro del objeto astronómico de interés el espectro del fondo de cielo.



En el ejemplo que hemos ilustrado el espectro final de la estrella de estudio (después de restar el fondo de cielo) muestra dos anchas líneas de absorción sobreimpuestas a un espectro continuo que varía suavemente. Nótese la línea de emisión presente en el espectro del cielo en torno al píxel 940 en el espectro inicial (anterior a restarle el fondo del cielo) sobreimpuesta sobre la propia línea de absorción se ha eliminado por este simple procedimiento de resta. La variación del continuo del espectro de la estrella después de haber restado el cielo viene determinada por la propia distribución espectral de energía del objeto y la respuesta espectral de la propia CCD.

Calibración de longitud de onda

Para poder asignar valores reales de longitud de onda al eje horizontal del espectro que hemos mostrado, el espectrógrafo debe exponerse a una fuente (lámpara catódica) que produzca líneas de emisión características. Se extrae el espectro de la lámpara del mismo modo que el de la estrella (pero ahora no hay que restar el fondo de cielo), la luz de la lámpara llena completamente la rendija del espectrógrafo.

El patrón de líneas de emisión obtenido se compara con la lista de líneas conocida (proporcionada por el fabricante) que debe producir la lámpara y así se establecen las longitudes de onda que corresponden a cada uno de los píxeles. De esta manera, se ajusta una función que hace corresponder, a la localización de cada píxel, la longitud de onda correspondiente del espectro de la lámpara. Este nuevo eje horizontal, que en el ejemplo contiene las longitudes de onda en nanómetros, se transporta al espectro de la estrella. Conviene extraer el arco de la misma zona (eje y) donde está el objeto a calibrar.

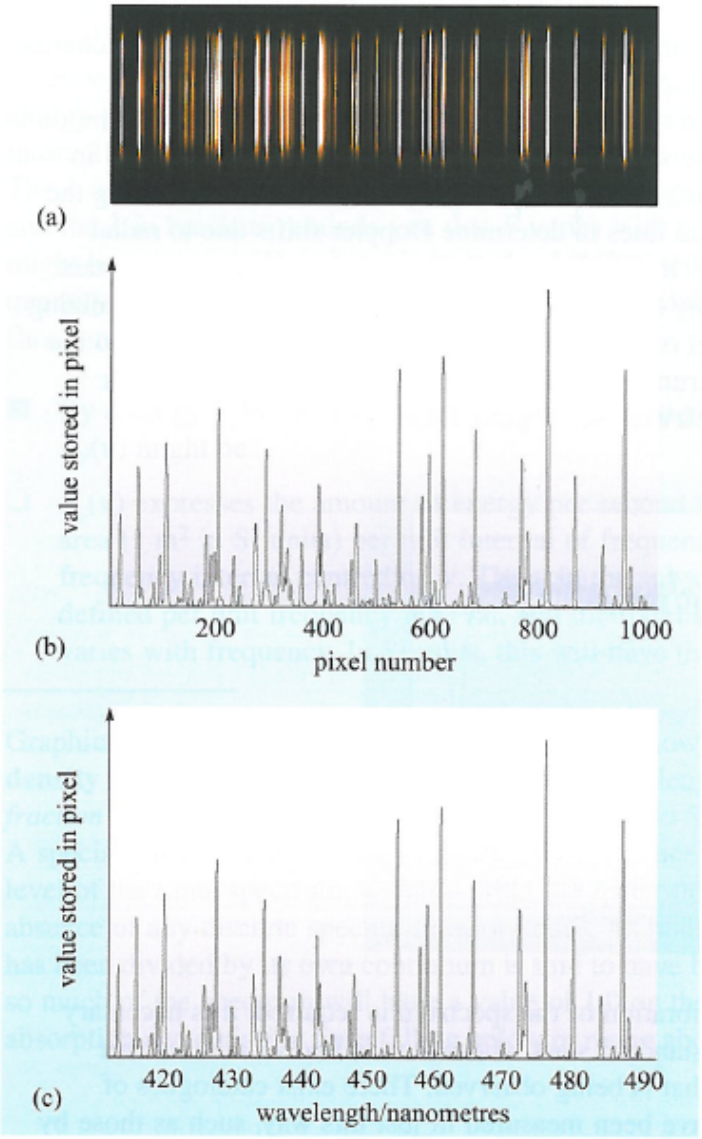
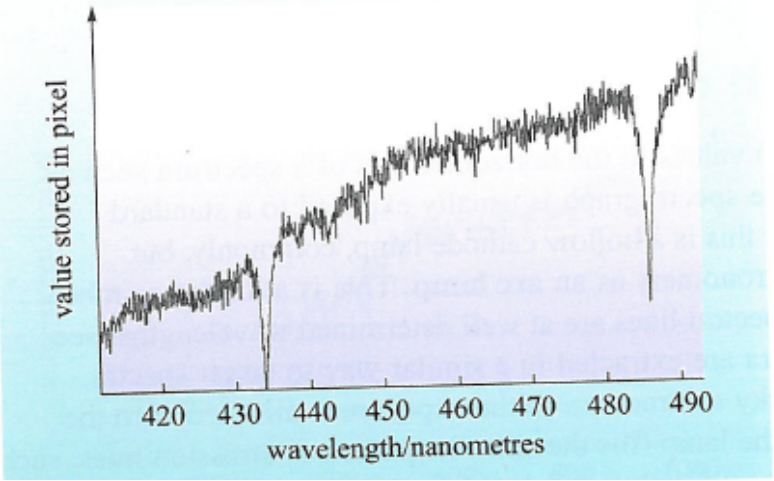


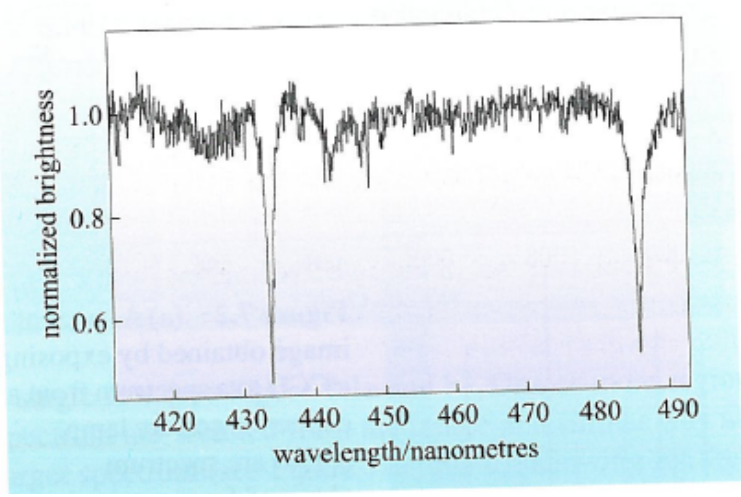
Figure 7.2 (a) A spectral image obtained by exposing a CCD to a spectrum from a copper–argon arc lamp. (b) An arc spectrum obtained from a copper–argon arc lamp with the horizontal axis in pixels. (c) The same spectrum with the axis now calibrated in nanometres.



Calibración de flujo

Como ya se ha comentado, el espectro anterior todavía contiene el efecto de la respuesta de la CCD que depende de la longitud de onda, por tanto, las auténticas variaciones de flujo de la fuente en función de la longitud de onda pueden estar enmascaradas por este efecto instrumental. Puede que en realidad no necesitemos una calibración exacta. Ese sería el caso si estamos sólo interesados en determinar la presencia o ausencia de líneas espectrales o medir una longitud de onda para determinar desplazamientos Doppler debidos a la velocidad radial del objeto.

En ese caso, una calibración de flujo completa no es necesaria, y una forma sencilla de eliminar la respuesta instrumental de la CCD es normalizar el continuo a un valor medio de 1. Para llevar a cabo esta normalización, podemos ajustar una curva al continuo y dividir el espectro por los valores de la curva suave de ajuste, y así obtenemos el espectro normalizado al continuo.



Si necesitamos realmente la calibración de flujo, hay que obtener espectros de estrellas estándar espectrales con flujos conocidos en varias longitudes de onda en el rango de nuestras observaciones. Existen catálogos de estrellas estándar espectrales [Oke & Gunn (1983) y Filippenko & Greenstein (1994)]. La técnica, entonces, es comparar nuestros espectros observados de esas estrellas con los espectros calibrados de flujo de las mismas estrellas publicados y así determinar la respuesta instrumental en función de la longitud de onda (posición en la dirección horizontal de la CCD). Finalmente, dividiremos el espectro de nuestra estrella de estudio por la respuesta instrumental para obtener el espectro calibrado en flujo de nuestro objeto.

Por último, el eje vertical del gráfico de un espectro debe normalizarse para que represente la densidad de flujo espectral $F_\lambda(\lambda)$, que para cada longitud de onda λ, representa la cantidad de energía por segundo que pasa a través de una unidad de área (1 m^2 en unidades del S.I.) por un intervalo unidad de longitud de onda $\delta\lambda$ (donde $\delta\lambda$ es un intervalo estrecho de longitud de onda centrado en λ). Las unidades de $F_\lambda(\lambda)$ pueden ser $Wm^{-1}nm^{-1}$.