

# Fundamentos de Observación - 3era Parte Reducción de datos

Hollman Daniel Quintero Salazar

9th Jun 2022 (Revised Version)

## 1 Introducción

Una vez culminadas las dos partes anteriores al proceso de observación (relacionadas a la adquisición de datos) se procede a realizar lo que se conoce como reducción. La idea principal detrás de este proceso consiste en limpiar y calibrar la información con tal de preparar los datos bajo los cuales se podrán llevar acabo la medición de parámetros, su análisis e inferencias acorde al objeto de estudio. Es coherente mencionar que los procesos de reducción y limpieza de la información tienen como objetivo suavizar los posibles errores aleatorios que ocurren a la hora de hacer el muestreo, esto desde el entendido que los errores sistemáticos han sido adecuadamente considerados o vayan a ser mapeados después.

El proceso de calibración y reducción de información se lleva acabo mediante el uso de algunos paquetes computacionales de uso común tal como **IRAF**, **DS9** o **AIP4WIN**. Existen distintos paquetes computacionales en el mercado con diferentes algoritmos y métodos de inteligencia artificial que representan una clara ventaja instrumental en el contexto de la limpieza y calibración de la información.

Haciendo remembranza de las características y procesos de las dos partes anteriores, es conveniente recordar que, si bien el CCD actúa como el instrumento que captura la información, también se debe tener en cuenta que la calidad y confiabilidad de los datos que este entrega está supeditada a la eficiencia cuántica, el polvo en los lentes, anomalías por rayos cósmicos, temperatura, etc., artefactos que deberán ser limpiados y/o corregidos. A esto último también se deberá agregar el fenómeno de *seeing* (movimientos aparentes del objeto observado por acción de la columna de aire), el movimiento aparente de las estrellas en la bóveda celeste (para fotos de larga exposición) o incluso objetos que sean detectados justo en el instante de la toma de datos (aviones, satélites, meteoros).

## 1.1 Preliminares

El proceso de adquisición de imágenes consiste básicamente en la manipulación adecuada del CCD para obtener las imágenes en formato *FITS*, y escribir los metadatos correspondientes en el *header*. Una vez obtenidos los datos se agregan metadatos e información adicional en ese *header* del archivo de la imagen. Entre los datos más importantes que se deberían almacenar podemos mencionar: fecha juliana, posición (ascensión recta y declinación del centro de la imagen), masa de aire, tamaño de la imagen, hora y tiempo de exposición, entre otras. Se pueden usar distintos filtros para el telescopio, pero el resultado de la captura es monocromático (un escalar por cada pixel). Teniendo las consideraciones adecuadas se deberán tomar los *bias*, *darks* y *flats* correspondientes.

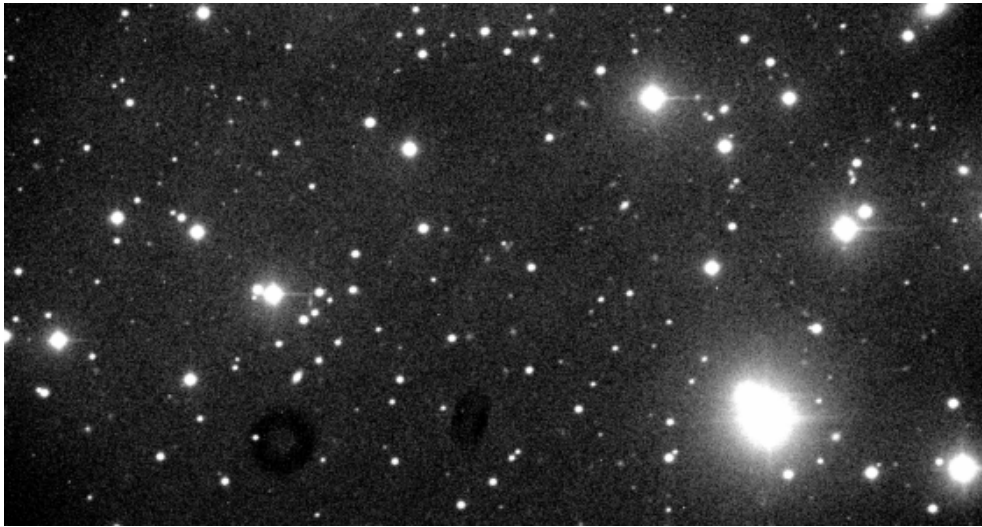


Figure 1: Imagen regular descalibrada obtenida por un CCD a cierto tiempo de exposición. Se observan las motas de polvo y pixeles calientes.

Es común encontrar una cierta cantidad de estrellas y otros objetos astronómicos de interés en una misma imagen adquirida. El perfil en la imagen (*Point Spread Function* (PSF)) de cada fuente puntual se puede aproximar con una curva Gaussiana 2D (esto considerando que el telescopio está colimado y enfocado). El perfil unidimensional de esta gaussiana se caracteriza en astronomía por medio de su ancho a la mitad del valor máximo, que es el FWHM (*Full Width at Half Maximum*), que depende del proceso dispersivo en la atmosfera (*seeing*) y por lo tanto es aproximadamente constante para todas las fuentes puntuales de la imagen.

Además, la imagen contiene patrones de fondo que se caracterizan por dos componentes mencionados anteriormente, uno de naturaleza aditiva y otro de naturaleza multiplicativa. El componente aditivo se sustrae con el *bias* (tiempo de integración 0 segundos o cercano (nivel basal)) e imágenes obtenidas con el obturador cerrado (*darks*). El componente multiplicativo se calibra utilizando imágenes de fuentes que iluminan homogéneamente el detector (*flat field*). Así pues, una relación bastante intuitiva para limpiar la imagen (esta relación la aprendimos en el viaje a Tonanzintla) corresponde a:

$$CALIBRACION = \frac{IMAGEN - (DARK + BIAS)}{FLAT}$$

También se producen detecciones espurias causadas por rayos cósmicos que aleatoriamente llegan al sensor y que provocan picos de intensidad en la imagen o píxeles defectuosos del sensor, estos, al igual que los fenómenos nombrados anteriormente, deberán ser sustraídos mediante calibración de la información.

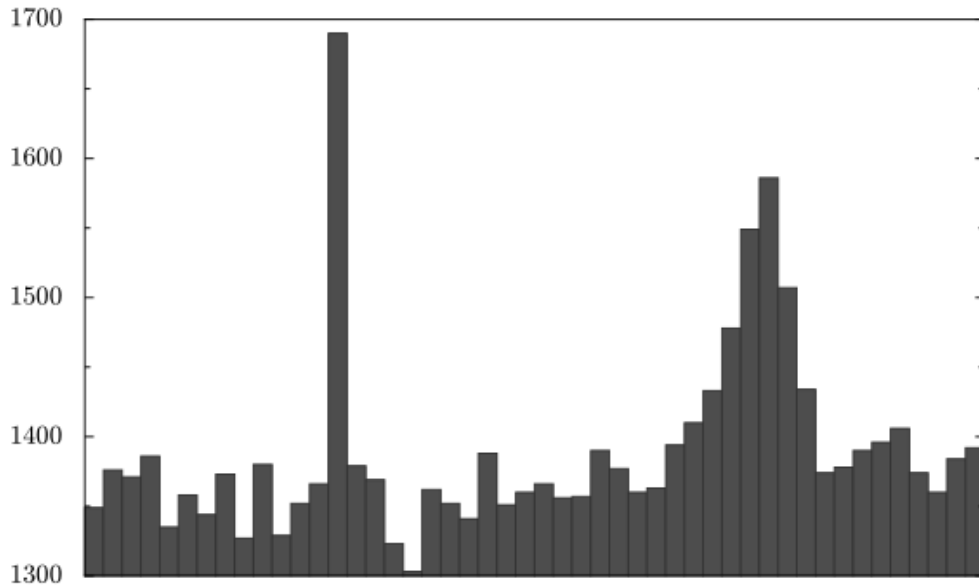


Figure 2: Una fila de píxeles en la que se observa un típico rayo cósmico y una estrella.

Para comenzar la tarea de reducción básica, se debe descargar el paquete o conjunto de datos correspondiente. Una vez descargados, estos deberán ser clasificados de acuerdo al tipo de imagen que se tomó en carpetas distintas con sus respectivos *headers* (*bias*, *dark*, *flat*, objetivos o imágenes de ciencia). Es posible que los *darks* se separen por tiempo de exposición y los *flats* por banda. Teniendo la información clasificada de esta manera se puede elaborar un *masterbias* (combinación de todas las imágenes buenas/adequadas de *bias*)

el cual representará el umbral y el ruido de fondo general de la información (del mismo modo es plausible elaborar un *masterdark* y un *masterflat* dependiendo la rigurosidad con la que se planea limpiar la información). A este proceso de preparación de las imágenes de ciencia para su posterior reducción se le conoce como "cosmética".

## 2 Reducción

La reducción de datos es el proceso de medir la información obtenida de un experimento u observación (adquisición) y extraer datos significativos y relevantes al problema. Inicialmente lo que se tiene es una secuencia de imágenes con las características antes mencionadas; por obviedad resulta lógico primero identificar un índice de las estrellas y otros objetos astronómicos que contiene cada imagen. Considerando que la imagen fue adecuadamente preparada (etapa anterior de cosmética aplicada con éxito), esa identificación va a depender ahora del contrastaste de los objetos y del ruido del cielo. Para llevar a cabo tal labor se suele utilizar el paquete computacional **SExtractor**.

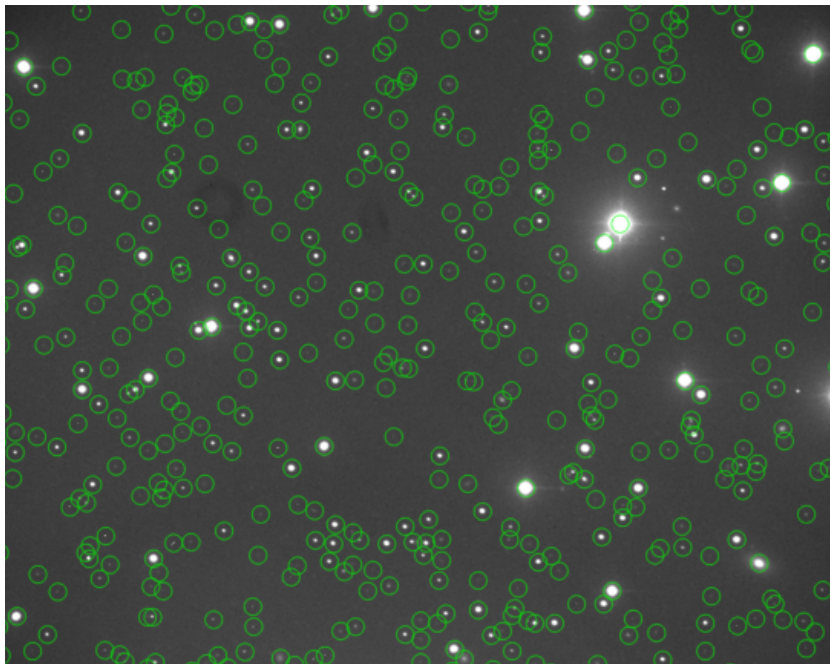


Figure 3: Fuentes detectadas en una imagen.

**SExtractor** (*Source Extractor*) es un software de detección de fuentes luminosas de imágenes con una clasificación basada en redes neuronales. El método comienza por estimar el "background" o "cielo" de la imagen para homogeneizarla y eliminar el nivel de luz basal. Luego aplica una segmentación a la imagen para caracterizar áreas de distinta luminosidad. Con esto separa

las posibles fuentes luminosas de las áreas vacías. A la imagen segmentada le aplica un filtro de convolución para suavizar la señal detectada. Luego hace “*deblending*”, que es el proceso de separar las fuentes que pueden estar superpuestas. Finalmente calcula la fotometría de las fuentes encontradas sumando el flujo de luz en áreas con pixeles conectados alrededor del centro de la fuente. **SExtractor** tiene la capacidad de calcular muchos parámetros de cada fuente.

### 3 Fotometría

La fotometría tiene como objetivo medir el brillo de los objetos astronómicos. En primera instancia se obtiene una magnitud instrumental que luego se convierte a un valor estándar, refiriendo la medida a un patrón de referencia, típicamente el brillo de estrellas previamente catalogadas. Para la reducción fotométrica es necesario primero calibrar el efecto de la extinción atmosférica, es decir estimar el coeficiente de extinción realizando mediciones diferenciales con fuentes calibradas en diferentes distancias cenitales. Para determinar el brillo con mayor exactitud debe contarse con mediciones en un rango de longitudes de onda o en varios filtros.

La figura a continuación muestra la imagen de una estrella con un *Point Spread Function* (PSF) gaussiano, el objetivo es estimar la señal de la estrella solamente. Una forma de hacer esto es simplemente sumar toda la señal en una región circular (apertura) alrededor del centro de la estrella y luego restar la contribución del fondo del cielo. Este procedimiento se llama fotometría de apertura. Para lograr este cometido es común utilizar tres pasos: encontrar el centro de la PSF de la estrella, estimar la señal de fondo del cielo de una región a cierta distancia de la estrella y luego calcular la señal aportada por la estrella en una apertura circular alrededor del centro de la misma.

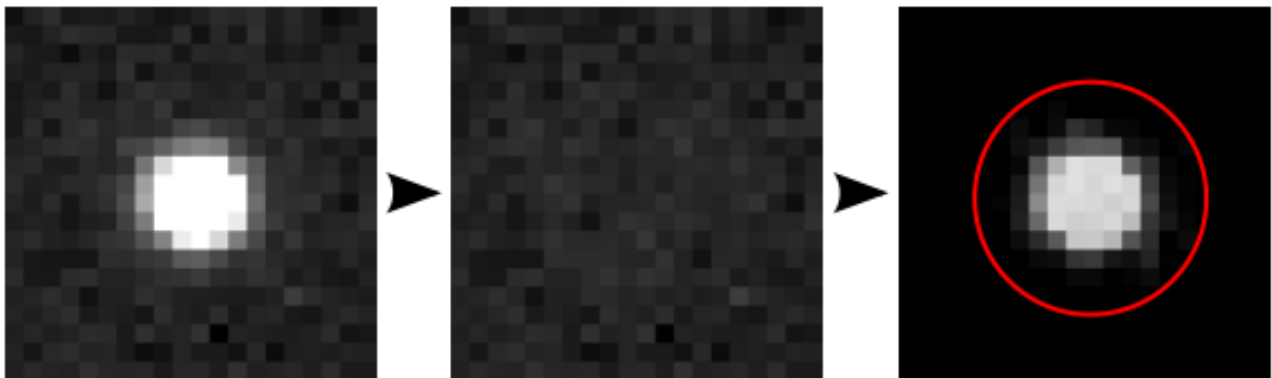


Figure 4: Medida de flujo para una fuente substrayendo el ruido de fondo

En otras palabras, este procedimiento básicamente consiste en determinar la cantidad de cuentas significativas dentro de un área que contiene a la fuente de interés. El número de cuentas significativas es la obtenida después de sustraer el nivel de *background* y de haber compensado otros factores que degradan la imagen (corrección atmosférica por ejemplo).

## 4 Alineación

Las estrellas y demás objetos astronómicos se mueven en conjunto respecto al telescopio a causa de la rotación de la Tierra, y aunque el acompañamiento motorizado haga el trabajo de corregir este efecto a medida que pasa el tiempo, este no es necesariamente perfecto. Si bien la secuencia de imágenes adquiridas tiene como intención aumentar aditivamente la señal o emplear distintos filtros, y por tanto fueron obtenidas en las mismas coordenadas del cielo, es común que se encuentren desalineadas entre sí debido a errores mecánicos de la montura y el telescopio. El resultado es que las sucesivas imágenes se vean desplazadas unos píxeles en X y en Y o incluso un poco rotadas una respecto de la otra. La escala de las imágenes no varía porque la distancia focal del telescopio es fija.

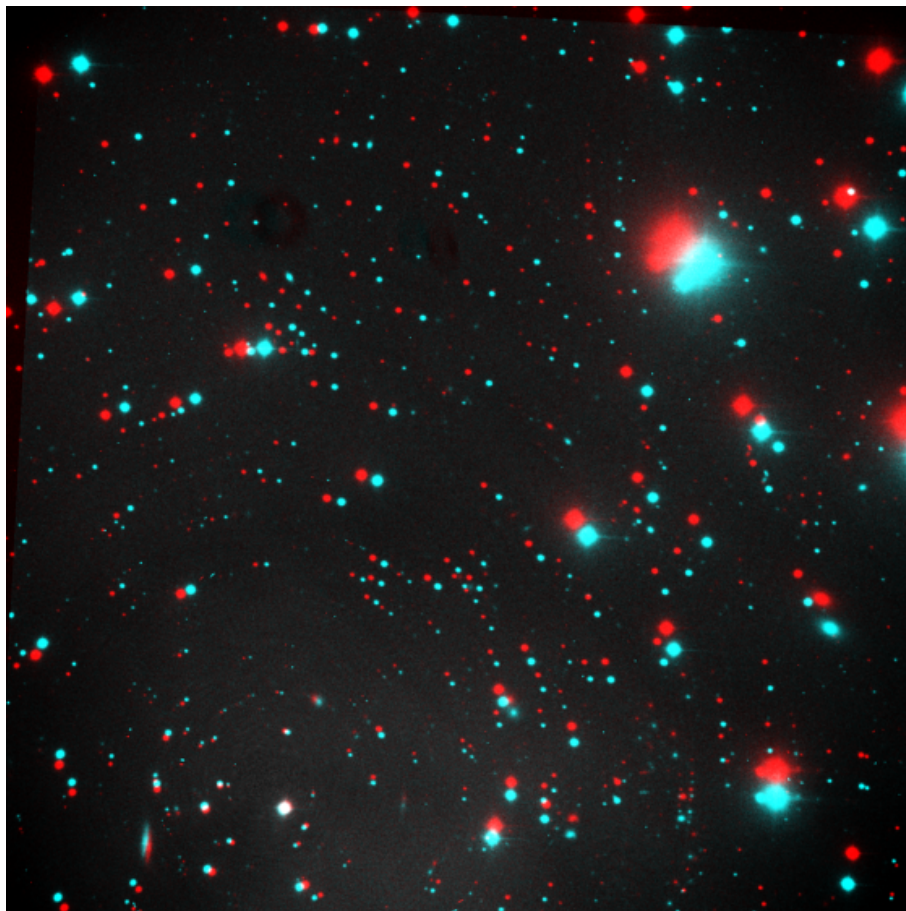


Figure 5: Superposición de 2 imágenes consecutivas de una secuencia que se encuentran desalineadas

Dado que la desalineación de las imágenes se da en 3 grados de libertad (desplazamiento en X, en Y y rotación), existe una transformación rígida que las relaciona. El problema de la alineación consiste entonces en encontrar las transformaciones de cada imagen para llevarlas al mismo sistema de referencia. Existen distintos métodos para solucionar este problema, dos de los más conocidos son el método ICP (*Iterative Closest Point*) y RANSAC los cuales son algoritmos que establecen una matriz lineal de coordenadas para cada objeto y realizan las correcciones pertinentes.

## 5 Astrometría

Es muy probable tener información aproximada de las coordenadas de las imágenes, pero es poco precisa porque está dada por la montura del telescopio y este puede poseer errores mecánicos. Para tener una buena estimación de la posición del objeto en el cielo se necesita una matriz de transformación de píxeles a coordenadas ecuatoriales (ascensión recta y declinación). Una forma de hacer esto es usar catálogos existentes de las estrellas del cielo y alinearlas con las estrellas detectadas en las imágenes. Se puede usar una interfaz web (o repositorio local) de un catálogo conocido (por ejemplo el **USNO-B1**) y buscar la correspondencia entre el campo de observado y el campo de referencia. Posterior a ello encontrar una transformación de forma teniendo en cuenta la escala.

Un método ampliamente utilizado en astronomía aficionada que no necesita estimación inicial de las coordenadas y que depende sólo de las posiciones en píxeles y sus características propias para la alineación con el catálogo es el propuesto por **Astrometry.net**. Este es un servicio que aporta datos astrométricos de imágenes. Dada una imagen o una lista de características específicas (posiciones X, Y), los compara con los astros en catálogos previamente indexados y puede encontrar la ubicación exacta del input en el cielo. No requiere una estimación previa de las coordenadas porque tiene un método muy eficiente de buscar patrones en todo el catálogo.

## 6 Calibraciones

La magnitud aparente, que justamente es la que se mide con la instrumentación en Tierra, depende del instrumento que se utilice para medirla. La sensibilidad del detector es diferente a diferentes longitudes de onda. Además, diferentes instrumentos detectan diferentes rangos de longitud de onda. Por lo tanto, el flujo medido por el instrumento no es igual al flujo total, sino solo a una fracción



de él. Dependiendo del método de observación, se pueden definir varios sistemas de magnitud. Acorde a lo anterior, es menester realizar las calibraciones adecuadas con tal de no incurrir en errores sistemáticos a la hora de medir magnitudes absolutas con la relación de Pogson.

### 6.1 Extinción atmosférica

La magnitud observada depende de la ubicación del observador y de la distancia cenital del objeto, ya que estos factores determinan la distancia que debe recorrer la luz en la atmósfera. Para comparar diferentes observaciones, primero se deben reducir, es decir, eliminar los efectos atmosféricos de alguna manera. La magnitud  $m_0$  así obtenida puede compararse con otras observaciones. Si la distancia cenital  $z$  no es demasiado grande, podemos aproximarnos a la atmósfera mediante una capa plana de espesor constante tal que,

$$X = 1/\cos(z) = \sec(z)$$

$$m = m_0 + kX$$

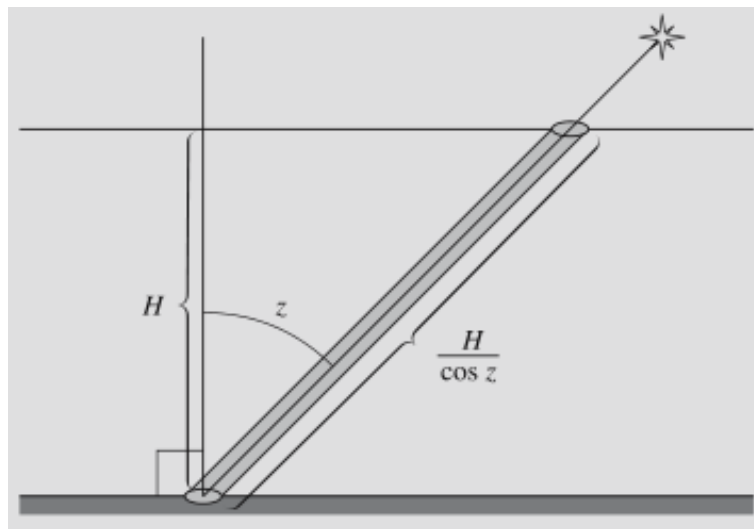


Figure 6: Corrección de magnitud por extinción atmosférica

El coeficiente de extinción  $k$  se puede determinar observando la misma fuente varias veces durante una noche con un rango de distancia cenital tan amplio como sea posible. Las magnitudes observadas se representan en un diagrama en función de la masa de aire  $X$  (regresión lineal simple).



En la práctica, las observaciones con distancias cenitales superiores a  $70^\circ$  (o altitudes inferiores a  $20^\circ$ ) no se utilizan para determinar  $k$  y  $m_0$ , ya que a bajas altitudes el *seeing* es mucho más potente. El valor del coeficiente de extinción  $k$  depende del lugar y el tiempo de observación y también de la longitud de onda, ya que la extinción aumenta fuertemente a longitudes de onda cortas.

## 6.2 Magnitud Cero o de referencia

Los catálogos de estrellas estándar enumeran las magnitudes y los colores de todas las estrellas estándar. No obstante, existe cierta arbitrariedad en el sistema de magnitud. Para especificar completamente las magnitudes en un sistema fotométrico particular, se debe definir el punto cero del sistema. Vincular los flujos a las magnitudes resulta bastante complicado, pero una forma de evitar este problema es definir alguna estrella como la estrella estándar principal y asignarle una magnitud y un índice de color nulo.

En épocas pasadas se definió a la estrella Vega como punto cero. Las definiciones modernas de punto cero del sistema UBV se basan en una combinación de modelado y observaciones espectro fotométricas. En este sistema moderno, Vega tiene  $V = 0,03$ .

Otra forma de establecer un valor cero es utilizando el sistema de magnitudes AB para el cual las magnitudes están definidas como un flujo monocromático cero concerniente a un valor de  $3.63 \times 10^{-20} \frac{\text{erg}}{\text{s} \cdot \text{cm}^2 \cdot \text{Hz}}$ , lo que quiere decir,

$$m_{AB} = -2.5 \log(F_v) - 48.60$$

En este sistema, un objeto con  $F_v$  constante tiene un índice de color de cero. Se pueden convertir magnitudes AB a otros sistemas, pero las magnitudes en cualquier sistema dependen del bandpass asumido y del espectro de la fuente. La tabla muestra las diferencias entre las magnitudes UBVRI utilizando los puntos cero de magnitud en relación a Vega y AB.

Bandpass	$m_{AB} - m_{vega}$
U	0.79
V	-0.09
B	0.02
R	0.21
I	0.45

### 6.3 Magnitud instrumental

La magnitud instrumental es una forma conveniente de expresar la tasa de conteo medida para un determinado objeto y un instrumento determinado. Se expresa tal que,

$$m = -2.5 \log(n_*) + C$$

Teniendo que,

$$I_* = S_* - N_{Pix} * B_{sky}$$
$$n_* = \frac{g * I_*}{t_{exp}}$$

$I_*$  representa el numero de cuentas en el CCD para ese objeto. Este valor a su vez es función de la suma de los valores de píxeles en la apertura  $S_*$  menos  $N_{pixel}$ , el cual representa el número de píxeles en la apertura y  $B_{sky}$  el ruido de fondo estimado por píxel. La variable  $g$  es la ganancia del CCD en fotones por cuentas y  $t_{exp}$  el tiempo de exposición.

El valor de  $C$  es arbitrario, pero normalmente se elige de modo que la magnitud instrumental sea aproximadamente igual a la magnitud del objeto en un sistema fotométrico estándar. El valor de  $C$  suele estar en el rango de 24 a 25 para un telescopio de un metro. Cuanto más grande es el telescopio mayor será el valor de  $C$ .

## 7 Referencias

- Karttunen, H., Kröger, P., Oja, H., Poutanen, M., & Donner, K. (2007). Fundamental Astronomy. New York: Springer.
- Lena, P., Mignard, F., Lebrun, F., & Lyle, S. (1998). Observational Astrophysics. New York: Springer.
- Scott Birney, D., Gonzalez, G., & Oesper, D. (2006). Observational Astronomy. New York: Cambridge University Press.
- Shane Burns, M. (2022). A Practical Guide to Observational Astronomy. New York: CRC Press.
- Sutton, E. C. (2012). OBSERVATIONAL ASTRONOMY Techniques and Instrumentation. New York: Cambridge University Press.