

# Fundamentos de Observación - 3era Parte Reducción de datos

Hollman Daniel Quintero Salazar

22th May 2022

## 1 Introducción

Una vez culminadas las dos partes anteriores al proceso de observación (relacionadas a la adquisición de <sup>los</sup> datos) se procede a realizar lo que se conoce como reducción o ~~descompresión~~ de los datos. La idea principal detrás de este proceso consiste en limpiar y calibrar la información con tal de <sup>preparar</sup> ~~obtener~~ los datos bajo los cuales se podrán llevar a cabo análisis e inferencias. <sup>sobre la cuestión estudiada</sup> ~~la medición de parámetros, su~~

Es coherente mencionar que los procesos de reducción y limpieza de la información tienen como objetivo suavizar los errores aleatorios que ocurren a la hora de hacer el muestreo, esto desde el entendido que los errores sistemáticos han sido ~~debidamente parametrizados y calibrados en las dos etapas anteriores.~~ <sup>posibles</sup> ~~adecuadamente considerados o van a ser mapeados después.~~

El proceso de calibración y reducción de información se lleva a cabo 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 <sup>captura</sup> ~~adquiere~~ 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., <sup>artefactos</sup> ~~ruido~~ que deberá <sup>ser</sup> ~~ser~~ limpiado y <sup>corregido</sup> ~~corregido~~. 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 el control adecuado 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 el header del archivo. Entre los datos más importantes que se deberían almacenar podemos mencionar: fecha juliana, rangos de (ascensión recta y declinación, masa de aire, 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.

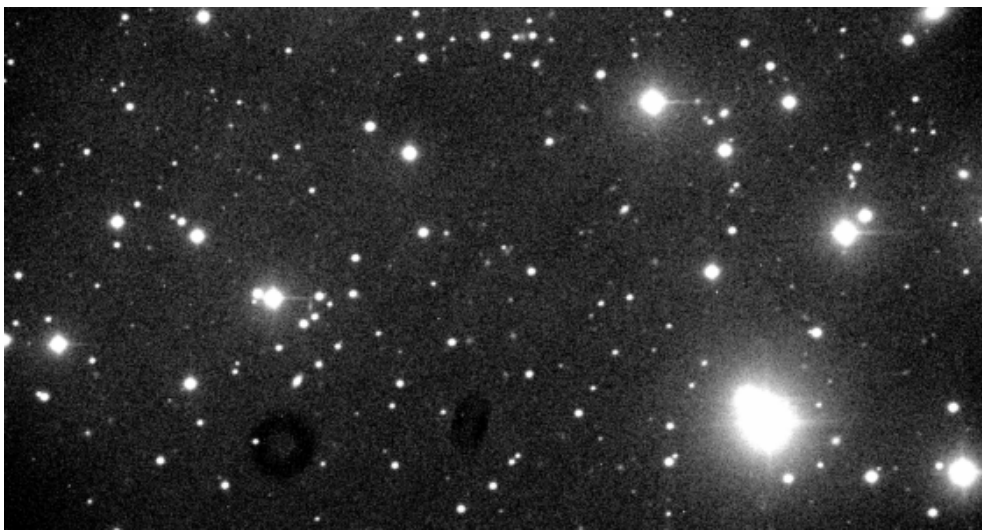


Figure 1: Imagen regular descalibrada obtenida por un CCD a cierto tiempo de exposición. Se observan las motas de polvo y pixeles calientes.

Es común encontrar una cierta cantidad de estrellas y objeto astronómicos de interés en el cielo nocturno. El perfil en la imagen de cada estrella 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 atmósfera y por lo tanto es aproximadamente constante para todas las fuentes puntuales de la imagen.

Además, la imagen contiene ruido de fondo que se caracteriza 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) e imágenes obtenidas con el obturador cerrado (darks). El componente multiplicativo se calibra utilizando imágenes de

fuentes que iluminan homogéneamente el detector (flat<sup>field</sup>). 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 ~~calibrados y~~ sustraídos mediante calibración de la información.

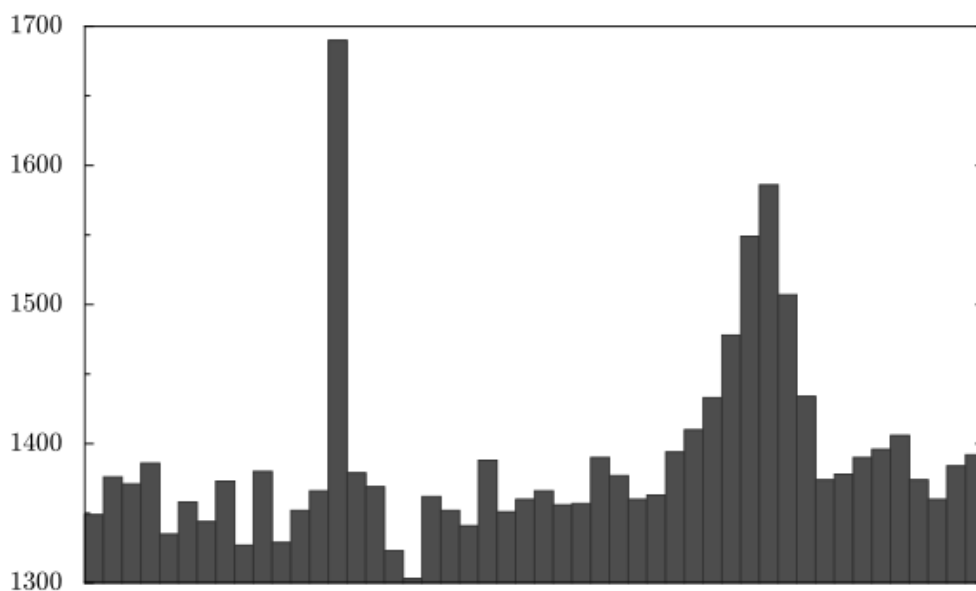


Figure 2: Una fila de pixeles en la que se observa un típico rayo cósmico y una estrella.

Para comenzar la tarea de reducción básica, se debe descargar el ~~pack~~ <sup>paquete</sup> o conjunto de datos correspondiente. Una vez descargados, estos deberán ser clasificados de acuerdo al tipo de imagen que se tomó <sup>(posiblemente)</sup> en carpetas distintas con su <sup>s</sup>respectivo <sup>s</sup>header <sup>s</sup>(bias, dark, flat, objetivos). Los darks se separan por tiempo de exposición y los flats por banda. Teniendo la información clasificada de esta manera se puede elaborar un ~~masterbias~~ <sup>umbral y el</sup> el cual representará 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 reducción se conoce como "cosmética".

(combinación de todas las imágenes buenas/ade cuadas de bias) de ciencia para su posterior

Considerando q la imagen ya fue preparada  
(etapa anterior de cosmética aplicada a éxito), <sup>adecuadamente</sup> <sup>ahora del contraste de los objetos y del ruido del cielo</sup> <sup>esta identificación va a depender</sup>

## 2 Reducción

<sup>medir</sup> <sup>otros objetos astronómicos</sup>

La reducción de datos es el proceso de ~~simplificar~~ 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 ~~estimar un índice de las estrellas y astros que contiene cada imagen. Dada la naturaleza de las imágenes, estas a veces contienen mucho ruido (irregularidades en el CCD, contaminación atmosférica, seeing, etc) y esto afecta la calidad de la imagen lo que dificulta la tarea de estimación.~~ Para llevar a cabo tal labor se suele utilizar el paquete computacional SExtractor.

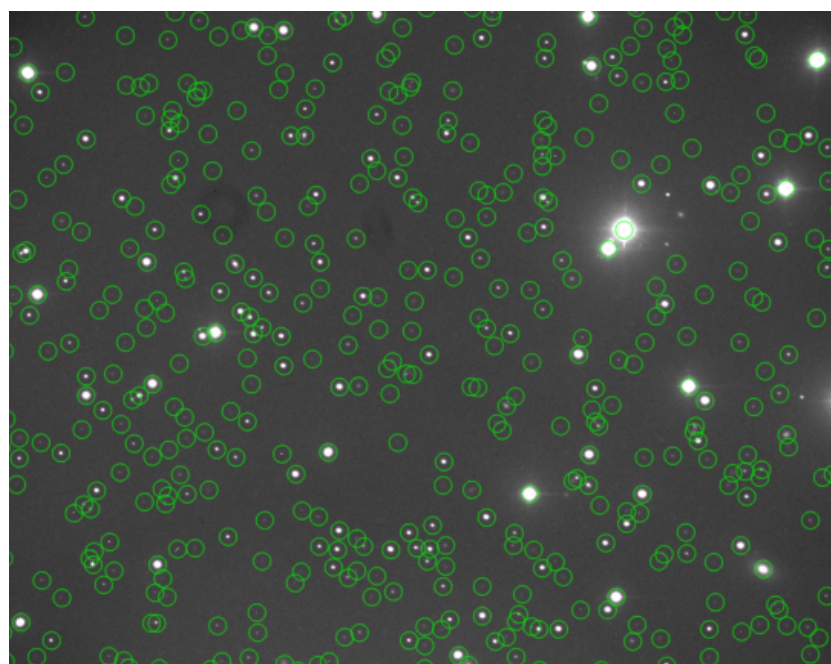


Figure 3: Fuentes detectadas en una imagen.

<sup>con una clasificación</sup> <sup>detección</sup>

SExtractor (Source Extractor) es un software de ~~extracción~~ <sup>detección</sup> de fuentes luminosas de imágenes <sup>basado</sup> en redes neuronales. El método comienza por estimar el “background” 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. 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 <sup>o “ciclo”</sup> <sup>o/ pixeles conectados</sup> alrededor del centro de la fuente. SExtractor tiene la capacidad de calcular muchos parámetros de cada fuente.

<sup>para suavizar la señal detectada</sup>

### 3 Fotometría

La fotometría tiene como objetivo medir el brillo de <sup>los</sup> estrellas. En primer a 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 <sup>primero?</sup> calibrar el efecto de la extinción atmosférica, es decir estimar el coeficiente de extinción realizando mediciones diferenciales con fuentes calibradas. 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 <sup>la</sup> una 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 <sup>(apertura)</sup> 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 ~~alrededor del centro~~ de la estrella y luego calcular la señal aportada por la estrella en una apertura circular alrededor del centro de la misma.

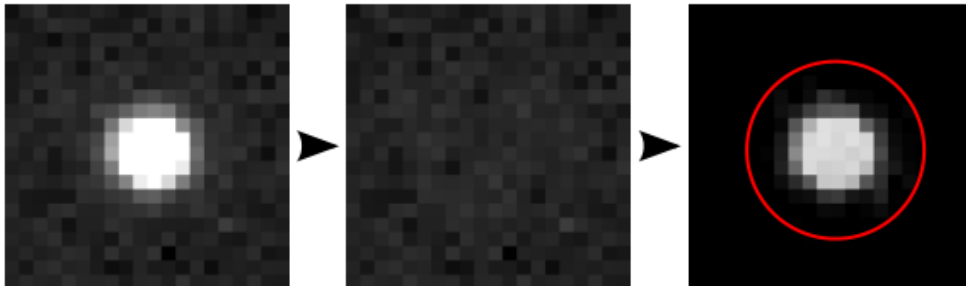


Figure 4: Medida de flujo para una fuente substrayendo el ruido de fondo

<sup>En otras palabras,</sup> La determinación de la magnitud instrumental ~~se realiza usualmente a través de lo que se ha dado en llamar fotometría de apertura.~~ Esta medición consiste simplemente 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 ~~ruido~~ <sup>background</sup> y de haber compensado otros factores que degradan la imagen (corrección atmosférica por ejemplo).



## 4 Alineación

Las estrellas y demás objetos astronómicos se mueven respecto al telescopio a causa de la rotación de la Tierra, y aunque ~~la montura~~ *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 fue obtenida 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.

*(con la intención de aumentar aditivamente la señal o para utilizar diferentes filtros)*

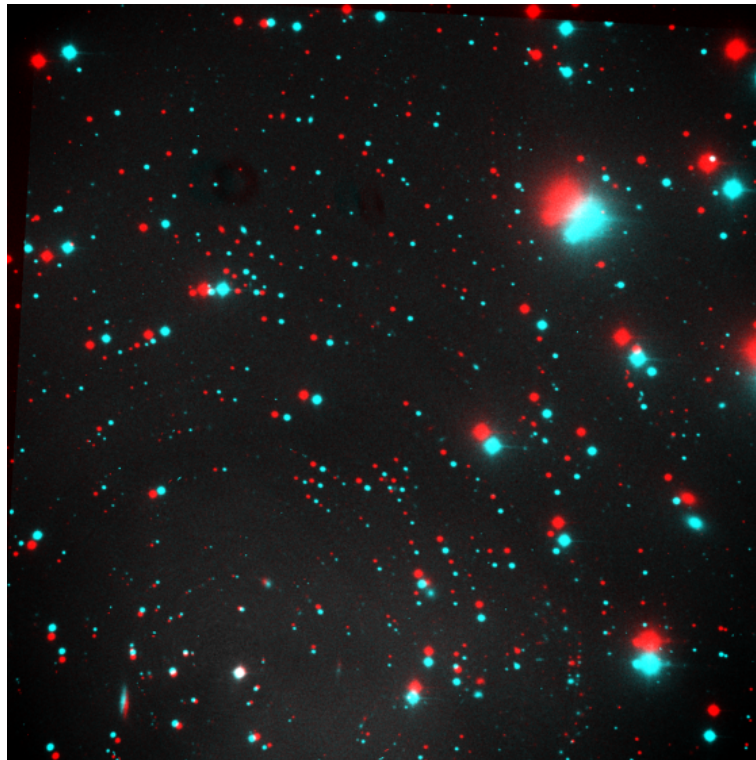


Figure 5: Superposición de 2 imágenes consecutivas de una secuencia que se encuentran desalineadas

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 (como el USNO-B1) y buscar la correspondencia entre ~~estrellas y características propias de los objetos detectados~~. Posterior a ello encontrar una transformación de forma teniendo en cuenta la escala.

*el campo observado y el campo de referencia. por ejemplo*

Un método ampliamente utilizado 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 encuentra 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.

*en astronomía aficionada puede*

## 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,

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

$$m = m_0 + kX$$

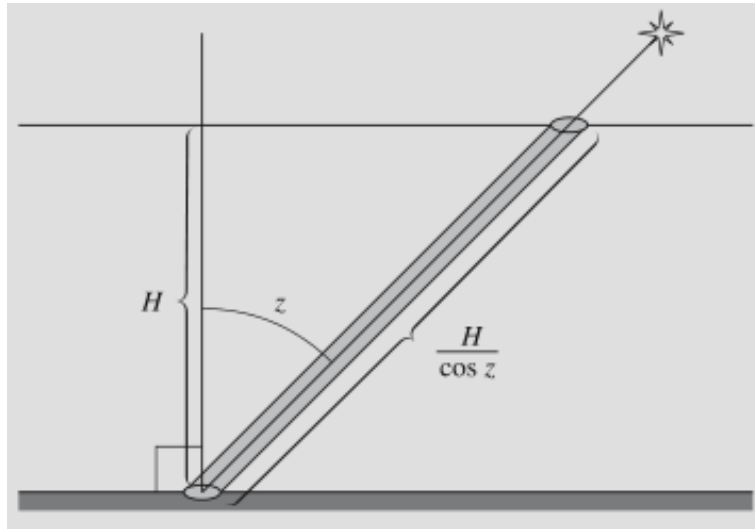


Figure 6: Corrección de magnitud por extinción atmosférica

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 de cero.

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  $3.63 \times 10^{-20} \frac{erg}{s*cm^2*Hz}$ , 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.

\* todas las palabras q vienen de otros idiomas, p.ej. del inglés, deben ser escritas en fuente 'italico'.