Editorial
Universidad de Antioquia

Astronomía práctica

Una introducción

Juan Carlos Muñoz Cuartas



Ciencia y Tecnología

Juan Carlos Muñoz Cuartas

Astronomía práctica

Una introducción

Astronomía práctica

Una introducción

Juan Carlos Muñoz Cuartas

Ciencia y Tecnología
Editorial Universidad de Antioquia®

Colección *Ciencia y Tecnología*
© Juan Carlos Muñoz Cuartas, 2026
© Universidad de Antioquia®
© De esta edición: Editorial Universidad de Antioquia
ISBN: 978-958-501-254-7
ISBNe: 978-958-501-253-0
DOI: doi.org/10.17533/udea.978-958-501-253-0

Primera edición: junio del 2026
Motivo de cubierta: Observatorio Pico dos Dias, Brasil. Fotografía del autor

Hecho en Colombia / Made in Colombia
Prohibida la reproducción total o parcial, por cualquier medio o con cualquier propósito, sin la autorización escrita de la Editorial Universidad de Antioquia

Editorial Universidad de Antioquia®
(+57) 604 219 50 10
editorial@udea.edu.co
http://editorial.udea.edu.co
Calle 67 #53-108. Medellín, Colombia

Imprenta Universidad de Antioquia
(+57) 604 219 53 30
imprenta@udea.edu.co
Calle 67 #53-108. Medellín, Colombia

El contenido de la obra corresponde al derecho de expresión del autor y no compromete el pensamiento institucional de la Universidad de Antioquia ni desata su responsabilidad frente a terceros. El autor asume la responsabilidad por los derechos de autor y conexos contenidos en la obra, así como por la eventual información sensible publicada en ella.

Contenido

Presentación xiii
1. La radiación de los cuerpos astrofísicos 1
1.1 Radiación, brillo y escala de magnitudes 1
1.2 Fuentes puntuales de radiación 2
1.3 Flujo recibido 4
1.4 Sistema de magnitudes estelares 5
1.4.1 Magnitud aparente 5
1.4.2 Magnitud absoluta 7
1.4.3 Índices de color 8
1.5 Fuentes extendidas de radiación 10
Bibliografía 11
2. El movimiento del telescopio 12
2.1 Introducción 13
2.2 Funciones de la montura del telescopio 13
2.3 Tipos de monturas 14
2.3.1 Monturas fijas 14
2.3.2 Monturas fijas en altitud 16
2.3.3 Monturas altazimutales 19
2.3.4 Monturas ecuatoriales 21
2.4 Corrección a las coordenadas por movimientos propios 23
2.5 Actividades 25
2.5.1 Ejercicio 1. Familiarización con el equipo 25
2.5.2 Ejercicio 2. Alineación de una montura ecuatorial 26
2.5.3 Ejercicio 3. Observación solar durante un intervalo de tiempo 28
Bibliografía 30
3. El telescopio: apuntes básicos 31
3.1 Telescopios, oculares y binoculares 32
3.2 Sistema telescopio + oculares 35
3.3 Pupilas ópticas 38
3.4 Algunos límites de la magnificación 41
3.4.1 Límite asociado al uso óptimo de la luz recolectada 41
3.4.2 Límite asociado al poder de resolución del telescopio 42
3.4.3 Aumento máximo 43
3.4.4 La notación $m \times D$ 44
3.4.5 Magnitud mínima observable 45

3.5 Proyección sin oculares 46
3.5.1 Formación y tamaño de la imagen 47
3.5.2 Escala de la placa 48
3.5.3 Energía por unidad de área de la placa 49
3.5.4 Difracción y poder de resolución 51
3.5.5 Campo de visión *(field of view)* 53
3.6 Cuidados del telescopio 53
3.7 Actividades 55
3.7.1 Telescopios y oculares 55
3.7.2 Formación de la imagen y proyección 56
3.7.3 Diseñe una observación de Júpiter 56
3.7.4 Preguntas 57
Bibliografía 57
4. Tipos de telescopios 58
4.1 Introducción 58
4.2 Tipos de telescopios 58
4.2.1 Telescopios dióptricos 59
4.2.2 Telescopios catóptricos 59
4.2.3 Telescopios catadióptricos 61
4.3 Tipos de enfoque 62
4.3.1 Foco primario, foco newtoniano 62
4.3.2 Foco Cassegrain 63
4.3.3 Ajustando la imagen del telescopio al detector 66
4.3.4 Foco Nasmyth y foco Coudé 68
4.4 Aberraciones ópticas 69
4.4.1 Aberración cromática 69
4.4.2 Aberración esférica 70
4.4.3 Aberración de coma 72
4.4.4 Astigmatismo 73
4.4.5 Curvatura de campo 74
Bibliografía 75
5. Bases de datos en astronomía 76
5.1 Introducción 76
5.2 SQL 77
5.3 SDSS 82
5.4 VizieR 84
5.5 SIMBAD 90
5.6 Aladin 92
5.7 MAST 96

5.8 ADS 99
5.9 Otras fuentes de información 100
5.10 Actividades 101
5.10.1 NED 102
5.10.2 VizieR 102
5.10.3 SIMBAD 103
5.10.4 MAST 103
Bibliografía 103
6. Introducción al uso de IRAF 105
6.1 Introducción 105
6.2 Representación de archivos de imágenes 106
6.2.1 Formato de datos FITS 107
6.3 Primeras puntadas 108
6.3.1 Inicio de sesión y configuración del sistema 108
6.3.2 Estructura del sistema 110
6.4 Uso básico y comandos de administración de tareas y paquetes 111
6.4.1 Comandos generales de ayuda 111
6.4.2 Administración de paquetes y *tasks* 113
6.5 Comandos básicos de tratamiento de imágenes 116
6.5.1 Otros comandos básicos para operar en imágenes ... 117
6.6 Comandos de consola interactiva 119
6.6.1 `imexamine` 119
6.6.2 `implot` 121
6.6.3 `surface` 122
6.7 Operación con listas de archivos 122
6.8 Actividades 123
Bibliografía 124
7. Introducción al uso de Astropy 125
7.1 Introducción 125
7.2 Uso básico 126
7.2.1 Lectura de imágenes 126
7.2.2 Visualización de imágenes con `imshow` 130
7.2.3 Visualización de imágenes con `imexamine` 132
7.2.4 Ejecuciones equivalentes: `imstat`, `imarith`, `imcombine`, `imshift`, `imtranspose`, `rotate` 133
7.3 Actividades 133
Bibliografía 135
8. Detectores CCD 136
8.1 Introducción 136

8.2 Conceptos básicos 138
8.2.1 Efecto fotoeléctrico 138
8.2.2 Conductores y semiconductores 140
8.2.3 Diodos PN 142
8.3 Arquitectura del CCD 144
8.4 Lectura del CCD 146
8.4.1 La eficiencia de la transferencia de carga 149
8.4.2 Ruido de lectura del CCD 151
8.5 La razón señal-ruido (S/N) 152
8.5.1 *Shot noise* 153
8.5.2 *Readout noise* 153
8.5.3 Regímenes de ruido 154
8.6 CCD *binning* 154
8.7 Eficiencia cuántica 156
8.8 Linealidad 158
8.9 Otros defectos del CCD 160
8.9.1 *Blooming* 160
8.9.2 *Dark current* 160
8.9.3 Rayos cósmicos 162
8.9.4 Defectos cosméticos y columnas malas 162
8.10 Actividades 163
8.10.1 Ruido de lectura y ganancia 163
8.10.2 Linealidad 165
8.10.3 *Dark current* 165
8.10.4 Efectos cosméticos 165
8.10.5 Eficiencia cuántica 166
Bibliografía 166
9. Reducción de imágenes CCD 167
9.1 Información recolectada por el píxel en el CCD 167
9.2 Ruido de lectura y *bias frame* 169
9.3 Ruido térmico y *dark frame* 171
9.4 Anisotropía en la sensibilidad de la cámara y el sistema de detección: *flat field* 174
9.5 Reducción de imágenes CCD 178
9.5.1 Construcción de imágenes de supercalibración 179
9.5.2 Reducción 181
9.6 Actividades 183
9.6.1 Análisis de los archivos de calibración 184
9.6.2 Construcción de supercalibraciones 184

9.6.3 Reducción de imágenes CCD: `imarith` 184
9.6.4 Reducción de imágenes CCD: `ccdproc` 185
Bibliografía 185
10. Fotometría de apertura 186
10.1 Introducción 186
10.2 Efectos de la extinción atmosférica 193
10.3 Calibración fotométrica 197
10.4 Fotometría de apertura en la práctica 199
10.4.1 Procedimiento para desarrollar la fotometría de apertura 200
10.4.2 Fotometría de apertura con *phot* en IRAF 200
10.4.3 Fotometría de apertura con *photutils* en Astropy 207
10.5 Actividades 212
Bibliografía 213
11. Fotometría de PSF 214
11.1 Fundamentos de la fotometría de PSF 214
11.2 Procedimiento 217
11.3 Fotometría de PSF en IRAF 219
11.3.1 Examen de la imagen 219
11.3.2 Identificación de las estrellas candidatas para hacer fotometría 221
11.3.3 Estimación de fotometría de apertura 222
11.3.4 Construcción del modelo de la PSF 223
11.3.5 Hacer fotometría de PSF 226
11.4 Actividades 226
Bibliografía 227
12. Espectroscopía 1D 229
12.1 Introducción 229
12.2 El funcionamiento del espectrógrafo 230
12.2.1 Aspectos básicos sobre el uso y la observación de un espectro 233
12.3 Observación de espectros 237
12.3.1 Imágenes de *bias* 238
12.3.2 Imágenes de *dark current* 238
12.3.3 Imágenes de *flat field* 238
12.3.4 Espectros de calibración 240
12.3.5 Espectros de ciencia 241
12.3.6 Espectros de campo de cielo 242
12.3.7 Objetos de calibración 244

12.4 Reducción de datos de espectroscopía 244
12.4.1 Identificación de la zona iluminada del CCD y recorte de la zona de interés en las imágenes 245
12.4.2 Reducción del *bias* 246
12.4.3 Construcción de *master flat* y función de iluminación . 246
12.4.4 Normalización del espectro 249
12.4.5 Extracción de rayos cósmicos 249
12.5 Extracción y calibración espectroscópica 249
12.5.1 Extracción de espectro y remoción del *background* 249
12.5.2 Calibración en longitud de onda 250
12.5.3 Calibración en flujo 252
12.6 Reducción y análisis de espectroscopía con IRAF 253
12.6.1 Reducción 253
12.6.2 Extracción y calibración en longitud de onda 258
12.6.3 Calibración en longitud de onda 265
12.6.4 Normalización al continuo 268
12.7 Actividades 268
Bibliografía 269

El autor 283

Presentación

Este texto surgió como una iniciativa personal en el año 2013, cuando me vi enfrentado a la tarea de dictar algunos de los cursos de Astronomía Práctica del pregrado de Astronomía de la Universidad de Antioquia. La carencia de un material compacto que permitiera al tutor y a los estudiantes seguir un texto uniforme, con información precisa y ejercicios o proyectos de trabajo sugeridos, motivó la escritura de este texto, inicialmente a partir de notas escuetas del profesor. Debido a múltiples y abundantes ocupaciones, suspendí la escritura de este material, cuya versión inicial continuó circulando entre los estudiantes durante varios años, hasta que encontré el tiempo para darles orden y coherencia a las ideas que estaban plasmadas en ese primer intento de texto. En esta versión, después de un gran esfuerzo, pretendo entregar un documento que se asemeje a un libro de texto útil para cualquier persona que quiera aproximarse al ejercicio de la astronomía observacional, con un énfasis especial en aquellos estudiantes de pregrado o posgrado que requieren formación profesional.

El material que se presenta en este texto se basa en mi experiencia como profesor de Astronomía desde el año 2008, así como en la información que he adquirido realizando observaciones, analizando datos, trabajando con bases de datos, y en mi conocimiento del gremio. El documento da cuenta de mi experiencia con la astronomía, primero como estudiante entusiasta y ahora como profesor y astrofísico en ejercicio.

Por otra parte, el texto tiene muchos términos en inglés. Se han incluido voluntariamente con el fin de mantener una conexión directa con la literatura técnica. En opinión del autor, se dificulta la lectura técnica cuando se traducen términos muy específicos.

Aunque este texto no se ha escrito con la intención de ofrecer una guía de laboratorio, sí contiene información concreta sobre el manejo de herramientas de uso común en la astronomía profesional, y varios de sus apartados documentan procesos de forma tal que con un mínimo esfuerzo el lector puede aprender a utilizarlas entendiendo las explicaciones y

ejemplos que se proveen. Insisto, este texto no es una guía de laboratorio, no hay un recetario, no hay un paso a paso que se pueda seguir para desarrollar una tarea específica. Se presentan conceptos, herramientas, métodos, y en algunos casos se exponen ejemplos o implementaciones. Aun así, la experiencia de su uso durante los últimos años en diferentes actividades académicas muestra que la estrategia resulta útil para el lector.

Así las cosas, el objetivo de este texto es documentar muchas de las tareas de la astronomía práctica y motivar a los lectores, principalmente estudiantes de astronomía, para que exploren en profundidad las herramientas que se presentan.

El texto está dividido en capítulos que se ocupan de problemas fundamentales de la práctica de la observación. Desde luego, este libro desarrolla los contenidos en un nivel que se considera suficiente, pero no contiene todo el conocimiento sobre la práctica de la observación astronómica. Es claro que una comprensión amplia del tema requiere del uso de más de una fuente bibliográfica, y esperamos que el lector se adentre en el texto consciente de que lo que aquí se ofrece es importante, pero siempre se puede ampliar o estudiar con mayor detalle.

Finalmente, agradezco a la Universidad de Antioquia que me permitiera usar parte de mi tiempo laboral en este proyecto y que apoyara con una dedicación exclusiva la elaboración de este texto. También debo extender un agradecimiento enorme a Nelson Betancur, responsable de la realización de una buena parte de los diagramas contenidos en el texto. Fue muy valioso poder contar con su apoyo en el dispendioso trabajo de traducir mis dibujos hechos a mano a unos diagramas bien presentados. De la misma manera, expreso mi agradecimiento al equipo de la Editorial Universidad de Antioquia. Sin lugar a dudas, su trabajo en el proceso de edición ha enriquecido significativamente la versión final de este libro. Por último, pero no menos importante, agradezco a los colegas, profesores y estudiantes que mantuvieron vigente el documento dándole uso en diferentes actividades. ¡Espero que les siga siendo útil en el futuro!

1

La radiación de los cuerpos astrofísicos

La astronomía y la astrofísica son ciencias esencialmente observacionales. A diferencia de otras áreas de las ciencias físicas, como la óptica, la física atómica y la física del estado sólido, en las que se dispone de laboratorios en los cuales se puede "controlar a voluntad" el comportamiento del sistema que se estudia para entender sus propiedades físicas, la astronomía no cuenta con esa posibilidad. Todo lo que podemos hacer es observar, contabilizar fotones, y de esos muchos o de unos cuantos fotones (unas decenas en algunos casos, como ocurre en la observación con rayos X), extraer la mayor cantidad posible de información para inferir las propiedades físicas de los cuerpos que se observan. Esto ciertamente restringe el experimento científico del astrónomo, y se requiere entonces que se desarrollen las mejores técnicas que permitan extraer tanta información del experimento de observación como sea posible.

Aun así, antes de entender los mecanismos físicos que estimulan la emisión de radiación de las fuentes astrofísicas que se estudian, se deben conocer las cantidades que se miden y entender cómo esas cantidades medibles se relacionan con las cantidades que permiten modelar la física de los fenómenos astrofísicos, es decir, la astrofísica.

En este capítulo el estudiante encontrará las definiciones básicas de las cantidades medibles que serán de interés a lo largo del texto, y luego de estudiarlas estará en capacidad de identificar la relación que hay entre la cantidad teórica y la cantidad observable asociada. Al finalizar el capítulo el lector podrá reconocer las definiciones y cantidades fundamentales relacionadas con los principales observables para desarrollar gran parte de los contenidos del texto.

1.1 Radiación, brillo y escala de magnitudes

La radiación que se recibe de las fuentes en el cielo puede considerarse en unas situaciones como chorros de fotones y en otras como frentes de onda que se propagan hacia el observador. En tierra, el astrónomo los detecta

usualmente formando una imagen del objeto que los emite, y con esta información se determina la cantidad de radiación detectada, normalmente en intervalos de longitudes de onda específicos.

1.2 Fuentes puntuales de radiación

De manera ideal una fuente puntual es aquella que no tiene extensión espacial. Es (matemáticamente hablando) un punto, y su distribución de brillo superficial se puede modelar como una función delta de Dirac ubicada sobre la esfera celeste con coordenadas angulares θ y ϕ como

$$B(\theta, \phi) = \delta_D(\theta, \phi). \tag{1.1}$$

Aunque en muchas situaciones las estrellas son uno de los mejores ejemplos de una fuente puntual, vamos a definir —con propósitos prácticos— este tipo de objetos como una fuente que subtiende un tamaño angular menor que el poder de resolución[1] de nuestro dispositivo de detección.

Si suponemos que la fuente emite como una fuente puntual un campo de radiación isotópica, el campo de onda de la radiación emitida se propagará a través del espacio a la velocidad de la luz, distribuyendo su energía sobre el área del frente de onda. Si esta área crece con la distancia d recorrida desde la fuente como $4\pi d^2$, entonces la energía por unidad de área sobre el frente de onda en una longitud de onda determinada será

$$B(\lambda) = \frac{L(\lambda)}{4\pi d^2} \text{ [erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ Å]}, \tag{1.2}$$

donde $L(\lambda)$ es la luminosidad de la fuente en la longitud de onda λ, es decir, la energía emitida por la fuente por unidad de tiempo en esa longitud de onda λ. La forma de $L(\lambda)$ depende exclusivamente de las propiedades físicas del objeto que se estudia, siendo una propiedad intrínseca de este. Por ejemplo, la figura 1.3 muestra en su panel inferior la distribución espectral de energía (SED, por sus siglas en inglés, *spectral energy distribution*) de diferentes fuentes, y cada una de ellas presenta una curva característica. Estas curvas muestran la forma como varía $L(\lambda)$, según las características físicas de la fuente. En la ecuación 1.2, $B(\lambda)$ es la energía por unidad de área, por unidad de tiempo en la longitud de onda λ, y es lo que se conoce como el brillo a esa longitud de onda. Note que es muy interesante en esta relación que hay cantidades intrínsecas de la fuente, como $L(\lambda)$, cantidades relativas, como la distancia,

[1] Como se verá en la sección 3.4.2, el poder de resolución está asociado con la escala mínima resoluble por el telescopio.

y cantidades observables, como $B(\lambda)$. Esto revela lo complejo que es el trabajo de estimación de las propiedades astrofísicas de un objeto mediante la observación, pues el observable ($B(\lambda)$) está conectado a una propiedad física del objeto ($L(\lambda)$), pero usualmente hay un ingrediente de por medio que complica las cosas, en este caso, la distancia d hasta el objeto.

Sin embargo, el flujo de las fuentes astronómicas no se determina en una longitud de onda específica (a menos que se mida un espectro), lo que realmente se mide es el brillo en un intervalo de longitudes de onda $\Delta\lambda$ entre λ_i y λ_f (ver figura 1.1) tal que

$$B_{\Delta\lambda} = \int_{\lambda_i}^{\lambda_f} B(\lambda)d\lambda = \frac{1}{4\pi d^2}\int_{\lambda_i}^{\lambda_f} L(\lambda)d\lambda = \frac{L_{\Delta\lambda}}{4\pi d^2}\ [\text{erg s}^{-1}\ \text{cm}^{-2}]. \qquad (1.3)$$

$B_{\Delta\lambda}$ es la energía detectada por unidad de área del frente de onda, por unidad de tiempo, en el intervalo de longitudes de onda $\Delta\lambda$ (entre λ_i y λ_f). El flujo es lo que realmente se mide en el detector y corresponderá básicamente a $B_{\Delta\lambda}$ multiplicado por el área del detector. Este es el flujo de las fuentes que se determine cuando se estudien los procedimientos de fotometría de apertura o de la función de dispersión de puntos (PSF, por sus siglas en inglés, *point spread function*) que se discutirán en los capítulos 10 y 11.

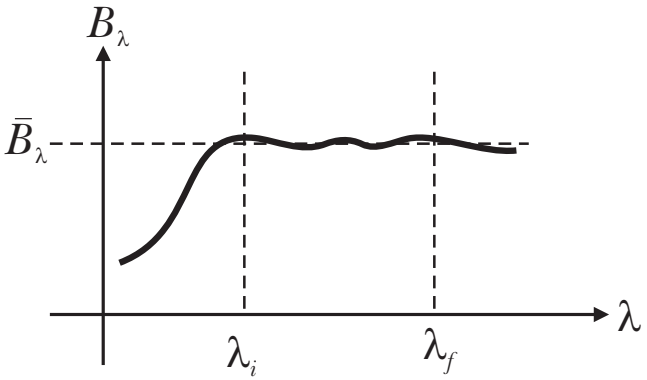

Figura 1.1 Distribución espectral de energía de un objeto entre λ_i y λ_f

La luminosidad total, es decir, la energía total emitida por el cuerpo, en todas las longitudes de onda será

$$L = \int_0^\infty L(\lambda)d\lambda\ [\text{erg s}^{-1}]. \qquad (1.4)$$

Note que el fin último de la observación es conseguir información sobre la forma de $L(\lambda)$. Este atributo encapsula la esencia física de la emisión de radiación de la fuente. Por ejemplo, en un cuerpo que emite radiación en virtud exclusivamente de su temperatura, $L(\lambda)$ será la distribución de cuerpo negro correspondiente a su temperatura, o si la emisión se debe a la emisión de electrones acelerados por un campo magnético, el espectro de energía será el espectro de ley de potencia típico de la radiación sincrotrón. Determinar el flujo en diferentes longitudes de onda se convierte entonces en un mecanismo por medio del cual se puede conocer el brillo de la fuente, y así, conociendo la distancia hasta la fuente, se puede conocer su luminosidad. Si no se conoce la luminosidad, igualmente, se puede conocer la forma de la distribución espectral de energía, que en muchos casos es suficiente para estudiar las características físicas de la fuente.

1.3 Flujo recibido

Si $B(\lambda)$ se interpreta como la energía recibida por unidad de área del detector, por unidad de tiempo, por unidad de longitud de onda, entonces esta puede considerarse como la potencia (energía por unidad de tiempo) recibida por unidad de área y por intervalo de longitud de onda. Así que para obtener la potencia total recibida se debería hacer una multiplicación por el área del detector e integrar sobre el intervalo de longitudes de onda

$$P_{\Delta\lambda} = \int_{\lambda_i}^{\lambda_f} A_{eff}(\lambda) B(\lambda) d\lambda \ [\text{erg s}^{-1}]. \tag{1.5}$$

$P_{\Delta\lambda}$ será entonces la energía recibida por unidad de tiempo en el intervalo de longitud de onda $\Delta\lambda$, con el detector de área efectiva A_{eff}. En esta relación se ha usado el área efectiva del detector A_{eff}, que es el área que realmente recolecta luz en el telescopio. Como se verá en el capítulo 4, dependiendo del diseño del telescopio, el área efectiva recolectora de luz no es necesariamente igual a πR^2, pues hay obstáculos, como espejos secundarios o soportes, que reducen el área recolectora. La función $A_{eff}(\lambda)$ puede, además, tener en cuenta cualquier defecto intrínseco del detector que induzca disipación y que pueda depender de λ. Esta disipación en la intensidad del campo de radiación se puede cuantificar como una reducción en el área recolectora de luz.

No siempre se tienen formas integrables para $A_{eff}(\lambda)$ o $B(\lambda)$, entonces la potencia media se puede aproximar como

$$P_{\Delta\lambda} \approx \bar{A}_{eff} \bar{B}(\lambda) \Delta\lambda, \tag{1.6}$$

donde $\bar{A}_{eff}$ es el área efectiva media del sistema y $\bar{B}(\lambda)$ es el flujo medio en el intervalo de longitudes de onda $\Delta\lambda$. Una vez se conoce $P_{\Delta\lambda}$, la energía total recibida en el intervalo del tiempo de exposición entre t_1 y t_2 será entonces

$$E_{\Delta\lambda} = \int_{t_1}^{t_2} P_{\Delta\lambda} dt, \tag{1.7}$$

que es una relación estrechamente vinculada a los procedimientos que se llevan a cabo en el capítulo 10, cuando se estima el flujo de las fuentes puntuales a través de los procedimientos de fotometría.

1.4 Sistema de magnitudes estelares

1.4.1 Magnitud aparente

Ya que en realidad lo que uno mide no es el brillo, sino el número de fotones incidentes sobre el detector, es interesante establecer una relación entre los dos. Dado que $B(\lambda)$ es la energía recibida por unidad de área por unidad de tiempo en la longitud de onda λ, entonces si dividimos por la energía del fotón de longitud de onda λ, hc/λ, el número de fotones que se debería detectar por unidad de área, por unidad de tiempo con longitud de onda λ (o frecuencia $\nu = c/\lambda$) será

$$S_p = \frac{\lambda B(\lambda)}{hc}. \tag{1.8}$$

Esta definición es útil, ya que la respuesta de los detectores no es lineal, sino que depende del número de fotones y de su longitud de onda. En forma práctica, la densidad de flujo de fotones estará dada entonces por

$$F_p = \int_0^\infty S_p(\lambda)\epsilon(\lambda)d\lambda, \tag{1.9}$$

donde $\epsilon(\lambda)$ es la función respuesta del sistema de detección e incorpora en sí defectos de no linealidad en el detector, los efectos de su eficiencia cuántica, la forma de la función de selección en el sistema de filtros, etc. En general, $\epsilon(\lambda)$ cuantifica la probabilidad de que un fotón con longitud de onda λ impacte el detector y sea contado. La figura 1.2 muestra posibles formas de una función respuesta. Una función de paso (izquierda) para la cual la respuesta del sistema es constante en el intervalo (λ_i, λ_f). Una función delta de Dirac (centro), que correspondería a una función de impulso para la cual $\epsilon(\lambda)$ es cero para cualquier longitud de onda, excepto para $\lambda = \lambda_0$. Esta situación corresponde a un filtro ideal de banda estrecha. Finalmente, una aproximación un poco más realista a una

función respuesta, con ancho finito y amplitud decreciente con respecto a la longitud de onda central, es una función gausiana como la que se muestra en la figura (derecha).

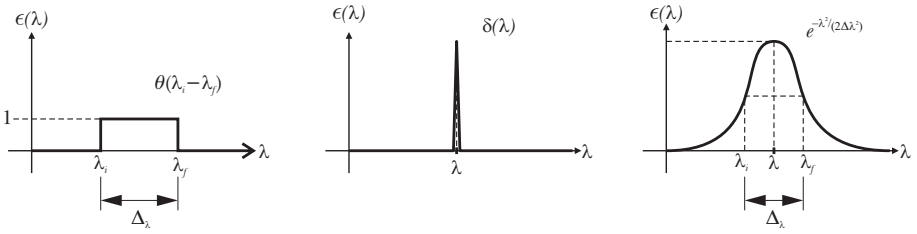

Figura 1.2 Ejemplo de situaciones ideales de funciones respuesta. Una función de paso (izquierda), una función delta de Dirac (centro) y una función gausiana (derecha)

La ecuación 1.9 representa el número de fotones detectados por unidad de área por unidad de tiempo, que será directamente proporcional al número de cuentas asociadas al flujo de la fuente cuando se detecta la señal en un dispositivo de carga acoplada (CCD, por sus siglas en inglés, *carge-coupled device*), como se discute en el capítulo 10. F_p es proporcional a $B(\lambda)$, pero este contabiliza en sí los defectos del sistema de detección.

Recuerde que en el sistema de clasificación de Hiparco las magnitudes están en una escala que es inversa al brillo; mientras más grande es el brillo de una fuente, más pequeña es su magnitud. Igualmente, se puede demostrar que entre dos estrellas que difieren en una magnitud hay un factor constante f de diferencia en brillo. Como hablar de B y F_p es equivalente, entonces la razón entre el flujo de dos estrellas con magnitudes m_j y m_i será

$$\frac{F_{pi}}{F_{pj}} = f^{(mj-mi)}.$$

Se sabe que para dos estrellas que difieren en 5 magnitudes ($m_j = 6, m_i = 1$) la razón entre los flujos es $\frac{F_{pi}}{F_{pj}} = 100$, entonces $\frac{F_{pi}}{F_{pj}} = f^5 = 100$, con lo que se tendrá que $f = 100^{1/5} = 10^{2/5}$. Así las cosas,

$$m_i - m_j = -\frac{5}{2}\log_{10}\left(\frac{F_{pi}}{F_{pj}}\right). \qquad (1.10)$$

Esta es la conocida relación de Pogson, la cual es importante por diferentes razones. Una de ellas es que permite relacionar flujos y magnitudes observadas para diferentes objetos en el cielo, y esto hace que una vez se conocen el flujo y la magnitud de un objeto (de referencia) se pueda conocer la magnitud en función de otro objeto no calibrado. Otra tiene que ver con la distribución del brillo superficial de los objetos, pues permite convertir flujo por unidad de área (intensidad específica) en magnitudes por segundo de arco cuadrado, lo que resulta conveniente en muchos casos, cuando se habla, por ejemplo, de la distribución de brillo superficial de las galaxias.

Note que otra forma de interpretar la relación de Pogson es el reescalamiento de los flujos de las fuentes astrofísicas. Si se mira bien la relación 1.10, se puede ver que la relación de Pogson no es más que una manera de transformar los flujos de las fuentes a escala logarítmica. Así las cosas, la magnitud de una fuente no es más que su flujo en escala logarítmica relativa a un objeto de referencia dado. Este escalamiento revela otra de las razones por las cuales resulta conveniente seguir usando la escala de magnitudes en astronomía. La distribución de flujo de las fuentes astrofísicas observables varía por más de cuarenta órdenes de magnitud cuando se consideran los objetos más brillantes observables (el Sol, $m \sim -27$) y los más tenues (galaxias remotas, $m \sim 23$). En estos casos, hablar de una diferencia de cuarenta magnitudes es mucho más cómodo que hablar de diferencias de casi cuarenta órdenes de magnitud. Este tipo de contrastes ocurren no solo entre objetos brillantes y opacos. Por ejemplo, cuando se habla de la distribución de brillo superficial de una galaxia, se puede encontrar que la diferencia en brillo entre su centro y su periferia puede ser de hasta seis o siete órdenes de magnitud (si el brillo en el centro es de 1×10^6, y en la periferia es de 1), y en escala de magnitudes la diferencia será de seis magnitudes (por segundo de arco cuadrado), haciendo de nuevo más conveniente el uso de magnitudes en este tipo de situaciones.

1.4.2 Magnitud absoluta

Si la magnitud aparente se puede interpretar como una forma de poner el brillo de una fuente en escala logarítmica, con referencia a otra fuente de comparación, ¿no se podría pensar en hacer lo mismo con relación a las luminosidades de las fuentes? Así como los brillos, las luminosidades de las fuentes astrofísicas abarcan un amplio rango de valores, que varían por muchos órdenes de magnitud. Hablar de magnitudes asociadas a las

luminosidades podría ser conveniente, y por esa razón es por lo que se define la magnitud absoluta.

La magnitud absoluta de cualquier fuente se define como la magnitud que tendría la fuente si estuviera ubicada a una distancia de 10 parsecs (pc). Entonces, si $F_{pm} = \frac{L_p}{4\pi d^2}$ es el flujo real de la fuente que tiene luminosidad L_p y $F_{pM} = \frac{L_p}{4\pi(10\ pc)^2}$ es el flujo que se observaría si la misma fuente estuviera a 10 pc de distancia, entonces, la relación entre la magnitud aparente y absoluta de una misma fuente será

$$M = m - 5\log_{10}\left(\frac{d}{10\ pc}\right). \tag{1.11}$$

Usualmente, a la diferencia $m - M$ se le conoce como el módulo de distancia, pues es precisamente en función de esta diferencia como se puede conocer la distancia hasta una fuente de manera directa. Como la magnitud absoluta es una magnitud, todas las ideas mencionadas anteriormente para m aplican equivalentemente para M.

1.4.3 Índices de color

Es claro que se pueden hacer medidas del brillo en cualquier cantidad de bandas del espectro electromagnético. Para reducir este conjunto de bandas a un conjunto predefinido de funciones estándar se definen los sistemas fotométricos. Estos son referentes estándar que permiten al observador filtrar la luz que se detecta de un objeto en términos de una función respuesta específica en un intervalo de longitudes de onda determinado. Es así como se tiene el sistema fotométrico de Johnson, en el que se pueden medir las magnitudes de las fuentes en las bandas UBVRI (en inglés, *ultraviolet, blue, visual, red and infrared*); el sistema Petrosian, en el que las bandas son *ugriz*, etc. La figura 1.3 muestra el ejemplo de diferentes sistemas fotométricos de uso común. La escogencia de cada sistema fotométrico y de cada filtro en ese sistema dependerá de la distribución espectral de energía del objeto que se observa y, obviamente, de lo que se busca observar.

En este orden de ideas, el brillo en banda $B_{\Delta\lambda}$ estará relacionado con el flujo de fotones en dicha banda como

$$F_{p,\Delta\lambda} = \int_0^\infty S_p(\lambda)\epsilon_{\Delta\lambda}(\lambda)d\lambda, \tag{1.12}$$

donde de nuevo $\epsilon(\lambda)$ es la función respuesta del sistema, que en este caso estará dominada por las características del filtro que se usa para la observación. Note que la selección del ancho de banda básicamente la hace la función $\epsilon(\lambda)$.

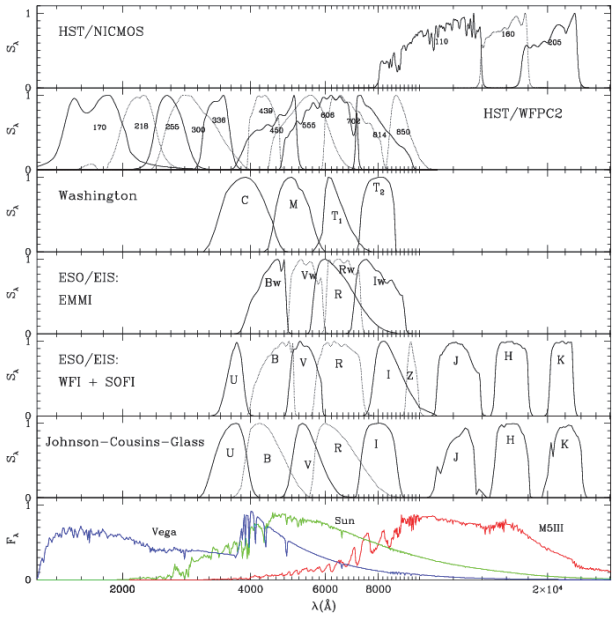

Figura 1.3 Ejemplo de diferentes sistemas fotométricos de uso común, desde los sistemas usados por el telescopio espacial Hubble (HST, por sus siglas en inglés, *Hubble space telescope*) hasta el popular sistema de Johnson
Note que la forma, la longitud de onda central y el ancho de cada filtro son diferentes, y que cada sistema fotométrico mapea de forma distinta la distribución espectral de energía de diferentes fuentes.
Fuente: Girardi et al., A&A, 391, 195, 2002, reproducida con permisos. ©ESO.

Es así como se pueden tener diferentes magnitudes asociadas a un cuerpo, cada una asociada al flujo detectado en cada banda fotométrica. Note que cada sistema fotométrico tiene un punto de calibración diferente y mapea de forma específica la distribución espectral de energía de una fuente. De esta forma, las magnitudes de una fuente se pueden relacionar a través de la relación de Pogson, siempre y cuando estén dadas en el mismo sistema fotométrico. Si se necesita combinar magnitudes entre sistemas

fotométricos, se debe hacer una conversión de magnitudes.

Para muchos propósitos observacionales, se define una cantidad conocida como el índice de color. En un sistema fotométrico dado, el índice de color se define como la diferencia entre las magnitudes de la misma fuente en dos bandas diferentes, sustrayendo de la más azul la magnitud en la banda más roja. Note que, siendo la diferencia entre dos magnitudes, el índice de color realmente está midiendo el cociente entre los flujos de la fuente en las dos bandas de observación. El índice de color permite determinar la inclinación del color de la fuente, hacia el azul (longitud de onda corta) o hacia el rojo (longitudes de onda larga). Es así como se puede encontrar en la literatura la notación asociada al color de una fuente, en diferentes sistemas fotométricos como U-B, B-V, R-I, u-g, g-r, etc.

Dependiendo de la fuente, el índice de color puede estar estrechamente relacionado con la temperatura (si es un objeto que emite principalmente radiación térmica), con las características de las poblaciones estelares que contiene (si es una galaxia o un cúmulo estelar), etc.

1.5 Fuentes extendidas de radiación

Consideremos ahora las características de una fuente extendida, por ejemplo, una galaxia. Vimos en la sección 1.2 que una fuente puntual se puede modelar como un evento puntual a través de una función delta de Dirac ubicada en las coordenadas del objeto θ y ϕ. Por su parte, una fuente extendida de radiación se caracteriza por tener una distribución de brillo superficial $B(\theta, \phi)$ que varía con las coordenadas en la esfera celeste de acuerdo con las características de la distribución espacial de las fuentes en el objeto, pero proyectadas a lo largo de la línea de la visual en el punto (θ, ϕ).

Así las cosas, el análisis del brillo de las fuentes extendidas se complica, toda vez que un estudio meticuloso de la fuente implica estudiar la distribución de brillo en cada punto de la superficie de la imagen del objeto. Esto es lo que se conoce como análisis de la distribución de brillo superficial o fotometría superficial. Este análisis implica tener en consideración la forma de la imagen del objeto, la posible existencia de simetrías, etc. Todos estos aspectos hacen de la fotometría superficial una tarea compleja, que va más allá de los objetivos propuestos en este texto.

Lo que sí se puede hacer es estimar el brillo total de una fuente extendida (o brillo superficial integrado), que corresponderá al brillo recolectado por el detector en un área determinada. Extendiendo las ideas que condujeron a formular la ecuación 1.2, se puede plantear que el brillo superficial recibido desde la fuente, ahora en el punto de coordenadas (θ, ϕ), estará dado por

$$B(\lambda, \theta, \phi) = \frac{L(\lambda, \theta, \phi)}{4\pi d^2} \text{ [erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ Å]}. \tag{1.13}$$

Con esto, es claro que si se integra sobre el plano de la imagen en un área de tamaño A_p, entonces el brillo total recibido del objeto en el interior de dicha apertura será

$$B_t(\lambda) = \int_{A_p} B(\lambda, \theta, \phi) dA. \tag{1.14}$$

Note que $B_t(\lambda)$ ahora es el brillo total integrado en el área que subtiende el objeto sobre la imagen, es decir, ya no hay variaciones en θ ni ϕ. En ese sentido, $B_t(\lambda)$ representaría el brillo total recibido desde el objeto si este fuera un objeto puntual (no un cuerpo extendido), y así, todo el material desarrollado en las secciones anteriores se puede aplicar para el brillo superficial integrado de un objeto extendido.

Bibliografía

Bradt, H., Astronomy Methods: A Physical Approach to Astronomical Observations, Cambridge Planetary Science, 2004, Cambridge University Press.

Carroll, B. W., Ostlie, D. A., An Introduction to Modern Astrophysics, 1996, Addison-Wesley.

Girardi, L., Bertelli, G., Bressan, A., et al., 2002, A&A, 391, 195.

Innis, J. L., Coates, D. W., Borisova, A. P., Tsvetkov, M. K., 2010, BlgAJ, 13, 108.

Lawrence, A., Astronomical Measurement: A Concise Guide, Springer Praxis Books, 2013, Springer.

Mighell, K. J., 1999, ASPC, 189, 50.

Milvang-Jensen, B., Jorgensen, I., 1999, BaltA, 8, 535. doi:10.1515/astro-1999-0408.

Okamura, S., 1988, PASP, 100, 524. doi:10.1086/132201.

Roth, G. D., Astronomy: A Handbook, 1975, Springer-Verlag.

Roth, G. D., Compendium of Practical Astronomy, Volumen 1, 1994, Springer-Verlag.

Stellar Physics, Chiu, H. Y., 1968, Blaisdell Publishing Company.

Strigachev, A., 2009, BlgAJ, 11, 87.

Walker, G., Astronomical Observations: An Optical Perspective, 1987, Cambridge University Press.

2

El movimiento del telescopio

Normalmente, cuando se piensa en un telescopio se piensa en el componente óptico del mismo. Todos tenemos en el imaginario a Galileo sosteniendo su telescopio con las manos mientras observa los objetos en el cielo. No obstante, esta imagen no corresponde a la realidad. Hay un componente vital, importante en el funcionamiento del telescopio, que se hace "invisible" muchas veces, aunque es estrictamente necesario para el buen funcionamiento del instrumento, especialmente cuando este empieza a tornarse grande y pesado, y se requiere precisión para la observación. Nos referimos a la montura y a todo el componente mecánico del telescopio. Sin esta parte, la observación de los objetos en el cielo se haría imposible.

¿Cómo controlar el movimiento de un instrumento tan delicado como un telescopio? ¿Cómo controlar la operación de este equipo, teniendo en cuenta que su peso puede llegar a ser de varias toneladas? ¿Cómo asegurar que el movimiento del telescopio sea lo suficientemente fino y suave como para garantizar la precisión de segundos de arco que se requiere en la observación astronómica moderna?

Todo esto se logra de manera conveniente gracias al uso de una montura adecuada para el telescopio. Como veremos en este capítulo, la montura de un telescopio es una parte fundamental de su anatomía y condicionará, en gran medida, la operación del instrumento.

Al finalizar este capítulo el lector encontrará la oportunidad de:

- Familiarizarse con el uso básico del telescopio.
- Familiarizarse con el funcionamiento de las monturas básicas de los telescopios (altazimutal y ecuatorial).
- Hacer uso práctico de la astronomía de posición y de sistemas de coordenadas alineando, posicionando y apuntando un telescopio.

2.1 Introducción

Aunque no tan popular como el telescopio en sí mismo, la montura de un telescopio es una parte fundamental de su anatomía. Sin una montura adecuada, la utilización del sistema óptico que compone el telescopio se vería sustancialmente reducida, al dificultarse, por ejemplo, la localización de blancos de observación. En términos generales, un telescopio moderno se puede considerar como un sistema compuesto por tres partes independientes, pero simultáneamente necesarias, que se acoplan y trabajan de manera conjunta para lograr un adecuado funcionamiento del sistema completo; esas partes son las siguientes:

- Un sistema mecánico de posicionamiento y seguimiento que se encarga de posicionar el sistema óptico del telescopio.
- Un sistema óptico que se encarga de recolectar la luz y formar la imagen del objeto que se observa o construir su espectro.
- Un sistema de detección, análogo o digital, que se encarga de registrar y almacenar la luz recibida por el sistema óptico.

A lo largo de este texto nos encargaremos de revisar los componentes principales de un telescopio acudiendo a esta división "anatómica" del instrumento, ya que cada una de estas partes juega un papel importante en el desempeño del instrumento como un todo. Ningún telescopio moderno funcionará de forma apropiada si alguno de estos componentes está ausente o falla.

En este capítulo estudiaremos precisamente el componente mecánico asociado a la montura del telescopio, mientras que en los capítulos posteriores entraremos en los detalles de los componentes óptico y de detección.

2.2 Funciones de la montura del telescopio

Las características de operación de un telescopio requieren que este esté instalado sobre un soporte robusto, estable, libre de vibraciones y de cualquier otro desplazamiento involuntario. Sin embargo, pese a esta rigidez, el soporte debe tener la capacidad de orientar el telescopio hacia cualquier objeto celeste con precisión, y de seguir su movimiento diurno durante intervalos arbitrarios de tiempo. En ese orden de ideas, las funciones de la montura son básicamente soportar la estructura del sistema óptico del telescopio, facilitar su operación mecánica en el momento de apuntar hacia

los objetivos y, finalmente, realizar el seguimiento mecánico de los objetos que se observan mientras que estos se desplazan sobre la esfera celeste.

Para cumplir con esa función se han desarrollado diferentes tipos de monturas, atendiendo en cada caso a las diferentes necesidades de operación del telescopio en cuestión. A continuación revisaremos los diversos tipos de monturas que se pueden encontrar actualmente instaladas en distintos telescopios alrededor del mundo.

2.3 Tipos de monturas

Existen diferentes tipos de monturas que se ajustan a las características específicas de cada telescopio, como la banda de frecuencia de observación, el diámetro y el peso del aparato, y los objetivos científicos. Básicamente, se cuenta con tres tipos de monturas de telescopio: las estáticas, las altazimutales y las ecuatoriales. Revisemos con un poco más de detalle las características de cada una de ellas.

2.3.1 Monturas fijas

Las monturas fijas son aquellas en las cuales el telescopio está fijo y no puede moverse para apuntar hacia un objeto en particular. En estas condiciones la observación está restringida exclusivamente a la región del cielo determinada por el movimiento de los objetos en el cielo sobre el telescopio. Como un ejemplo considere el Radio Telescopio de Arecibo, que se muestra en la figura 2.1. El Radio Telescopio de Arecibo marcó un hito en la historia de la astronomía, pues en su momento fue el telescopio de un solo plato más grande del mundo (con 305 m de diámetro). Este instrumento dejó de operar en el año 2020; sin embargo, su diseño novedoso y el impacto que tuvo para el desarrollo de la astonomía hacen que merezca ser reconocido como un ejemplo valioso, que fue inspiración para proyectos más ambiciosos como el telescopio FAST (Five-hundred-meter Aperture Spherical Telescope), que como indica su nombre, es un radiotelescopio de 500 m de diámetro.

Note que esta corresponde a la montura más simple, en la que no se cumplen las funciones de orientación y seguimiento, solo se le da soporte al sistema óptico del telescopio, y por lo general, se usa en sistemas de gran tamaño, en los cuales el movimiento puede causar complicaciones técnicas y mecánicas.



Figura 2.1 Telescopio de Arecibo, instalado sobre un pequeño valle en una montaña de tal manera que el espejo primario es estático, en lo que sería una montura fija
Fuente: H. Schweiker/WIYN y NOAN/AURA/NSF
https://noirlab.edu/public/copyright/, https://commons.wikimedia.org/.

El área de cielo cubierta por el telescopio en este caso es limitada (como se ilustra en la figura 2.2) y está determinada por el campo de visión del telescopio. Note además que la región accesible del telescopio es una banda donde se aprovecha el movimiento de rotación de la Tierra para barrer diferentes ascensiones rectas y, dependiendo de la orientación fija del telescopio, diferentes declinaciones. Si el eje óptico del telescopio es perpendicular al eje polar, el telescopio observa siempre en la misma banda de declinación; sin embargo, si esta no es la situación, en la medida en que la Tierra se mueve, el telescopio observa no solo diferentes ascensiones rectas, sino diferentes declinaciones.

Este tipo de monturas se ha considerado especialmente para telescopios pesados, que deben permanecer parqueados sobre la Tierra en una posición fija para asegurar su correcta operación, así como su integridad. Este es el caso del telescopio de 300 m de diámetro de Arecibo, que gracias a su gran tamaño debía mantener su espejo principal reposado fijo sobre la montaña mientras que los desplazamientos en el secundario (receptor) permitían ampliar la banda de cielo observable, particularmente para este telescopio, entre las bandas de ~ -1 y 38 grados de declinación.