

Taller de Técnicas Observacionales  
CASLEO, 27 - 30 de agosto de 2015

Fotometría de galaxias: Guía de actividades

Sergio A. Cellone

# Clase 1

## Conceptos básicos de fotometría superficial

### 1.1. Introducción

Las galaxias son objetos tridimensionales, pero las observamos proyectadas contra el “plano del cielo”. La imagen de una galaxia nos muestra entonces su **distribución de brillo superficial** (bidimensional). (Sólo en algunos casos particulares, a partir de ésta se puede reconstruir la densidad tridimensional de luminosidad.)

La simetría que presentan muchas galaxias nos permite caracterizar esta distribución bidimensional con una función unidimensional, ya sea a través de un corte a lo largo de uno de los ejes principales, o tomando promedios sobre anillos circulares o elípticos. Esta función unidimensional es el **perfil de brillo superficial** (SBP) de la galaxia.

#### 1.1.1. Brillo superficial del cielo nocturno

El brillo superficial en las regiones centrales de las galaxias alcanza  $\mu_B \approx 18 \text{ mag arcsec}^{-2}$  o  $\mu_R \approx 16 \text{ mag arcsec}^{-2}$  a lo sumo, mientras que los discos estelares son mucho más débiles (la Ley de Freeman dice que para los discos de galaxias “normales”:  $\mu_{0(B)} \approx 21.7 \text{ mag arcsec}^{-2}$ ).

La Tabla 1.1 muestra que desde la superficie terrestre buena parte de cualquier galaxia se halla por debajo del brillo del cielo nocturno (aun en una noche oscura en un sitio astronómico).

Para el IR cercano (bandas  $J$ ,  $H$ ,  $K$ ) **toda** la galaxia está siempre muy por debajo del brillo del cielo nocturno. Esto se debe a la emisión de las moléculas del aire. La emisión depende de la actividad solar, y es variable con el tiempo a distintas escalas (horas – años).

Por lo tanto, para realizar fotometría superficial de galaxias **es indispensable** la correcta sustracción del brillo superficial del cielo, así como realizar integraciones **profundas** si se desea medir las regiones de menor brillo superficial.

### 1.2. Definiciones

**Intensidad o brillo superficial (SB):** es el flujo luminoso por unidad de ángulo sólido en la imagen. Se debería medir entonces en unidades de flujo / stereo radianes. En fotometría superficial (óptica) de galaxias no usamos stereo radianes, sino alguna otra unidad de ángulo sólido, como  $\text{arcsec}^2$ , o bien

Tabla 1.1: Brillo superficial del cielo nocturno, en mag arcsec<sup>-2</sup>.

Banda	Long. de onda	Desde el espacio	Cielo oscuro	Luna llena
	1500 Å	25.0	—	—
	2000 Å	26.0	—	—
	2500 Å	25.6	—	—
<i>U</i>	3700 Å	23.2	22.0	—
<i>B</i>	4400 Å	23.4	22.7	19.4
<i>V</i>	5500 Å	22.7	21.8	19.7
<i>R</i>	6400 Å	22.2	20.9	19.9
<i>I</i>	8000 Å	22.2	19.9	19.2
<i>J</i>	1.2 μm	20.7	15.0	15.0
<i>H</i>	1.6 μm	20.9	13.7	13.7
<i>K</i>	2.2 μm	21.3	12.5	12.5
<i>K'</i>	2.2 μm	21.3	13.7	13.7

una medida relacionada con la escala del detector (ej.: pixel<sup>2</sup>). En general tampoco usamos unidades convencionales de flujo (ej.: W m<sup>-2</sup>), sino magnitudes o unidades instrumentales (ej.: adu).

**Isófota:** Curva cerrada simple sobre la imagen proyectada de una galaxia, de intensidad (o brillo superficial) constante.

En general se usa el mismo término para referirse a una **isófota elíptica**, o sea la elipse que mejor ajusta a una isófota dada.

### Ejercicio 1-I:

En una galaxia a distancia  $d$  Mpc, ¿cuál sería la magnitud aparente  $B$  de una estrella similar al Sol?

Muestre que para esa galaxia, 1'' corresponde a  $5d$  pc, y que por lo tanto el brillo superficial  $\mu_B = 27$  mag arcsec<sup>-2</sup> equivale a una densidad superficial de  $1 \mathcal{L}_\odot \text{pc}^{-2}$ .

**Dato:**  $M_{\odot(B)} = 5.48$  mag.

### 1.2.1. Parámetros que definen forma, tamaño y brillo de las isofotas de una galaxia

$a$ : Semieje mayor (SMA) de una isófota dada.

$b$ : Semieje menor de una isófota dada.

$\epsilon$ : Elipticidad.  $\epsilon = 1 - b/a$

$r$ : Radio equivalente.  $r = a \sqrt{b/a} = a \sqrt{1 - \epsilon}$ .

$I(a)$ : SB de la isófota de SMA  $a$ , en unidades de flujo / ángulo sólido (ej.: adu/pix<sup>2</sup>).

$I(r)$ : SB de la isófota de radio equivalente  $r$ , en unidades de flujo / ángulo sólido (ej.: adu/pix<sup>2</sup>).

$\mu(r)$ : SB de la isófota de radio equivalente  $r$ , en magnitudes / ángulo sólido (normalmente: mag/arcsec<sup>2</sup>).

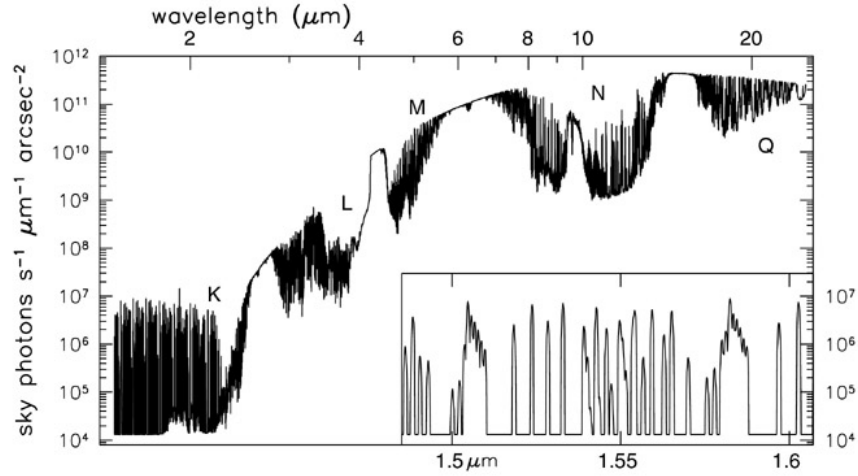


Fig 1.15 (Gemini) 'Galaxies in the Universe' Sparke/Gallagher CUP 2007

Figura 1.1: Emisión del cielo nocturno en el infrarrojo, para Mauna Kea, Hawaii (4000 m snm). El inserto muestra que el brillo del cielo consiste mayormente en líneas de emisión muy cercanas entre sí. Se indican las bandas fotométricas  $K$ ,  $L$ ,  $M$ , y  $N$ .

En general, la variable independiente en el SBP puede ser  $r$  o  $a$ .

Para una imagen CCD, normalmente se obtiene el perfil instrumental  $I(a)$  en  $\text{adu}/\text{pix}^2$  (es lo que hace la tarea *ellipse* de *IRAF*; ver § 3.3.1), del que se puede obtener inmediatamente el perfil  $I(r)$ .

La transformación al perfil estándar en  $\text{mag}/\text{arcsec}^2$  es:

$$\mu(r) = C_0 - 2.5 \log \frac{I(r)}{t_{\text{exp}} E^2}, \quad (1.1)$$

donde  $t_{\text{exp}}$  es el tiempo de exposición,  $E$  es la escala del detector en  $\text{arcsec}/\text{pix}$ , y  $C_0$  es la constante de transformación al sistema estándar (incluyendo la corrección por masa de aire y término de color).

### Parámetros globales que se obtienen del SBP

Los siguientes parámetros pueden obtenerse tanto del SBP observado como de la fórmula usada para ajustarlo (ver §1.3). El grado de coincidencia entre unos y otros dependerá de cuán bien el modelo representa al perfil real, y de la bondad del ajuste.

- $r_e$ : Radio efectivo. Es el radio de la isofota que encierra la mitad del flujo integrado.
- $I(r_e) = I_e$ : SB de la isofota de radio  $r = r_e$  (flujo/SR).
- $\mu_e$ : Idem, en  $\text{mag}/\text{arcsec}^2$ .
- $\langle I(r_e) \rangle = \langle I_e \rangle$ : SB promedio **dentro** de la isofota de radio  $r = r_e$  (flujo/SR).
- $\langle \mu_e \rangle$ : Idem, en  $\text{mag}/\text{arcsec}^2$ .
- $r_{25}$ : Radio de la isofota de  $\mu_B = 25 \text{ mag arcsec}^{-2}$ . En general,  $r_{XX}$  será el radio de la isofota de  $\mu = XX \text{ mag arcsec}^{-2}$  en una banda determinada.

De acuerdo a las definiciones anteriores, si  $F$  es el flujo integrado:

$$\langle I_e \rangle = \frac{F}{2\pi r_e^2}; \quad \langle \mu_e \rangle = m + 2.5 \log(2\pi r_e^2) \quad (1.2)$$

donde  $m = C_0 - 2.5 \log(F)$  es la magnitud integrada.

### 1.3. Ajuste de perfiles: la ley de Sérsic

Se han usado muchas fórmulas distintas para ajustar SBPs de sistemas estelares, particularmente la ley de **de Vaucouleurs** (LdV) ó  $r^{\frac{1}{4}}$  para galaxias elípticas (E), mientras que para espirales (S) y enanas elípticas (dE) se usó el modelo **exponencial**:

$$I(r) = I_0 e^{-\left(\frac{r}{r_0}\right)}, \quad (1.3)$$

donde  $I_0$  es la intensidad central y  $r_0$  es el parámetro de escala.

#### Ejercicio 1-II:

Obtenga la expresión del flujo total correspondiente a un modelo exponencial integrando la Ec. 1.3 entre  $r = 0 \rightarrow \infty$ .

En cuanto al modelo de **King**, se sigue usando para cúmulos globulares pero no para galaxias (no nos ocuparemos de este modelo aquí).

En años recientes comenzó a difundirse el uso de la **ley de Sérsic**, que engloba a la LdV y la exponencial. Por lo tanto trataremos en detalle la Ley de Sérsic (LS), considerando a la LdV y la exponencial como casos particulares.

La LS fue propuesta originalmente por el astrónomo argentino José Luis Sérsic (1968) en la forma

$$I(r) = I_e \exp \left\{ -b_n \left[ \left( \frac{r}{r_e} \right)^{\frac{1}{n}} - 1 \right] \right\} \quad (1.4)$$

con tres parámetros libres:  $I_e$  y  $r_e$  según lo ya definido, y  $n$  (*índice de Sérsic*) como el parámetro que determina la forma del perfil ( $n > 0$ ). La constante  $b_n$  depende de  $n$  y toma el valor necesario para que  $I_e$  sea el SB efectivo (notar que para  $r = r_e$ , queda  $I(r) = I_e$ ).

En unidades de mag arcsec<sup>-2</sup>:

$$\mu(r) = \mu_e + 1.0857 b_n \left[ \left( \frac{r}{r_e} \right)^{\frac{1}{n}} - 1 \right]. \quad (1.5)$$

El flujo total se calcula integrando el modelo (1.4) entre  $r = 0$  e infinito, obteniéndose:

$$F = 2\pi r_e^2 b_n^{-2n} e^{b_n} I_e n \Gamma(2n), \quad (1.6)$$

donde  $\Gamma(x) = \int_0^\infty e^{-t} t^{x-1} dt$  es la función Gamma (ver Abramowitz & Stegun, 1972, pp. 256-257).  $\Gamma(m) = (m-1)!$  para  $m$  entero positivo.

Por otra parte, de 1.2 y 1.6:

$$\langle I_e \rangle = \frac{2\pi r_e^2 b_n^{-2n} e^{b_n} I_e n \Gamma(2n)}{2\pi r_e^2} = b_n^{-2n} e^{b_n} n \Gamma(2n) I_e. \quad (1.7)$$

El flujo en función del radio se obtiene integrando la Ec. 1.4 hasta un radio genérico  $r$ , obteniéndose:

$$F(r) = 2\pi r_e^2 b_n^{-2n} I_e n e^{b_n} \gamma\left(2n, b_n \left(\frac{r}{r_e}\right)^{\frac{1}{n}}\right), \quad (1.8)$$

donde  $\gamma(a, z) = \int_0^z e^{-x} x^{a-1} dx$  es la función Gamma Incompleta (ver Abramowitz & Stegun, 1972, pp. 255-263).

Aplicando la definición de radio efectivo y usando 1.6 y 1.8, se obtiene la relación entre los parámetros  $n$  y  $b_n$ :

$$\frac{\Gamma(2n)}{2} = \gamma(2n, b_n). \quad (1.9)$$

Una forma más “compacta” de la LS es:

$$I(r) = I_0 e^{-\left(\frac{r}{r_0}\right)^{\frac{1}{n}}} \quad (1.10)$$

donde  $I_0$  es el SB central,  $r_0$  es un parámetro de (seudo)escala, y  $n$  es el *índice de Sérsic* ya mencionado. Esta forma de la LS puede resultar más conveniente para ajuste de perfiles (ver § 1.3).

En unidades de  $\text{mag arcsec}^{-2}$ :

$$\mu(r) = \mu_0 + 1.0857 \left(\frac{r}{r_0}\right)^{\frac{1}{n}}. \quad (1.11)$$

### Ejercicio 1-III:

Comparando las expresiones 1.4 y 1.10 obtenga las relaciones entre  $I_0$  e  $I_e$ , y entre  $r_0$  y  $r_e$ .

Importante: los distintos parámetros que definen el tamaño, el brillo superficial y la distribución de éste para una galaxia no son estrictamente independientes entre sí, y se relacionan estrechamente con la magnitud integrada.

Por ejemplo, la relación que vincula magnitud total con radio efectivo y brillo superficial efectivo para un perfil de Sérsic es:

$$m = \mu_e - 1.995450 - 5 \log(r_e) - 1.0857 b_n - 2.5 \log \left[ b_n^{-2n} n \Gamma(2n) \right]. \quad (1.12)$$

Notar que para un dado  $n$  fijo, las galaxias de igual  $r_e$  se distribuirán sobre una recta en un diagrama  $\mu_e$  vs.  $m$ . En general, las galaxias ocupan ciertas regiones bien definidas en diagramas de este tipo.

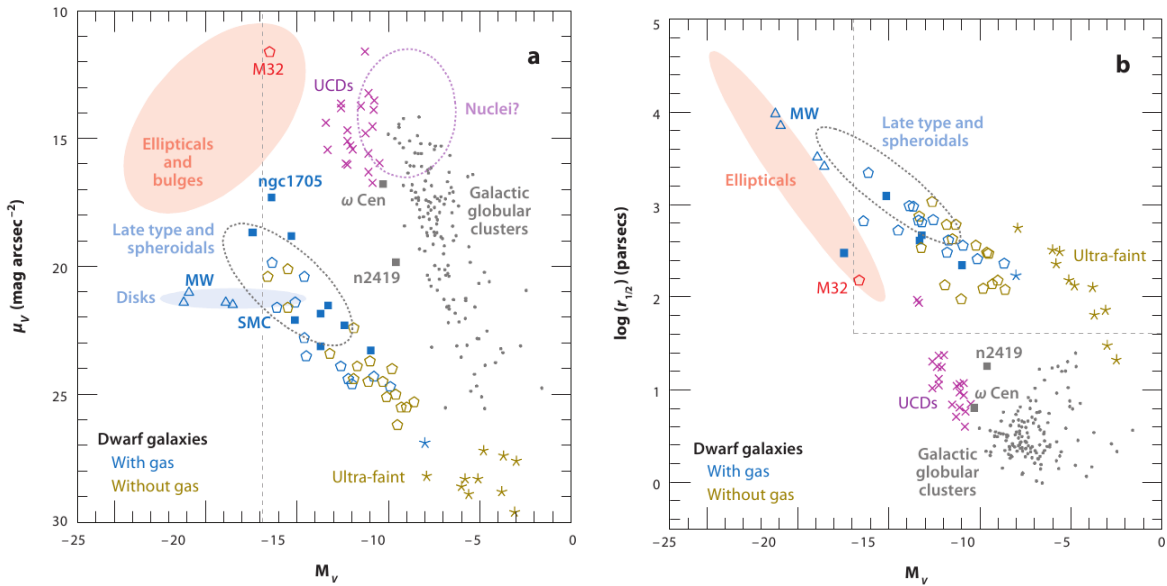


Figura 1.2: Relación brillo superficial - magnitud absoluta (*izq.*) y radio efectivo - luminosidad (*der.*) para distintos sistemas esferoidales (y discos).

**Ejercicio 1-IV:**

Deduzca la expresión que vincula a la magnitud total con  $\mu_e$ ,  $r_e$ , y  $n$  (Ec. 1.12) a partir de la fórmula del flujo integrado (Ec. 1.6).

Obtenga las versiones de dicha expresión para los casos particulares de la LdV y la exponencial.

**Datos:**  $b_1 = 1.678347$ ;  $b_4 = 7.66925$ .

## Clase 2

# Observación CCD de galaxias

### 2.1. Plan de observación

Toda observación astronómica debe diseñarse para lograr un fin específico, es decir, para dar respuesta a alguna cuestión científica.

En nuestro caso buscamos obtener los parámetros estructurales de galaxias de tipo temprano con fines básicamente didácticos. Para esto, obtendremos imágenes profundas de una muestra de galaxias en dos bandas fotométricas (*V* y *R*), lo que nos permitirá además estudiar posibles gradientes de color.

#### 2.1.1. Lista de objetos

Se propone observar las siguientes galaxias de tipo temprano:

- NGC 7391
- UGC 12492
- NGC 6849
- MC 2012-616
- 2MASX J20160358-6133395

La selección se hizo en base a estos criterios:

- magnitud y tamaño aparente adecuados para el instrumental disponible;
- observables durante las noches asignadas.

Notar que para un verdadero proyecto científico la lógica debería ser completamente al revés: es decir, en base al proyecto científico se debe elegir el instrumento y la época de observación.

En nuestro caso, lamentablemente las noches asignadas son de luna llena o casi, completamente inadecuadas para la fotometría superficial de galaxias. Los resultados, por lo tanto, no tendrán valor científico, pero se espera que sí la experiencia tenga valor didáctico.

El tiempo nocturno del que disponemos en un observatorio astronómico es sumamente valioso, no solo expresable en dinero, sino que representa la oportunidad de obtener los datos necesarios para nuestro proyecto científico. Es importante por lo tanto aprovechar al máximo el tiempo nocturno, teniendo un plan lo más detallado posible de lo que se hará en cada instante a lo largo de la noche.



### Actividad 2-A (diurna): confección del plan de observación

- i) Obtenga las coordenadas ecuatoriales y demás datos de interés de las galaxias, p. ej. usando NED (NASA Extragalactic Database: <http://ned.ipac.caltech.edu/>).
- ii) Seleccione entre tres y cinco campos de estrellas estándares adecuadas de las listas de Landolt (1992, 2009).
- iii) Verifique la visibilidad de cada objeto (p. ej. usando *STARALT*: <http://catserver.ing.iac.es/staralt/>).
- iv) Precese las coordenadas de todos los objetos a la fecha de observación.
- v) En base a lo anterior, arme el plan de observación, indicando los distintos pasos a dar durante el atardecer y la noche.

### 2.1.2. Estrategia observacional

Una vez definidos los aspectos basados en las necesidades científicas (objetos a observar, bandas fotométricas, etc.) hay que definir aquellos aspectos de la estrategia observacional que responden a cuestiones técnicas.

**Configuración instrumental:** las observaciones se harán en modo cámara directa, con reductor focal (RF). Se utilizará el CCD Roper de  $2048^2$  píxeles, sin *binning*, y con ganancia 1 ( $1.12 e^-/\text{ADU}$ ). El RF provee un campo suficientemente grande (diámetro  $\simeq 9$  minutos de arco) para medir correctamente la galaxia y el cielo. El tamaño del píxel ( $0.45 \text{ arcsec}$ ) es algo chico para el FWHM que habitualmente se obtiene con el telescopio de CASLEO, pero el sobremuestreo resulta tolerable.

**Tiempos de integración:** lo más conveniente es poder calcularlos de antemano usando los datos conocidos o estimados del objeto astronómico a observar, los datos técnicos del telescopio + instrumento, y las condiciones atmosféricas esperadas. Para esto, la mayoría de los observatorios cuentan con calculadoras de tiempos de integración. En el caso de observaciones de galaxias<sup>1</sup> no es importante la magnitud total, sino el brillo superficial más débil al que se quiere llegar a medir con precisión. Además, como se vio en 1.1.1, la relación S/N dependerá fuertemente del brillo del cielo. La calculadora on-line de CASLEO no cuenta con la opción de trabajar con objetos extendidos, por lo que deberemos estimar los tiempos de integración en base a la experiencia previa. Posteriormente, el tiempo se ajustará durante la observación.

**Dithering:** para eliminar rayos cósmicos y píxeles malos, es conveniente tomar una secuencia de (al menos 3) integraciones del mismo campo con un centrado levemente diferente (unos pocos píxeles en ambas direcciones,  $X-Y$ ). Luego se aplicará un algoritmo de combinación de imágenes adecuado para rechazar píxeles que se aparten significativamente de la media o la mediana.

**Overscan:** hay que configurar el CCD para que registre varias columnas (o filas) de *overscan*, útil para una primera resta del nivel de *bias* (ver § 2.2.1).

<sup>1</sup>Consideramos aquí que la galaxia está resuelta, es decir, se extiende en un área mayor que la PSF.

## 2.2. Observación

### 2.2.1. Calibraciones

Para imagen directa se requieren los dos tipos de calibraciones básicas: *bias* y campos planos (*FF* en lo que sigue por *flat-fields*). En rigor, son 4 los pasos de calibración a aplicar: *overscan*, *bias*, *FF*, y *trimming* o recorte. El *overscan* se aplica a partir de información presente en cada imagen, mientras que el recorte consiste simplemente en eliminar zonas innecesarias de la imagen. Para *bias* y *FF* se requiere tomar imágenes de calibración especiales.

Otras correcciones que requieren imágenes de calibración, pero que no aplicaremos (por no ser necesarias **en este caso particular**) son:

**Darks:** imágenes de “oscuridad”, miden la señal que se produce por procesos térmicos, para iluminación nula. Es despreciable para la cámara que usamos.

**Fringing:** imágenes para eliminar el patrón de interferencia que generan las líneas de emisión del cielo nocturno. Con este CCD, el *fringing* solo es significativo en el filtro *I* (infrarrojo), que no utilizaremos.

Describimos a continuación las calibraciones que efectivamente vamos a necesitar. Asegúrese de que las imágenes de calibración se toman con la misma configuración instrumental (ganancia, *binning*, *overscan*) que las imágenes de ciencia.

**Bias:** Son necesarios para restar el nivel global de señal para tiempo de integración cero, así como las variaciones píxel a píxel del mismo. Como nos interesa medir con precisión a muy bajos niveles de brillo superficial en las galaxias, necesitamos maximizar la S/N. Un bias ruidoso no afectará sensiblemente la fotometría de objetos puntuales brillantes, pero sí afectará negativamente a bajos niveles de brillo de un objeto extendido. Necesitamos por lo tanto **un bias de alta S/N**. Esto se logra combinando un gran número de bias individuales. Los bias son “gratis” (es decir, no nos cuestan nada de nuestro valioso tiempo nocturno), por lo que podemos tomar un número suficientemente grande sin problemas.

**Campos planos:** se acepta generalmente que los FF de cielo dan mejores resultados que los de cúpula. Ahora bien, esto puede valer únicamente si los primeros se tomaron en las condiciones adecuadas. Dado que por diversos motivos no siempre es posible tomar FF de cielo de buena relación S/N y sin residuos de estrellas, es importante tomar **siempre** un conjunto de FF de cúpula, en los que la S/N se puede manejar a voluntad, ajustando la iluminación (que debe ser pareja) y el tiempo de integración para obtener un nivel de cuentas de  $\sim 75\%$  del nivel de saturación.

En cuanto a los FF de cielo, se deben tomar con el telescopio **bien enfocado** y con el **seguimiento (*tracking*) funcionando**.

### **Actividad 2-B (diurna – atardecer): toma de calibraciones**

- Establezca la configuración instrumental indicada en § 2.1.2.
- Obtenga una secuencia de al menos 25 (veinticinco) bias.
- Obtenga una secuencia de al menos 25 (veinticinco) FF de cúpula por cada filtro a usar para ciencia (*V* y *R*).
- Al atardecer, cuando el brillo del cielo sea adecuado, obtenga una secuencia de FF de cielo en cada filtro, procurando maximizar la cantidad de imágenes y el número medio de cuentas en cada una.

### **Actividad 2-C (nocturna): observación**

- Antes de cada observación de ciencia, enfoque correctamente el telescopio. Tenga en cuenta que el enfoque suele ser distinto de un filtro a otro. Por lo tanto, habrá que reenfoque cada vez que se cale un nuevo objeto, y cada vez que se cambie de filtro. También cuando haya transcurrido un tiempo largo observando el mismo objeto.
- Observe los objetos listados de acuerdo al plan. En general, para cada objeto conviene tomar primero una imagen corta, para poder ajustar el centrado. Las cuentas de esa misma imagen sirven para ajustar el tiempo de integración, considerando que el CCD es un detector lineal.
- Registre detalladamente en la bitácora las condiciones climáticas y cualquier comentario que considere significativo durante la observación de cada objeto.
- Se recomienda un análisis rápido de los datos a medida que se van obteniendo, para cualquier eventual corrección de la estrategia observacional.

## Clase 3

# Procesamiento de los datos

Para el procesamiento de los datos se utilizará *IRAF* (<http://iraf.noao.edu/>), sistema para el cual los alumnos tendrán una clase introductoria en este Taller. Se recomienda también la lectura de la documentación de *IRAF* (<http://iraf.noao.edu/docs/recommend.html>), particularmente: *A User's Guide to CCD Reductions with IRAF*, Philip Massey, 1997.

A continuación se describen los pasos a seguir, indicando las tareas de *IRAF* que se deben aplicar en cada paso. Es imprescindible entonces que los alumnos lean con cuidado la explicación de cada tarea, cosa que se puede hacer desde el propio *IRAF* con el comando `help <tarea>`.

### 3.1. Calibración instrumental

#### 3.1.1. Inicialización

Previo al procesamiento de los datos, hay que inicializar una serie de parámetros de *IRAF* y modificar el formato de las imágenes FITS<sup>1</sup>. El amplificador de la cámara de CASLEO graba las imágenes en modo `ushort`, donde el valor de cada pixel está representado por un *byte*, que corresponde a un número entero sin signo; para que el *IRAF* entienda correctamente las imágenes, hay que transformarlas a modo `int` (entero) o `real`.

Para todo esto se proporciona un archivo de comandos `pre-calib.cl`, que el alumno podrá editar según sea necesario, y luego copiar línea por línea a la terminal *IRAF* para ir ejecutando los comandos.

#### 3.1.2. Calibraciones

Para el procesamiento por *bias* y *flat-fields* también se provee un archivo de comandos: `calib.cl`. Una vez completados todos los pasos del mismo, se debería contar con imágenes correctamente calibradas.

### 3.2. Procesamiento

A partir de aquí, dejamos los procedimientos estándares, y los pasos a dar, así como su orden, pueden ser distintos según las preferencias del usuario. El que planteamos es un camino posible, y queda a cargo de los alumnos explorar las distintas alternativas y experimentar en busca de mejores resultados.

---

<sup>1</sup>*Flexible Image Transport System* (ver: Wells et al., 1981; Pence et al., 2010)

Las imágenes individuales están afectadas por rayos cósmicos (CR en lo que sigue). Existen distintos métodos para eliminar CR, como la tarea `cosmicrays` de *IRAF*, o el software *lacos*<sup>2</sup>, que se recomienda probar.

Aquí tomaremos otro camino: combinar las imágenes de un mismo campo y filtro, con un algoritmo que rechace los CR y píxeles malos. Previamente, hay que restar el nivel de cielo y “registrar” cada conjunto de imágenes, de modo que en todas ellas los mismos objetos caigan en las mismas coordenadas.

El archivo de comandos `proc.cl` provee las tareas necesarias, con los parámetros que se van a usar. Sin embargo, la aplicación no es tan directa como en los casos anteriores, requiriéndose una mayor interacción del usuario.

El resultado final es una imagen de alta S/N por cada campo y cada filtro, limpia de CR y con un nivel de fondo cercano a cero; son las que usaremos para la fotometría superficial

### Actividad 3-A (nocturna o diurna): calibración y procesamiento de datos

- Corrija las imágenes de ciencia por *bias* y *FF* de acuerdo a lo indicado.
- Obtenga las imágenes sumadas y corregidas de acuerdo a lo indicado.

## 3.3. Fotometría superficial

Existen distintas opciones para obtener la fotometría superficial de un objeto extendido. Algunos de los programas más populares son *SExtractor*<sup>3</sup>, que permite obtener simultáneamente los parámetros fotométricos de todos los objetos de una imagen, y *Galfit*<sup>4</sup>, para ajustar modelos a las distribuciones bidimensionales de brillo superficial de galaxias, permitiendo separar distintas componentes.

### 3.3.1. La tarea *ellipse*

En este Taller usaremos otro método muy popular: la tarea *ellipse* que corre en *IRAF*. Esta tarea se basa en el método de Jedrzejewski (1987) para ajustar isofotas elípticas a la imagen de una galaxia, y así obtener su perfil de brillo superficial (SBP). La salida es una tabla con una serie de parámetros (intensidad, elipticidad, etc.) en función del radio. Los parámetros que nos interesen (radio efectivo, brillo superficial efectivo, etc.) se pueden obtener directamente del SBP o mediante el ajuste al mismo de una expresión matemática, como la ley de Sérsic.

La tarea *ellipse* es compleja, y requiere un atento trabajo del usuario para que sus resultados sean satisfactorios. Su archivo de parámetros contiene cuatro subarchivos de parámetros (*psets*), cuya correcta definición es crítica. A continuación se describirán los puntos más importantes a tener en cuenta, así como algunas estrategias recomendadas.

- Recordar que **siempre** tenemos que trabajar con imágenes cuyo nivel de cielo fue restado.

<sup>2</sup>*Laplacian Cosmic Ray Identification Routine*, P. van Dokkum (<http://www.astro.yale.edu/dokkum/lacosmic/>)

<sup>3</sup>*Source Extractor*, <http://www.astromatic.net/software/sextractor> (Bertin & Arnouts, 1996)

<sup>4</sup><http://users.obs.carnegiescience.edu/peng/work/galfit/galfit.html> (Peng et al., 2002)

- El algoritmo de ajuste está optimizado para isofotas elípticas; los resultados para galaxias cuyas isofotas se apartan fuertemente de elipses (irregulares, interactuantes, etc.) pueden no tener sentido.
- Cada isofota se ajusta con una elipse, que tiene un semieje mayor (*SMA*), que se toma como variable independiente, y 4 parámetros libres: las 2 coordenadas del centro (*X0*, *Y0*), el ángulo de posición (*PA*), y la elipticidad (*ELLIP*). El usuario debe proveer valores iniciales para la primer isofota a ajustar, y a partir del primer ajuste hay varias opciones sobre cómo se siguen ajustando las demás isofotas. Aquí es donde el usuario tiene que decidir, sobre todo para las isofotas más externas, donde el brillo superficial es muy débil y domina el ruido, y por lo tanto, a partir de un cierto *SMA* puede ser conveniente fijar los demás parámetros de las elipses.
- Es crucial enmascarar correctamente estrellas y otros objetos de campo. En algunos casos, por ej. si hay otra galaxia (proyectada) cerca de la que queremos estudiar, será necesario modelarla y restarla para luego medir la galaxia de interés. Es decir, habrá que usar *ellipse* con una y otra galaxia, en un proceso iterativo.

Dada la gran cantidad de opciones y situaciones posibles, las mismas se tratarán interactivamente durante las clases del Taller. Se mencionan aquí algunos parámetros críticos a tener en cuenta para cada *pset*.

**geompar:** Este *pset* establece los parámetros geométricos iniciales de las elipses, y permite decidir si los parámetros se actualizan de una elipse a otra, o no.

**step - linear:** definen cómo muestreamos el perfil; dependen del tipo de galaxia y de los resultados buscados.

**maxrit:** radio máximo para modo iterativo; hay que estimarlo después de algunas corridas de prueba.

**controlpar:** Controla los ajustes de las elipses.

**hcenter - hellip - hpa:** para fijar uno o más de los 4 parámetros

**maxgerr:** depende del tipo de galaxia, profundidad de la imagen, etc.

**samplepar:** Define cómo se muestrea el brillo de cada isofota.

**integrmode:** modo en que se calcula el brillo superficial de cada isofota; depende de qué se eligió para *step* y *linear*.

**fflag:** puede ser necesario modificarlo si la galaxia está cerca del borde de la imagen y/o hay muchos píxeles enmascarados.

**magpar:** Establece el punto de cero de magnitudes. Se puede trabajar con un valor arbitrario y después calibrar el perfil al sistema estándar.

**mag0:** si es arbitrario, conviene usar el mismo que se usará para la fotometría de estrellas estándares, para evitar confusiones.

La salida del *ellipse* es una tabla STSDAS<sup>5</sup>; ver los paquetes *tables* y *tools* para conocer las distintas posibilidades de operaciones entre filas y columnas, así como las tareas *sgraph* e *igi* para hacer gráficos.

---

<sup>5</sup>Space Telescope Science Data Analysis System

### Actividad 3-B (diurna): obtención del SBP

- Use la tarea *ellipse* para obtener el SBP de la galaxia.

### 3.3.2. El perfil de brillo

Una vez obtenido el SBP, cuyos datos como se dijo están en la tabla de salida del *ellipse*, podemos empezar a operar sobre el mismo. Como en otros casos, aquí hay varias opciones: trabajar directamente con la tabla STSDAS usando las tareas *tcalc* y otras del paquete *ttools*, y *sgraph*, o bien exportarla a un archivo ASCII y trabajar con su software preferido.

Para las siguientes actividades se provee un archivo de comandos (*sbp.c1*) para usar con *IRAF*, pero queda a criterio del alumno usar la alternativa que prefiera. Se supone que los alumnos ya han obtenido las ecuaciones de transformación al sistema estándar de magnitudes.

### Actividad 3-C (diurna): obtención de parámetros fotométricos del SBP

- Verifique si el nivel de cielo fue correctamente estimado, y en caso contrario, corrija los brillos superficiales e intensidades.
- Calcule para cada *SMA* y *ELLIP* el correspondiente radio equivalente ( $r$ ), de acuerdo a su definición dada en § 1.2.1.
- Usando las ecuaciones de transformación obtenidas con las estrellas estándares, calcule una columna de la tabla que contenga el brillo superficial en  $\text{mag arcsec}^{-2}$  en el sistema estándar de magnitudes.
- En base a los gráficos del SBP y de la curva de crecimiento (magnitud integrada en función del radio equivalente), y conociendo la escala de las imágenes (en  $\text{arcsec/pix}$ ) estime los siguientes parámetros fotométricos:
  - magnitud integrada;
  - radio efectivo;
  - radio isofotal (para  $\mu = 27 \text{ mag arcsec}^{-2}$ )
  - brillo superficial efectivo;
  - brillo superficial efectivo promedio.
- Ajuste una ley de Sérsic al SBP, obteniendo los siguientes parámetros fotométricos:
  - brillo superficial central ( $\mu = 0$ );
  - parámetro de (pseudo)escala ( $r_0$ );
  - índice de Sérsic ( $n$ ).

# Bibliografía

- Abramowitz, M. & Stegun, I. A. 1972, Handbook of Mathematical Functions (New York: Dover)
- Bertin, E., & Arnouts, S. 1996, A&AS, 117, 393
- Jedrzejewski, R. I. 1987, MNRAS, 226, 747
- Landolt, A. U. 1992, AJ, 104, 340
- Landolt, A. U. 2009, AJ, 137, 4186
- Pence, W. D., Chiappetti, L., Page, C. G., Shaw, R. A., & Stobie, E. 2010, A&A, 524, A42
- Peng, C. Y., Ho, L. C., Impey, C. D., & Rix, H.-W. 2002, AJ, 124, 266
- Sérsic, J. L. 1968, Atlas de galaxias australes (Córdoba, Argentina: Observatorio Astronómico)
- Wells, D. C., Greisen, E. W., & Harten, R. H. 1981, A&AS, 44, 363