

Curvas medias de luz. Determinación del período primario

Estas observaciones permitieron, entre otras cosas, redeterminar el período primario obtenido por Walraven, intercomparando los instantes en que se producen las magnitudes medias (magnitud que en las ramas ascendentes y descendentes corresponde a una diferencia en tiempo de un semiperíodo) dados por Walraven y obtenidos a partir de las presentes observaciones.

Las curvas de luz observadas de SX Phoenicis pueden ser descriptas con bastante precisión como una imagen distorsionada de una función:

$$\mu = a \sin 2\pi\varphi_0 + b \sin 2\pi\varphi_1$$

donde φ_0 y φ_1 son las fases de las pulsaciones de períodos P_0 y P_1 respectivamente. De esta manera, la variación de luz de SX Phoenicis depende esencialmente de dos períodos: el período primario que según Walraven es:

$$P_0 = 0^d.05496420 \pm 0^d.00000005$$

y un período secundario algo menor.

Los días julianos heliocéntricos de los instantes en que la rama ascendente alcanza la magnitud media están dados por Walraven ⁽⁵⁾

$$(I) H. J. D = 2.434.200^d.0389 + 0^d.0549642 (E + \Delta\varphi)$$

donde E es un número entero que representa los ciclos transcurridos desde el primer instante de media magnitud de Walraven. $\Delta\varphi$ es un corrimiento periódico de fase provocado por el período secundario.

En base a estos elementos y para redeterminar el período primario, se graficaron las curvas medias de luz en los tres colores. La confección de las mismas implica representar todas las observaciones en un solo gráfico, en fases de 0 a 1, pero debido a que en promedio el mínimo de las curvas de luz corresponde aproximadamente a $\varphi = 0.150$, se construyeron los gráficos con la fase entre 0.150 y 1.150. Para lograr esto basta sumar una unidad a todas las fases menores que 0.150 (Tabla II). La figura 1 representa la curva de luz media en el visual.

De cada curva se obtuvo la fase correspondiente a la magnitud media, y de esta manera, la fase media correspondiente al instante de media magnitud resultó ser:

$$\bar{\varphi} = 0.465 \pm 0.007$$

El día juliano heliocéntrico correspondiente a esta fase resultó ser:

$$T_2 = 2.440.476^d.6238$$

Aplicando (I) con $\Delta\varphi = 0$ se calculó el valor de E que reemplazado en (I) aproximara tanto cuanto fuera posible el valor T_2 . Este valor resultó ser $E = 114.194$.

La redeterminación del período primario se hizo mediante la fórmula:

$$(II) \quad P_0 = \frac{T_2 - T_1}{E}$$

donde T_2 es el instante de media magnitud hallado a partir de las presentes observaciones, T_1 es el instante de media

magnitud calculado por Walraven y E representa los 114.194 ciclos transcurridos. Siendo $T_1 = 2.434.200,0389$, P_0 resultó ser:

$$P_0 = 0^d.054964227 \pm 0^d.000000004$$

El período así obtenido, mejora en una cifra decimal el período primario de Walraven, confirmando el valor obtenido por éste. Esto parece demostrar que el período primario de SX Phoenicis se ha mantenido constante durante 17 años. Por otra parte, el rango de variación de la variable obtenido a partir de las presentes observaciones está entre $6^m.85$ y 7.45 .

Finalmente se consignan las curvas medias de color correspondientes a un período (Fig. 2). En estos gráficos se advierte una variación periódica de 0.15 magnitudes en torno a un valor medio, lo cual está de acuerdo con las observaciones de S. Tapia ⁽⁶⁾.

Agradezco al Dr. Victor Blanco haberme permitido realizar las observaciones con uno de los telescopios de 16 pulgadas del Observatorio Interamericano de Cerro Tololo. Asimismo agradezco las sugerencias del Dr. R. F. Sisteró que ayudaron a realizar este estudio.

(1) Gutiérrez, A.; Moreno, H.; Stock, J.; Torres, C.; Wroblewski, H., Publ. Dep. Astron. Univ. de Chile, 1966.

(2) Walraven, Th., Bull. Astron. Inst. Neth., 11, 17, 1949.

(3) Kuiper, G., Ap. J., 91, 269, 1940.

(4) Joy, A. H., Ap. J. 105, 96, 1947.

(5) Walraven, Th., Bull. Astron. Inst. Neth. 12, 446, 1953.

(6) Tapia, S., Bol. Asoc. Arg. Astron. 12, 1968.

Fotometría fotoeléctrica UVB de galaxias con núcleos peculiares

M. G. PASTORIZA Y J. J. CLARIÁ

Observatorio Astronómico, Córdoba e IMAF
Observatorio Astronómico, Córdoba

Abstract: Three-color photoelectric photometry has been carried out for the nuclear regions in NGC 1672 (with peculiar nucleus) and the Seyfert Galaxy NGC 3783, which confirm their peculiarity in the nuclear regions.

Introducción

Las galaxias espirales barreadas NGC 1672 (SBb) y NGC 3783 (SBa) presentan interesantes características en su región nuclear. El núcleo de la primera, NGC 1672, ha sido clasificado como peculiar de tipo AN ⁽¹⁾ lo que significa un núcleo amorfo rodeado por una estructura asimétrica y difusa. Su espectro muestra brillantes líneas de emisión en H α , [NII], [SII], [OII] ⁽²⁾. La galaxia NGC 3783 presenta un núcleo semiestelar brillante con intensas líneas de emisión características de galaxias Seyfert. Ambas galaxias fueron observadas por uno de nosotros (J.J.C.) con el telescopio de 36 pulgadas del Observatorio Interamericano de Cerro Tololo (Chile) en marzo de 1970. Once

estrellas standard incluidas en el sistema de A. Gutiérrez, H. Moreno y otros ⁽³⁾ fueron observadas en el mismo programa. Los coeficientes de extinción cuidadosamente determinados con tres ternas de estrellas se consignan en tabla I.

T A B L A I

a_{U-B}	b_{U-B}	a_{B-V}	b_{B-V}	a_V
0.320	-0.030	+0.080	-0.029	+0.120

Las galaxias fueron observadas con dos diafragmas de 17" y 25" de diámetro. Los valores instrumentales correspondientes a la magnitud visual y a los índices de color (U-B) y (B-V), corregidos por extinción atmosférica, fueron transformados al sistema standard de A. Gutiérrez y otros ⁽³⁾. Este sistema es compatible con el de Johnson y Morgan excepto en el índice de color (U-B). Por tal motivo se aplicó a dicho índice la corrección para transformarlo al sistema internacional ⁽³⁾.

La magnitud standard B obtenida con el diafragma de 17" fue corregida por absorción galáctica ⁽⁴⁾ y absorción interna ⁽⁵⁾ para derivar el valor de la magnitud aparente nuclear $m_N(B)$ la cual figura en tabla II.

Los índices de color (U-B) y (B-V) fueron corregidos por absorción interna, absorción galáctica y desplazamiento al rojo ⁽⁶⁾. Los valores de V, (U-B) y (B-V) observados y corregidos están consignados en tabla II.

T A B L A II

NGC	Diaf.	V	B-V	(B-V) ⁰	U-B	(U-B) ⁰	$m_N(B)$
1672	17"	12.22	+0.65	+0.54	+0.44	+0.32	+12.05
	25"	11.78	+0.72	+0.61	+0.03	-0.09	
3783	17"	13.88	+0.96	+0.78	+0.16	-0.03	+13.72
	25"	13.21	+0.96	+0.78	+0.17	-0.02	

Los índices de color corregidos fueron representados en una diagrama (U-B)₀(B-V)₀ dado por de Vaucouleurs ⁽⁷⁾ para galaxias normales, galaxias Seyfert (S) y Seyfert (N) (fig. 1). Como era de esperar los colores nucleares de ambas galaxias, medidos con el diafragma de 17", se apartan considerablemente de las curvas medias correspondientes a los gráficos mencionados, no así los valores correspondientes a NGC 1672 obtenidos con la apertura de 25". Es notable la variación del índice (U-B) para esta galaxia con diferentes aperturas (17" y 25").

En dos programas de observación de galaxias brillantes australes, llevados a cabo con el radiotelescopio Parkes en 1410 Mc/seg por Matthewson y Rome en 1962 ⁽⁸⁾ y por Tovmassian en 1965 ⁽⁹⁾ se detectó radioemisión en NGC 1672. La fuente de radioemisión está localizada en la región nuclear. Los valores encontrados en esas dos épocas son 0.10 y 0.45 f.u. respectivamente. Tovmassian atribuye esta diferencia de flujo al crecimiento del poder de radio-

emisión de la galaxia en el período mencionado, haciendo notar que este tipo de variación del flujo en radio es similar al detectado en los QSO.

La ubicación del núcleo de NGC 1672 en el diagrama en dos colores (fig. 1) es por debajo de la secuencia de galaxias normales de su tipo morfológico del lado opuesto a NGC 5236, que posee también un núcleo de tipo AN ⁽¹⁾ y radioemisión ⁽⁹⁾. Esto sugiere que, o bien existe una gran dispersión intrínseca en los colores de los núcleos peculiares o que la variabilidad sugerida por Tovmassian para el radioespectro se refleja en el continuo del espectro nuclear en frecuencias ópticas. Esto torna interesante observar con frecuencia estos núcleos a fin de detectar posibles variaciones.

NGC 3783 es una galaxia con un brillante núcleo semiestelar. Las primeras observaciones espectroscópicas fueron realizadas por T. L. Page ⁽¹⁰⁾. Durante 1969 y 1970 varios espectros de esta galaxia fueron obtenidos por uno de nosotros (M.G.P.) con el espectrógrafo nebuloso más tubo de imágenes en el telescopio de 154 cm de Bosque Alegre (Córdoba). El espectro presenta un brillante continuo con anchas líneas en emisión del H (H α , H β , H γ , H δ) y líneas prohibidas del [NII], [SII] [NeIII], [OIII] y [OII]. La velocidad radial corregida por curvatura de la ranura, reducidos al Sol y rotación galáctica es $V = 2871$ km/seg. la cual está de acuerdo con la obtenida por Page.

Los índices de color (U-B) y (B-V) del núcleo de esta galaxia están dentro de los valores obtenidos para las galaxias Seyfert, tal como lo ilustra la figura 1. La apariencia semiestelar del núcleo, el tipo de espectro y los índices de color, confirman plenamente la clasificación de NGC 3783 como una típica galaxia Seyfert.

Los autores agradecen al Dr. J. L. Sérsic por las útiles discusiones mantenidas durante el desarrollo del presente trabajo.

Agradecemos al Dr. Víctor Blanco haber permitido a uno de nosotros realizar las observaciones con el telescopio de 36 pulgadas del Observatorio Interamericano de Cerro Tololo.

- (1) Sérsic, J. L., y Pastoriza, M., PASP 77, 457, 1965
- (2) Pastoriza, M., The Observatory, 87, 960, 1966.
- (3) Gutiérrez, A.; Moreno H.; Stock, J.; Torres C., y Wroblevski H., Publ. Dep. Astron. Univ. de Chile, 1966.
- (4) de Vaucouleurs, G., y Malik, G. M., M. N. of R.A.S. 142, 387, 1969.
- (5) Holmberg, E., Lund Medd. 136, 1958.
- (6) de Vaucouleurs, G., Ap. J. Suppl. 48, Vol. V, 1961.
- (7) de Vaucouleurs, G., y de Vaucouleurs, A., Publ. Dept. of Astron. Univ. of Texas at Austin, Serie II, Vol. N° 7, 1968.

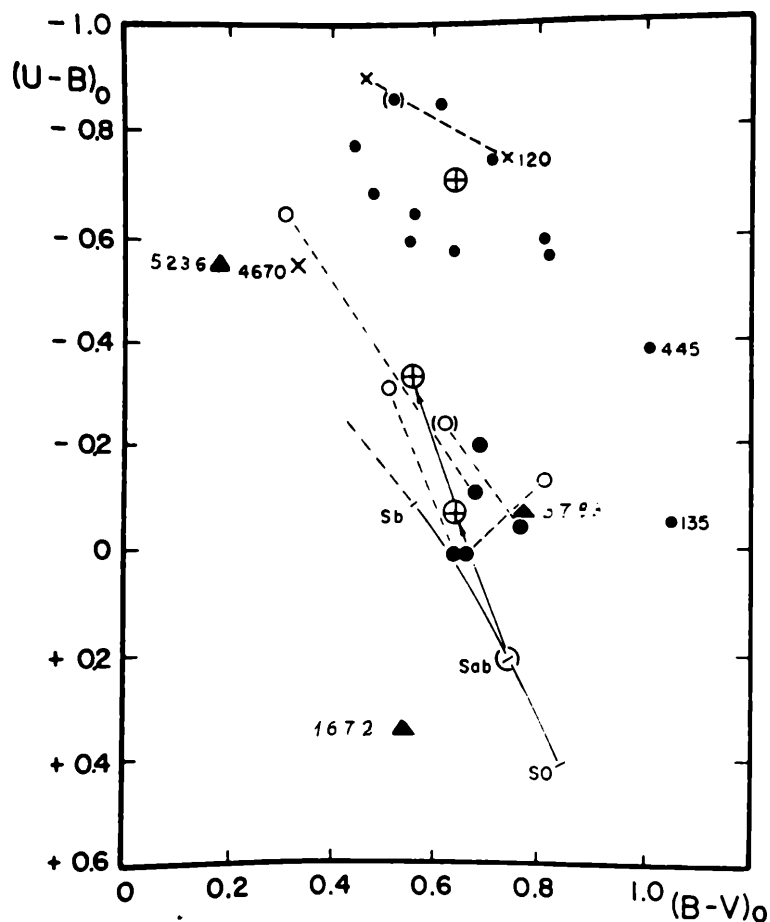


Fig. 1 — Ubicación de NGC 1672 y NGC 3783 en el diagrama color-color dado por G. y A. de Vaucouleurs para galaxias Sy(S) y Sy(N) corregidos por efectos de absorción galáctica y desplazamiento hacia el rojo.

- (*) Matthewson, D. S., y Rome, T. M., Aust. J. Phys. 16, 360, 1963.
 (9) Tovmassian, H. M., Aust. J. Phys. 19, 883, 1966.
 (10) Page, T. L., AAS Meeting in Honolulu, 1969.

Fotometría de cúmulos de galaxias. Experiencias con efecto Sabatier. III

H. A. DOTTORI *

Observatorio Astronómico, Córdoba, y C.N.I.C.T., Buenos Aires

Introducción

El método de calibración con cuñas sensitométricas (Boletín A.A.A. N° 15) presenta dos inconvenientes:

1°) Debido a la densidad de la base sobre la cual están construidas las cuñas, las isodensidades más débiles deben ser calibradas con cuñas distribuidas fuera de la placa. Paradójicamente en estas isodensidades es en donde se hacen

* Becario interno.

sentir más las inhomogeneidades del copiado fotográfico y por ende la necesidad de una calibración local.

2°) Para lograr la calibración de las cuñas sensitométricas mediante la curva obtenida por estrellas desenfocadas, es necesario pasarlas al microfotómetro superpuestas a la placa para referirlas al fondo de cielo de las mismas.

En este proceso es imposible lograr un enfoque simultáneo del fondo de cielo y de la cuña debido al espesor finito de éstas. Este error en el enfoque se traduce en un error en la relación de densidades de cuñas a fondo de cielo. Para obviar este inconveniente se pensó en usar como cuñas de calibración las imágenes de difusión de las estrellas que figuran en la placa a calibrar.

Uso de las imágenes estelares de difusión como cuñas sensitométricas

Como es sabido, diversos efectos (atmosféricos, instrumentales y del detector) hacen que las imágenes puntuales de las estrellas se transformen en fuentes luminosas extensas cuya distribución de brillo tiene una relación funcional con la distancia al centro de la estrella que depende del efecto predominante. Por lo tanto si obtenemos esta relación, bastará luego medir el diámetro de las isodensidades correspondientes a las estrellas para saber su brillo.

A los efectos de determinar la aplicabilidad de esta técnica de calibración debemos obtener los siguientes datos sobre la figura de difusión de las estrellas:

- Establecer la ley de difusión (relación funcional entre la densidad de brillo y la distancia al centro de la imagen).
- Verificar si los parámetros que intervienen en la ley de difusión dependen del brillo total de la estrella.
- Comprobar cuál es la mínima diferencia de brillo para la cual la diferencia de diámetro de dos isodensidades sucesivas de la estrella es discernible.

Discusión de los puntos anteriores

a) Se calibraron perfiles de difusión de 5 estrellas y se graficó DSB vs r^2 (DSB = densidad superficial de brillo en $\text{mag}/('')^2$). Se observa en el gráfico (fig. 1) que la relación es lineal pero tiene un cambio de pendiente alrededor del brillo 23,5 $\text{mag}/('')^2$.

b) Para analizar si la relación funcional depende del brillo total, se estudiaron 5 estrellas de mag. 5; 6,76; 9; 10; 10,75 (los brillos son aproximados). Según se observa en el gráfico (fig. 1) los parámetros varían con el brillo de la estrella.

c) Como se aprecia en la tabla I la variación de r con DSB es más pronunciada para las isofotas más débiles y es perfectamente medible sobre la placa aun en estrellas de mg. 10.