

00323

77



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTONOMA DE MEXICO

FACULTAD DE CIENCIAS

LA GALAXIA SUBYACENTE DEL NUCLEO ACTIVO SBS 0748+499

T E S I S  
QUE PARA OBTENER EL TITULO DE  
F I S I C A

P R E S E N T A :

CLAUDIA JANET AMPARO TORREALBA GARCIA



DIRECTOR DE TESIS: DRA. ERIKA MARIA BENITEZ LIZAOLA



A



Universidad Nacional  
Autónoma de México



**UNAM – Dirección General de Bibliotecas**  
**Tesis Digitales**  
**Restricciones de uso**

**DERECHOS RESERVADOS ©**  
**PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL**

Todo el material contenido en esta tesis esta protegido por la Ley Federal del Derecho de Autor (LFDA) de los Estados Unidos Mexicanos (México).

El uso de imágenes, fragmentos de videos, y demás material que sea objeto de protección de los derechos de autor, será exclusivamente para fines educativos e informativos y deberá citar la fuente donde la obtuvo mencionando el autor o autores. Cualquier uso distinto como el lucro, reproducción, edición o modificación, será perseguido y sancionado por el respectivo titular de los Derechos de Autor.



UNIVERSIDAD NACIONAL  
AVENIDA 14  
MEXICO

Autorizo a la Dirección General de Bibliotecas de la UNAM a difundir en formato electrónico e impreso el contenido de mi trabajo recepcional.  
 NOMBRE: Claudia Janet Amparo Torrealba García  
 FECHA: 15 - octubre - 2003  
 FIRMA: [Firma]

**DRA. MARÍA DE LOURDES ESTEVA PERALTA**  
**Jefa de la División de Estudios Profesionales de la**  
**Facultad de Ciencias**  
**Presente**

Comunicamos a usted que hemos revisado el trabajo escrito:  
 "La galaxia subyacente del núcleo activo SBS 0748+499"

realizado por Torrealba García Claudia Janet Amparo

con número de cuenta 09138622-3 , quien cubrió los créditos de la carrera de: Física.

Dicho trabajo cuenta con nuestro voto aprobatorio.

**Atentamente**

Director de Tesis  
 Propietario

Dra. Erika María Bénitez Lizaola

Propietario

Dra. Susana Orozco Segovia

Propietario

Fís. Héctor de Jesús Cruz-Manjarrez Flores-Alonse

Suplente

M. en C. Jesús Armando Lara Velázquez

Suplente

Dr. René Carrillo Moreno

**Consejo Departamental de Física**

[Firma]

**DRA. PATRICIA GOLDSTEIN MENACHE**  
 Coordinadora de Licenciatura

B

*A mi amiga y madre Di*

Aprovecho este espacio para agradecer a todas las personas que de alguna u otra manera me ayudaron a terminar con este círculo de estudio.

Primeramente, agradezco a mi amiga Di por apoyar y creer en mis decisiones, por la ayuda con la que siempre conté de manera incondicional y sin interrogatorios. A mi hermano Manolo por sus cuestionamientos, su forma de ser y su confianza.

También deseo darle las gracias a mi asesora la Dra. Erika Benítez quien propuso el tema de esta tesis, me transmitió su pasión por el trabajo, me enseñó a trabajar y orientó en el campo de la astronomía. Sinceramente, gracias por el apoyo, la confianza y por todos los comentarios tan acertados.

A los investigadores Dr. Jivan Stepanian, Dr. José Antonio de Diego, Dr. René Carrillo y el Dr. Edmundo Moreno quienes me dedicaron su tiempo y demuestran en cada acto su amor por la ciencia. De la misma manera agradezco a la Dra. Susana Orozco, a los maestros Jesús Lara y Héctor Manjarrez por la gran dedicación que pusieron en la revisión de este trabajo.

Agradezco de manera muy especial a mi amigo Alfredo Franco, quien me enseñó la cuestión técnica y también la ética para poder desarrollarme en cualquier campo.

Un gracias profundo a Tomás quien estuvo a mi lado en todo momento, su paciencia infinita, su compañía y su manera de ver la vida me impulsaron siempre que fue necesario.

A mis amigos (Lilian, Noemí, Claudia, Ursula, Jorge y Richard) les agradezco por pensar en mí e invitarme a tantas fiestas a las que no pude asistir.

A los estudiantes del Posgrado en Astronomía (Primoz, Giovanny, Lucía, Lirio, Ileana Diana, Eric, Eduardo y Antonio) por hacer la vida en el Instituto más entretenida y amena.

Al personal de cómputo del Instituto de Astronomía, especialmente a Carmelo, Gilberto y Alf, por sus atenciones, sus consejos y su tiempo.

Al personal de la biblioteca del Instituto de Astronomía (Verónica, Gloria y Eloisa) por su gran ayuda y disponibilidad.

Finalmente, quiero agradecer a DGAPA por el proyecto PAPIIT IN-118601 "Propiedades Físicas en el óptico infrarrojo de galaxias Seyfert de líneas estrechas NLS1 y su relación con los AGN" por apoyar económicamente el desarrollo del presente trabajo.

# INDICE

RESUMEN.....	1
INDICE DE ABREVIATURAS.....	2
CAPÍTULO 1.....	3
1.1 CLASIFICACIÓN DE GALAXIAS.....	3
1.2 CARACTERÍSTICAS GENERALES DE LOS NAG.....	9
1.2.1 Modelo Estándar para NAG.....	15
1.2.2 Morfología de las galaxias subyacentes a las SyG.....	17
1.3 EL SEGUNDO SURVEY DE BYURAKAN (SBS).....	19
CAPÍTULO 2.....	22
2.1 LA FOTOMETRÍA.....	22
2.1.1. Ecuaciones básicas de la fotometría.....	22
2.1.2. Sistema fotométrico UBVRI.....	25
2.1.3 Estrellas estándares.....	26
2.1.4. El detector.....	26
2.2 OBSERVACIONES.....	28
2.3 REDUCCIÓN DE DATOS.....	31
2.3.1. Corrección a la respuesta instrumental.....	31
2.3.2. Magnitudes instrumentales de estrellas estándares.....	32
2.3.3. Magnitudes instrumentales de la galaxia.....	40
CAPÍTULO 3.....	47
3.1 FOTOMETRÍA SUPERFICIAL.....	47
3.2 EL AJUSTE DE ELIPSES.....	48
3.2.1 Obtención de parámetros geométricos y brillo superficial.....	48
3.2.2 Interpretación de los parámetros geométricos.....	59
3.3 ANÁLISIS DE DATOS.....	61
3.3.1. El bulbo y las galaxias elípticas.....	61
3.3.2. El disco.....	62
3.3.3 Ajuste al perfil radial de brillo.....	63
3.3.4 Descomposición del perfil de brillo.....	71
CAPÍTULO 4.....	76
DISCUSIÓN DE LOS RESULTADOS.....	76
CONCLUSIONES Y TRABAJO A FUTURO.....	80
APÉNDICE 1.....	82
APÉNDICE 2.....	83
APÉNDICE 3.....	85
REFERENCIAS.....	86

## Resumen

El estudio morfológico de las galaxias que albergan un núcleo activo en sus partes centrales, caracterizadas por presentar un espectro de emisión en el óptico muy particular, es de gran importancia cuando se comparan con galaxias que carecen de actividad nuclear.

Esta comparación sirve para encontrar diferencias y similitudes entre galaxias activas y galaxias catalogadas como normales, brinda información que podría ser de gran utilidad al tratar de encontrar una explicación para el origen de la actividad no térmica, típico de las galaxias activas, siendo este aún un problema abierto y un campo de estudio relativamente nuevo.

En este trabajo se estudió por primera vez la estructura de la galaxia activa SBS 0748+499 en la región del óptico y se propuso una clasificación morfológica según las características físicas que presenta.

La metodología usual para el estudio de la morfología de galaxias consiste en adquirir imágenes (ej. BVRI) ópticas, aplicar un método estándar de reducción de datos para posteriormente realizar un estudio cuantitativo de la estructura global de la galaxia usando la fotometría superficial, que consistió principalmente en obtener la intensidad de la galaxia SBS 0748+499 en función de una cierta distancia.

Se construyeron perfiles radiales de brillo superficial y de parámetros geométricos, definidos por elipses que modelan las isofotas de SBS 0748+499. El análisis detallado de estos perfiles permitió extraer diferentes parámetros físicos, como la luminosidad de cada una de las componentes principales y las magnitudes integradas de la galaxia.

Una vez que se estimaron los parámetros físicos y geométricos, y al realizar una inspección visual de las imágenes, se propone que la galaxia SBS 0748+499 presenta en su estructura un bulbo que predomina sobre el disco, unos brazos espirales de bajo brillo superficial y se sugiere la posible existencia de una barra. Con estas características la clasificación morfológica propuesta para la galaxia subyacente al núcleo activo SBS 0748+499 es: una espiral de tipo temprano Sa o SBa. El tipo morfológico aquí sugerido, concuerda con estudios previos realizados a galaxias Seyfert donde se encuentra que estadísticamente son galaxias de tipo temprano.

El objetivo de estudiar morfológicamente a la galaxia subyacente de SBS 0748+499 fue el tratar de encontrar evidencia para el origen de la actividad nuclear, como por ejemplo: plumas, puentes de material o perturbaciones en el potencial producidas por la presencia de una barra. En este caso la presencia de plumas, distorsiones y/o puentes no se manifiesta en las isofotas de la galaxia. Sin embargo, de nuestro estudio de fotometría superficial concluimos que posiblemente existe una barra, la cual puede servir como un mecanismo que favorece la acreción de material a las partes centrales y, por ende, "encender" el núcleo activo en esta galaxia.

## Indice de abreviaturas

E	Galaxia elíptica
AP	Angulo de posición
BLR	Región de líneas anchas
BLRG	Radio galaxia de líneas anchas
BLL	Objetos BL Lacertae
CCD	Detector de cargas acopladas
cD	Galaxia elíptica gigante
$\epsilon$	Elipticidad
FWHM	Ancho total a potencia media
$I$	Angulo de inclinación
Irr	Galaxia irregular
NAG	Núcleo (s) activo(s) de galaxia(s)
NLR	Región de líneas angostas
NLRG	Radio galaxia de líneas angostas
NLS1	Galaxia Seyfert 1 de líneas angostas
OVV	Objetos violentamente variables en el óptico
QSO	Objetos cuasi-estelares o cuásares
S	Galaxia espiral
S0	Galaxia lenticular
SBS	Segundo survey de Byurakan
Sy1	Galaxia Seyfert 1
Sy2	Galaxia Seyfert 2
SyG	Galaxia Seyfert
T	Tipo de Hubble
UT	Tiempo universal
Z	Corrimiento al rojo

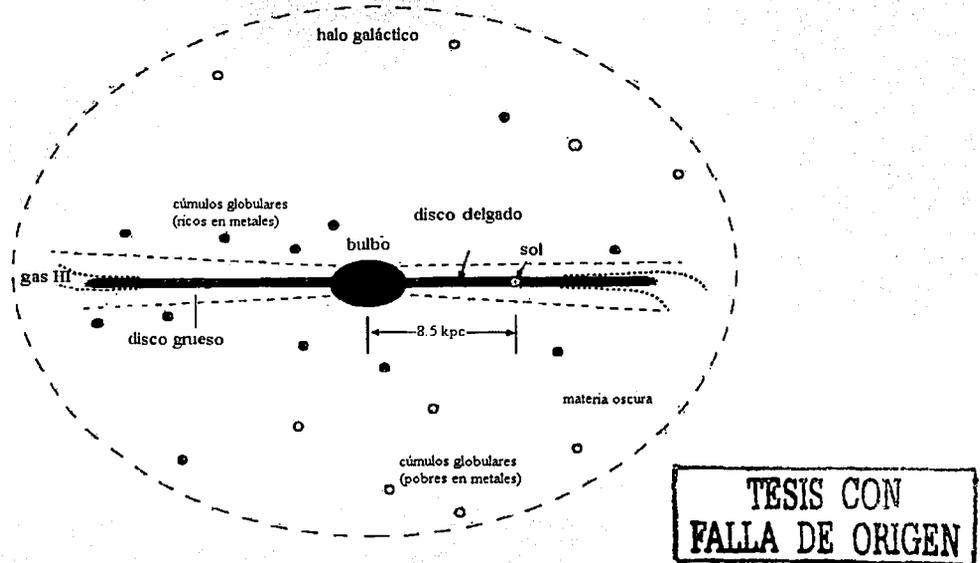
# Capítulo 1

## 1.1 Clasificación de Galaxias

Las galaxias son una vasta colección de estrellas, gas y polvo que se mantienen unidas debido a la atracción gravitacional. Las componentes principales de una galaxia son en general: un bulbo esferoidal, un disco y un halo. Aunque no todas tienen disco como las elípticas. En esta sección se describirán brevemente las componentes de una galaxia y se hablará de los esquemas de clasificación de galaxias más usados en la actualidad: el esquema de clasificación de *Hubble* y de *Vaucouleurs*.

### *Componentes de una galaxia: bulbo, disco y halo*

El *bulbo* de una galaxia es esferoidal, tiene poco gas y está formado por millones de estrellas que presentan movimientos aleatorios considerables. El tamaño de un bulbo como el de nuestra galaxia mide unos cuantos  $\text{kpc}^1$ . Las estrellas del bulbo se encuentran mucho más compactadas que las estrellas de un disco galáctico. Por ejemplo, cerca del Sol la densidad de las estrellas es de  $0.1\text{pc}^{-3}$ , mientras que en los bulbos la densidad llega a ser 10,000 veces mayor. En la Fig. 1.1 se muestra un esquema de la Vía Láctea.



**Fig. 1.1** Esquema que muestra las diferentes componentes de una galaxia (Vía Láctea).

<sup>1</sup> En el Apéndice 3 se muestran las unidades y factores de conversión usados en este trabajo.

El *disco* está formado por gas y estrellas. Por ejemplo, nuestra galaxia presenta un disco delgado, el cual contienen el 95 % de las estrellas jóvenes y el resto de ellas se encuentra en un disco más grueso. El radio del disco es de aproximadamente 15 kpc y tiene un espesor aproximadamente de 0.5 kpc donde yace el sistema solar. Las órbitas de las estrellas en un disco se consideran casi circulares y con pequeños movimientos aleatorios. La luminosidad de un disco como el de la Vía Láctea es de  $15-20 \times 10^9 L_{\odot}$  y la masa es de alrededor  $60 \times 10^9 M_{\odot}$ . Para el bulbo se tiene que la luminosidad es de  $5 \times 10^9 L_{\odot}$  mientras que la masa de las estrellas es de  $20 \times 10^9 M_{\odot}$ .

El *halo* está formado por gas, polvo y estrellas viejas, este se expande sobre un enorme volumen y envuelve a toda la galaxia. Las estrellas del halo contribuyen sólo en una pequeña fracción a la masa total de la galaxia ( $10^9 M_{\odot}$  para nuestra galaxia).

### Esquema de clasificación de Hubble

E. Hubble (1926) propuso un esquema de clasificación de galaxias basado en su morfología. De esta manera, existen cuatro tipos principales de galaxias: elípticas (E), lenticulares (S0), espirales (S) e irregulares (Irr). En la Fig. 1.2 se muestra el diagrama de clasificación de Hubble. A continuación se presenta una breve descripción de estos cuatro tipos principales de galaxias.

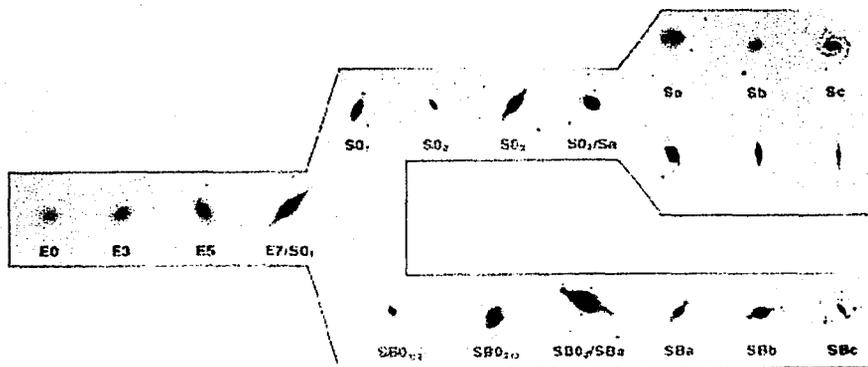


Fig. 1.2 Esquema de la secuencia de Hubble (1936) en donde se sitúa a las galaxias lenticulares S0 entre las elípticas y las espirales.

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

### *Galaxias elípticas (E)*

Las galaxias elípticas se sitúan en el extremo izquierdo del diagrama de Hubble. Ver **Fig. 1.3 a**). Difieren entre sí sólo por la forma del bulbo, que puede variar desde una forma circular a una altamente alargada. Una galaxia elíptica se designa como *En* donde el número *n* describe la razón axial aparente (*b/a*) por la fórmula:  $n=10 [1-(b/a)]$ . Por lo tanto, una galaxia que aparece circular en el cielo es designada como *E0* y una aparentemente muy "ahuevada" se designa con *E7*. Cabe notar que en esta clasificación no se toma en cuenta la inclinación que muestra la galaxia respecto al observador.

Hasta hace unos cuantos años, estas galaxias eran consideradas como objetos carentes de gas y polvo con población estelar vieja. Sin embargo, en investigaciones recientes se encontró que las galaxias elípticas sí contienen gas y polvo (Schweizer, 1987; Kormendy & Djorgovski 1989 y referencias ahí citadas). Para explicar la existencia de gas se proponen dos mecanismos:

- 1) Acreción
- 2) Pérdida de masa durante la evolución de las estrellas contenidas en la galaxia (Faber & Gallagher, 1976).

Por otro lado, Sadler & Gerhard (1985a, b) estimaron que la fracción de galaxias elípticas que contienen polvo es de al menos el 40%.

### *Galaxias lenticulares (S0)*

En la **Fig. 1.2** se observa que entre las galaxias elípticas y las espirales se sitúan las galaxias lenticulares o *S0*. Estas se subdividen en *SB0* o *S0* dependiendo de si presentan o no una barra. Las galaxias lenticulares presentan un bulbo similar al de las galaxias elípticas con poca materia interestelar (gas o polvo), un disco aplanado formado principalmente de estrellas y un halo que envuelve a estas componentes. En la región del disco no se observan trazas de estructura. La familia de las galaxias *S0* se subdivide en tres clases: *S0<sub>1</sub>*, *S0<sub>2</sub>* y *S0<sub>3</sub>*, donde el subíndice se refiere a la presencia de polvo. Así, las *S0<sub>1</sub>* no muestran ningún signo de absorción por polvo, las *S0<sub>2</sub>* contienen una cantidad intermedia y las *S0<sub>3</sub>* presentan una banda oscura debida a la absorción provocada por el polvo presente en la galaxia.

Las galaxias lenticulares barradas también se subdividen en tres tipos: *SB0<sub>1</sub>*, *SB0<sub>2</sub>* y *SB0<sub>3</sub>*. En este caso la división esta hecha tomando en cuenta la prominencia de la barra más que la presencia de polvo en la galaxia. En las galaxias *SB0<sub>1</sub>* la barra se muestra sólo en dos regiones realzadas por su brillo a cada lado del bulbo central, por el contrario en las galaxias *SB0<sub>3</sub>* la barra es angosta y bien definida mientras que las *SB0<sub>2</sub>* tienen una barra de prominencia intermedia. Un ejemplo de las galaxias lenticulares sin y con barra se muestra en la **Fig. 1.3 b**) y **c**) respectivamente.

La presencia de polvo confunde la distinción entre las galaxias elípticas y lenticulares. Esto forma parte de un problema práctico en la clasificación de galaxias. Aunque también es difícil distinguir entre las elípticas de las *S0* que presenten un disco muy débil (Kormendy, 1982). Lo que ha dado lugar a que un gran número de galaxias hayan sido clasificadas de manera errónea en la literatura.

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

### *Galaxias Espirales (S)*

Las galaxias espirales se encuentran después de las galaxias S0 en el diagrama de Hubble. Estas galaxias están constituidas por un bulbo en la región central, un disco donde se observan concentraciones de estrellas jóvenes que forman los brazos espirales y un halo. La posición de las galaxias dentro de la secuencia de clasificación de Hubble se basa principalmente en el tamaño del bulbo y que tan "apretados" se encuentran los brazos espirales, con este criterio se definen las galaxias espirales de tipo temprano y las de tipo tardío.

Las galaxias de tipo temprano son aquellas cuyo bulbo es grande respecto al disco y los brazos espirales se encuentran muy juntos, estas galaxias espirales se designan con Sa o SBa dependiendo si son barradas (SBa) o no (Sa), un ejemplo de cada una de estas galaxias se muestra en la **Fig. 1.3 f) y d)** respectivamente.

Las espirales de tipo tardío son aquellas que tienen un bulbo central pequeño y brazos bien definidos y muy abiertos, son designadas como Sc o SBc. Entre las espirales de tipo temprano y las de tipo tardío se encuentran las galaxias espirales Sb y SBb. Las galaxias que presentan estados intermedios en el tamaño del bulbo y lo separado de sus brazos son clasificados como Sab, Sbc y así sucesivamente. La **Fig. 1.3 d), e) y f)** muestra ejemplos de galaxias espirales Sa, Sc y SBa respectivamente.

Los casos de transición entre galaxias lenticulares y espirales son designados como S0/a.

### *Galaxias Irregulares (Irr)*

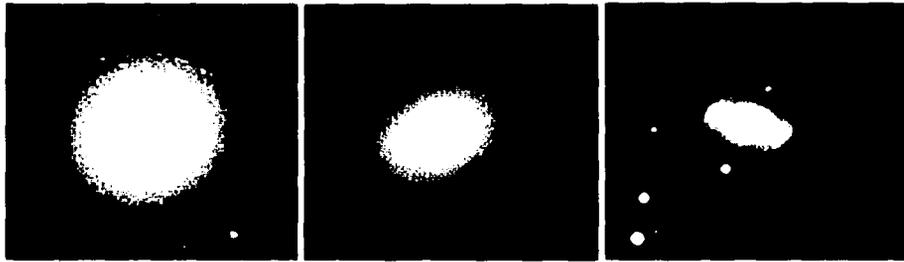
Las galaxias que no presentan una forma bien definida fueron clasificadas por Hubble como galaxias irregulares. Estas galaxias se dividen en:

- Irregulares de tipo I (Irr I)
- Irregulares de tipo II (Irr II).

Las Irr I son objetos que carecen de simetría o brazos espirales bien definidos y presentan regiones brillantes que contienen estrellas jóvenes. Las Irr II son galaxias que frecuentemente presentan bandas de polvo. Un ejemplo de estas galaxias se muestra en la **Fig. 1.3 g) y h)**, respectivamente.

En la **Tabla 1.1** se presentan las características de los diferentes tipos de galaxias, en la col. (1) se muestra el tipo de galaxias según la clasificación de Hubble, en (2) la masa de la galaxia en masas solares y en (3) la luminosidad característica en luminosidades solares.

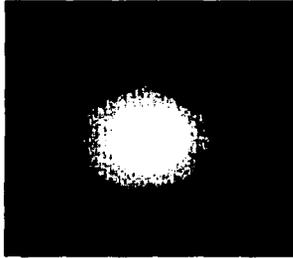
TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN



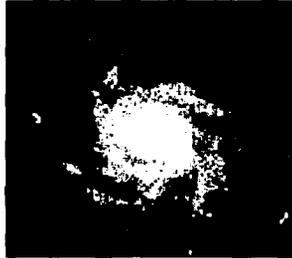
a) E0

b) S0

c) SB0



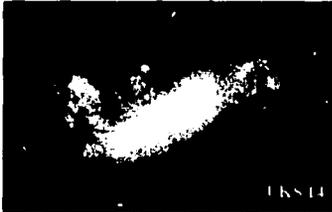
d) Sa



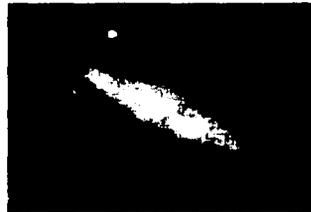
e) Sc



f) SBa



g) Irr I



h) Irr II

**Fig. 1.3.** Se muestran diferentes tipos de galaxias<sup>2</sup>: a) M87 elíptica; b) M86 lenticular; c) NGC 4596 lenticular barrada; d) M94 espiral temprana; e) M101 espiral tardía; f) M95 espiral de tipo temprano barrada; g) UKS14 irregular tipo I y h) M82 irregular tipo II.

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

<sup>2</sup> Las imágenes que se muestran en la Fig. 1.3 fueron tomadas de la página <http://casswww.ucsd.edu/public/tutorial/Galaxies.html>

**Tabla 1.1** Masa y luminosidad características de las galaxias.

Tipo de galaxia (1)	M (M) (2)	Luminosidad (L) (3)
E	$10^8-10^{13}$	$10^6-10^{11}$
S0	$10^9-10^{12}$	$10^8-10^{11}$
Sb	$10^9-10^{12}$	$10^8-10^{11}$
Sc	$10^9-10^{12}$	$10^8-10^{11}$
Irr	$10^8-10^{11}$	$10^8-10^{11}$

*Esquema de clasificación de de Vaucouleurs*

de Vaucouleurs (1959) extendió la clasificación morfológica de Hubble introduciendo un esquema de clasificación basada en tres parámetros principales. El primer parámetro es el llamado tipo *T* de Hubble que indica la posición a la largo de la secuencia E-S0-Sa-Sb-Sc-Sd-Sm-Im. El valor de este parámetro según el tipo de galaxia y la correspondencia entre los esquemas de Hubble y de Vaucouleurs (de Vaucouleurs et al. 1976) se definen en la **Tabla 1.2**, donde se aprecia que la clase Sdm, según el esquema de de Vaucouleurs, se traslapa con la clase Sc de Hubble y contiene objetos que fueron clasificados como galaxias Irr I según la clasificación de Hubble. En la clase Sm se encuentran galaxias espirales débiles y en la clase Im se encuentran galaxias del tipo Irr I e Irr II.

**Tabla 1.2** Tipo T de Hubble.

Hubble	E	E-S0	S0	S0/a	Sa	Sa-b	Sb	Sb-c	Sc	Sc-Irr	Irr I
de Vaucouleurs	E	S0 <sup>-</sup>	S0 <sup>0</sup>	S0 <sup>+</sup>	Sa	Sab	Sb	Sbc	Scd	Sd-Sm	Im
T	-5	-3	-2	0	1	2	3	4	6	8	10

El segundo parámetro se relaciona con la presencia o ausencia de barra. Así, las que carecen de barra son designadas con SA, aquellas con barras débiles SAB y aquellas con barras bien definidas SB.

El tercer parámetro distingue entre objetos que presentan anillos (r), estructuras intermedias con anillos y brazos espirales (rs) y brazos espirales puros (s).

De esta manera, actualmente se pueden identificar los diferentes tipos de galaxias dependiendo de sus características morfológicas, ya sea usando el sistema de clasificación de Hubble o el de de Vaucouleurs.

## 1.2 Características generales de los NAG

Existen galaxias que presentan características diferentes a las mencionadas en la sección anterior, por lo que se les conoce como galaxias peculiares. Dentro de estas galaxias se encuentran las que presentan un núcleo con alta actividad, lo que produce una fuerte emisión de origen no térmico. Esto significa que la radiación producida en la parte central de la galaxia no se atribuye a la luz de las estrellas presentes o a la emisión del gas calentado por ellas. Estos objetos son conocidos como núcleos activos de galaxias (NAG, de aquí en adelante en esta tesis). Los NAG emiten desde el radio a rayos X y algunos también llegan a emitir en rayos  $\gamma$ . En el espectro ultravioleta, óptico y cercano infrarrojo de los NAG se detectan líneas de emisión muy intensas de alta excitación o prohibidas y también líneas permitidas. En algunos casos, estas últimas llegan a ser muy anchas.

Las luminosidades nucleares de los NAG, en la región del óptico, varían desde  $10^{40}$  a  $10^{48}$  erg  $s^{-1}$  dependiendo del tipo que se estudie, y por lo tanto son la fuente de energía más poderosa que se ha encontrado hasta ahora en el Universo. Sin embargo, aún no existe una teoría única que explique las luminosidades tan altas en las partes centrales de estas galaxias (ver p. ej. Peterson, 1997). Por ejemplo, el *modelo estándar* para NAG, que se explica en la siguiente sección, requiere la acreción de gas probablemente de la galaxia huésped, hacia un agujero negro muy masivo (Malkan, 1983). Por otro lado, existen modelos alternativos, cuyo fin es reproducir las luminosidades de los NAG por ejemplo, utilizando modelos de brotes de formación estelar (Terlevich et al. 1992, T92 de aquí en adelante).

La posible conexión entre la actividad en un NAG y la actividad por brotes de formación estelar no ha obtenido hasta ahora una respuesta satisfactoria, aunque se han propuesto varias explicaciones. En el modelo de T92, el fenómeno de los NAG radio callados se debe a la formación estelar y a la consecuente evolución de remantes de supernovas en un ambiente denso. Un brote de formación estelar puede encender la actividad NAG facilitando la disipación del momento angular del gas que es acregado al centro de la galaxia, aumentado así la eficiencia en la acreción (Weedman 1983; Norman & Scoville 1988). Por otra parte, las manifestaciones del fenómeno NAG (como eyecciones a grandes velocidades "jets" o vientos) pueden disparar la formación estelar (Rees 1989; Daly 1990). Puede ser que ambos tipos de actividad, la estelar y la de NAG, tengan un mecanismo de encendido común: como interacciones o fusión de galaxias (Heckman, 1990). Sin embargo a la fecha, ninguno de estos modelos explica por completo el fenómeno NAG.

Finalmente, los esquemas de evolución ligan a las galaxias que son muy luminosas en el lejano infrarrojo con los brotes estelares o con núcleos activos de galaxias (Sanders et al. 1988; Heckman et al. 1989; Hutchings & Neff 1991).

La clasificación de los NAG se basa fundamentalmente en sus características observacionales en el óptico. Otra forma de dividirlos consiste en separarlos de acuerdo a su luminosidad en radio: Objetos *radio fuertes* (radio-loud) y objetos *radio callados* (radio-quiet). La definición que se utiliza para distinguir entre estos objetos es la de Bridle y Perles (1984) quienes dan la luminosidad específica de transición entre los objetos radio callados y los radio fuertes como  $L_\nu (1.4 \text{ GHz}) = 10^{32} \text{ erg s}^{-1}$ .

Algunos ejemplos de estos tipos de NAG son:

- Galaxias Seyfert (SyG) (radio callados)
- Cuasares (QSO) (90 % radio callados y 10% radio fuertes)
- Radio galaxias (radio fuertes)
- Blazares (radio fuertes)

En la **Tabla 1.3** se dan las luminosidades en la región del óptico de algunos tipos de NAG, donde se muestra en la col. (1) la clase de NAG y en (2) el logaritmo en base 10 de la luminosidad en el óptico (Allen, 2000).

**Tabla 1.3** Luminosidades en el óptico de varias clases de NAG.

Clase (1)	log L (erg s <sup>-1</sup> ) (2)
Seyfert 1	42-44
Seyfert 2	41-43
QSO	44-48
BLL	44-46
OVV	44-48

A continuación se describen de manera breve las características principales de los diferentes tipos de NAG que se muestran en la **Tabla 1.3**

Schmidt & Green (1983) introdujeron un criterio para distinguir entre las **galaxias Seyfert** (SyG) y **cuasáres** (QSO, de aquí en adelante). Aquellos que tienen una magnitud absoluta en el filtro B  $M_B < -23$  son QSO y los que tienen  $M_B > -23$  son SyG. El caso en el que  $M_B = -23$ , corresponde a una luminosidad de aproximadamente  $10^{44} \text{ erg s}^{-1}$ . Aunque existen unas cuantas SyG con magnitudes absolutas en el óptico mayores al límite propuesto (Stocke et al. 1982). Por lo que, esta división en

luminosidad es completamente artificial y no muestra la diferencia física entre los objetos (Stepanian et al. 2003).

Para el caso de las SyG se observa que la energía total emitida a longitudes de onda en el visible por la fuente nuclear es comparable a la energía emitida por todas las estrellas en la galaxia. Para los QSO la fuente nuclear es más brillante que todas las estrellas por un factor de 100 o más.

Las SyG son el tipo de NAG más abundante en el universo, constituyen aproximadamente el 1% de los núcleos de las galaxias espirales luminosas (Osterbrock, 1989). También son las de más baja luminosidad y las más cercanas. Las SyG se caracterizan porque la galaxia subyacente se detecta claramente. Al observar una SyG con un telescopio se obtiene una galaxia espiral distante con un núcleo extremadamente brillante en su centro. Su clasificación se basa en criterios espectroscópicos y en la morfología que presentan.

Existen dos clases de SyG (Khachikian y Weedman, 1974):

- o Seyfert 1 (Sy1)
- o Seyfert 2 (Sy2)

Las **galaxias Sy1** presentan en su espectro líneas de emisión anchas permitidas (líneas de Balmer, He I  $\lambda\lambda 5876, 6678$ , He II  $\lambda 4686$  y Fe II etc.). El ancho de estas líneas se explica por el movimiento macroscópico del gas, es decir, ancho Doppler. Este ensanchamiento de las líneas se espera de un gas ionizado que se mueve a una velocidad aproximada de  $10^4 \text{ km s}^{-1}$ , con una densidad electrónica de  $N_e \approx 10^8 - 10^{12} \text{ cm}^{-3}$  y temperaturas de  $T \approx 10^4 \text{ K}$ . También se detectan líneas de emisión prohibidas ([O I]  $\lambda 6300$ , [O II]  $\lambda 3727$ , [O III]  $\lambda \lambda 4959, 5007$ , [N II]  $\lambda \lambda 6548, 6583$ , etc.) de algunos cientos de  $\text{km s}^{-1}$  y  $N_e \approx 10^3 - 10^6 \text{ cm}^{-3}$ . En las **Sy2** sólo se observan líneas de emisión angostas de unos cientos de  $\text{km s}^{-1}$  y la emisión del continuo es menos prominente que en las Sy1. Como se muestra en la **Tabla 1.3** las Sy1 son generalmente más luminosas que las Sy2.

En estudios morfológicos se ha encontrado que la mayoría de las galaxias Seyfert son galaxias espirales y presentan corrimientos al rojo pequeños, es decir, son galaxias relativamente cercanas. En la sección 1.2.2 se hablará sobre la morfología que presenta este tipo de NAG.

Las diferencias observadas entre las Sy1 y Sy2 se tratan de explicar con el llamado *modelo unificado* para NAG, en el que se afirma que las características intrínsecas de todos los NAG son las mismas y lo único en lo que difieren es en el ángulo en el que se les observa (para una revisión más detallada ver Antonucci, 1993).

Existen tipos intermedios de galaxias Seyfert, Osterbrock (1981) introdujo la notación de Seyfert 1.5, 1.8 y 1.9. En las Sy 1.5 la intensidad de la componente ancha y angosta en la línea de  $H_\beta$  es comparable. En la Sy 1.8 las componentes anchas son débiles pero se detectan en las líneas  $H_\beta$  y  $H_\alpha$ . En las Sy 1.9 sólo se detecta la componente ancha en  $H_\alpha$  y no en las demás líneas de Balmer de mayor orden.

También se hallan otros objetos que se encuentran en medio de las Sy1 y de las Sy2, los cuales poseen las mismas características que las Sy1 pero solamente muestran líneas de

emisión angostas y una fuerte emisión en Fe II en el óptico. Estos objetos son llamados: *galaxias Seyfert 1 con líneas de emisión angostas* o **NLS1**, de aquí en adelante. Los criterios de clasificación para las NLS1 son los siguientes:

-Líneas permitidas angostas tan sólo un poco más anchas que las líneas permitidas.

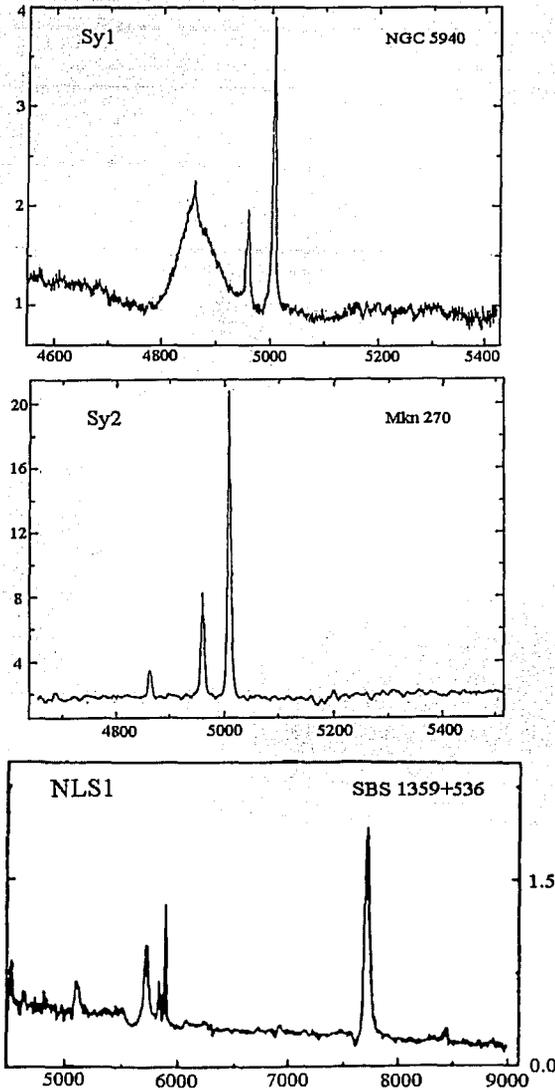
-La componente ancha de las líneas de Balmer menor a  $2000 \text{ km s}^{-1}$  (Osterbrock & Pogge, 1985)

-La razón  $[\text{OIII}] \lambda 5007/\text{H}\beta < 3$  (Goodrich, 1989)

Las NLS1 generalmente son objetos radio callados, aunque se han encontrado algunas "radio- intermedias" y radio fuertes pero son pocas. Este tipo de NAG presenta también rápida variabilidad en rayos X. Ya que su intensidad puede cambiar en un factor de 2-3 en 100 s (Singh, 1999).

Se debe de tomar en cuenta que la separación entre las galaxias Seyfert con líneas anchas y las NLS1 es arbitraria. Ya que la división que se establece es únicamente para facilitar el estudio de los diferentes regímenes dentro de la distribución de las galaxias Sy1 (Turner et al. 1999). Se han encontrado objetos que tienen líneas angostas con débil emisión en Fe II y fuerte emisión en [O III], así como objetos con líneas anchas, fuerte emisión en Fe II y débil [O III] (Grupe et al.1999).

En la **Fig. 1.4** se muestran los espectros que presentan las galaxias Sy1, Sy2 y NLS1 respectivamente.



TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

**Fig. 1.4** Se observan las características espectrales de las diferentes galaxias Seyfert. La galaxia NGC 5940 es una Sy1 en su espectro se ve que una de las líneas de Balmer ( $H_{\beta}$ ) es muy ancha, mientras que Mkn 270 es una Sy2 y se puede apreciar que las líneas de emisión en su espectro son angostas. Las NLS1 son parecidas a las Sy2 en el ancho de las líneas, sin embargo, estas galaxias son más parecidas a las Sy1 ya que también presentan emisión en Fe, aunque carecen de líneas permitidas anchas. Esto se aprecia en el espectro de la galaxia SBS 1359+536. En el eje X se tiene la longitud de onda en amstrongs y en el Y se grafica el flujo en unidades de  $10^{-5}$   $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$ . Los espectros de Sy1 y Sy2 fueron proporcionados por el Dr. J. Stepanian. El espectro de la galaxia NLS1 se obtuvo de Stepanian et al. (2003).

Los **cuasáres** o **QSO** son los NAG más luminosos. Aparecen en el cielo como fuentes puntuales. Algunas veces presentan un halo difuso de bajo brillo superficial relacionado con la luz proveniente de las estrellas que se encuentran en la galaxia subyacente. Presentan gran flujo en el ultravioleta. El espectro es similar al de las SyG a excepción de que presentan líneas de absorción estelar muy débiles o no se detectan. Las líneas angostas son más débiles respecto a las anchas, más que en el caso de las SyG. Sólo un 10% de estas fuentes son fuertes emisoras en radio. Otra característica de los QSO es que la mayoría se encuentra a grandes distancias respecto a nosotros. Como se muestra en una distribución del corrimiento al rojo ( $z$ ) de 7236 QSO hecha por Hewitt y Burbidge (1993), donde se tiene un máximo de QSO a  $z = 2$ , lo que corresponde a una distancia de  $10^3$  Mpc. Recientemente, se ha encontrado que el pico de la distribución para los QSO es  $z > 2$  (Burbidge & Napier, 2001). También se han detectado algunos QSO con  $z > 6$ . Por lo que este tipo de NAG es de gran interés, ya que el estudio de estos provee información sobre las estructuras en el universo temprano.

La luminosidad en el óptico de la Vía Láctea excede el valor de  $10^{10}$  L pero en radio sólo emite 2500 L en términos de la luminosidad bolométrica del Sol. Las galaxias Seyfert son 100 a 1000 veces más luminosas en longitudes de onda de radio mientras que los NAG con aproximadamente  $10^8$  L son llamadas **radio galaxias**. Las radio galaxias y QSO más potentes emiten del orden de  $10^{12}$  L.

La emisión de radiación en radio es de tipo no térmica producida por partículas moviéndose a través de un campo magnético; es decir, radiación sincrotónica. En muchas de las radio galaxias aparecen estructuras muy brillantes a cada lado de la galaxia llamadas lóbulos. La longitud de los lóbulos es de algunos cuantos Mpc. A menudo también se detectan jets (chorros de plasma colimado) brillantes y angostos que emergen del núcleo de la galaxia. Los jets también emiten radiación sincrotónica en el radio y en algunos casos en el óptico y rayos X.

Haciendo una analogía con la definición de galaxias tipo Seyfert, entre las radio galaxias existen dos tipos: Radio galaxias con líneas anchas (BLRG) y radio galaxias con líneas angostas (NLRG). Las BLRG muestran en su espectro líneas de emisión anchas y líneas prohibidas angostas. Mientras que las NLRG presentan solamente líneas angostas permitidas y prohibidas. Estas pueden ser el análogo en radio a las galaxias Sy1 y Sy2 respectivamente. Las radio galaxias se han detectado en elípticas gigantes (cD), que generalmente se encuentran en el centro de los cúmulos de galaxias. Y también en galaxias elípticas de campo.

Los **blazares** son objetos extragalácticos caracterizados por presentar rápida variabilidad en radio y el óptico (1 día). Además de presentar alta polarización en el óptico ( $\geq 3\%$ ) y ser fuertes emisores en radio. Muestran grandes luminosidades en las bandas de los rayos X y algunos son fuertes emisores de rayos gamma. Los blazares comprenden a los objetos BL Lacertae (BLL) y a los objetos violentamente variables en el óptico (OVV). El espectro óptico típico de los BL Lac muestra sólo emisión de continuo, es decir, generalmente no muestran líneas de emisión salvo en algunos casos, los cuales han mostrado alguna línea, preferentemente en absorción, durante sus mínimos de brillo. Y los OVV presentan líneas de emisión anchas y muy intensas.

Esta clasificación sólo presenta algunas clases de NAG, ya que existe una gran variedad de ellos, una clasificación más detallada se puede encontrar en Verón y Verón (2000). La mayoría de los QSO que se localizan a grandes distancias, algunos son tan brillantes que la luz del núcleo domina sobre la luz de la galaxia subyacente, lo cual dificulta su estudio morfológico. Con satélites como el IRAS (Satélite astronómico infrarrojo) se detectaron fuentes que incluyen varias clases de NAG y se ha encontrado que muchos de estos objetos tienen una morfología altamente perturbada (Hutchings & Neff, 1991). La morfología de la galaxia huésped en un NAG es de suma importancia ya que brinda información con la cual se podría explicar la alta actividad que presentan.

Otro tipo de galaxias que presentan gran actividad y que no entran en la clasificación de los NAG son las galaxias con brotes de formación estelar o "starburst". Su actividad se debe a la reciente formación estelar masiva a gran escala, generalmente se caracterizan por tener colores relativamente azules y un espectro con fuertes líneas de emisión, semejantes a las que se observan en regiones H II (dado el gran número de estrellas jóvenes del tipo O y B). Debido a la presencia de remanentes de supernova recientes, estas galaxias presentan fuerte emisión en radio. En muchos casos, el brote estelar está aparentemente confinado en una región central de la galaxia que no puede ser resuelta, similar a lo que ocurre en los NAG. Estos brotes estelares nucleares son típicamente 10 veces más brillantes que las complejas regiones H II que aparecen en las galaxias espirales.

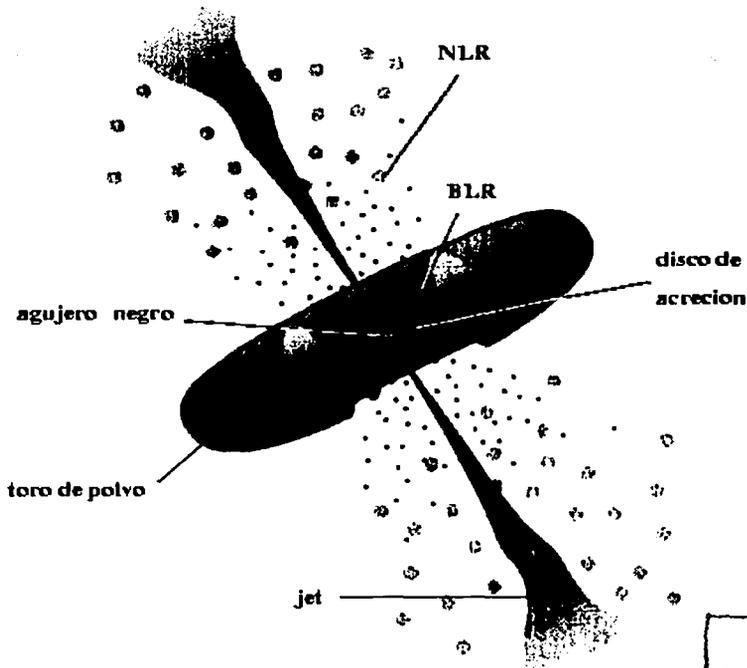
La relación entre los NAG y los brotes de formación estelar nucleares no es clara; por un lado se sugiere que los "starburst" juegan un papel importante en el fenómeno Seyfert (González-Delgado et al. 2001). Aunque también se propone que son dos fenómenos totalmente diferentes que coexisten solamente debido a que ambos son alimentados por gas (Mihos & Hernquist, 1996).

### 1.2.1 Modelo Estándar para NAG.

El modelo estándar es una herramienta muy poderosa que permite entender los procesos físicos que ocurren en la región central de un NAG. Este consiste en proponer la existencia de una región en la que se producen las líneas de emisión anchas (Broad Line Region o BLR), otra región en la que se originan las líneas angostas (Narrow Line Region o NLR). Estas regiones son fotoionizadas por una fuente que yace en la parte central del NAG. Se cree ampliamente que el fenómeno NAG se debe a la acreción de gas dentro de un agujero negro súper masivo del orden de  $10^6 M_{\odot}$  o mayor; el flujo de acreción toma la forma de un disco delgado que es la fuente de rayos X, UV y la emisión del continuo. Este ioniza el gas circumnuclear de ambas regiones, la BLR y la NLR. Las líneas de baja ionización (líneas de Balmer, Fe II, MG II) pueden ser emitidas en su mayoría por el disco de acreción, pero las de alta ionización no (Ly  $\alpha$ , C IV, C III]), las cuales son emitidas por un medio más diluido.

El punto de partida para el modelo estándar es la suposición de que la BLR es fotoionizada por un objeto central caliente y muy luminoso (Fig. 1.5). Esta fuente ionizante es más energética que la luz estelar y se propone que sea un disco de acreción en torno a un agujero negro. Esta suposición es válida ya que las observaciones demuestran que para los NAG en los que la BLR es prominente está presente (QSO,

Sy1 y en algunos casos en Sy2) una amplia variedad de estados de ionización, que es mucho mayor de lo que puede producirse con un continuo de origen estelar.



TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

Fig. 1.5 Diagrama del modelo estándar para NAG. Se ilustra que el agujero central se encuentra rodeado por un disco de acreción. Un toro de polvo opaco oscurece la BLR. Y las líneas angostas se producen en nubes que se encuentran más alejadas de la fuente central. (Urry & Padovani, 1995)

La BLR está compuesta por gas que se encuentra en forma de miles de pequeñas nubes ópticamente gruesas, las cuales son fotoionizadas por la emisión del continuo del disco. Esta región típicamente tiene un radio entre 0.1 y 1 pc, donde este último valor se calcula en el caso de los objetos más luminosos (p ej. Robson, 1996). Se estima que tiene una masa  $M \approx 1 M$  para los cuásares menos potentes o galaxias Seyfert, mientras que para los cuásares más luminosos se calcula una masa de aproximadamente  $10^3 M$ . Tiene una temperatura efectiva probablemente de  $T \approx 10^4$  K y una densidad electrónica

promedio de  $N_e \approx 10^{10} \text{ cm}^{-3}$ . Esta región en particular no puede ser resuelta espacialmente.

En el modelo se encuentra también la NLR y se estima que se encuentra de 10 a 100 pc de distancia de la fuente central de energía del NAG. Las líneas de emisión muestran niveles menores de fotoionización que las producidas en la BLR. Se estima que tiene un tamaño mayor a la BLR aproximadamente de 100 pc o más, una masa  $M \approx 10^6 - 10^9 M_\odot$ , con una temperatura  $T \approx 10^4 \text{ K}$  y una densidad electrónica  $N_e \approx 10^4 \text{ cm}^{-3}$  (Osterbrock, 1993). En algunas galaxias Sy2 cercanas las NLR han sido resueltas y su tamaño es de 100 a 300 pc (Blandford, H. Netzer & L. Woltjer, 1990).

### 1.2.2 Morfología de las galaxias subyacentes a las SyG

El estudio de las galaxias que albergan un NAG, llamadas *huéspedes* o *subyacentes*, tienen como meta principal la determinación de las diferencias o similitudes con las galaxias normales. Con el objetivo de encontrar una explicación para la actividad en la parte central que de estos objetos, cuyo origen es no térmico. Esto se hace comparando características físicas (tamaño, color y luminosidad) entre las galaxias activas y las normales. Con lo que se ha logrado responder, aunque no de forma definitiva, cual es la probabilidad de que cierto tipo de NAG este albergado en algún tipo de galaxia en específico. Estudios sobre la morfología que presentan los diferentes NAG se encuentra en Marquéz et al. (2001). En esta sección nos centraremos en las galaxias que albergan a los núcleos Seyfert o SyG.

Se ha sugerido una correlación entre el tipo de SyG y su morfología. Una Sy2 típica se dice que tiene un disco central pequeño con bordes bien definidos rodeado por un envolvente débil sin ninguna señal de estructura espiral. En contraste, las Sy1 se dice que son morfológicamente diversas (Khachikian y Weedman, 1974).

El primer estudio importante sobre la morfología de 80 SyG fue realizado por Adams (1977; A77 de aquí en adelante). En este estudio se encontró que los núcleos Seyfert se presentan en una amplia distribución de galaxias espirales o espirales barradas con ningún ejemplo claro de galaxias elípticas. También se recalcó la existencia de un posible exceso en la cantidad de SyG que se encuentran en sistemas en interacción o perturbados.

Heckman (1978) demostró que existe la tendencia, aunque no de manera exclusiva, en la que las SyG se presentan con más frecuencia en galaxias de tipo temprano (S0/Sa). Esto fue corroborado años más tarde por Mcleod y Rieke (1995) ampliando el rango en el que se presentan las SyG (S0 a Sc). Mientras que para una muestra de SyG, Hunt & Malkan (1999) reportan que las Sy1 tienden a presentarse en galaxias con  $T=1=Sa$  y las Sy2 muestran una media de  $T=2=Sab$ . También encontraron en su estudio que las SyG presentan de manera más frecuente la presencia de anillos externos que las galaxias normales. Un resultado importante establece una diferencia básica entre el tipo de Hubble de las galaxias que albergan un núcleo activo y un núcleo con brotes de formación estelar. Los primeros tienden a presentarse en galaxias de tipo más temprano que las Sbc mientras que los segundos en tipos más tardíos que Sbc (Heckman 1980a, 1980b; Ho et al. 1997a).

Con la fotometría superficial obtenida para 20 SyG (Yee 1983, Y83 de aquí en adelante) se encontró que las galaxias subyacentes tienen parámetros relacionados con el disco (colores, longitud de escala, etc.) similares a las galaxias espirales normales, pero con mayor brillo superficial central. De esta manera, se sugiere que el fenómeno Seyfert ocurre preferentemente en galaxias espirales más brillantes ( $\sim 1$  mag más brillante que las espirales normales locales). También se halló que en las Sy1 las componentes nucleares observadas son más azules que en el caso de las Sy2.

En un estudio realizado por Kotilainen & Ward (1994) en el óptico y el infrarrojo se encontró que generalmente los colores de las galaxias subyacentes a las SyG son más rojos en comparación con las galaxias normales. Lo cual se atribuye a la re-radiación debida al polvo. Ya que se plantea que el polvo puede ser calentado por el NAG o alternativamente por estrellas jóvenes. También se atribuyen los colores rojos, en menor grado, a la extinción provocada por este. No se encontró una evidencia clara de formación estelar excesiva, sin embargo, los colores en el cercano infrarrojo de las galaxias huéspedes son muy similares a las galaxias con brotes de formación estelar.

En un estudio fotográfico de 30 SyG cercanas ( $cz < 5000$  km/s) hecho por Simkin et al. (1980) se propone que la morfología de estas galaxias puede explicarse si se plantea la siguiente hipótesis: "La fuente nuclear es alimentada por el gas del disco". El mecanismo que se sugiere para llevar a cabo este proceso es una inestabilidad causada por perturbaciones gravitatorias, lo que produce que el gas fluya hacia el núcleo. La presencia de barras y estructuras anilladas en el disco de la galaxia es evidencia para sustentar esta hipótesis.

En un trabajo más reciente realizado por Mackenty (1990) se mostró que en la mayoría de las 51 galaxias Seyfert de su muestra, existen mecanismos de transporte de material hacia el núcleo (interacciones de marea o barras). Además corroboró lo que se encontró en el estudio realizado por Y83.

En exploraciones hechas en la banda del óptico, la generación de energía en los núcleos Seyfert ha sido ligada a distorsiones de los potenciales gravitatorios galácticos producidas por barras estelares de gran escala e interacciones de marea (A77; Heckman 1978; Simkin et al. 1980; Dahari 1984). Esto ha sido respaldado por un argumento el cual sugiere que las torcas gravitatorias son capaces de remover el exceso de momento angular del gas, mientras este último cae hacia el centro de la galaxia dando lugar a diferentes tipos de actividad (Knapen et al. 2000, y referencias ahí citadas, K00 de aquí en adelante en esta tesis).

Por otro lado, con observaciones hechas en radio (H I 21 cm) se ha obtenido mayor información sobre la estructura y la cinemática de las SyG. Heckman, Balick & Sullivan (1978) encontraron que estas galaxias presentan peculiaridades morfológicas. Sugirieron que la presencia de una gran concentración de masa central más alguna componente de disco favorece la producción de un núcleo Seyfert. Mientras que Mirabel & Wilson (1984) mostraron que las peculiaridades se deben a galaxias compañeras cercanas o interacciones de marea que han perturbado el gas neutral en las galaxias.

Así, las galaxias subyacentes a las SyG tienden a ser lenticulares o espirales brillantes de tipo temprano (S0 a Sc) con o sin barra (por ejemplo A77; Boris et. Al 2002), aun

cuando la barra no es una característica intrínseca de las galaxias con un núcleo activo. Lo cual esta respaldado por estudios observacionales en el óptico, que muestran que en las galaxias barradas no siempre hay una señal específica de actividad nuclear (Ho et al. 1997b; Hunt et al. 1999). En un estudio realizado a 24 Sy2 se sugiere también que las barras nucleares no son el mecanismo de encendido para este tipo de galaxias, ya que la mayoría de los objetos de esta muestra no parecen contener este tipo de estructura (Martini et al. 2001). La morfología que presentan las galaxias Sy2 está frecuentemente perturbada por interacciones con otras galaxias cercanas. En un estudio del ambiente cercano de las galaxias Seyfert (Dultzin-Hacyan et al. 1999) se encontró que las Sy2 tienen un exceso de compañeras, mientras que en las Sy1 no se detectó este exceso dentro de un radio de 100 kpc. En promedio, las Sy2 son más rojas que las Sy1, lo que indica que tienen un mayor contenido de polvo (Dahari & De Robertis, 1988). Por otro lado, la única fuente de energía posible que se conoce hasta ahora para explicar la actividad en los NAG es la gravitatoria. Por lo que, el mecanismo más plausible es la liberación de energía de la masa que se supone cae hacia un agujero negro supermasivo (Lynden-Bell 1969; Rees 1984). Aunque existen modelos en los cuales los brotes de formación estelar son la fuente principal para la generación de energía en los NAG (T92).

### 1.3 El segundo Survey de Byurakan (SBS)

Esta exploración se inicia en 1974 y finaliza en 1991 (Stepanian, 1994 y referencias ahí citadas). Las observaciones se hicieron en el Observatorio Astrofísico de Byurakan (Armenia), utilizando un prisma objetivo. Se seleccionaron objetos con líneas de emisión obteniendo espectros para NAG con un límite en magnitud aparente  $B = 19.5$ .

El SBS cubrió una región del cielo de 1000 grados cuadrados limitados por una ascensión recta entre  $7^{\text{h}} 40^{\text{m}} < \alpha < 17^{\text{h}} 15^{\text{m}}$  y una declinación entre  $+49^{\circ} < \delta < +61^{\circ}$ . El objetivo principal del SBS era identificar objetos galácticos y extragalácticos con líneas de emisión (NAG, estrellas enanas blancas, etc.). Entre los resultados obtenidos de esta exploración esta el descubrimiento de 3600 objetos, 1000 galaxias con exceso en ultravioleta (UV) y 1800 objetos estelares con la misma característica.

De 1977 al 2001 se obtuvieron observaciones de 2100 objetos del SBS, los detalles se describen en Stepanian et al. (2001). Hasta la fecha se han confirmado 578 nuevos NAG (120 SyG, 441 QSO y 17 BLL en un rango de  $15.5 < B < 19.5$  y corrimiento al rojo  $0.0 < z < 3.2$ ), aproximadamente 1000 galaxias con líneas de emisión angostas y 1000 estrellas con fuerte emisión en UV.

La muestra de NAG del SBS se dividió en dos submuestras de acuerdo al corrimiento al rojo:  $0.0 < z < 0.1$ , y la magnitud en B:  $13.0 < B \leq 17.0$ . De las cuales se aisló una muestra completa de 71 nuevas SyG, y una de 128 QSO.

El objeto de estudio de esta tesis es una galaxia que contiene un núcleo activo, la cual fue detectada en la segunda exploración de Byurakan (SBS), forma parte de la muestra de SyG y se catalogó con el nombre de SBS 0748+499. Las coordenadas de esta galaxia son las siguientes:  $\alpha = 7^{\text{h}} 51^{\text{m}} 52^{\text{s}}$  y  $\delta = +49^{\circ} 48' 52''$  (equinoccio 2000).

Originalmente se pensaba que esta galaxia era una NLS1 debido a que cumplía a primera instancia con los criterios de clasificación establecidos para estos objetos. Sin embargo, observaciones espectroscópicas realizadas con mayor resolución indican que SBS 0748+499 no es una NLS1 dado que  $[OIII] \lambda 5007/H\beta > 3$  (Fig. 1.6).

El objetivo de este trabajo es proponer una clasificación morfológica para SBS 0748+499, cuya importancia radica en que es el primer estudio morfológico de este objeto. Para llevar a cabo el objetivo se usó una técnica llamada fotometría superficial, la cual sirve para caracterizar la estructura global de la galaxia, así como sus componentes principales: bulbo y disco.

La morfología que presente la galaxia subyacente a SBS 0748+499 puede servir para estudios posteriores en los que se trate de explicar la actividad nuclear en este NAG. Ya que, como se dijo anteriormente, se asocia la presencia de diferentes estructuras físicas (barras, puentes, discos etc.) con el mecanismo a través del cual es alimentada la fuente central de los NAG.

También se calcula la luminosidad de la galaxia en cada banda, datos que no se encuentran en la literatura hasta la fecha y pueden ser de utilidad para construir la distribución espectral de energía de este objeto en estudios posteriores. Se obtiene la distancia de SBS 0748+499 a partir de su corrimiento al rojo y parámetros físicos que ayudan a caracterizar a la galaxia, como el tamaño que alcanza hasta un cierto límite definido y el ángulo de inclinación respecto a la línea de visión.

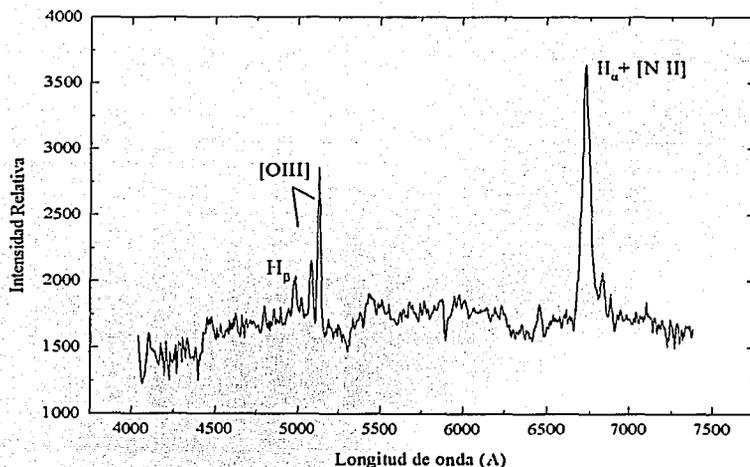


Fig. 1.6 a)

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

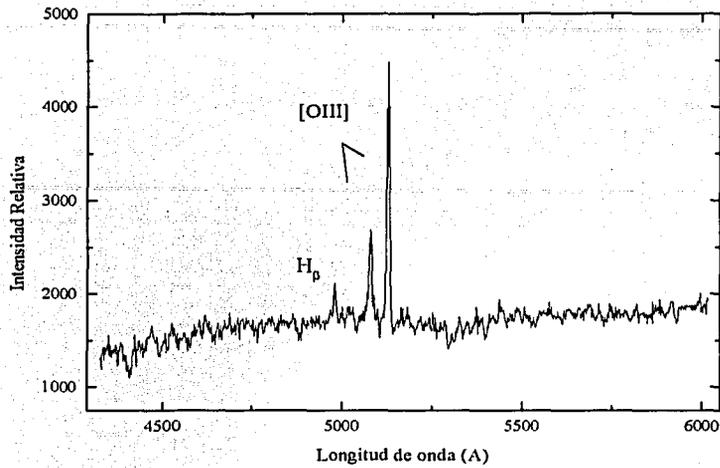


Fig. 1.6 b)

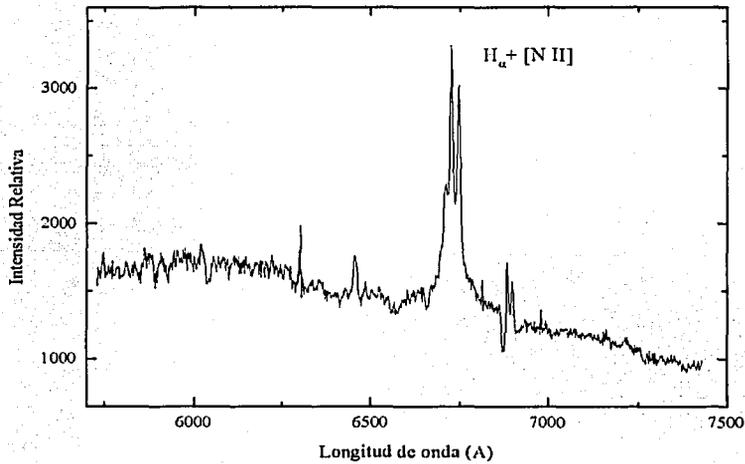


Fig. 1.6 c)

Fig. 1.6 Se muestra el espectro que presenta SBS 0748+499; a) es el primer espectro con el que se identificó a SBS 0748+499 como candidato a NLS1 b) y c) son los datos adquiridos con mejor resolución espectral, lo que permitió descartar a esta galaxia como NLS1.

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

## Capítulo 2

### 2.1 La fotometría

En esta sección se explican los conceptos básicos de fotometría astronómica, se describe de manera general lo que es un detector CCD y su funcionamiento. También se explica el proceso de reducción y se detalla la técnica empleada para determinar las magnitudes instrumentales tanto de la galaxia SBS 0748+499, como de las estrellas de calibración y el cielo de fondo. Para lo cual, se calculan los coeficientes de extinción que caracterizan las condiciones atmosféricas bajo las que se obtuvieron las imágenes y se encuentran los coeficientes de transformación para calcular, en los diferentes filtros, la magnitud estándar de la galaxia. Además, se detalla el tipo de corrección que se aplicó a las magnitudes estándares de la galaxia.

#### 2.1.1. Ecuaciones básicas de la fotometría.

Todos los objetos celestes emiten radiación electromagnética, sus características físicas se obtienen del estudio de la distribución de energía de la radiación que llega de estos objetos a la superficie terrestre, ya que la producción de esta radiación se encuentra directamente relacionada con las condiciones físicas de la fuente. En muchos casos no es necesario encontrar la distribución completa de energía de un objeto, basta con estudiar la energía total recibida por un detector a algún rango de frecuencias definido, esto es, el flujo de radiación integrado  $F$  [ $\text{erg s}^{-1}\text{cm}^{-2}$ ] contenido en un rango de frecuencias  $\Delta\nu$  en particular.

El uso de detectores como fototubos hasta los más modernos sistemas como CCD (Charge-Couple Device) para medir el brillo aparente de los objetos (en una región particular del espectro electromagnético) en una escala de magnitudes utilizando filtros, por ejemplo en el ultravioleta, óptico y/o infrarrojo; es lo que se llama fotometría astronómica (Budding, 1993). Así, la fotometría involucra la medición y calibración del flujo de energía transportada por la radiación que emiten los objetos celestes. Esta radiación incide en el detector y posteriormente se obtiene la magnitud aparente del objeto en algún intervalo de frecuencias dependiendo que filtro se use.

El brillo o magnitud aparente de una estrella u otro tipo de objeto celeste es una medida logarítmica de la intensidad de radiación que se recibe sobre la superficie terrestre en un intervalo de frecuencias en particular. Se puede definir de manera precisa en términos del flujo de energía  $F$  observado. Se establece la convención de asignar la magnitud igual a cero para un flujo preseleccionado  $F_0$  de alguna estrella tipo (dependiendo del sistema fotométrico que se use) por lo que cualquier otra magnitud estará definida por la ecuación:

$$m = -2.5 \log \frac{F}{F_0} \quad (2.1)$$

Con esta definición, si  $m_1$  y  $m_2$  denotan las magnitudes asignadas a dos estrellas cuyo flujo de energía es  $F_1$  y  $F_2$  respectivamente, se tiene que la diferencia entre ellas es:

$$m_1 - m_2 = -2.5 \log \frac{F_1}{F_2} \quad (2.2)$$

Hay que notar que la magnitud es una medida adimensional y mientras menor sea su valor el objeto que se observe será más brillante.

El brillo de cualquier objeto celeste se ve disminuido y enrojecido por la absorción y dispersión de su luz al atravesar la atmósfera terrestre, a este efecto se le conoce como *extinción atmosférica*. La cantidad de luz que se pierde depende de la altura a la que se encuentran los objetos sobre el horizonte, la longitud de onda a la que se observa y las condiciones atmosféricas. Dado este comportamiento complejo, las medidas de las magnitudes que están relacionadas directamente con la energía que se detecta de los objetos deben de ser corregidos por extinción.

A primera aproximación la atmósfera se supone como un conjunto de capas plano paralelas de anchura constante. Si la anchura de la atmósfera se usa como una unidad, la luz debe viajar a través de la atmósfera y hasta el observador una distancia  $X$ , a esta cantidad se le llama *masa de aire*. Cuando la altitud de una estrella es mayor a  $30^\circ$  o la distancia al cenit  $z$  es menor de  $60^\circ$  se puede usar la siguiente aproximación  $X = \sec z$  (revisar por ejemplo Karttunen et al. 1996), ver Fig. 2.1. Así, la ecuación para describir la extinción atmosférica es:

$$m_o = m_i - k_i X_i \dots \quad (2.3)$$

Donde  $m_i$  es la magnitud del objeto sin corregir,  $m_o$  es la magnitud que deben tener los objetos fuera de la atmósfera, es decir, es la magnitud corregida por extinción la cual llamaremos magnitud instrumental a lo largo del trabajo,  $k_i$  es el coeficiente de extinción,  $X_i$  es la masa de aire a la cual se tomaron los datos y el índice "i" indica el filtro para el cual se esta haciendo la corrección, ya que la extinción es selectiva respecto a la longitud de onda.

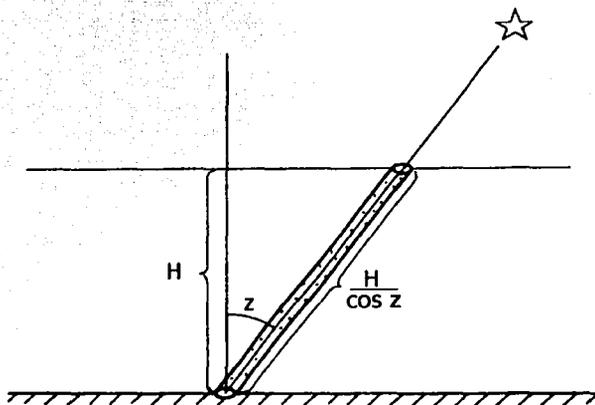


Fig. 2.1 Extinción Atmosférica

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

Para encontrar el coeficiente de extinción es necesario obtener varias observaciones del objeto a diferentes masas de aire, tratando que la distancia cenital no exceda los  $60^\circ$  ya que para valores mayores a este la aproximación de una atmósfera de capas plano paralelas ya no es válida. El método consiste en graficar las diferentes magnitudes  $m_i$  en función de la masa de aire y se realiza un ajuste lineal de los datos, donde la pendiente de la recta es precisamente  $k_i$ .

El brillo de una estrella y otros objetos celestes también se ven afectados por el medio interestelar (gas y polvo) de tal manera que la luz azul es dispersada y absorbida más que la luz roja, por lo tanto el índice de color  $B-V$  aumenta. Este índice  $B-V$  es la diferencia entre las magnitudes aparentes en el filtro B y V respectivamente. Se puede escribir en términos de la magnitud absoluta y la extinción en los filtros B y V, definiendo la magnitud absoluta  $M$  como la magnitud aparente que tendría un objeto si se encontrara a 10 pársecs de distancia respecto al observador, esto es:

$$M = m - 5 \log\left(\frac{r}{10}\right) - A \quad (2.4)$$

Donde  $r$  es la distancia a la que se encuentra el objeto,  $m$  la magnitud aparente a esta distancia y  $A$  es la extinción debida al medio que se encuentra entre el objeto y el observador. Entonces el índice de color se puede escribir de acuerdo a la ec. (2.4) como:

$$B - V = M_B - M_V + A_B - A_V \quad (2.5)$$

ó

$$B - V = (B - V)_0 + E_{B-V} \quad (2.6)$$

Donde  $(B - V)_0 = M_B - M_V$  es el *color intrínseco* del objeto y  $E_{B-V} = (B - V) - (B - V)_0$  es lo que se conoce como *exceso de color* que es la diferencia entre la extinción en el filtro B y el V. Estudios sobre el medio interestelar han mostrado que la razón entre  $A_V$  y el exceso de color  $E_{B-V}$  es casi constante para todas las estrellas (Binney & Merrifield, 1998) es decir:

$$R_V = \frac{A_V}{E_{B-V}} \approx 3.0 \quad (2.7)$$

### 2.1.2. Sistema fotométrico UBVRI.

Un sistema fotométrico está definido por un conjunto de filtros que cubre un intervalo específico de longitudes de onda, un detector y una lista de estrellas estándares que definen la escala de magnitudes para dicho sistema.

Los sistemas fotométricos se pueden dividir en tres categorías dependiendo del ancho de banda de sus filtros; el cual está dado por la diferencia de longitudes de onda entre los puntos a los que la transmisión del filtro cae a la mitad de su máximo valor y es conocido como ancho total a media altura o *FWHM*; las categorías son las siguientes:

Banda ancha ( $\Delta\lambda \approx 900\text{\AA}$ ), banda intermedia ( $\Delta\lambda \approx 200\text{\AA}$ ) y banda angosta ( $\Delta\lambda \approx 30\text{\AA}$  ó menor). Otro concepto que define al sistema es la longitud de onda efectiva ( $\lambda_{ef}$ ) de sus filtros, esto es, la longitud de onda a la cual un filtro determinado alcanza su máximo valor de transmisión.

El sistema que se usó en este trabajo es un sistema de banda ancha conocido como sistema UBVRI o de Johnson y Cousins, el cual fue desarrollado por Johnson y Morgan (1953). Originalmente, constaba sólo de tres filtros: U que cubre la parte ultravioleta del espectro, B la parte azul y V centrado en la parte amarilla del espectro. Posteriormente se añadieron más filtros, entre los que se encuentran el filtro R y el I cubriendo la parte roja y cercano-infrarroja respectivamente, desarrollados por Cousins (1976), razón por la cual se cita al sistema como de Johnson y Cousins.

Las características de los filtros<sup>3</sup> que se usaron para la obtención de imágenes se muestran en la **Tabla 2.1**. La col. (1) es el filtro con el que se realizó la observación, la (2) es la longitud de onda efectiva del sistema fotométrico y la (3) es el ancho total a potencia media en el sistema (*FWHM*).

**Tabla 2.1.** Características de los filtros del sistema UBVRI que se usaron para la obtención de observaciones.

Filtro (1)	$\lambda_{ef}$ (Å) (2)	<i>FWHM</i> (Å) (3)
B	4300	950
V	5750	1400
R	6340	400
I	8040	1660

<sup>3</sup>Las curvas de respuesta espectral de los filtros del OAN-SPM se pueden encontrar en la página <http://www.astroscu.unam.mx>

En cualquier sistema fotométrico multicolor se define la diferencia entre dos magnitudes, lo que se conoce como índice de color o color. Para el sistema UBVRI el flujo preseleccionado  $F_0$  para definir su escala de magnitudes es tal que los índices de color  $B-V$  y  $U-B$  son cero para estrellas de tipo espectral A0. Este tipo de estrellas tiene una temperatura aproximada de  $10^4$  K.

### 2.1.3 Estrellas estándares.

Las estrellas estándares son parte integral de cualquier sistema fotométrico debido a que se usan para comparar los resultados obtenidos entre diferentes observadores.

Para poder referir las magnitudes obtenidas con un sistema instrumental en particular a la misma escala de magnitudes de un sistema fotométrico estándar, es necesario calibrar las magnitudes que se obtienen con respecto a las que se reportan en la literatura de estrellas definidas como estándares del sistema fotométrico.

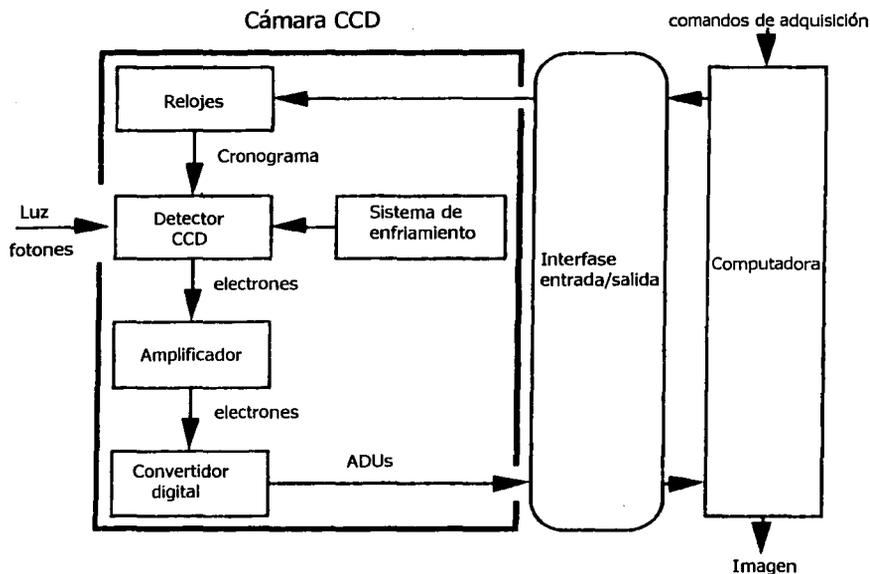
En el caso del sistema fotométrico UBVRI se han publicado varios catálogos de estrellas estándares: Johnson y Morgan (1953), Graham (1982) y Landolt (1992). Este último tiene la ventaja de que contiene estrellas de ambos hemisferios, permitiendo que astrónomos de todo el mundo puedan calibrar sus observaciones, incluye también un gran número de estrellas azules y rojas, brillantes y débiles situadas en un área relativamente pequeña, lo cual facilita la calibración de magnitudes.

### 2.1.4. El detector.

Uno de los instrumentos que se utilizan de manera más frecuente para realizar fotometría astronómica es el detector de cargas acopladas o CCD (Charge-Couple Device), caracterizado por tener una respuesta casi lineal a la radiación incidente. El CCD está compuesto por un arreglo de píxeles (fotosensores) que crean y acumulan una cantidad de carga eléctrica proporcional a la cantidad de luz que reciben. La lectura de las cargas acumuladas en los diferentes píxeles, que es amplificada y convertida en valores numéricos llamados ADUs, permite crear una imagen que después es transferida a una computadora u otro dispositivo de fácil manejo (Ver por ejemplo Martínez, 1998). Un esquema del proceso para obtener una imagen se muestra en la Fig. 2.2.

Un concepto de suma importancia cuando hablamos de detectores es lo que se conoce como la razón señal a ruido. Por definición, la precisión en la medición del flujo de una detección individual esta dada cuantitativamente por la razón señal a ruido  $s/n$ .

Sea  $S$  un fotón detectado en cuentas por segundo proveniente del objeto. La señal  $s$ , es el número de fotones en el tiempo de integración  $t$ , entonces  $s = St$ . El ruido  $n$  es la fluctuación en el número de fotones detectados, que es estimado con la estadística clásica de Poisson como  $n = s^{1/2}$ . Por lo tanto,  $s/n = (St)^{1/2}$  para el caso donde la única fuente de ruido es la señal misma (Murdin, 1997).



**Fig. 2.2.** Esquema que ilustra la obtención de imágenes con un CCD (Adaptación de una Fig. de Martínez 1998) Por un lado del CCD entra la luz y se digitaliza la información convirtiéndola en una imagen con la que se puede trabajar.

Además del ruido producido por la señal en sí, existe también el ruido asociado al equipo, el cual se debe tomar en cuenta al momento de hacer la reducción de datos. El ruido asociado al equipo se caracteriza por tres contribuciones principales:

*a) Ruido de fondo*

El ruido de fondo o *bias* es la cantidad de carga almacenada en el detector en ausencia de iluminación. Para medir este ruido se toman imágenes *bias*, lo cual se hace con el obturador cerrado y un tiempo de integración de 0.0 seg.

*b) Respuesta individual de los pixeles*

Dentro del CCD los pixeles tienen una eficiencia cuántica (número de electrones producidos por fotón incidente) un poco diferente entre sí. Así, con el fin de saber cual es la respuesta de cada uno a la radiación incidente, se obtiene una imagen *flat* (Howell, 2000). Esto se hace tomando un campo limpio en el cielo, con iluminación uniforme, al atardecer o al amanecer, para cada filtro con tiempos de integración cortos.

### c) Corriente oscura

Aún cuando la superficie del CCD no reciba luz, se generan electrones en los píxeles, producidos por efectos térmicos en la electrónica de los aparatos. Estas cargas contribuyen a la llamada corriente oscura o *dark*. Este efecto es importante conforme aumenta el tiempo de integración de las imágenes. Para mantener la corriente oscura al mínimo, los CCD se operan a temperatura bajas, entre 100 y 200 K, utilizando normalmente como refrigerante nitrógeno líquido (Sparke & Gallagher, 2000). Para poder corregir este efecto se toma una imagen *dark* con el mismo tiempo de integración que los objetos a estudiar y con el obturador cerrado.

A las imágenes *bias*, *flat* y *dark* en conjunto se les conoce como imágenes de calibración, las cuales son utilizadas para corregir las imágenes de los objetos que se desean estudiar.

## 2.2 Observaciones

La galaxia SBS 0748+499 que se estudia en esta tesis solo tiene siete referencias en la literatura. En la base de datos NASA/IPAC EXTRAGALACTIC DATABASE (NED) se reporta que el corrimiento al rojo de esta galaxia es de  $z = 0.02437 \pm 0.00014$  (Falco et al. 1999). Tiene un solo dato fotométrico en el óptico en el filtro B,  $m = 15.52 \pm 0.15$  mag.

Por otro lado, es una galaxia detectada en el lejano infrarrojo por el satélite IRAS (Infrared Astronomy Satellite) solamente en una de sus 4 bandas (60 micras), en las otras 3 el flujo se encuentra por debajo del límite de detección del satélite. La aportación de este trabajo será ampliar la información fotométrica para esta galaxia y proponer una clasificación morfológica basada en la fotometría superficial y las imágenes obtenidas en los filtros BVRI. En la Fig. 2.3 se muestra una imagen reducida en V de la galaxia. El proceso de reducción se describe a continuación al igual que la descripción de las observaciones.

Las observaciones de la galaxia SBS 0748+499 y las estrellas de calibración se llevaron a cabo el día 24 de noviembre del 2001 (UT) por Alfredo Franco-Balderas. Estas se adquirieron con el telescopio de 1.5 m del Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir (OAN-SPM) usando un CCD SITE1 de 1024 x 1024 píxeles de  $24 \mu\text{m} \times 24 \mu\text{m}$  cada uno. Se usó un formato de imagen de 512 x 512 píxeles (binning de 2 x 2) y la escala de placa es de 10.54 "/mm de donde se obtiene una resolución de 0.51 " por píxel, resultando en un campo de visión de aproximadamente 4' x 4'. La ganancia fue de 1.2 electrones / ADU y el ruido de lectura de 6.5. La masa de aire promedio fue de 1.056. Las observaciones que se obtuvieron fueron bajo condiciones no fotométricas, resultando en imágenes de intermedia resolución.

Además de las imágenes de la galaxia y las estrellas estándares se tomaron varias imágenes de calibración: 30 *bias*, 20 *flats*, 5 en cada filtro con tiempo de exposición de 3 a 6 s. y 1 *dark* de 2400 s.

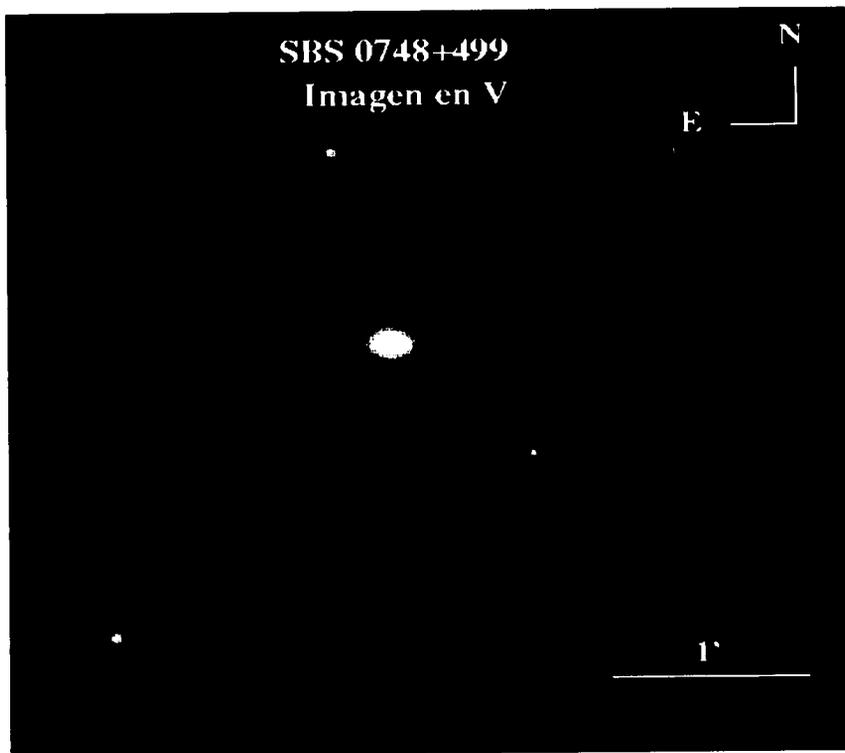


Fig. 2.3 Imagen en V de SBS 0748+499 reducida aún con estrellas.

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

Las estrellas estándares usadas para la calibrar las magnitudes obtenidas fueron: PGC0918+029, PGC0918+029 B y PGC0918+029 D. Estas estrellas se tomaron del catálogo de Landolt (1992). Fueron observadas en un rango de masa de aire que va de 1.9 a 1.15 en 6 secuencias. Una secuencia consistió en obtener tres imágenes en cada uno de los filtros, comenzando con el filtro B y terminando con el I. Se tomaron 5 secuencias de las estrellas estándares, posteriormente se obtuvieron las imágenes de la galaxia y la última secuencia de estándares.

El detalle de las observaciones se muestra en la **Tabla 2.2** donde la col. (1) es el nombre del objeto, la (2) es la ascensión recta, la (3) es la declinación (época del 2000), la (4) el filtro, la (5) el tiempo de exposición, la (6) es el número de imágenes y la (7) es el seeing promedio.

Los datos del seeing o efecto de turbulencia atmosférica reportados en la **Tabla 2.2** son valores promedio. En el caso de las imágenes de SBS 0748+499 se utilizó el FWHM de 4 estrellas localizadas en el campo de la galaxia para estimar el seeing de cada imagen. Y en el caso de las estrellas de calibración el seeing reportado es un promedio del que presentaban las tres estrellas en todas las imágenes.

**Tabla 2.2** Datos observacionales.

Objeto (1)	$\alpha$ (2)	$\delta$ (3)	Filtro (4)	t (s) (5)	No.de imágenes (6)	seeing (") (7)
SBS 0748+499	7 <sup>h</sup> 51 <sup>m</sup> 52 <sup>s</sup>	49° 48' 52''	B	2400	1	2.7
			V	1200	1	2.6
			R	600	1	2.0
			I	400	1	1.9
PGC0918+029	9 <sup>h</sup> 21 <sup>m</sup> 28 <sup>s</sup>	02° 48' 03''	B	120	15	3.4
PGC0918+029B	9 <sup>h</sup> 21 <sup>m</sup> 34 <sup>s</sup>	02° 48' 01''	V	40	15	3.2
PGC0918+029D	9 <sup>h</sup> 21 <sup>m</sup> 22 <sup>s</sup>	02° 47' 30''	R	15	15	3.1
			I	10	14	2.9

El seeing promedio para las imágenes de la galaxia en los cuatro filtros es aproximadamente 2.3'', mientras que para las estrellas de calibración se obtiene un seeing de 3.2''. Esto significa que debido a que el valor del seeing es mayor a 1'' la noche no fue fotométrica.

## 2.3 Reducción de datos.

La reducción de datos consiste en eliminar de las imágenes el ruido producido por el equipo y elementos, como rayos cósmicos y estrellas cercanas al objeto, que contribuyen de manera espúrea a la intensidad de éste. La reducción de las imágenes para este trabajo, se llevo a cabo con la paquetería llamada IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) desarrollada por el NOAO (National Optical Astronomical Observatory).

### 2.3.1. Corrección a la respuesta instrumental.

Contamos con cuatro tipos de imágenes: *bias*, *dark*, *flats* y las del objeto a estudiar; en este último tipo entran las estrellas que sirven para calibrar (estrellas estándares) y las imágenes de la galaxia. A continuación se describe el procedimiento que se realizo para reducir las imágenes.

Debido a que normalmente los bordes de las imágenes presentan problemas de ruido se recortaron todas la imágenes en "crudo" (datos directos del CCD sin procesar) a un tamaño de 500 x 500 pixeles.

Con la tarea ASTUTIL/ASTHEDIT se calculó el tiempo sideral y la masa de aire usando los valores de la ascensión recta, la declinación y la época. Estos datos se guardan en el encabezado de cada imagen<sup>4</sup> y se utilizan más adelante para obtener la fotometría de las estrellas, la corrección por extinción y la fotometría superficial de la galaxia.

A las imágenes de *flat*, *dark* y objeto se les sustrajo un *bias* total<sup>5</sup> (506 cuentas), que se obtuvo con la tarea CCDRED/ZEROCOMBINE. Posteriormente, las imágenes de la galaxia y las estrellas se corrigieron con un *flat* medio para cada filtro, obtenido con CCDRED/FLATCOMBINE.

Debido a que los rayos cósmicos son altamente energéticos, también son detectados por el CCD y se requiere eliminarlos de las imágenes de objeto y del *dark*. Para los *bias* y los *flats* no es necesario, ya que al obtener un *bias* total y un *flat* medio son eliminados automáticamente. Esto se debe a la poca probabilidad que existe de que en dos o más imágenes diferentes caiga un rayo en el mismo píxel. Los rayos cósmicos que estaban presentes en las imágenes se removieron con la tarea CCDRED/COSMICRAYS. Después del uso de esta tarea, aun permanecían unos cuantos rayos en las imágenes, los cuales fueron eliminados uno por uno con la tarea IMEDIT.

Una vez limpias las imágenes de rayos cósmicos, el siguiente paso fue corregirlas por el ruido asociado a la corriente oscura, lo cual se logra sustrayendo la imagen *dark* (577 cuentas). El *dark* se escala de acuerdo con el tiempo de exposición de cada una de las

---

<sup>4</sup> Todas las imágenes cuentan con un archivo llamado "encabezado", en el cual se guardan las características principales de la imagen, como: tipo de imagen, nombre del objeto, filtro, tiempo de exposición, fecha de observación, etc. Además de grabar cada uno de los diferentes pasos en el procesamiento de las imágenes.

<sup>5</sup> Mediana de las imágenes *bias*

imágenes a las que se le corrigió por este efecto. Cada una de las correcciones se llevaron a cabo con la tarea CCDRED/CCDPROC.

Finalmente, se obtiene la fotometría para cada una de las estrellas estándares y de la galaxia. Con las magnitudes instrumentales de las estrellas se realiza la calibración fotométrica y se calcula la magnitud de la galaxia en el sistema estándar de Johnson-Cousins.

### 2.3.2. Magnitudes instrumentales de estrellas estándares.

La fotometría de las estrellas se obtuvo con la tarea *APPHOT/PHOT*. Esto consiste en obtener el flujo de cada estrella estándar dentro de una apertura circular dada. La tarea calcula la magnitud instrumental con la siguiente ecuación:

$$m = 25 - 2.5 \log F$$

Donde el valor 25 corresponde al cero de la escala de magnitudes definida por la tarea y  $F$  es la suma de las cuentas en los pixeles dentro de la apertura que se define en torno al centro del objeto.

Se obtuvo la magnitud instrumental de las tres estrellas estándares para 17 aperturas distintas. Se escogieron aperturas con un radio de aproximadamente de 4'' a 12''. Ya que el seeing en las imágenes varía para cada estrella desde 2'' hasta 5''. Al usar aperturas con un radio aproximado de 3 FWHM se garantiza que se tiene el 95% de la luz de la estrella. Ya que se cuenta con un número suficiente de imágenes, el tomar diferentes aperturas permite escoger una apertura óptima para todas en los diferentes filtros (Massey & Davis, 1992). La apertura óptima es aquella en la que se tiene el mayor porcentaje de flujo de la estrella. Con esto se puede calcular de manera muy precisa la magnitud instrumental de cada estrella estándar. La apertura óptima que se escogió fue de 9.6''. Esto se hizo observando cual era la diferencia mínima entre dos magnitudes  $m_n$  y  $m_{n+1}$  obtenidas dentro de una apertura  $A_n$  y  $A_{n+1}$ , ( $n = 8, \dots, 24$ ; radio de la apertura en pixeles). Para esta apertura se extrajeron los siguientes datos del archivo generado por la tarea PHOT:

- imagen
- filtro
- número de identificación
- masa de aire
- magnitud y su error asociado
- valor del cielo y su error

Usando estos datos se realizó la calibración fotométrica, que consiste en:

- a) Corregir por los efectos extinción.
- b) Transformar las magnitudes instrumentales al sistema estándar.

Para corregir por los efectos de extinción de la atmósfera es necesario encontrar los coeficientes de extinción en cada filtro ( $k_i$ ) usando las estrellas de calibración. Esto se hace suponiendo que los valores de estos coeficientes permanecen sin cambios durante la noche. De lo contrario, tendríamos que observar más de 3 estrellas estándares que estuvieran en el campo del objeto, o pasar gran parte del tiempo observando estrellas, lo cual haría imposible obtener datos del objeto. De esta forma, el procedimiento para encontrar  $k_i$  es el siguiente:

Para cada estrella de calibración se gráfica la magnitud obtenida con PHOT ( $m_i$ ) en función de la masa de aire. En seguida, se obtiene el coeficiente de extinción mediante un ajuste lineal. Como se puede observar en las Fig. 2.4 a), b) y c) el ajuste se realizó para las tres estrellas de calibración en los diferentes filtros. Por lo que se pudo calcular un coeficiente de extinción promedio para cada filtro. Cada uno de los coeficientes se usará más adelante para corregir la magnitud de las estrellas por la extinción causada por la atmósfera.

En la **Tabla 2.3** se muestran los coeficientes de extinción obtenidos con el procedimiento descrito anteriormente. Los errores que se muestran son la suma cuadrática de los errores individuales en cada ajuste lineal (obtenidos por ORIGIN).

# PG0918+029

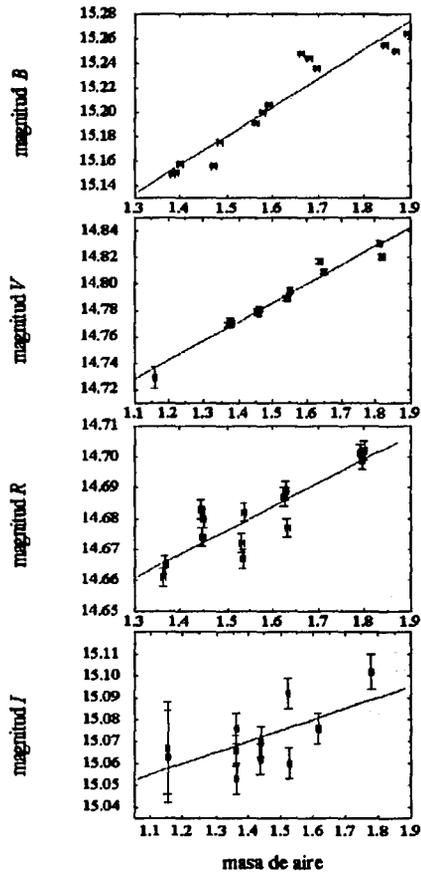


Fig. 2.4 a)

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

# PG0918+029B

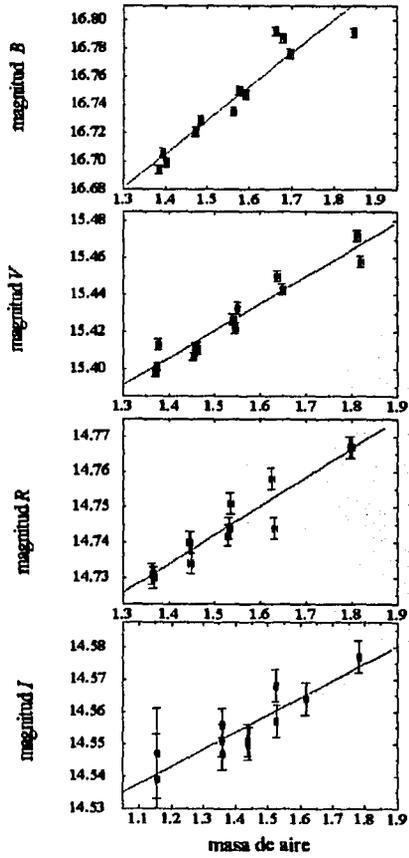
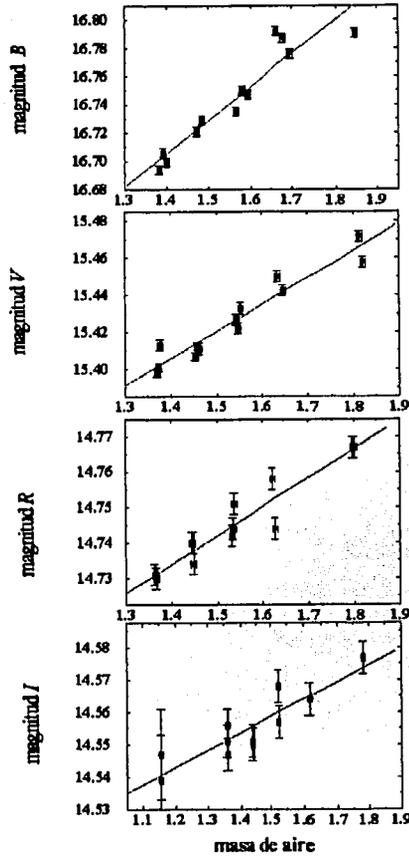


Fig.2.4 b)

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

**PG0918+029B**



**Fig.2.4 b)**

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

**Tabla 2.3** Coeficientes de extinción promedio para el OAN-SPM la noche del 24/12/01

Coeficiente de extinción
$k_B = 0.235 \pm 0.010$
$k_V = 0.147 \pm 0.005$
$k_R = 0.079 \pm 0.004$
$k_I = 0.053 \pm 0.005$

Si se comparan los valores obtenidos en este trabajo con los coeficientes de extinción que reporta Schuster <sup>6</sup> (1982) se tienen diferencias del 1% para  $k_B$  y  $k_R$  y del 4% y 6% para  $k_V$  y  $k_I$  respectivamente. Estas diferencias existen debido a que las condiciones de la noche de observación no fueron fotométricas como se puede observar en la **Tabla 2.2**.

Una vez que se obtiene el coeficiente de extinción promedio  $k_I$  y la masa de aire, se utiliza la ec. (2.3) para corregir por extinción las magnitudes  $m_I$  calculadas con PHOT y obtener la magnitud instrumental  $m_o$  de cada estrella. Esto es, la magnitud que tiene la estrella fuera de la atmósfera. Al tener aproximadamente 15 imágenes de las estrellas de calibración, se calculó el promedio de la magnitud instrumental de cada una de estas. Al valor promedio de  $m_o$  se le asoció un error dado por la desviación estándar, que es representativa tanto de los errores que arroja la rutina PHOT, como de las operaciones empleadas para el cálculo.

En la **Tabla 2.4** se muestran los valores promedio  $m_o$  y las magnitudes que se reportan en la literatura para cada una de las estrellas estándares, los resultados están ordenados de la siguiente forma: la col. (1) es la estrella estándar, la (2), (3), (4) y (5) es la magnitud instrumental promedio y su error en los filtros B, V, R e I respectivamente, la (6), (7), (8) y (9) es la magnitud y su error, en el sistema estándar de Johnson-Cousins, en los filtros B, V, R, e I respectivamente.

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

<sup>6</sup> Los valores que se reportan en Schuster (1982) son:  $k_B=0.232$ ,  $k_I=0.141$ ,  $k_R=0.078$  y  $k_V=0.050$

**Tabla 2.4** Magnitudes de las estrellas de calibración en nuestro sistema y en el sistema estándar de Johnson- Cousins

std	$b_o$	$v_o$	$r_o$	$i_o$	$B$	$V$	$R$	$I$
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
std1	14.828±0.014	14.565±0.005	14.557±0.011	14.996±0.011	13.056±0.003	13.327±0.002	13.456±0.003	13.615±0.007
std2	16.372±0.016	15.196±0.015	14.624±0.005	14.479±0.005	14.728±0.008	13.963±0.003	13.546±0.004	13.176±0.007
std3	14.912±0.015	13.526±0.013	12.776±0.004	12.445±0.004	13.316±0.004	12.272±0.002	11.697±0.003	11.164±0.003

En la **Tabla 2.4** se observan diferencias entre las magnitudes obtenidas en nuestro sistema instrumental y en las del sistema estándar del 8% para el filtro R y de hasta del 14% en el filtro B. Estas diferencias existen debido a que cada sistema esta caracterizado por un telescopio, un detector y un conjunto de filtros específicos. En general, para poder comparar los resultados obtenidos en cualquier sistema instrumental con los que se reportan en la literatura, es necesario transformar las magnitudes instrumentales a magnitudes que se encuentren en un sistema estándar, en este caso en el sistema estándar de Johnson-Cousins.

El primer paso para transformar las magnitudes instrumentales (de la galaxia) en magnitudes estándares es encontrar los coeficientes de transformación Para lo cual se utilizan las magnitudes instrumentales y estándares de las estrellas de calibración.

Las ecuaciones de transformación que se usaron son las utilizadas por Franco-Balderas (2003):

$$v_o - V = \alpha_o + \alpha_1 (B-V) \quad (2.8)$$

$$b_o - v_o = \beta_o + \beta_1 (B-V) \quad (2.9)$$

$$v_o - r_o = \gamma_o + \gamma_1 (V-R) \quad (2.10)$$

$$v_o - i_o = \delta_o + \delta_1 (V-I) \quad (2.11)$$

En la ec. (2.8) se tiene la diferencia entre la magnitud instrumental y la magnitud estándar en el filtro V, lo cual nos da información sobre que tanto difiere un sistema de otro. En las ec. (2.9), (2.10) y (2.11) se observa la relación entre los colores instrumentales y los estándares. Los coeficientes de transformación son:  $\alpha_o$ ,  $\alpha_1$ ,  $\beta_o$ ,  $\beta_1$ ,  $\gamma_o$ ,  $\gamma_1$ ,  $\delta_o$  y  $\delta_1$ . Graficando  $v_o - V$  vs.  $B-V$ ,  $b_o - v_o$  vs.  $B-V$ ,  $v_o - r_o$  vs.  $V-R$  y  $v_o - i_o$  vs.  $V-I$  y haciendo un ajuste lineal se encontraron los coeficientes de transformación y sus errores los cuales se muestran en la **Tabla 2.5**. En la **Fig. 2.5** se muestran los ajustes lineales realizados para obtener dichos coeficientes.

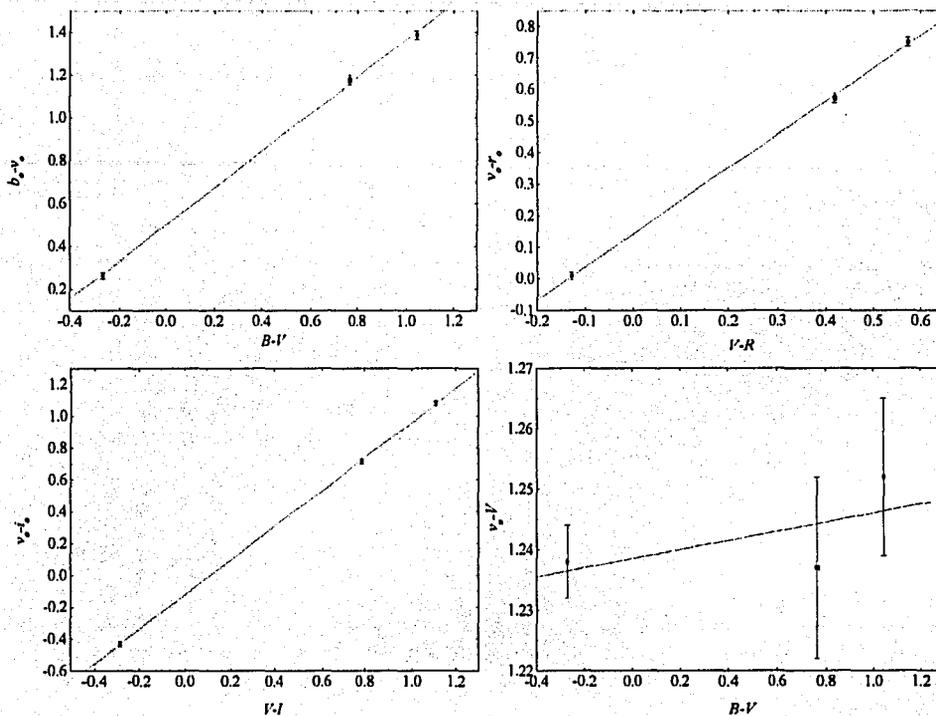


Fig. 2.5 Ajuste lineal para obtener los coeficientes de transformación.

Tabla 2.5. Coeficientes de transformación.

$\alpha_0$	$\alpha_1$	$\beta_0$	$\beta_1$	$\gamma_0$	$\gamma_1$	$\delta_0$	$\delta_1$
1.239±.007	0.007±.010	0.500±.017	0.861±.022	0.142±.007	1.049±.017	-0.122±.010	1.079±.012

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

### 2.3.3. Magnitudes instrumentales de la galaxia.

La magnitud es una medida del flujo de la luz proveniente de una galaxia, y provee información sobre el tipo de estrellas, gas, etc., que están presentes en ésta, realizando la medición en un pasa bandas en particular. En la práctica, es difícil medir la magnitud total de una galaxia, debido a que en las partes externas la luz es débil y se mezcla con el cielo de fondo. El objetivo principal es seleccionar una apertura que incluya la luz de toda la galaxia, de forma que no sea tan grande como para incluir demasiado cielo (Ver por ejemplo Elmegreen, 1998).

Debido a que los límites de la galaxia que se estudia en este trabajo no presentan una forma regular, se decidió realizar la fotometría por 2 procesos diferentes:

- 1) Fotometría de apertura poligonal.
- 2) Fotometría superficial.

Con el primer proceso se obtienen magnitudes aparentes de la galaxia dentro de una apertura poligonal, lo que proporciona una idea general de la cantidad de flujo que se recibe de ella en determinado filtro. Con el segundo se obtienen características físicas, como el brillo superficial y tamaño, de cada una de las estructuras principales que componen a la galaxia. Además de obtener las magnitudes dentro de un límite que es establecido por la comunidad de astrónomos que realizan este tipo de fotometría. Esto se hace con el fin de comparar entre los resultados que se obtengan en este trabajo y los reportados en la literatura para diferentes tipos de galaxias.

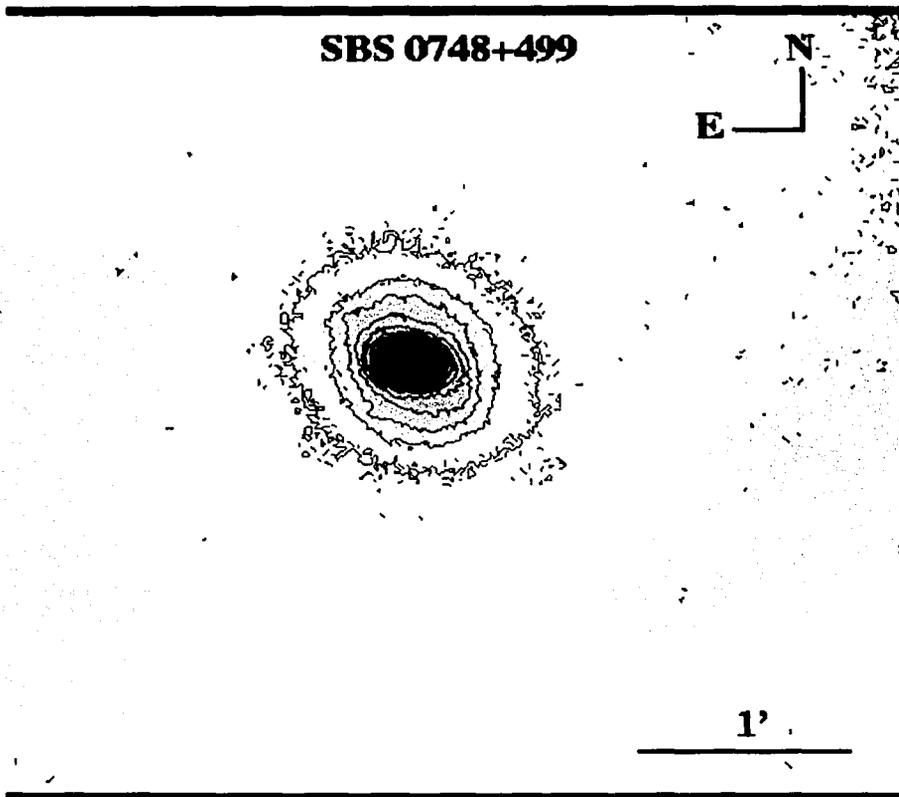
En esta sección se describe el procedimiento que se realizó para obtener la fotometría de apertura poligonal y se reportan las magnitudes obtenidas para la galaxia SBS 0748+499. En el Capítulo 3 se explica en que consiste la fotometría superficial y se detalla el proceso que se siguió para encontrar las magnitudes de la galaxia y se define el límite hasta el cual se obtienen estas.

Para obtener la fotometría usando una apertura poligonal se utilizó la tarea APPHOT/POLYPHOT. Esta tarea calcula la magnitud de la galaxia dentro de un polígono que se define previamente de manera interactiva. Aparte de esta tarea se utilizaron POLYMARK, CONTOUR y FITSKYPARS.

Con APPHOT/POLYMARK se especifican las coordenadas del centro del polígono (el cual coincide con el centro de la galaxia) y los vértices que lo forman desplegando un mapa de contornos (PLOT/CONTOUR) de una imagen blanca<sup>7</sup> de la galaxia. En la Fig. 2.6 se muestra el mapa de contornos de la galaxia. Este mapa sirve para distinguir mediante inspección visual los límites entre la galaxia y el cielo de fondo.

Una vez que se define la región que ocupa la galaxia usando el mapa de contornos, se especifican los parámetros para el cálculo del cielo en APPHOT/FITSKYPARS. El valor de cielo que se obtenga se debe restar a las cuentas de la galaxia dentro del polígono para calcular la magnitud.

<sup>7</sup> Suma de las imágenes alineadas en los 4 filtros (IMUTIL/IMEXPR).



**Fig. 2.6** Mapa de contornos sobrepuesta a la imagen blanca de la galaxia SBS 0748+499.

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

Para una descripción detallada del proceso para definir un polígono con la tarea APPHOT/POLYPHOT y como se calculó el valor del cielo ver el Apéndice 1.

Una vez que se define el polígono se crean cuatro más cuyos centros están ligeramente desplazados respecto al centro del primero. Esto se hace con el objetivo de verificar si el primer polígono se escogió de manera adecuada, es decir, si contiene la mayor parte del flujo proveniente de la galaxia. Cada polígono se formó con 24 vértices y el área ocupada por uno de estos polígonos era de aproximadamente el 22% del área total de la imagen. Para el cálculo del cielo se eligieron diez círculos de 15 píxeles de radio cada uno, con la ayuda del mapa de contornos de la imagen blanca. El tamaño de los círculos se define en FITSKYPARS. El número de estos, se calculó suponiendo que la galaxia se extendía hasta unos 100 píxeles de radio<sup>8</sup>. La región en la que se escogieron los círculos fue la misma para cada imagen. Esto se logró utilizando los marcadores que se pueden visualizar en la pantalla de despliegue gráfico *saomage*. Se procedió de esta manera porque, aunque las imágenes se corrigieron debido al ruido del CCD, nunca es posible obtener un cielo totalmente uniforme. En la Fig.2.7 se muestran un esquema de las aperturas poligonales y las regiones en donde se escogieron los círculos para calcular un valor característico del cielo.

Al definir los polígonos y el valor del cielo la tarea POLYPHOT calcula de manera automática la magnitud de la galaxia. Esta tarea genera un archivo que contiene principalmente: nombre de la imagen, magnitud y su error dentro de cada polígono, valor promedio del cielo, desviación estándar en las cuentas del cielo, masa de aire y el tiempo de exposición.

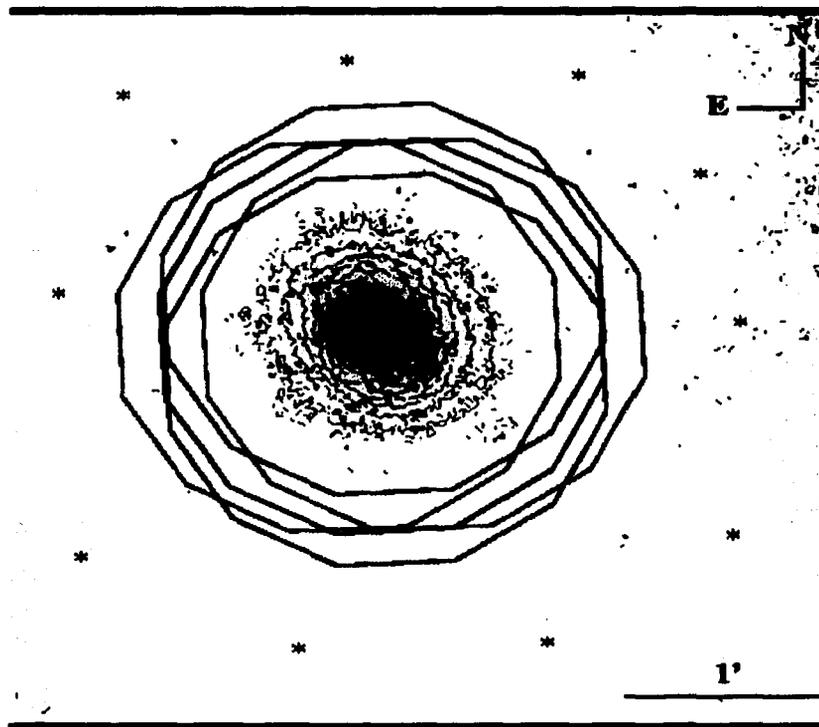
Posteriormente, se obtuvo un valor promedio de la magnitud y las cuentas del cielo, los cuales se en la **Tabla 2.6**, donde la col. (1) es el filtro, la (2) es la magnitud aparente promedio y su error, la (3) es el valor promedio del cielo (S), la (4) es la masa de aire  $X$  y la (5) es el tiempo de exposición.

El error en la magnitud promedio ( $\delta_m$ ) es el resultado de la suma cuadrática de los errores de cada una de las magnitudes obtenidas para los diferentes polígonos entre el número de polígonos (cinco).

El error del valor promedio del cielo se calculó como el promedio de los errores individuales más la desviación estándar ya que los datos del cielo no son independientes, es decir, se utilizaron las mismas regiones para obtener su valor en las diferentes imágenes.

---

<sup>8</sup> En el Capítulo 3 se encuentra que el límite hasta el cual se tienen un brillo superficial de  $\mu_B = 25$  es aproximadamente de 14 kpc.



**Fig. 2.7** Se muestra de manera esquemática las aperturas poligonales (12 vértices) dentro de las cuales se obtuvo el flujo de energía proveniente de la galaxia. La posición aproximada de la primera apertura poligonal se ejemplifica con el polígono en negro. El centro la apertura coincide con el de la galaxia. Las demás aperturas (moradas y azules) se escogieron unos cuantos píxeles hacia el este, oeste, norte y sur respecto a la primera apertura. El símbolo \* en la figura ilustra cada región que se empleó para estimar un valor característico del ciclo.

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

**Tabla 2.6** Magnitud aparente de la galaxia sin calibrar y el valor característico del cielo en cada una de las imágenes.

Filtro (1)	$m \pm \delta_m$ (2)	S(cuentas/s) (3)	$X$ (4)	t(s) (5)
B	$17.414 \pm 0.003$	$749 \pm 32$	1.068	2400
V	$15.984 \pm 0.002$	$2111 \pm 28$	1.056	1200
R	$14.125 \pm 0.002$	$3363 \pm 44$	1.123	600
I	$14.524 \pm 0.004$	$11388 \pm 92$	1.137	400

Las magnitudes obtenidas se corrigieron por el efecto de extinción utilizando los coeficientes que se calcularon en la sección 2.3.2 y usando la ec. (2.3). Dichas magnitudes instrumentales se transformaron al sistema fotométrico estándar utilizando las ecuaciones de transformación (2.8), (2.9), (2.10) y (2.11) y los coeficientes que se obtuvieron con la calibración de las estrellas estándares que se muestran en la **Tabla 2.5**.

Una vez que se tienen los valores para la magnitud aparente en el sistema estándar, se calcula la magnitud absoluta en cada filtro, y finalmente, se obtiene la energía que se recibe de la galaxia por unidad de tiempo, es decir la luminosidad.

Para calcular la magnitud absoluta se utiliza la distancia a la que se encuentra la galaxia según la ec. (2.4). Esta distancia se calcula usando la *ley de Hubble*:

$$z = \frac{H_0}{c} r \quad (2.12)$$

La ecuación (2.12) esta dada en términos del corrimiento al rojo  $z$ , la constante de Hubble  $H_0$ , la velocidad de la luz  $c$  y  $r$  la distancia a la galaxia. El valor adoptado para la constante de Hubble fue de  $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}$ . En el caso de SBS 0748+499 se tiene que  $z = 0.0244 \pm 0.0014$  (NED). Así, al despejar  $r$  de la ec.(2.12) se obtiene que la distancia a la cual se encuentra la galaxia respecto a nosotros es de 146 Mpc. Con este valor y la magnitud aparente en el sistema estándar se calcula la magnitud absoluta.

Las correcciones que se hicieron a la magnitud absoluta fueron las siguientes:

- a) Absorción galáctica.
- b) Corrección K.
- c) Absorción interna.

a) La absorción galáctica es producida por el medio interestelar difuso y las nubes de gas molecular de nuestra galaxia. Los valores que se utilizaron para realizar esta corrección son:

$$\begin{aligned} A_B &= 0.289 \\ A_V &= 0.222 \\ A_R &= 0.179 \\ A_I &= 0.130 \end{aligned}$$

Estos valores están reportados en la base de datos extragalácticos de la NASA (NED) haciendo referencia Schlegel et al. (1998) suponiendo que  $R_V = 3.1 \pm 0.7$ , ver ec. (2.7) y un exceso de color  $E_{B-V} = 0.067$

b) La corrección  $K$  se realiza por el hecho de que un objeto se está alejando rápidamente respecto a nosotros. Y debido a que se encuentra a una distancia considerable, los fotones que se reciben del objeto debieron de ser emitidos a longitudes de onda más cortas. Como consecuencia, el valor observado en cierta longitud de onda  $X$  no está conectada directamente con el valor de la magnitud absoluta  $M_X$ . Los valores que se usaron para realizar esta corrección fueron tomados de Frei & Gunn (1994) donde se tabula la cantidad  $k(z)$  la cual esta relacionada con la corrección  $K$  de la siguiente forma:

$$K = k + 2.5 \log(1 + z) \quad (2.13)$$

Donde  $z$  es el corrimiento al rojo de la galaxia que se estudie. El valor de la corrección  $K$  que se aplicó para cada filtro es:

$$\begin{aligned} K_B &= 0.146 \\ K_V &= 0.063 \\ K_R &= 0.051 \\ K_I &= 0.038 \end{aligned}$$

A las correcciones antes mencionadas se les asocia un error del 1% respecto al valor que aquí se presenta.

c) La corrección por absorción interna esta relacionada con la cantidad de gas y polvo que contiene la galaxia en cuestión, ya que este es muy eficiente en dispersar la luz a longitudes de onda cortas. En el caso de SBS 0748+499 se considero que la corrección era 0.0 mag ya que este valor es el que se adopta para galaxias lenticulares según Tully & Fouqué (1985).

Para el cálculo de la luminosidad de la galaxia en términos de la luminosidad solar  $L_{\odot}$  se utiliza la siguiente expresión para un filtro  $X$  dado:

$$\frac{L_X}{L_{\odot X}} = 10^{-0.4(M_X - M_{\odot X})} \quad (2.14)$$

Donde  $L_X$  y  $M_X$  son respectivamente la luminosidad y la magnitud absoluta de la galaxia.

En la **Tabla 2.7** se muestran los resultados obtenidos con la fotometría. La col. (1) es el filtro, la (2) es la luminosidad solar<sup>9</sup> en  $\text{erg s}^{-1}$ , la (3) es la magnitud aparente en el sistema estándar y su error, la (4) es la magnitud absoluta y su error y la (5) es la luminosidad y su error.

**Tabla 2.7** Resultados de la fotometría de apertura.

Filtro (1)	$L_{\odot}$ ( $10^{32} \text{ erg s}^{-1}$ ) (2)	$m \pm \delta_m$ (3)	$M \pm \delta_M$ (4)	$L \pm \delta_L$ ( $10^{10} L_{\odot}$ ) (5)
B	4.67	$15.552 \pm 0.036$	$-20.706 \pm 0.062$	$2.98 \pm 0.17$
V	4.64	$14.583 \pm 0.009$	$-21.525 \pm 0.051$	$3.48 \pm 0.16$
R	6.94	$13.963 \pm 0.017$	$-22.090 \pm 0.053$	$4.02 \pm 0.20$
I	4.71	$13.205 \pm 0.022$	$-22.787 \pm 0.055$	$5.58 \pm 0.28$

Para el cálculo de los errores en la magnitud aparente se tomó en cuenta la ganancia del detector (1.2 e<sup>-</sup>), la dispersión en los valores obtenidos para el cielo, el número de píxeles que se usaron para el cálculo de este último (28274 píxeles), los errores asociados a los coeficientes de extinción y de transformación.

Se encontró que la magnitud aparente en B de la galaxia subyacente a SBS 0748+499 difiere en 0.032 mag (una diferencia relativa del 0.2%, lo cual es equivalente a una diferencia del 3% en el flujo de energía de la fuente) respecto al valor reportado en la base de datos extragaláctica de Lyon-Meudon (LEDA)<sup>10</sup>, en donde la galaxia recibe el nombre de PGC 22026.

Debido a que este objeto no ha sido estudiado previamente, no existen datos para verificar nuestros resultados para los filtros V, R e I.

<sup>9</sup> Valores tomados de Binney & Merrifield (1998), p.53

<sup>10</sup> Este dato se encontró en (<http://leda.univ-lyon1.fr>)

## Capítulo 3

### 3.1 Fotometría Superficial

La fotometría superficial es una técnica para medir la distribución del brillo superficial de objetos extendidos como lo son las galaxias.

Aún cuando la clasificación morfológica de estos objetos, se basa en la apariencia que presentan en las imágenes del óptico, la física de galaxias exige estimaciones cuantitativas como lo es la obtención del brillo superficial, ya que se puede determinar la cantidad de luz emitida en diferentes longitudes de onda. El brillo superficial de una galaxia es una medida de la intensidad o flujo por unidad de ángulo sólido (segundos de arco cuadrados), el cual puede ser expresado también en magnitudes por segundo de arco cuadrado ( $\text{mag} / ''^2$ ). Este concepto es útil porque la intensidad es independiente de la distancia, como se muestra a continuación.

Consideremos una pequeña región de una galaxia de lado  $D$ , la cual vemos desde una distancia  $r$ , entonces esta subtende un ángulo  $\tan \alpha \approx \alpha = D/r$  en el cielo (Fig. 3.1). Si la luminosidad en esta región es  $L$  y el flujo es  $F$ , entonces su brillo superficial es

$$\mu \equiv \frac{F}{\alpha^2} = \frac{L/4\pi r^2}{D^2/r^2} = \frac{L}{4\pi D^2} \quad (3.1)$$

Como se puede observar en la ec. (3.1) el brillo superficial es independiente de la distancia a la cual se encuentra la galaxia, por lo que es muy útil en astronomía.

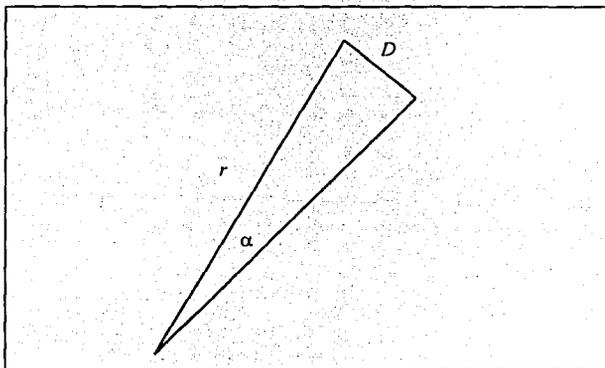


Fig. 3.1 Esquema que ilustra la aproximación de un ángulo que subtende una pequeña región.

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

Los contornos de brillo superficial constante en la imagen de una galaxia son llamados isofotas. Dado que las galaxias son objetos cuyas fronteras no están bien definidas, su tamaño se mide a una isofota fija. La más común<sup>11</sup> es la isofota de brillo superficial igual a 25 en el filtro B lo cual denotaremos de aquí en adelante como  $\mu_B = 25$  ( las unidades en las que trabajamos para el brillo superficial son  $\text{mag} / \text{''}^2$  ). El radio de la galaxia al que se llega a este brillo se denota por  $R_{25}$  y es conocido como radio de *de Vaucouleurs*.

Las isofotas de una galaxia pueden ajustarse con un conjunto de elipses concéntricas, lo que es una buena aproximación para galaxias elípticas y bulbos de galaxias de disco (Okamura 1988). Haciendo este ajuste a las isofotas se obtiene un perfil radial de brillo, ya que se tiene el valor medio de la intensidad para cada isofota como función del semi-eje mayor de la elipse. Además de la intensidad media, se obtienen parámetros como el ángulo de posición del semi-eje mayor y la elipticidad.

### 3.2 El ajuste de elipses.

Las imágenes bidimensionales que se obtienen con el CCD, son la proyección en el plano del cielo de una galaxia en tres dimensiones. Al ajustar isofotas elípticas a la galaxia se pueden medir varios parámetros, como la intensidad media, la cual proporciona información acerca de como es la distribución de brillo de las diferentes componentes de la galaxia.

En esta sección se describe el procedimiento para ajustar elipses concéntricas a las isofotas de la galaxia. El objetivo principal de este desarrollo es encontrar los perfiles radiales de elipticidad, ángulo de posición y el coeficiente  $A_4$ , parámetros geométricos que se definen más adelante. Además de encontrar los perfiles de brillo superficial, analizarlos y encontrar parámetros físicos de cada uno de los componentes principales de la galaxia SBS 0748+499 (brillo efectivo, radio de escala, etc.). Los parámetros geométricos son de gran importancia cuando se trata de definir el tipo de estructuras que están o no presentes en la galaxia (brazos, barras, anillos, etc). Pero hay que recordar que sólo son una herramienta para entender el comportamiento de las isofotas y no se debe llegar a conclusiones respecto a la morfología tomando únicamente lo que se encuentre con estos parámetros. Se deben de interpretar también con la ayuda de las imágenes obtenidas de la galaxia. Mientras que los parámetros físicos ayudan a describir la estructura global del objeto que se estudia en esta tesis.

#### 3.2.1 Obtención de parámetros geométricos y brillo superficial

Una elipse puede ser descrita por varios parámetros:

- Longitud del semi-eje mayor  $a$
- Elipticidad ( $\epsilon$ , de aquí en adelante)
- Angulo de posición ( $AP$ , de aquí en adelante)
- Coordenadas del centro ( $x_c$ ,  $y_c$ )

<sup>11</sup> Cabe notar que existen trabajos en los que se utiliza otro límite en brillo superficial. Por ejemplo, se puede llegar a  $\mu_B=24$  o  $\mu_H=19$  en la banda B o en la banda H del infrarrojo cercano respectivamente.

La *elipticidad* de una elipse está dada por  $\epsilon = 1 - b/a$  donde  $a$  y  $b$  son la longitud del semi-eje mayor y menor respectivamente. Si  $\epsilon = 0$  implica que los ejes menor y mayor son iguales y por lo tanto se tiene un círculo perfecto, mientras que si  $\epsilon = 0.5$  se tiene una elipse con razón de ejes de 0.5.

El *ángulo de posición* da la orientación de la galaxia en el cielo, y es el ángulo que se forma entre el eje mayor de la galaxia y el norte medido en sentido contrario a las manecillas del reloj, como se muestra en la Fig. 3.2.

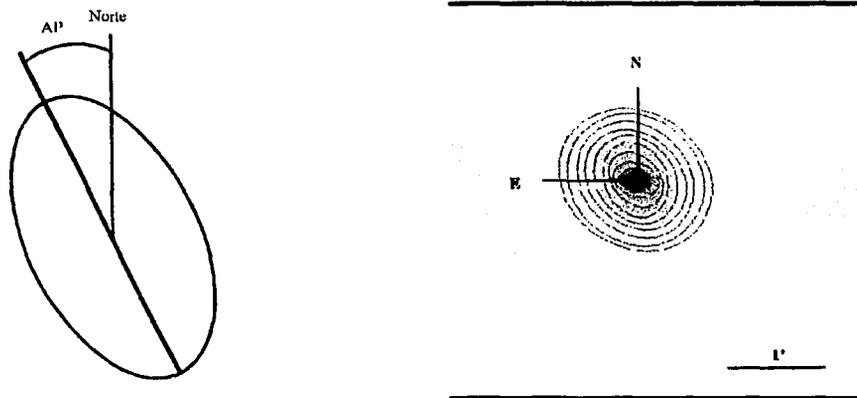


Fig. 3.2. En la figura de la izquierda se muestra la forma en que se mide el ángulo de posición AP, desde el norte al eje mayor de la elipse en sentido contrario de las manecillas del reloj,  $0 < AP < 180^\circ$ . En la figura mostrada a la derecha se observan las isofotas elípticas ajustadas a la imagen en V de SBS 0748+499, se distingue un giro en las isofotas desde  $80^\circ$  ( $1^{\text{a}}$  isofota) a aproximadamente  $30^\circ$  ( $4^{\text{a}}$  isofota)

Por ejemplo, si una isofota muestra un  $AP = 90^\circ$  esto significa que el eje mayor de la isofota se encuentra en posición horizontal, mientras que si tiene un  $AP = 0^\circ$  el eje mayor de la isofota se encuentra en posición vertical. En galaxias elípticas una variación del AP o un giro de las isofotas puede ser indicativo de que la galaxia es triaxial, sin ningún eje de simetría rotacional. En galaxias espirales, los giros en las isofotas son muy comunes y también pueden ser interpretados como un indicativo de la presencia de pequeñas barras o bulbos no axisimétricos en las regiones centrales. Cambios mayores en el AP se deben a la presencia de brazos espirales (Elmegreen, 1996; E96 de aquí en adelante en esta tesis).

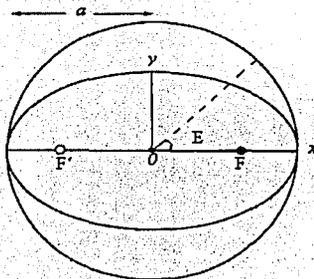
Para realizar el ajuste de elipses se utilizó la tarea ISOPHOTE/ELLIPSE la cual sigue el método iterativo descrito por Jedrzejewski (1987, J87 de aquí en adelante). Por lo que solamente daremos una breve descripción para aclarar la notación.

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

Un contorno isofotal con un semi-eje mayor dado se puede escribir como:

$$I = I_m + \sum_{n=1}^{\infty} [A_n \cos(nE) + B_n \text{sen}(nE)] \quad (3.2)$$

Donde  $I_m$  es la intensidad media a lo largo de la elipse,  $A_n$  y  $B_n$  ( $n = 1, 2, \dots$ ) son las amplitudes y  $E$  es la anomalía excéntrica de la elipse, ver Fig. 3.3.



**Fig.3.3** La anomalía excéntrica  $E$  se define como el ángulo que hace el semi-eje mayor  $a$  de la elipse y el radio de un círculo circunscrito en la misma.  $F$  y  $F'$  son los focos de la elipse.

Los términos  $A_1$ ,  $B_1$ ,  $A_2$  y  $B_2$  indican errores en el ajuste de la elipse respecto a la isofota real de la galaxia. Si estos valores son pequeños el ajuste se ha realizado correctamente. Los errores en la posición del centro de la elipse dan valores no nulos de  $A_1$  o  $B_1$ , mientras que los errores en  $\epsilon$  o  $AP$  son revelados por  $A_2$  o  $B_2$ . Los términos  $A_3$  y  $B_3$  indican isofotas en forma de corazón o ahuevadas. Todos estos términos en general son pequeños, no así la amplitud  $A_1$ . Si  $A_1 < 0$  entonces la isofota tendrá apariencia de caja (isofota *boxy*), mientras que si  $A_1 > 0$  parecerá más un disco (isofota *disky*). Y será cero para una elipse perfecta. Así, si se normaliza el valor de esta amplitud respecto al semi-eje mayor de la elipse se obtiene una cantidad  $A_1/a$  que es una medida adimensional de la deformación que existe de la isofota ajustada respecto a una elipse ideal.

Para las isofotas *disky* se tienen una mayor cantidad de luz a lo largo del eje mayor, como se muestra en la Fig 3.4 a). Mientras que las isofotas *boxy* tienen más luz en las "esquinas" de la elipse, esto se ve claramente en la Fig.3.4 b).

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

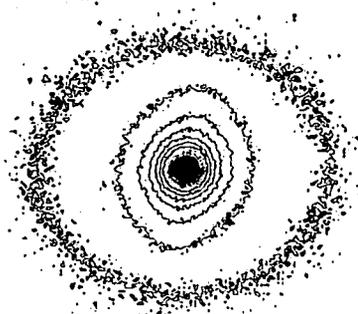


Fig. 3.4 a)



$A_1 > 0$  isofotas *disky*

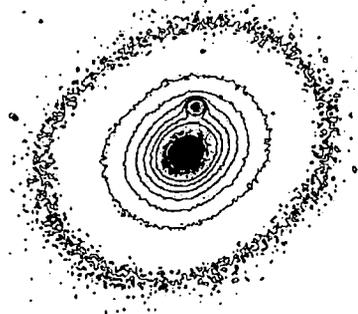
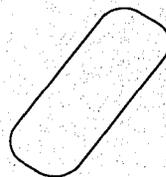


Fig. 3.4 b)



$A_1 < 0$  isofotas *boxy*

Fig. 3.4 En a) se muestran las isofotas *disky* en una galaxia (Zw 159-89) con  $A_1 > 0$  y en b) se observan las isofotas *boxy* en otra galaxia (NGC 4478) con  $A_1 < 0$ .

### Procedimiento

La idea básica del ajuste de isofotas elípticas es: muestrear la imagen a un semi-eje mayor predefinido a lo largo de una trayectoria elíptica tal que la intensidad sea la misma para todos los puntos muestreados dentro del ruido de la imagen.

Para comenzar con el proceso, la rutina ELLIPSE necesita valores iniciales arbitrarios para  $\epsilon$ ,  $AP$ ,  $x_c$ ,  $y_c$  y un semi-eje mayor. Ya que la rutina calcula de manera automática los valores de estos parámetros con ayuda de los coeficientes  $A_1$ ,  $B_1$ ,  $A_2$  y  $B_2$ . Con los parámetros mencionados se define la primera elipse de prueba. Los factores de corrección de la elipse de prueba se derivan cambiando los valores iniciales y se vuelve a muestrear la imagen. El procedimiento se repite para la siguiente longitud del semi-eje mayor, comenzando una nueva iteración usando el mejor ajuste de los parámetros de la isofota previa.

El proceso continúa hasta que se haya alcanzado el número máximo de iteraciones, dato que también se establece antes de correr la rutina. Los errores en la intensidad se obtienen directamente de la dispersión en los datos que existe a lo largo de la elipse ajustada. Y los errores en los parámetros geométricos ( $\epsilon$  y  $AP$ ) son obtenidos de los errores internos calculados por la tarea ELLIPSE ( ver Busko, 1996).

En nuestro caso, los valores iniciales fueron  $20^\circ$ , 0.2, 20 píxeles para  $AP$ ,  $\epsilon$  y el semi-eje mayor respectivamente. Mientras que las coordenadas del centro de la elipse coinciden con las del centro de la galaxia. Estas coordenadas se calcularon de manera independiente con la tarea DAOFIND y se dejaron fijas a través de todo el ajuste. Para cada elipse sucesiva el valor del semi-eje mayor se incrementaba en un píxel hasta llegar a 100 píxeles. Este límite máximo para la última elipse ajustada se escogió así porque a este semi-eje mayor parecía estar totalmente contenida la galaxia, como se puede muestra en la Fig. 3.5. Para cada elipse ajustada la tarea realizó 100 iteraciones, porque con este número de iteraciones el 90% de las elipses ajustadas se calculó de manera correcta, mientras que solamente el 10% de las restantes les hizo falta un número mayor de puntos en la imagen para poder muestrear y ajustar adecuadamente una elipse.

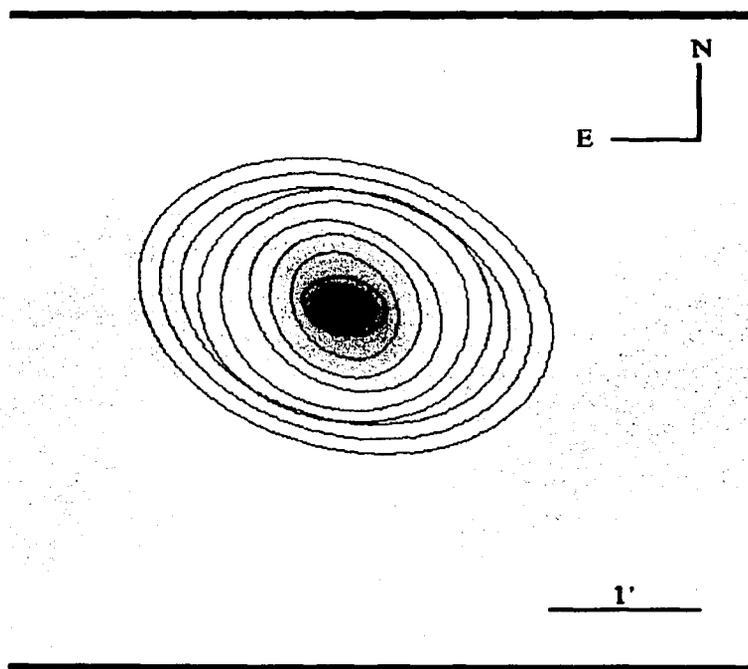


Fig. 3.5 Imagen en el filtro I de SBS 0748+499. La galaxia esta totalmente contenida en una elipse con un semi-eje mayor de 100 píxeles, equivalente a 36 kpc<sup>12</sup>. También se puede observar un cambio en  $AP$  en las primeras tres isofotas.

<sup>12</sup> 1 píxel =  $0.5'' = 0.36$  kpc

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

Se realizaron dos tipos de ajustes: uno en el que  $\epsilon$  y  $AP$  se dejaron libres al correr la rutina ELLIPSE y otro en el que estos parámetros permanecieron fijos. El primer ajuste se realizó para obtener los perfiles radiales de los parámetros geométricos, para poder conocer el comportamiento de  $\epsilon$  y  $AP$  en función del semi-eje mayor, además de obtener el comportamiento del  $A_s/a$ . Lo que ayuda a describir las posibles estructuras que estén presentes en la galaxia. El segundo ajuste se hizo para obtener el perfil radial de brillo superficial de la galaxia en cada filtro, del cual más adelante se calculan parámetros físicos que caracterizan a la galaxia en estudio (sección 3.2).

Una vez realizado el ajuste con los parámetros geométricos libres estos se graficaron en función del semi-eje mayor al igual que  $A_s/a$ , ver Fig 3.6. Para obtener valores fijos de  $\epsilon$  y  $AP$ , que caracterizaran a las elipses en el segundo ajuste, se calculó un valor promedio para cada parámetro. El promedio se obtuvo con los valores en cada filtro de  $\epsilon$  y  $AP$  que se muestran en la Fig. 3.6 a) y 3.6 b) a un semi-eje mayor de aproximadamente 10 kpc. Los valores que se usaron para calcular el promedio se escogieron a este radio debido a que la intensidad en la isofota ajustada a 10 kpc correspondía aproximadamente a un brillo superficial  $\mu_B=25$  en un análisis realizado anteriormente con carácter de prueba. Así, en el ajuste con parámetros fijos se usó para la elipticidad un valor de  $0.164 \pm 0.006$  y un ángulo de posición de  $34^\circ \pm 1^\circ$ . Una vez definidos estos parámetros se corrió de nuevo la rutina ELLIPSE y se extrajo principalmente la siguiente información:

- o la longitud del semi-eje mayor  $a$
- o la intensidad media para cada isofota  $I_m$
- o la dispersión en la intensidad
- o el flujo total encerrado por cada elipse
- o el número total de píxeles dentro de cada elipse.

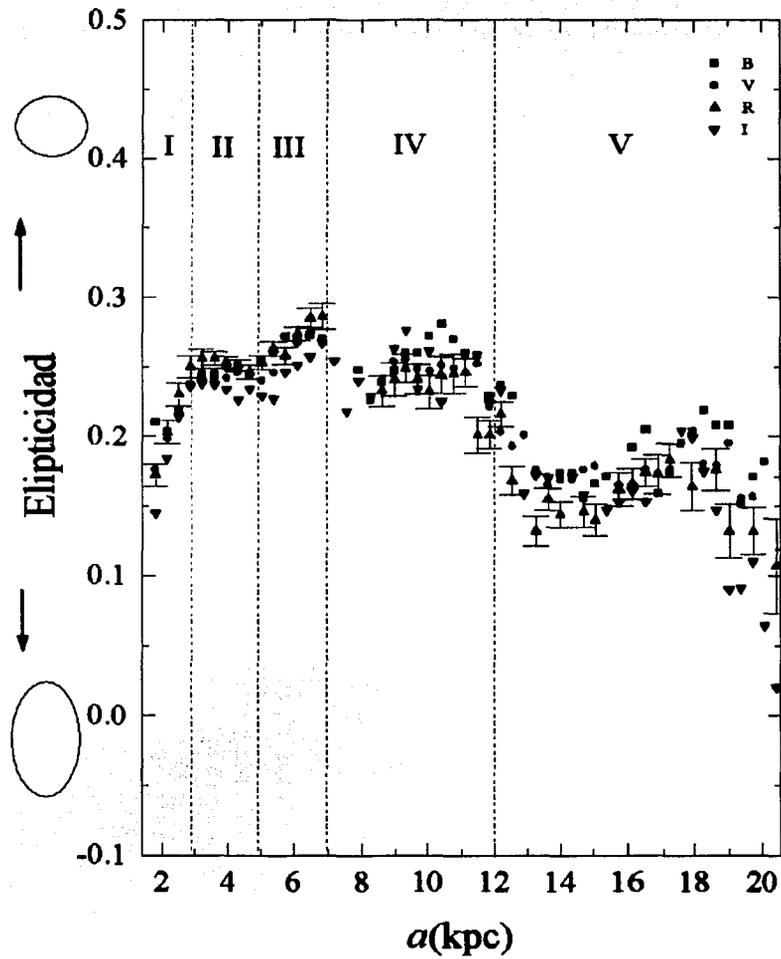


Fig 3.6 a)

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

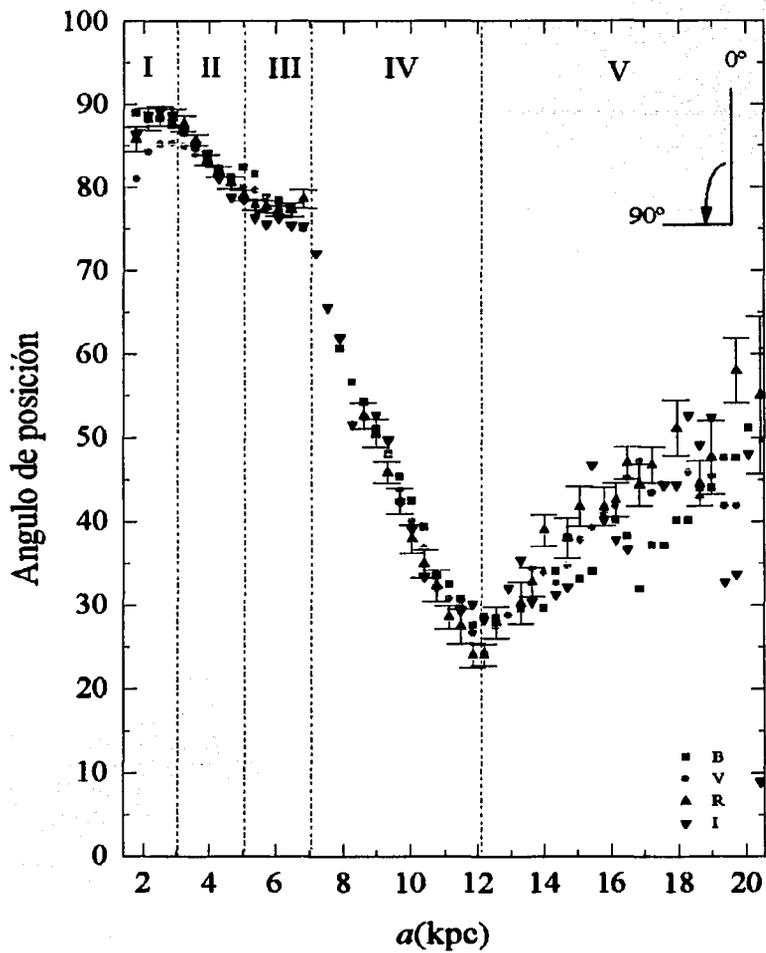


Fig 3.6 b)

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

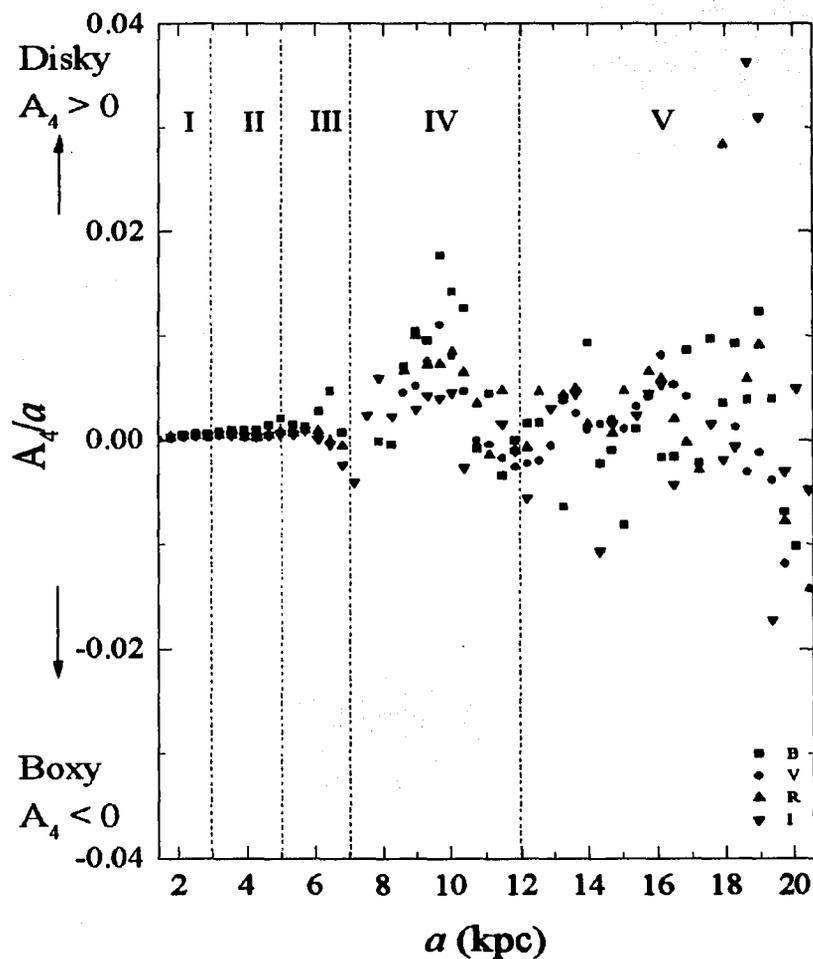


Fig 3.6 c)

Fig. 3.6 Perfiles radiales de los parámetros geométricos de galaxia SBS 0748+499. En a), b) y c) se muestra respectivamente el comportamiento de la elipticidad, ángulo de posición y  $A_4/a$  en función del semi-eje mayor de la galaxia en kpc. En general, las variaciones radiales de  $\epsilon$ ,  $AP$  y  $A_4/a$  son las mismas para los diferentes filtros. Sólo se muestran los errores en el filtro R, que son representativos de los errores obtenidos en los filtros restantes.

La intensidad media para cada isofota elíptica se transformó a brillo superficial instrumental con la siguiente ecuación (J87, Franco 2003,):

$$\mu = 25 - 2.5 \log_{10} \left[ \frac{I_m - S}{\text{área} \times t} \right] \quad (3.7)$$

Donde la constante 25 es un nivel de referencia que contiene información sobre la sensibilidad del CCD en cuentas por fotón, etc. Claramente, este valor es el brillo superficial que se obtiene cuando la intensidad de la isofota es 1 cuenta sobre el nivel del cielo.  $I_m$  es la intensidad media de cada isofota;  $S$  es el valor medio del cielo que se muestra en la **Tabla 2.6**; el *área* corresponde al valor de un píxel en segundos de arco cuadrados y  $t$  es el tiempo de exposición de cada imagen. Se divide entre el tiempo de exposición porque es necesario normalizar el brillo superficial.

Utilizando un programa en lenguaje FORTRAN se corrigió el brillo superficial instrumental por extinción utilizando los coeficientes obtenidos en la sección 2.3.2. Posteriormente, se transformó al sistema fotométrico estándar con los coeficientes de transformación que se muestran en la **Tabla 2.5**

Los datos del brillo superficial obtenidos para la galaxia se muestran en la **Tabla 3.1** donde la col. (1) es el semi-eje mayor de la elipse ajustada, las col. (2), (3), (4) y (5) son el brillo superficial en el filtro B,V,R e I respectivamente. Los errores asociados fueron de 0.05, 0.02, 0.03 y 0.03  $\text{mag}''^{-2}$  para  $\mu_B$ ,  $\mu_V$ ,  $\mu_R$  y  $\mu_I$  respectivamente. Por otro lado, se calculó el valor de brillo superficial para el cielo en cada filtro. Los valores que se encontraron fueron los siguientes:  $22.99 \pm 0.05$ ,  $21.50 \pm 0.01$ ,  $20.50 \pm 0.02$  y  $18.68 \pm 0.04$  en B,V,R e I respectivamente. Estos valores para el cielo son característicos de la noche en la cual se obtuvieron las observaciones, mostrando que  $\mu_I$  es menor que  $\mu_B$ . Esto implica que el cielo es más brillante en el rojo que en el azul.

**Tabla 3.1.** Valores del brillo superficial para la galaxia.

$a$ (kpc) (1)	$\mu_B$ (2)	$\mu_V$ (3)	$\mu_R$ (4)	$\mu_I$ (5)
0.4	19.79	18.76	17.94	17.34
0.7	19.95	18.94	18.18	17.57
1.1	20.19	19.20	18.52	17.92
1.4	20.46	19.52	18.91	18.32
1.8	20.75	19.84	19.27	18.67
2.2	21.05	20.14	19.58	18.98
2.5	21.36	20.44	19.88	19.27
2.9	21.65	20.72	20.16	19.54
3.3	21.92	20.99	20.42	19.79
3.7	22.18	21.24	20.67	20.02
4.0	22.44	21.49	20.92	20.25
4.4	22.67	21.71	21.15	20.47
4.8	22.87	21.92	21.35	20.66
5.1	23.07	22.10	21.54	20.83
5.5	23.21	22.26	21.70	20.98
5.8	23.34	22.39	21.81	21.11
6.2	23.45	22.49	21.92	21.20
6.6	23.53	22.59	22.00	21.28
6.9	23.61	22.67	22.08	21.36
7.3	23.69	22.74	22.15	21.43
7.6	23.75	22.81	22.21	21.48
8.0	23.83	22.89	22.28	21.58
8.4	23.92	22.96	22.35	21.65
8.7	23.98	23.02	22.42	21.72
9.1	24.04	23.08	22.47	21.76
9.5	24.10	23.14	22.52	21.81
9.9	24.14	23.18	22.59	21.88
10.2	24.18	23.24	22.64	21.92
10.6	24.27	23.31	22.68	22.01
10.9	24.31	23.36	22.73	22.05
11.3	24.37	23.42	22.79	22.09
11.7	24.45	23.49	22.87	22.17
12.0	24.52	23.56	22.94	22.23
12.4	24.59	23.64	23.00	22.29
12.7	24.68	23.71	23.09	22.36
13.1	24.75	23.78	23.17	22.45
13.5	24.84	23.86	23.26	22.52
13.8	24.98	23.94	23.29	22.59
14.2	25.04	24.02	23.39	22.67

Para más detalles respecto al cálculo del brillo superficial (programa en FORTRAN) y los errores asociados ver Franco, 2003.

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

### 3.2.2 Interpretación de los parámetros geométricos.

Los perfiles radiales de cada uno de los parámetros geométricos se muestran en la **Fig. 3.6**. Dependiendo del comportamiento de estos parámetros se aprecian diferentes regiones, las cuales se discutirán a continuación.

La elipticidad y el ángulo de posición no son muy confiables cerca del centro de la galaxia. Esto se debe a que la luz en la parte central es distribuida a radios mayores por el efecto de turbulencia atmosférica o *seeing*, provocando que las isofotas sean circulares muy cerca del centro, ya que la función asociada a este efecto es azimutalmente simétrica. Por esta razón, sólo se analizan los perfiles radiales de los parámetros geométricos a partir de 1 kpc.

#### *Región I*

En la región de 1 a 3 kpc se observa que en el perfil de elipticidad (**Fig 3.6 a**) las isofotas tienden a ser circulares a radios más próximos al centro de la galaxia debido a que la intensidad se distribuye azimutalmente en los pixeles que conforman cada una de las imágenes. Mientras que el *AP* (**Fig 3.6 b**) tiene un valor aproximadamente constante ( $87.5 \pm 0.5^\circ$ ) en los cuatro filtros; el valor de  $A_4/a$  (**Fig 3.6 c**) es cero en toda esta región, indicando así que no existen desviaciones en las isofotas ajustadas respecto a elipses perfectas.

#### *Región II*

A partir de 3 y hasta 5 kpc la elipticidad permanece constante teniendo un valor promedio de  $0.248 \pm 0.003$  en B,  $0.242 \pm 0.002$  en V,  $0.252 \pm 0.002$  en R y  $0.233 \pm 0.003$  en I. Estos valores indican que las isofotas que describen la intensidad del bulbo son más aplanadas respecto a las que describen la parte central de la galaxia. Además la tendencia del  $A_4/a$  hacia cero indica que las isofotas permanecen siendo elipses perfectas. Se observa que el *AP* experimenta un cambio en esta región disminuyendo su valor en  $5^\circ$  en B y V, en  $9^\circ$  en R y de  $8^\circ$  en I.

#### *Región III*

En la región comprendida entre 5-7 kpc se nota una variación en la  $\epsilon$ , esta se incrementa en 0.02 (6%) para B, 0.03 (11%) para V, en 0.04 (14%) para R y en 0.03 (11%) para el filtro I. La forma de las isofotas experimenta un cambio de *disky* a *boxy* en esta región, mientras que *AP* permanece constante teniendo un valor promedio de  $78^\circ$ . Debido a este comportamiento en los parámetros geométricos se puede especular en la posible presencia de una barra en esta región. Según el criterio que utiliza K00, en su estudio morfológico de galaxias Seyfert<sup>13</sup> para determinar la presencia de una barra, se debe observar un incremento seguido de una caída en el perfil radial de elipticidad mientras que ángulo de posición se mantiene aproximadamente constante. *La variación en la elipticidad debe ser al menos de 0.1*. Aunque también existen estudios E96 en los que tratan sobre las diferencias morfológicas de las barras. Los criterios para el estudio de estas estructuras son un tanto diferentes respecto a los de K00. Se habla de la

<sup>13</sup> Dentro de este estudio al menos 4 galaxias presentan una morfología de tipo lenticular.

existencia de barras planas y barras exponenciales. Las primeras aparecen en galaxias de tipo temprano (Sba-SBbc) mientras que las segundas se encuentran con más frecuencia en las galaxias de tipo tardío (SBc-SBm). Las barras planas se extienden aproximadamente a un radio de  $0.4-0.6 R_{25}$  (radio isofotal con brillo superficial de  $25 \text{ mag}''^2$ ) y las exponenciales de  $0.2-0.3 R_{25}$ . Para distinguir cada una de estas estructuras se estudian los perfiles de  $\epsilon$  y  $AP$ . Para las barras planas se observan incrementos en la  $\epsilon$  desde un 15% hasta un 80% mientras que los giros en  $AP$  deben ser de al menos  $10^\circ$ . Para las barras exponenciales la elipticidad varía no más de 10% con el radio y no se han encontrado giros en  $AP$ .

Tomando en cuenta el criterio de K00 la galaxia SBS 0748+499 no contiene una barra en la región III y no se aprecia de manera clara este tipo de estructura en ninguna de las imágenes de esta galaxia. Por otro lado, tomando en cuenta el estudio de E96 vemos que aproximadamente se cumple uno de los criterios para barras planas (aumento  $\epsilon$  de 14% en I) aunque no se observa un cambio de  $10^\circ$  en  $AP$  en la región III. Pero si se analiza en conjunto las regiones II y III se obtiene que el  $AP$  disminuye ( $11^\circ$  en B,  $9^\circ$  en V y R, y  $15^\circ$  en I) desde la región II haciéndose constante al llegar a la región III. Por lo que hay que tomar en cuenta también lo que se observa en la imagen. Aunque no se vea claramente una estructura barrada debido a que las imágenes tienen un seeing de  $2''$  (1 kpc) podemos decir que el comportamiento que tienen los perfiles geométricos para un radio mayor de 1 kpc son reales y tal vez exista una barra de bajo brillo superficial que se extiende a 7 kpc ( $0.5 R_{25}$ ).

#### *Región IV*

A partir de 7 y hasta 12 kpc se observa una disminución en  $AP$  de aproximadamente  $33^\circ$ , mientras que la  $\epsilon$  mantiene un valor constante alrededor de 0.25 en B, 0.23 en V y R y de 0.24 en I. Las desviaciones en las isofotas que se presentan en esta región alcanzan un máximo a 10 kpc. El valor porcentual de esta desviación respecto a una elipse ideal es de 1.7%, como se ha dicho anteriormente, para valores en los que  $A_4 > 0$  indica que existe un aumento en la intensidad a lo largo del eje mayor de la galaxia. En conjunto esto se interpreta como la posible presencia de unos brazos, los cuales se encuentran inmersos en un disco. Esta estructura no está bien definida en las imágenes pero probablemente existe, ya que no hay otra explicación para la disminución tan abrupta en  $AP$ .

#### *Región V*

De los 12 a 14 kpc se observa que las isofotas tienden a valores similares a los de la *región I* es decir, vuelven nuevamente a ser circulares ajustándose a la forma que presenta el disco de SBS 0748+499. El brillo superficial de  $\mu_B=25$  se alcanzó aproximadamente en esta región a 14 kpc. Conforme aumenta el radio la información sobre la intensidad de la galaxia se hace más débil traslapándose con el cielo de fondo, lo que aparece reflejado en el aumento de los errores de cada uno de los parámetros geométricos calculados por la tarea ELLIPSE.

### 3.3 Análisis de datos

Para un estudio cuantitativo de la estructura global de una galaxia, es esencial caracterizar el perfil de brillo en base a unos cuantos parámetros. El análisis del perfil puede en principio proveer información sobre la razón entre la luminosidad del disco y del bulbo ( $L_D/L_B$ ), el brillo superficial  $\mu_e$  y el radio efectivo del bulbo  $r_e$ , el brillo superficial central  $\mu_0$  y la escala de longitud del disco  $r_s$  de la galaxia, términos que se definirán más adelante.

Para encontrar dichos parámetros se ajustan funciones analíticas simples a las diferentes componentes que forman el perfil de brillo: el bulbo y el disco. El bulbo de una galaxia espiral o lenticular tiene un perfil similar a una galaxia elíptica, mientras que el disco presenta un comportamiento exponencial.

En esta sección se describen los modelos que se utilizaron para analizar cada una de las componentes del perfil de brillo. Así mismo, se detalla el procedimiento para realizar una descomposición del perfil, es decir, encontrar una función que reproduzca el comportamiento observado de la intensidad de la galaxia..

#### 3.3.1. El bulbo y las galaxias elípticas

Las galaxias elípticas y los bulbos de las galaxias de disco tienen perfiles de brillo similares. Se han propuesto varias funciones para modelar los perfiles, una de ellas es la ley empírica de *de Vaucouleurs* conocida también como la ley  $r^{1/4}$  (de Vaucouleurs, 1948), la cual está dada por:

$$I(r) = I_e 10^{\{-3.33[(r/r_e)^{1/4} - 1]\}} \quad (3.8)$$

$$I(r) = I_e \exp\left\{-7.67\left[(r/r_e)^{1/4} - 1\right]\right\} \quad (3.9)$$

Donde  $r_e$  es llamado el radio efectivo que contiene la mitad de la luminosidad total,  $I_e$  es el brillo superficial efectivo al radio  $r_e$ . De aquí en adelante  $I$  denotara el brillo superficial en una escala lineal la cual esta dada en unidades de  $L_\odot \text{pc}^{-2}$  mientras que  $\mu$  es el brillo superficial en unidades  $\text{mag}''^{-2}$  (magnitudes por segundo de arco cuadrado)

Integrando la intensidad dada por la ec. (3.9) se encuentra que la luminosidad total del bulbo  $L_B$  es:

$$L_B = \int_0^\infty I(r) 2\pi r dr = 2 \int_0^{r_e} I(r) 2\pi r dr = \frac{8! \exp(7.67)}{(7.67)^8} (\pi r_e^2 I_e) = 7.22 \pi r_e^2 I_e \quad (3.10)$$

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

Dado que la ley  $r^{1/4}$  es empírica, no ajusta necesariamente a todas las galaxias elípticas sobre todos los rangos de  $r$ , pero Burkert (1993) mostró que para valores del radio tales que  $0.1 r_e \leq r \leq 1.5 r_e$  esta ley describe muy bien las distribuciones de brillo de este tipo de galaxias.

### 3.3.2. El disco

Se ha encontrado de manera empírica (Freeman, 1970; Kormendy, 1977) que el brillo superficial  $I(r)$  de la componente de disco de las galaxias espirales y lenticulares es descrita por una "ley exponencial" de la forma:

$$I(r) = I_c \exp\left(-\frac{r}{r_s}\right) \quad (3.11)$$

donde  $I_c$  es el brillo superficial central del disco y  $r_s$  es conocido como longitud de escala del disco, radio al cual decrece la intensidad del disco por un factor  $e^{-1}$ . La ecuación 3.11 tiene la propiedad de que es un ajuste lineal para el caso en el que se expresa el perfil radial en magnitudes. Pero la desventaja es que una exponencial ajusta casi a cualquier perfil, y por lo tanto los resultados dependen de una correcta selección de la región del perfil a la cual se le asigna el disco.

Integrando la ecuación (3.11) la luminosidad total emitida por el disco  $L_D$  es:

$$L_D = \int_0^{\infty} I(r) 2\pi r dr = 2\pi r_s^2 I_c \quad (3.12)$$

Es interesante buscar una correlación entre los valores de los parámetros que se determinan con el ajuste al bulbo y disco de la galaxia y el tipo de Hubble. De las ecuaciones (3.10) y (3.12) se puede calcular la razón entre la luminosidad del disco y del bulbo:

$$L_D / L_B = 0.28 \left(\frac{r_s}{r_c}\right)^2 \frac{I_c}{I_c} \quad (3.13)$$

Usando esta razón se define la fracción total de luminosidad del bulbo como  $L_B/T$ :

$$L_B / T = [(L_D / L_B) + 1]^{-1} \quad (3.14)$$

Donde  $T$  es el tipo de Hubble definido en el Capítulo 1. La ventaja de utilizar esta razón  $L_B/T$  es que esta fuertemente correlacionada  $T$ . Esta correlación se muestra en la Fig. 3.7. Se muestra que  $L_B/T$  cae desde un valor medio de 0.65 para galaxias lenticulares a un valor de 0.15 para galaxias tipo Sc y tardías.

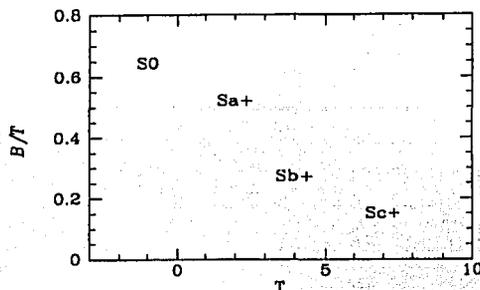


Fig. 3.7. Correlación que cuantifica la idea básica de la clasificación de Hubble de acuerdo a la prominencia del bulbo<sup>14</sup>

### 3.3.3 Ajuste al perfil radial de brillo.

En esta sección se describe el procedimiento que se realizó para ajustar las diferentes componentes del perfil utilizando las leyes empíricas que se definieron anteriormente, con las cuales se encontraron los parámetros físicos que caracterizan a la galaxia.

Para realizar el ajuste al perfil de brillo de la galaxia se usó el programa ORIGIN 6.1, el cual cuenta con opciones para análisis gráfico, ajustes de funciones lineales y no lineales, con las cuales se puede elegir o editar la función que se desea utilizar, el número de puntos que se tomarán para realizar el ajuste y el número de iteraciones necesarias.

Para obtener el perfil radial de brillo se graficó el brillo superficial  $\mu$  en función de la longitud del semi-eje mayor de la elipse que se ajustó a la galaxia, datos que se presentan en la **Tabla 3.1** Los perfiles que se obtuvieron en cada uno de los filtros se muestran en la **Fig. 3.8** y sólo se presentan los errores en  $\mu_B$  por claridad. Con el fin de evitar las regiones donde domina el ruido se graficaron los perfiles radiales de brillo sólo hasta 27.5 kpc, donde se observa que los errores en el brillo superficial empiezan a aumentar.

<sup>14</sup> Binney & Merrifield, 1998 p. 220

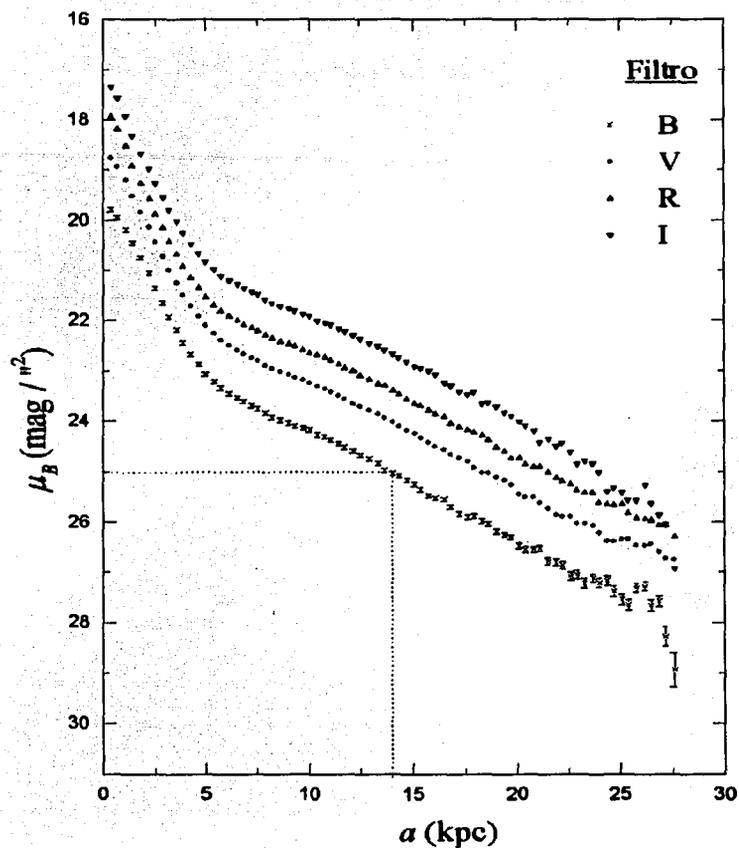


Fig. 3.8.-Perfil radial de brillo de la galaxia SBS 0748+499 en los filtros B, V, R e I. Se alcanza el brillo superficial de  $\mu_B=25$  al radio (semi-eje mayor de la elipse) de 14 kpc. Se puede distinguir en el perfil que el bulbo termina aproximadamente a 5 kpc mientras el disco se extiende más allá de 27 kpc.

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

Después se seleccionó la región del perfil que corresponde a la contribución del bulbo mediante una inspección directa a la imagen de la galaxia en el filtro B, encontrando que esta componente tiene un radio aproximado de 5 kpc. Para esta parte del perfil se utilizó la ley de *de Vaucouleurs* dada por la ec. (3.9). Si se aplica el logaritmo en base 10 a esta ley se obtiene:

$$\log I(r) = \log I_e - 3.33 \left[ \left( \frac{r}{r_e} \right)^{1/4} - 1 \right] \quad (3.15)$$

Ahora dado que

$$\mu = 25 - 2.5 \log I \Rightarrow \log I = \frac{\mu - 25}{-2.5} \quad (3.16)$$

Sustituyendo (3.16) en (3.15)

$$\mu = -2.5 \log I_e + 25 + 8.33 \left[ \left( \frac{r}{r_e} \right)^{1/4} - 1 \right] \quad (3.17)$$

$$\Rightarrow \mu = \mu_e + 8.33 \left[ \left( \frac{r}{r_e} \right)^{1/4} - 1 \right] \quad (3.18)$$

donde  $r_e$  y  $\mu_e$  son el radio efectivo y el brillo superficial a ese radio. Para realizar el ajuste con ORIGIN se usó la ec. (3.18) escrita en la forma:

$$\mu = a + br^{1/4} \quad (3.19)$$

y al igualar las ecuaciones (3.18) y (3.19) se encuentra que:

$$\begin{aligned} \mu_e &= a + 8.33 \\ r_e &= \frac{4815}{b^4} \end{aligned} \quad (3.20)$$

Los parámetros  $a$  y  $b$  se dejaron correr libremente durante el ajuste. Se despreciaron los puntos que se encontraban dentro de un radio de  $2''$ , dado que este fue el valor del

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

seeing representativo de la noche en la que se obtuvieron las imágenes. El proceso de ajuste con el paquete finaliza hasta que el valor de los errores para los parámetros  $a$  y  $b$  no presenten cambios entre una iteración y otra.

Para el ajuste a la componente de disco se utilizaron 25 puntos entre 5 y 14 kpc aproximadamente. Se realizó el ajuste a partir de 5 kpc porque se consideró que a esta distancia del centro de la galaxia la contribución del núcleo activo y del bulbo era mínima en esta parte del perfil. Se llegó hasta 14 kpc porque a este se obtiene un brillo superficial de  $\mu_B = 25$ .

Se hizo un ajuste lineal y dado que la ley exponencial que se mostró en la ec. (3.11) al aplicarle logaritmo en base 10 se escribe como:

$$\log I = \log I_c - 0.434 \frac{r}{r_s} \quad (3.21)$$

y usando la relación entre  $\mu$  e  $I$  dada por la ec. (3.16) se tiene lo siguiente:

$$\mu = 25 - 2.5 \log I_c + 1.0857 \frac{r}{r_s} \quad (3.22)$$

$$\Rightarrow \mu = \mu_o + 1.0857 \frac{r}{r_s} \quad (3.23)$$

ó

$$\mu = c + dr \quad (3.24)$$

En la ecuación (3.23)  $\mu_o$  y  $r_s$  son el brillo superficial central extrapolado y la escala de longitud del disco respectivamente. Igualando las ecs. (3.23) y (3.24) se tiene que

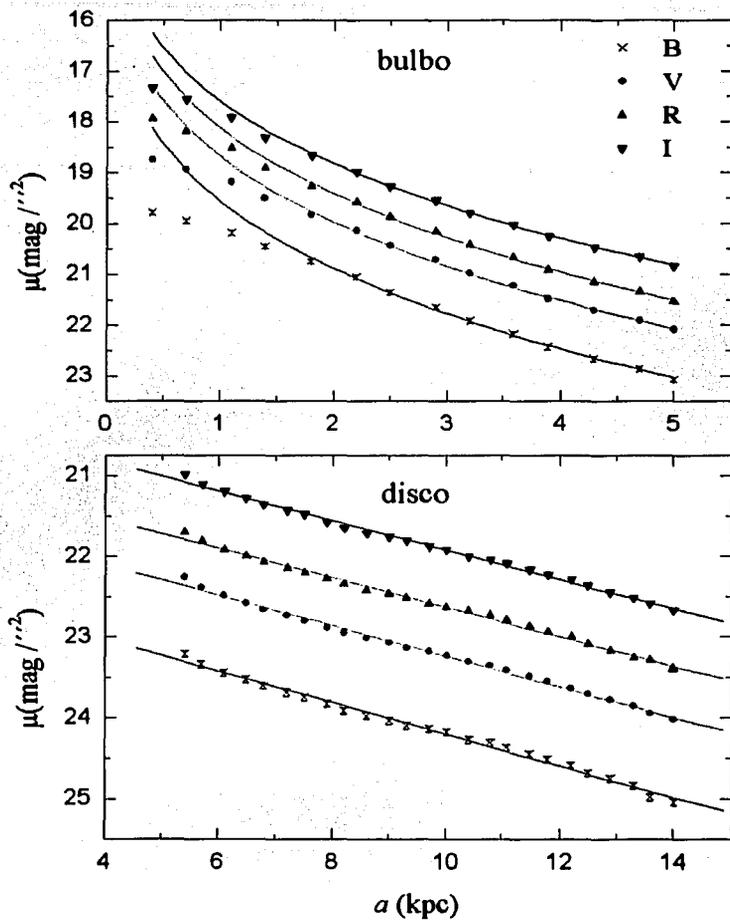
$$\begin{aligned} c &= \mu_o \\ d &= \frac{1.0857}{r_s} \end{aligned} \quad (3.25)$$

Donde claramente se deduce que  $c$  es la ordenada y  $d$  es la pendiente de la recta que se ajusto al disco de naturaleza exponencial.

En la Fig. 3.9 se muestran el ajuste de funciones empíricas al bulbo y al disco. En la Tabla 3.2 se muestran los parámetros que se encontraron con dichos ajustes, los datos se encuentran ordenados de la siguiente forma: la col. (1) es el filtro, la (2) y (3) son los parámetros  $a$  y  $b$  en el ajuste  $r^{-1/4}$  respectivamente, la (4) y (5) es la ordenada al origen ( $c$ ) y la pendiente ( $d$ ) respectivamente, la (6) es la desviación estándar en el ajuste lineal al disco (SD) y la (7) es el coeficiente de correlación ( $R$ ).

**Tabla 3.2.** Parámetros obtenidos con el ajuste a las componentes del perfil de brillo.

Filtro (1)	Bulbo		Disco			
	$a \pm \delta a$ (2)	$b \pm \delta b$ (3)	$c \pm \delta c$ (4)	$d \pm \delta d$ (5)	SD (6)	R (7)
B	12.64±0.15	6.38±0.10	22.26±0.03	0.137±0.002	0.042	0.997
V	11.95±0.13	6.21±0.09	21.35±0.03	0.134±0.002	0.037	0.997
R	11.38±0.12	6.22±0.08	20.81±0.03	0.129±0.002	0.034	0.998
I	11.18±0.09	5.90±0.06	20.10±0.03	0.129±0.002	0.033	0.998



**Fig.3.9** Se muestra cada uno de los ajustes que se realizaron al bulbo y al disco de la galaxia SBS 0748+499. Para el bulbo el ajuste se realizó sin tomar en cuenta los primeros 4 puntos que se encuentran a un radio de aproximadamente 1.5 kpc. Para el disco el ajuste se realizó hasta 14 kpc. ( $\mu_B=25$ )

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

Usando la ec. (3.20) y los valores obtenidos para los parámetros  $a$  y  $b$  se calcularon los parámetros físicos que caracterizan la componente del bulbo. Con la ec. (3.24) y los parámetros encontrados con el ajuste lineal se obtuvieron los parámetros para la componente del disco de la galaxia. Los resultados y sus respectivos errores (resultado de las operaciones efectuadas) se muestran en la **Tabla 3.3**. Donde la col. (1) es el filtro, la (2) es el brillo superficial al radio efectivo y su error, la (3) es el radio efectivo y su error<sup>15</sup>, la (4) es el brillo superficial central del disco y su error y la (5) es la escala de longitud del disco y su error.

**Tabla 3.3.** Parámetros físicos de la galaxia.

Filtro (1)	Bulbo		Disco	
	$\mu_e \pm \delta\mu_e$ (mag /'' <sup>2</sup> ) (2)	$r_e \pm \delta r_e$ (kpc) (3)	$\mu_o \pm \delta\mu_o$ (mag /'' <sup>2</sup> ) (4)	$r_s \pm \delta r_s$ (kpc) (5)
B	20.97 ± 0.15	2.06 ± 0.13	22.26 ± 0.03	5.61 ± 0.08
V	20.28 ± 0.13	2.30 ± 0.13	21.35 ± 0.03	5.74 ± 0.09
R	19.71 ± 0.12	2.28 ± 0.12	20.81 ± 0.03	5.95 ± 0.09
I	19.51 ± 0.09	2.82 ± 0.11	20.10 ± 0.03	5.96 ± 0.09 <sup>16</sup>

Con lo parámetros físicos que se obtuvieron para las dos componentes de la galaxia que se muestran en la **Tabla 3.3** se calculó la luminosidad del bulbo y del disco de la galaxia usando las ecuaciones (3.10) y (3.12). En el caso del bulbo se tomó en cuenta que la forma de esta estructura no es totalmente circular, sino más bien tiene forma elipsoidal. Por esto, la ecuación (3.10) se ve afectada por un término que esta relacionado con la elipticidad que presenta el bulbo. Este término es la razón entre los ejes menor y mayor de la elipse a la cual se llega a  $\mu_B=25$ . En seguida, se calculó la razón  $L_D/L_B$  con la ecuación (3.13). El brillo superficial ( $\mu$ ) se transformó de magnitudes por segundo de arco cuadrado a unidades de ( $I$ )  $L_\odot \text{pc}^{-2}$  usando la siguiente expresión:

$$\mu_X = \alpha_X - 2.5 \log(I_X) \quad (3.26)$$

<sup>15</sup>  $0.51'' = 0.36 \text{ kpc}$

<sup>16</sup> Los errores para  $\mu_e$  y  $\mu_o$  son los mismos que para  $a$  y  $c$  respectivamente. Para  $r_e$  se tiene que el error esta dado por  $\delta r_e = (19260 * \delta b) / b^2$  y el error para  $r_s$  esta dado por  $\delta r_s = (1.0857 * \delta d) / d^2$ .

Donde  $[\mu_X] = \text{mag}^{\prime\prime 2}$ ,  $[I_X] = L_{\odot} \text{pc}^{-2}$  y  $\alpha_X$  es una constante cuyo valor depende del filtro en el que se este trabajando por lo que se denota con el subíndice  $X$ . Las constantes que se usaron son:

$$\begin{aligned}\alpha_B &= 27.05 \\ \alpha_V &= 26.40 \\ \alpha_R &= 25.99 \\ \alpha_I &= 25.65\end{aligned}$$

En el apéndice 2 se realiza la deducción de la ecuación (3.26) para el filtro B. Los resultados que se obtuvieron se muestran en la **Tabla 3.4**. La col. (1) es el filtro, la (2) y (3) es el brillo superficial ( $L_{\odot} \text{pc}^{-2}$ ) y la luminosidad ( $L_{\odot}$ ) del bulbo respectivamente, la (4) y (5) es el brillo superficial ( $L_{\odot} \text{pc}^{-2}$ ) y la luminosidad del disco ( $L_{\odot}$ ) respectivamente, la (6) es el cociente entre la luminosidad del disco y el bulbo y la (7) es la fracción total de luminosidad.

**Tabla 3.4** Luminosidad del bulbo y el disco de la galaxia.

Filtro (1)	$I_e$ ( $L_{\odot} \text{pc}^{-2}$ ) (2)	$L_B$ ( $10^{10} L_{\odot}$ ) (3)	$I_e$ ( $L_{\odot} \text{pc}^{-2}$ ) (4)	$L_D$ ( $10^{10} L_{\odot}$ ) (5)	$L_D/L_B$ (6)	$L_B/T$ (7)
B	270	2.18	82	1.63	0.76	0.57
V	281	2.80	105	2.17	0.78	0.56
R	325	3.20	118	2.62	0.83	0.55
I	286	4.30	166	3.70	0.87	0.53

#### Angulo de inclinación de SBS 0748+499

Las galaxias aparecen en el cielo inclinadas de manera aleatoria respecto a nuestra línea de visión. Por convención, la inclinación de una galaxia es el ángulo medido entre el disco y la perpendicular a nuestra línea de visión. Las galaxias con inclinación de  $90^{\circ}$  se encuentran de canto ("edge-on"), mientras que las galaxias con  $0^{\circ}$  de inclinación están de frente ("face-on").

De la **Fig. 3.8** se observa que la isofota elíptica correspondiente a un brillo superficial de  $\mu_B=25$  tiene un semi-eje mayor que mide aproximadamente  $19.7''$  (14 kpc) y se estima ( $\epsilon=1-b/a$ ) que el semi-eje menor  $16.5''$  (12 kpc). Los semi-ejes mayor ( $a$ ) y menor ( $b$ ) están relacionados con el ángulo de inclinación  $i$  que presenta la galaxia respecto a la línea de visión con la siguiente ecuación:

$$i = \cos^{-1}(b/a) \quad (3.27)$$

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

Así, sustituyendo los valores que se encontraron para los semi-eje mayor y menor en la ecuación (3.27) (en radianes) se tiene que el ángulo de inclinación de la galaxia subyacente a SBS 0748+499 es aproximadamente de  $33^{\circ} 16'$ . Este valor difiere en un 5% respecto al valor que se reporta en la base de datos LEDA ( $31^{\circ} 48'$ ).

### 3.3.4 Descomposición del perfil de brillo

Una vez que se han encontrado los parámetros físicos que describen a las componentes principales de la galaxia se realiza la descomposición del perfil de brillo. Es decir, se encuentra una función que reproduzca de manera aproximada el perfil observado. Esto se hace con el fin de extraer los parámetros característicos de cada una de las dos componentes fundamentales de la galaxia. Ya que la mayoría de las galaxias son sistemas compuestos donde el bulbo y el disco coexisten. Este hecho no se tomó en cuenta anteriormente. Por lo que se realizara la descomposición del perfil de brillo en el filtro B, el que es usado comúnmente cuando se tienen observaciones en el óptico.

En seguida se describe el método usado para realizar la descomposición. También se comparan los parámetros que se obtienen con este método iterativo y los que se obtuvieron en la sección anterior. De igual manera, se calcula la razón  $L_D/L_B$  la cual se usa en el Capítulo 4 para desarrollar la discusión sobre la morfología que presenta la galaxia subyacente a SBS 0748+499.

El primer estudio sistemático del procedimiento de la descomposición del perfil de brillo fue desarrollado por Kormendy (1977; K77 de aquí en adelante en esta tesis). Este método iterativo se detalla a continuación.

Se divide el perfil de brillo en dos partes mediante inspección visual, una en la que domina el disco y la otra en la cual la contribución del brillo es en su mayoría del bulbo. Se realiza un ajuste lineal a los datos del perfil ( $\mu$ ) en la parte que se escogió del disco. Se extrapola a la región en donde domina el bulbo. Esta parte del disco extrapolado se sustrae de las observaciones en la región del bulbo ( $I$ ) para obtener una primera estimación del bulbo subyacente. Al resultado de esta sustracción se le ajusta una ley de de Vaucouleurs ( $\mu$ ). Con los parámetros obtenidos de este ajuste se extrapola a la región del disco y el resultado se sustrae de las observaciones ( $I$ ) para obtener una estimación del disco. A lo que resulte de la sustracción se le hace de nuevo un ajuste lineal y se itera. El procedimiento puede empezarse con el disco o el bulbo.

Según K77 después de 8 a 10 iteraciones los perfiles están determinados en  $\leq 0.01 \text{ mag}''^2$ . En este caso se realizaron 15 iteraciones y se encontró que la máxima diferencia entre el modelo y las observaciones fue de  $0.2 \text{ mag}''^2$ . La región del bulbo que se usó fue de  $2''$  a  $7''$  para evitar los efectos causados por el seeing y el núcleo activo que se encuentra en esta galaxia. Para el disco se usaron 25 puntos de  $7.6''$  a  $20''$  ( $5.4$  a  $14 \text{ kpc}$ ). Recordando que a este último radio se alcanzó  $\mu_B = 25$ . A continuación se obtuvieron los parámetros  $I_e, r_e, I_c$  y  $r_s$  con los que se puede definir una función que ajusta al perfil observado de la galaxia. Esta función es la suma de las ecuaciones (3.9) y (3.11), una ley  $r^{1/4}$  para el bulbo y una exponencial decreciente para el disco.

En términos del brillo superficial en unidades de  $L_{\odot} \text{pc}^{-2}$  esta función se escribe como:

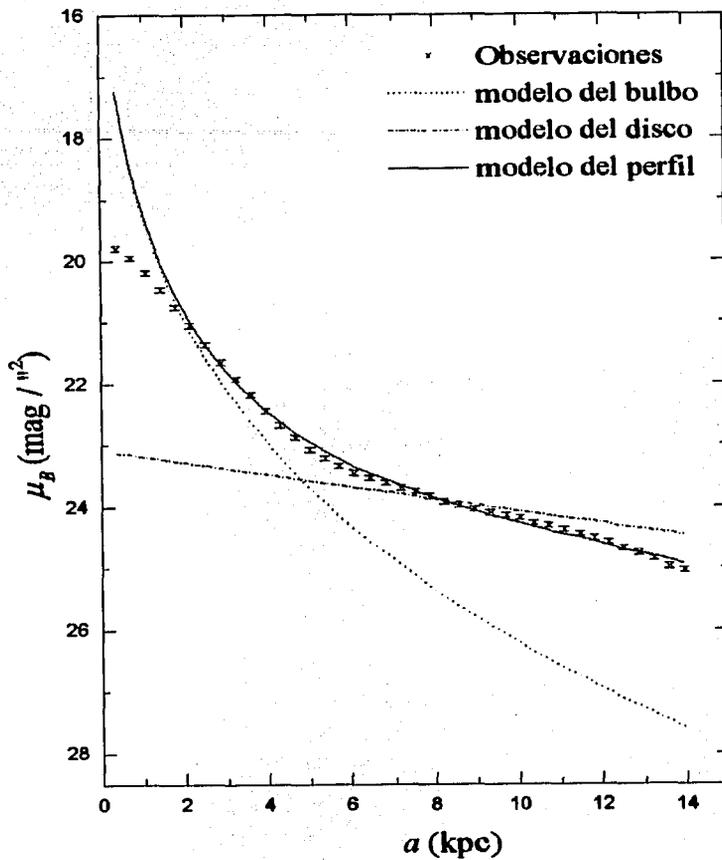
$$I(r) = I_e \exp\left\{-7.67\left[\left(r/r_e\right)^{1/4} - 1\right]\right\} + I_c \exp(-r/r_s) \quad (3.28)$$

Al sustituir el valor de los parámetros obtenidos con el método iterativo de K77 en la ecuación (3.28) se puede reproducir de manera aproximada el perfil de brillo de la galaxia. Para facilitar la obtención de parámetros con los que se pudieran modelar el perfil de brillo de la galaxia, no se tomo en cuenta la posible existencia de otras componentes, como barras, anillos, etc. Por lo que la diferencia entre nuestro modelo y las observaciones es mayor si se compara con el valor que reporta K77 para su muestra de galaxias lenticulares. Los modelos del perfil y de cada uno de los componentes de la galaxia se muestran en la Fig. 3.10.

Con la descomposición se encontró que el radio efectivo  $r_e$  del bulbo es de 0.78 kpc (1.1'') disminuyendo en un 62% respecto al valor de 2.06 kpc calculado en la sección anterior. El brillo superficial efectivo  $\mu_e$  es de 18.72 mag/'<sup>2</sup> presentando un aumento de 2.25 mag/'<sup>2</sup> lo que corresponde a un aumento en la luminosidad del bulbo del 10.6%. Los parámetros para el disco fueron  $\mu_0=23.08$  presentando una disminución de 0.82 mag/'<sup>2</sup> que corresponde a una disminución apreciable en el flujo del disco 50% o 10.4% en luminosidad y una escala de longitud de 7.8 kpc (11'') observando que este último parámetro aumentó 2.2 kpc respecto al valor de 5.6 kpc obtenido sin realizar la descomposición del perfil.

El comportamiento que se observa al realizar la descomposición concuerda con el que reporta K77. El brillo superficial del bulbo aumenta al remover la contribución que se tiene del disco, por lo que el radio efectivo  $r_e$  disminuye. Se aprecia también una disminución en el brillo superficial central extrapolado del disco y se amplía la escala de longitud de este.

Con estos parámetros se calculó la razón entre la luminosidad del disco y del bulbo y se obtuvo un valor de  $L_D/L_B = 0.61$  ( $L_B/T = 0.62$ ). Este difiere respecto al encontrado sin realizar la descomposición en un 25 % ( $L_D/L_B = 0.76$ ,  $L_B/T = 0.57$ ). Estas diferencias justifican la realización de la descomposición del perfil. Ya que debido al cambio en la luminosidad de las componentes principales de la galaxia la interpretación sobre la morfología se puede ver afectada. El valor que se obtuvo de la descomposición para  $L_B/T$  corresponde al tipo morfológico de S0-S0/a cuyo valor es de 0.63 según se muestra en la tabla 4 de Kent (1985).



**Fig. 3.10.** Descomposición del perfil de brillo de la galaxia subyacente a SBS 0748+499. Las diferentes líneas se explican en la gráfica. El rango para el cual se ajusto el bulbo fue de  $2.5''$  a  $7''$  ( $1.8$  a  $5$  kpc) y el rango para el disco fue de  $7.6''$  a  $20''$  ( $5.4$  a  $14$  kpc). La gráfica se corta hasta llegar a  $\mu_B=25$ . Los errores en el brillo superficial son de  $0.05 \text{ mag} / \text{m}^2$ . La diferencia máxima entre el modelo del bulbo y del disco respecto a las observaciones son de  $0.64$  y  $0.62 \text{ mag} / \text{m}^2$  respectivamente. El modelo del perfil difiere en  $0.2 \text{ mag} / \text{m}^2$  de las observaciones.

### 3.4 Magnitudes acumuladas a $\mu_B=25$ .

Una vez que se realizó la fotometría superficial, se calculó la magnitud aparente, la magnitud absoluta y la luminosidad de la galaxia subyacente a SBS0748+499 hasta la isofota con un semi-eje de 14 kpc a la cual se llega a  $\mu_B=25$ . Y con el fin de comparar los resultados obtenidos con la fotometría de apertura y la fotometría superficial se calcularon estas mismas cantidades pero para la isofota con un semi-eje de 36 kpc, es decir, hasta 100 píxeles que es el límite hasta el que se corrió la tarea ELLIPSE.

La magnitud aparente de la galaxia se calculó usando el valor del flujo total encerrado (cuentas) dentro de la isofota elíptica correspondiente (14 ó 36 kpc) que da la tarea ELLIPSE. También se usa para el cálculo el número total de píxeles dentro de la isofota (3995 o 26271 píxeles), el valor del cielo (cuentas) y el tiempo de exposición de cada imagen. Una vez que se obtiene la magnitud aparente instrumental se pasa al sistema estándar. En seguida, se calcula magnitud absoluta y la luminosidad de la galaxia para cada semi-eje de la misma forma que se detalla en la sección 2.3.3. Los valores obtenidos se muestran en la **Tabla 3.5**. Donde la col. (1) es el filtro, la (2) es el brillo superficial a  $\mu_B=25$ , la (3), (4) y (5) la magnitud aparente, la magnitud absoluta y la luminosidad a 14 kpc ( $\mu_B=25$ ) y la (6), (7) y (8) es la magnitud aparente, la magnitud absoluta y la luminosidad a 36 kpc.

**Tabla 3.5** Datos calculados para la isofota con  $a = 14$  kpc ( $\mu_B = 25$ ) y 36 kpc.

Filtro (1)	14 kpc				36 kpc		
	$\mu \pm \delta_\mu$ (2)	$m \pm \delta m$ (3)	$M \pm \delta M$ (4)	$L(10^{10}L_\odot)$ (5)	$m \pm \delta m$ (6)	$M \pm \delta M$ (7)	$L(10^{10}L_\odot)$ (8)
B	25.04±0.04	15.727±0.035	-20.531±0.061	2.54±0.14	15.556±0.036	-20.702±0.062	2.97±0.17
V	24.02±0.01	14.773±0.009	-21.335±0.051	2.92±0.14	14.584±0.009	-21.524±0.051	3.48±0.16
R	23.39±0.02	14.160±0.016	-21.893±0.053	3.35±0.16	13.966±0.016	-22.087±0.053	4.01±0.19
I	22.67±0.02	13.503±0.020	-22.488±0.054	4.24±0.21	13.346±0.020	-22.646±0.054	4.90±0.24

Las magnitudes obtenidas para SBS 0748+499 concuerdan con las reportadas por distintos autores que han realizado estudios de fotometría superficial para otras galaxias Seyfert.

Si se comparan los resultados obtenidos de la fotometría de apertura que se muestran en el Capítulo 2 (**Tabla 2.7**) y los de la fotometría superficial (**Tabla 3.5**) se encuentra que a un radio (semi-eje mayor) de 36 kpc se tiene el 99.6%, 99.9%, 99.7% y el 88% del flujo en los filtros B, V R e I respectivamente. Esto en relación con el flujo contenido en la apertura poligonal descrita en la sección 2.3.3. Estos porcentajes

relativos indican que a un radio de 36 kpc no se encuentra el flujo total en el filtro I de la galaxia respecto al flujo encontrado con la apertura poligonal.

Por otro lado, al sumar los valores de la luminosidad en cada banda se estima que la galaxia SBS 0748+499 emite  $1.5 \times 10^{11} L_{\odot}$ , un orden de magnitud más brillante que la Vía Láctea ( $B \sim 10^{10} L_{\odot}$ ) pero del orden en que emiten las galaxias normales.

Con las magnitudes aparentes de la galaxia obtenidas con la fotometría de apertura y superficial se calculan los índices de color ( $B-V$ ), ( $B-R$ ) y ( $B-I$ ). Las diferencias se hicieron con las magnitudes corregidas por extinción galáctica y por corrección  $K$ . Estos índices de color se muestran en la **Tabla 3.6**. Donde la col. (1) es el método usado para medir la magnitud de la galaxia, la (2) es la diferencia entre la magnitud aparente en B y V, la (3) es la diferencia entre la magnitud aparente en B y R y la (4) es la diferencia entre la magnitud aparente en B y I.

**Tabla 3.6** Índices de color de la galaxia subyacente a SBS 0748+499

Método (1)	$B-V$ (2)	$B-R$ (3)	$B-I$ (4)
Fotometría de apertura	$0.819 \pm 0.037$	$1.384 \pm 0.040$	$2.081 \pm 0.042$
Fotometría superficial (14 kpc)	$0.822 \pm 0.037$	$1.385 \pm 0.039$	$1.944 \pm 0.041$
Fotometría superficial (36 kpc)	$0.804 \pm 0.037$	$1.362 \pm 0.039$	$1.957 \pm 0.041$

Los colores que se muestran en la **Tabla 3.6** son positivos, lo que significa que la galaxia emite más energía en la banda R e I respecto a la banda B y V lo cual se observa de manera clara en la **Tabla 3.5**. Es decir, se calcula que en SBS 0748+499 la razón entre los flujos  $F_B/F_X$  es de 0.47, 0.28 y 0.15 para V, R e I respectivamente. Lo que se interpreta diciendo que la galaxia es más brillante en estas bandas respecto a la banda B. Este enrojecimiento se puede explicar debido a la presencia de polvo en la galaxia (Dahari & De Robertis, 1988).

Por otro lado, al comparar los índices de color de la galaxia obtenido a 36 kpc y las galaxias espirales Sa "normales" (Roberts & Haynes, 1994) se encuentra que la galaxia SBS 0748+499 es 10 % más roja respecto a las Sa. Esto concuerda con los resultados encontrados en un estudio realizado para SyG donde se encuentra que este tipo de NAG son más rojas respecto a las galaxias normales (Kotilainen & Ward, 1994).

## Capítulo 4

### Discusión de los resultados

En esta sección se interpretan y discuten los resultados obtenidos en los Capítulos 2 y 3 para la galaxia subyacente al núcleo activo SBS 0748+499. Debido a que esta galaxia no ha sido estudiada previamente, la comparación de los resultados se hará tomando en cuenta la información existente en diversos estudios morfológicos realizados a galaxias activas y normales.

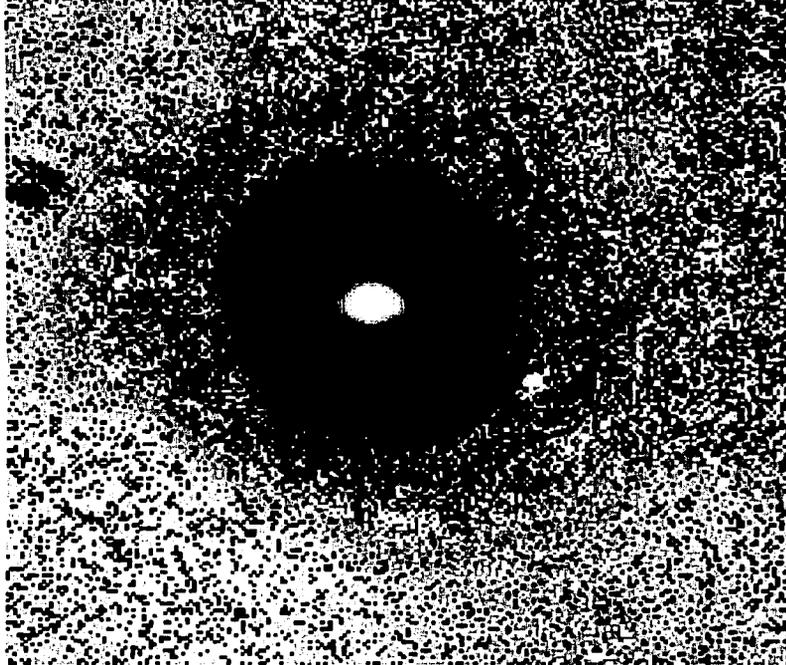
Uno de los resultados que aporta información sobre la estructura de la galaxia proviene del análisis de los perfiles radiales de los parámetros geométricos y de brillo superficial obtenidos con la fotometría superficial.

En los perfiles de parámetros geométricos que se muestran en la **Fig. 3.6** se observa que en la *Región III* (5-7 kpc) hay un cambio en la elipticidad de 0.01 en B y de 0.04 en I, al mismo tiempo que las isofotas de la galaxia cambian de *disky* a *boxy* mientras que el ángulo de posición se mantiene constante. En esta región donde se presentan los cambios se tiene resolución suficiente para afirmar que la variación en la elipticidad y  $A_1$  es real.

Por lo que, basándonos en esta información y al realizar una inspección visual de las imágenes, sugerimos que en SBS 0748+499 ( $i = 33^\circ$ ) existe una estructura barrada y muy débil, aunque no se cumple el criterio de K00 ( $\Delta\epsilon \geq 0.1$ ). Si existe tal estructura, al observar la **Fig 3.6 b**) en las *Regiones III* y *IV* se estima que esta barra se encuentra inclinada aproximadamente  $40^\circ$  respecto al disco galáctico y se extiende hasta 7 kpc.

En el perfil de la elipticidad en B también se identifica muy claramente un segundo salto en este parámetro ( $\Delta\epsilon \approx 0.05$ ) presentándose un máximo aproximadamente a 11 kpc. También se observa una disminución abrupta en el ángulo de posición de casi  $30^\circ$ . Este comportamiento en los parámetros geométricos se asocia a la posible presencia de unos brazos espirales incipientes, que tal vez son de muy bajo brillo superficial o el núcleo activo que alberga esta galaxia los opaque de tal manera que no pueden ser fácilmente detectados. Al finalizar el salto abrupto en  $\epsilon$  se encuentra un disco no muy prominente pero el cual se detecta en las imágenes de SBS 0748+499 y comienza a dominar el perfil de brillo a partir de 7 kpc, a 14 kpc alcanza  $\mu_B=25$  y suponemos que se extiende más allá de 36 kpc, valor hasta el cual se realizó la fotometría de apertura en el Capítulo 2.

En la **Fig. 4.1** se muestra una imagen compuesta de la galaxia SBS 0748+499 donde se resaltan las estructuras de bajo brillo superficial.



**Fig. 4.1** Imagen de la galaxia SBS 0748+499. Se detecta un bulbo que domina sobre la estructura del disco como en las galaxias de tipo temprano, se aprecian unos brazos espirales incipientes y se observa la presencia de una estructura barrada. Esta imagen es una combinación de los filtros B, R e I, se obtuvo con el paquete de COREL DRAW utilizando una tarea que ayuda a resaltar las estructuras de bajo brillo superficial.

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

Al encontrar los parámetros físicos que caracterizan a la galaxia se puede hacer una interpretación sobre la morfología de SBS 0748+499 usando la relación entre la luminosidad del disco y el bulbo.

Kent (1985, K85 de aquí en adelante.) aplicó la descomposición clásica bulbo  $r^{1/4}$  + disco exponencial a una muestra de galaxias que cubría un amplio rango de tipos morfológicos y encontró que el brillo superficial del bulbo decrece hacia tipos de Hubble tardíos (es decir, al disminuir la luminosidad total del bulbo). Andreidakis et al. (1995) ajustaron  $\mu(r) \propto r^{-1/n}$  a los bulbos de galaxias espirales y encontraron que existe una correlación entre  $n$  y el tipo morfológico (el cociente  $L_B/L_D$ ) en el sentido de que los bulbos de las galaxias lenticulares parecen seguir una ley  $r^{-1/4}$ , los bulbos de galaxias Sa-Sb ajustan mejor a  $r^{-1/2}$ , mientras que los bulbos de galaxias espirales tardías son descritas con una exponencial simple o cuadrada. También existen correlaciones para los parámetros del disco aunque son inciertas debido a la gran dispersión que presentan. Se ha encontrado que existe una tendencia para el brillo superficial central  $\mu_0$ , el cual decrece también con el tipo morfológico, pero no se ha encontrado ninguna relación obvia entre la escala de longitud del disco y el tipo morfológico (de Jong, 1996)

En esta tesis se encontró que el perfil de brillo superficial en el filtro B de la galaxia puede modelarse como una combinación de un bulbo  $r^{1/4}$  más un disco con comportamiento exponencial, sin tomar en cuenta los primeros 2" (1.4 kpc) del perfil (Fig 3.10)

Para el modelo del bulbo se encuentra que la máxima diferencia entre este y las observaciones es de  $0.64 \text{ mag}''^{-2}$  en el rango entre 1.7 y 4.9 kpc. Para el disco se encuentra que la diferencia es de  $0.62 \text{ mag}''^{-2}$  en un rango de 5.3y 15 kpc. La máxima diferencia entre el modelo basado en la descomposición del perfil y las observaciones al realizar 15 iteraciones es de  $0.2 \text{ mag}''^{-2}$

Estudios previos muestran que al realizar la descomposición  $r^{1/4}$  + disco los parámetros físicos del bulbo tienen un valor medio  $\mu_e = 20.8$  y  $22.5$  para galaxias S0 y Sc, respectivamente (K85). Para una muestra de galaxias con líneas de emisión (en su mayoría de tipo tardío) Vitores et al. (1996) presentan un valor promedio de  $\mu_e = 22.5 \pm 1.6$  y  $r_e = 2.1$  kpc y  $L_D/L_B = 1.3$ . Para una muestra de Sy1 y Sy2 Chatzichristou (1999, C99 de aquí en adelante) obtiene una amplia gama de valores para  $\mu_e$  con valores promedio de 16.844 y 20.768 mientras que para  $r_e$  los valores que reporta son de 1.2 y 4.8 kpc, respectivamente. Para las galaxias que dominan sobre la emisión del núcleo se tiene que  $\mu_e = 25.552$  que es comparable para las galaxias espirales normales, así mismo encuentra que el radio efectivo en estas galaxias es mayor respecto a las galaxias Seyfert de su muestra  $r_e = 10.4$  kpc.

En el Capítulo 3 de esta tesis se encontró que  $\mu_e = 18.72$  y  $r_e = 0.78$  kpc, donde este último valor indica que en una región muy pequeña se tiene la mitad de la luminosidad total de la galaxia. Esto puede ser el resultado de la contribución del núcleo al realizar el ajuste de isofotas elípticas a las imágenes de SBS 0748+499. Y a pesar de que todo el análisis se realizó sin tomar en cuenta los primeros 2", hay que recordar que el "seeing"

es un efecto que afecta a toda la imagen y que disminuye conforme se estudian partes mas alejadas del centro del objeto que se estudie.

El valor para el  $r_s$  está dentro del rango de las galaxias S0 dado por C99. El brillo superficial efectivo del bulbo es mayor que en el de las galaxias normales debido a la presencia de un núcleo y esta en acuerdo con lo que encuentra C99 para las galaxias Seyfert de su muestra.

Freeman (1970) encontró que la escala de longitud del disco varía entre 2 y 10 kpc en las galaxias S0-Sbc y entre 2 y 5 kpc en galaxias Sc-Im. De igual manera, de Jong encontró que para sus espirales (de frente) existía la tendencia de tener  $r_s$  en un rango de 1 a 10 kpc. Kormendy (1997) encontró escalas de longitud medias de 6.5-8.5 kpc para su muestra de espirales tardías. Para una muestra de galaxias con líneas de emisión (en su mayoría de tipo tardío) Vitores et al. midieron  $r_s = 3.2 \pm 2.8$  kpc y Kotilainen & Ward (1994) encontraron valores pequeños para su muestra de galaxias Seyfert. Por otro lado, en un estudio realizado por Mackenty (1990) se concluye que los parámetros de un disco exponencial para galaxias Seyfert generalmente son similares a los que encuentran en las galaxias espirales normales.

Con la descomposición del perfil de brillo de SBS 0748+499 se encontró que la escala de longitud del disco es  $r_s = 7.8$  kpc, este valor se halla en el rango de las galaxias S0-Sbc. Por otra parte, este valor también entra en el rango encontrado por Kormendy para sus galaxias tardías, lo que justifica la conclusión a la que llega de Jong respecto a este parámetro: No hay una relación obvia entre  $r_s$  y el tipo morfológico.

Schmidtke et al. (1997) establece el siguiente esquema para una muestra de galaxias de distintos tipos morfológicos y el cociente de luminosidad del disco y bulbo (tomadas del *Hubble Space Telescope Medium Deep Survey*):

$L_D/L_B \leq 0.1$	Sistemas únicamente de bulbo
$0.1 < L_D/L_B < 0.59$	Sistemas donde domina el bulbo
$0.59 < L_D/L_B < 2$	Sistemas intermedios
$2 < L_D/L_B \leq 20$	Sistemas dominados por disco
$L_D/L_B > 20$	Sistemas únicamente de disco

En el caso de SBS 0748+499 se encontró  $L_D/L_B = 0.76$  y  $0.61$  antes y después de realizar la descomposición del perfil. Estos valores para  $L_D/L_B$  corresponden a un sistema intermedio siguiendo el esquema de Schmidtke et al.. Para la descripción de la morfología de la galaxia subyacente a SBS 0748+499 se usara el valor de  $0.61$ , este valor, según el esquema antes mencionado, corresponde a una galaxia cuyo tipo morfológico probablemente es un sistema de tipo temprano y se propone que la galaxia subyacente es una galaxia Sa o SBa si existe una estructura barrada en la galaxia.

Este tipo morfológico concuerda con lo que se observa en las imágenes, un bulbo prominente y un disco pequeño. Además, según el estudio de los perfiles radiales de los parámetros geométricos se obtuvo que la galaxia posiblemente tenga una estructura

barrada y unos brazos espirales incipientes. Estas componentes no están bien resueltas en las imágenes, pero el comportamiento de los parámetros geométricos da indicios de su existencia.

La importancia de la existencia de una barra en esta galaxia está ligada con la actividad nuclear, ya que puede ser un mecanismo de transporte con el que se pueda explicar la actividad. Por otro lado, las magnitudes que se obtienen para la galaxia SBS 0748+499 concuerdan con las reportadas por B02 para la muestra de galaxias Seyfert que estudió.

### Conclusiones y trabajo a futuro

A lo largo de este trabajo se obtuvo la fotometría de apertura y superficial para la galaxia subyacente al núcleo activo SBS 0748+499. Forma parte del Segundo Survey de Byurakan (SBS) y tiene pocas referencias en la literatura (7 en NED). Sólo se conocían su distancia y únicamente la magnitud en la banda B.

La aportación de este trabajo es la obtención de magnitudes con fotometría de apertura y superficial en los filtros BVRI para esta galaxia. Además de realizar el análisis de los perfiles de brillo superficial y los perfiles radiales para los parámetros geométricos (elipticidad, ángulo de inclinación, etc.). Con este análisis se encontraron parámetros físicos, como luminosidad y tamaño característico de la galaxia hasta el límite  $\mu_{25}$ . Se calculó el cociente de luminosidad de la componente esferoidal y de disco, así como los colores integrados que presenta SBS 0748+499.

Con todos estos elementos y una inspección visual de las imágenes de la galaxia subyacente al núcleo activo SBS 0748+499 se propone una morfología de tipo temprano, es decir, se puede clasificar como una galaxia espiral Sa o SBa. Presenta unos brazos espirales de muy bajo brillo superficial y se sugiere también la existencia de una barra. Ambas estructuras no se observan en los perfiles de brillo, pero el comportamiento de los parámetros geométricos indica su existencia.

La clasificación que aquí se presenta para SBS 0748+499 concuerda con los estudios que se han realizado sobre las galaxias huésped de núcleos Seyfert, ya que se ha encontrado en diversos estudios que generalmente este tipo de NAG se alberga en galaxias de tipo temprano: S0 hasta Sbc.

La luminosidad total estimada de la galaxia es de  $1.5 \times 10^{11} L_{\odot}$  que equivale a  $1.5 \times 10^{44} \text{ erg s}^{-1}$ . Este valor indica que SBS 0748+499 es un NAG de baja luminosidad, al no ser tan luminosa la emisión del núcleo activo no es dominante sobre la galaxia subyacente, razón por la que en las imágenes es fácil apreciar su estructura morfológica a gran escala.

Para determinar las luminosidades del núcleo activo y de la componente esferoidal de esta galaxia con precisión, es imperativo analizar observaciones con mejor resolución. Estas observaciones se han adquirido recientemente y servirán para corroborar los resultados obtenidos en este trabajo. También se extraerá el núcleo activo de las imágenes para estimar cuantitativamente la contribución de este a la luminosidad total de la galaxia.

Se pretende además realizar un estudio en el cercano infrarrojo de la población estelar de la galaxia subyacente a SBS 0748+499. Los colores J-H y H-K están dominados por las estrellas viejas (gigantes y supergigantes rojas) mientras que V-K es un buen indicador de la edad y de efectos de metalicidad. Mientras que el color B-V esta dominado por la población estelar joven. Este estudio nos podría decir cual es la contribución estelar a la luminosidad de la galaxia y comparar con la contribución del núcleo activo.

Por otro lado, también es importante dar una clasificación de la galaxia SBS 0748+499 dentro de las galaxias Seyfert, para lo cual ese necesario estudiar detalladamente el espectro de emisión que presenta este NAG en el óptico.

Este fue el primer estudio realizado a esta galaxia y tiene gran relevancia porque aporta datos nuevos sobre SBS 0748+499. El procedimiento que se aprendió en esta tesis es una herramienta de gran utilidad para estudiar a futuro una muestra mayor de galaxias que presenten un núcleo activo, caracterizarlos, estudiar sus parámetros físicos de manera estadística y compararlos con galaxias catalogadas como normales, lo que ayudaría a comprender y explicar el origen de la actividad nuclear en los NAG aún incierta.

## Apéndice 1

### a) Proceso para definir un polígono con la tarea APPHOT/POLYPHOT

Primero se alinean las imágenes de la galaxia con la tarea IMALIGN. La alineación de las imágenes es necesaria para visualizar en una pantalla de despliegue gráfico un mapa de contornos de una imagen *blanca* de la galaxia, la cual es la suma de las imágenes en los cuatro filtros (IMUTIL/IMEXPR). El mapa de contornos de la imagen blanca, se obtiene con la tarea PLOT/CONTOUR.

Este mapa sirve para distinguir mediante inspección visual los límites entre la galaxia y el cielo, y trabajar de manera interactiva con la tarea APPHOT/POLYMARK. Con esta tarea se definen el centro del polígono y sus vértices. Esto se hace desplegando la imagen *blanca* (en una ximtool o saomage) y teniendo activo el mapa de contornos de la misma, se coloca el cursor en el centro de la galaxia y oprimiendo la tecla *g* se define el centro del polígono. Luego se posiciona el cursor lo más lejos de la galaxia, de tal forma que el polígono la contenga totalmente, se teclaea la barra espaciadora en la imagen *blanca* y se define un vértice del polígono, moviendo el cursor a otra posición se oprime de nuevo la barra, generando así otro vértice, visualizando los trazos que aparecen en el mapa de contornos. Al llegar al último vértice se teclaea la letra *q* en vez de la barra espaciadora, y con esto se cierra el polígono de manera automática. Esto se hace poniendo el cursor en la parte más brillante de la galaxia desplazado ligeramente del centro y se oprime la barra espaciadora generando un polígono idéntico al primero, pero cuyo centro está desplazado respecto al primero. De manera análoga se crean los otros polígonos. Para finalizar con la tarea se oprime la tecla *q* en la imagen *blanca* y en la ventana de IRAF.

Al definir los polígonos y sus centros, lo que sigue es obtener la fotometría de la galaxia para cada filtro usando la tarea APPHOT/POLYPHOT. Esta acción se lleva a cabo de forma interactiva, para poder establecer un valor promedio de cielo que sea característico de cada imagen. Este valor para el cielo se calcula porque es necesario para calcular las magnitudes de la galaxia. A continuación se definen los pasos para obtener un valor del cielo que sea representativo de cada imagen.

### b) Pasos para obtener un valor representativo del cielo

Con la tarea POLYPHOT activa, se coloca el cursor en el centro de la galaxia, se oprime la tecla *n* para inicializar el programa, se escoge un área donde no haya contribuciones de la galaxia (con ayuda del mapa de contornos de la imagen blanca). Con la tecla *a* se activa la función de muestreo del cielo, con la tecla *t* se leen las cuentas que hay en una región del cielo dentro de una apertura circular; se coloca el cursor en otra región del cielo y se repite el proceso hasta tener el número de círculos deseado. Al oprimir la tecla *q* se despliega en la pantalla el valor promedio que tiene el cielo en la imagen en la que se llevo a cabo el proceso. Colocando el cursor de nuevo en el centro de la galaxia y oprimiendo *o* se puede leer la magnitud de la galaxia. Estando en la misma posición y para que la tarea lea las coordenadas de un segundo polígono se oprime de nuevo la tecla *n* y se repite el procedimiento anterior, hasta terminar con la fotometría para el número de polígonos con los que se este trabajando. Para finalizar se oprime la tecla *q* en la pantalla donde se despliegue la imagen y en la pantalla donde se encuentre activo el paquete de reducción IRAF.

## Apéndice 2

P.D.  $\mu_B = 27.05 - 2.5 \log_{10}(I_B)$  donde  $[\mu_B] =$  magnitudes por segundo de arco cuadrado e  $[I_B] = L_{B\odot} pc^{-2}$

Demostración:

Se tiene que la magnitud de un objeto en términos de la magnitud solar se escribe como:

$$m_B = m_{B\odot} - 2.5 \log \frac{F_B}{F_{B\odot}} \quad (1)$$

Y el modulo de distancia para el sol se escribe como:

$$m_{B\odot} = M_{B\odot} + 5 \log \frac{d}{10 pc} \quad (2)$$

donde  $d$  es la distancia que hay de la Tierra al Sol.

Sustituyendo (2) en (1) se tiene que:

$$m_B = M_{B\odot} + 2.5 \log \frac{d^2}{100} - 2.5 \log \frac{F_B}{F_{B\odot}} \quad (3)$$

Por otro lado, se define el brillo superficial  $I_B$  para una región de lado  $D$ , que se encuentra a una distancia  $R$  de la Tierra, que subtende un ángulo sólido  $\Omega$

$$I_B = \frac{F_B}{\Omega} = \frac{L_B / 4\pi R^2}{D^2 / R^2} = \frac{L_B}{4\pi D^2} \quad (4)$$

Tomando el flujo que emite la fuente solo dentro de un segundo de arco cuadrado ( $F_{1B}$ ) de la región total de área  $D^2$  y utilizando la definición de brillo superficial que se da en (4) se tiene que:

$$\frac{F_{1B}}{1''^2} = I$$

$$F_{1B} = I(1''^2) = \frac{L_B}{4\pi D^2} (1''^2) \quad (5)$$

y se sabe que el flujo se escribe en términos de la luminosidad como :

$$F_{B\odot} = \frac{L_{B\odot}}{4\pi d^2} \quad (6)$$

Al sustituir el flujo de la fuente  $F_{1B}$  y el flujo solar dados por (5) y (6) respectivamente en la ecuación (4) esta se convierte en brillo superficial y se escribe como sigue:

$$\begin{aligned}\mu_B &= M_{B\odot} + 2.5 \log \frac{d^2}{100} - 2.5 \log \frac{F_{1B}}{F_{B\odot}} \\ &= M_{B\odot} + 2.5 \log \frac{d^2}{100} - 2.5 \log \left( \frac{L_B (l^{12}) / 4\pi D^2}{L_{B\odot} / 4\pi d^2} \right) \\ &= M_{B\odot} - 5 - 2.5 \log \left( \frac{L_B (l^{12})}{L_{B\odot} D^2} \right)\end{aligned}\quad (7)$$

Ahora, para transformar la luminosidad de la fuente  $L_B$  en luminosidades solares  $L_{B\odot}$  se toma en cuenta el área de la región  $D^2$ , el numero de soles por pársec cuadrado ( $I_B$ ) y la luminosidad solar en la banda B ( $L_{B\odot}$ ), es decir

$$L_B = I_B D^2 L_{B\odot} \quad (8)$$

Sustituyendo (8) en (7) se tiene que:

$$\mu_B = M_{B\odot} - 5 - 2.5 \log \left( \frac{I_B D^2 L_{B\odot}}{D^2 L_{B\odot}} \right) - 2.5 \log(l^{12}) \quad (9)$$

Sustituyendo  $l^{12} = (4.848 \times 10^{-6} \text{ radianes})^2 = 2.35 \times 10^{-11} \text{ rad}^2$  y  $M_{B\odot} = 5.48$  en (9)

$$\mu_B = 0.48 + 26.57 - 2.5 \log(I_B) \quad (10)$$

$$\therefore \mu_B = 27.05 - 2.5 \log(I_B)$$

### Apéndice 3

#### Unidades y conversiones

$$1 L_{\odot} = 4 \times 10^{33} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ (luminosidad bolométrica del Sol)}$$

$$1 M_{\odot} = 2 \times 10^{33} \text{ g}$$

$$1 \text{ pc} = 3 \times 10^{18} \text{ cm}$$

$$1 \text{ kpc} = 10^3 \text{ pc}$$

$$1 \text{ Mpc} = 10^6 \text{ pc}$$

$$1'' = 0.72 \text{ kpc}$$

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

## Referencias

- Adams, T.F. 1977 ApJS **33**,19
- Allen, C.W. 2000 "*Allen's Astrophysical Quantities*" editor A.N. Cox 4<sup>a</sup> ed. Springer-Verlag N.Y.
- Andrekkakis, Y.C. Peletier R.F. & Balcells, M. 1995 MNRAS **275**,874
- Antonucci, R. 1993 AR&A, **31**,473
- Binney, J. & Merrifield, M. 1998 "*Galactic Astronomy*" Ed. Cambridge University Press
- Blandford, R.D., Netzer, H & Woltjer, L. 1990 "*Active Galactic Nuclei*"
- Boris, N.V., Donzelli, C.J., Pastoriza, M.G., Rodríguez-Ardila, A. & Ferreiro, D.L. 2002 A&A **384**, 780
- Bridle, A.H. & Perley, R.A. 1984 ARA&A **22**,319
- Budding, E. 1993 "*Introduction to Astronomical Photometry*" Ed. Cambridge University Press
- Burbidge, G. & Napier, W.M. 2001 AJ **121**,21
- Burkert, A. 1993 A&A, **278**,23
- Busko, I. 1996 PASP Conference Series **101**,139
- Chatzichristou, E. 1999 Ph. D Thesis, Netherlands
- Cousins, A. W.J. 1976 MmRAS **81**,25
- Dahari O. 1984 Ph.D. Thesis University California. Santa Cruz
- Dahari, O. & De Robertis, M.M. 1988 ApJS, **67**,249
- Daly, R.A. 1990 ApJ **355**,416
- de Jong, R.S. 1996 A&A **313**,45
- de Vaucouleurs, G. 1959 "Handbuch der Physik" **53**,275
- de Vaucouleurs, G. 1948 Ann. Astrophys. **11**,247
- de Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A. & Corwin, H.G. 1976 "*Second Reference Catalogue of Bright Galaxies*" (Austin: University of Texas Press)
- Dultzin-Hacyan, D., Krongold, Y., Fuentes-Gurudi, I. & Marziani, P. 1999 AJ, **513**, L111
- Elmegreen, D. M., Elmegreen, B. G. 1996 AJ **111**, 1880
- Elmegreen, D. M. 1998 "*Galaxies and Galactic Structure*" Ed. Prentice Hall
- Faber, S.M. & Gallagher, J.S. 1976 ApJ **204**,365
- Falco, E.E., Kurtz, M. J., Geller, M. J., Huchra, J.P., Peters, J., Berlind, P., Mink, D. J., Tokarz, S. P. & Elwell, B. 1999 PASP **111**,438
- Franco-Balderas A. 2003, UNAM Tesis Doctoral en preparación

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

Franco-Balderas A., Hernández-Toledo, H.M., Dultzin-Hacyan, D & García Rutz G. 2003 A&A 406, en prensa

Frei Z., Gunn J. 1994 AJ,108,1476

Freeman, K.C. 1970 ApJ 160,811

González-Delgado, R.M., Heckman, T. & Leitherer, C. 2001 ApJ 546,845

Goodrich, R.W. 1989 ApJ 342,244

Graham, S.A. 1982 PASP 94,244

Grupe, D., Beuermann, K., Mannheim, K. & Thomas, H.C. C. 1999 A&A 350,805

Heckman, T.M. 1978 PASP 90,241

Heckman, T.M. 1980a A&A 87,142

Heckman, T.M. 1980b A&A 87,152

Heckman, T.M., Balick, B. & Sullivan, W.T. 1978 ApJ 224,745

Heckman, T.M. 1990 en "*Paired and Interacting Galaxies*" ed. Sulentic J.W., Keel

Heckman, T.M., Blitz, L., Wilson, A.S., Armus, L. & Miley, G. 1989 ApJ 342,735

Hewitt, A. & Burbidge, G. 1993 ApJS 87,451

Ho, L.C., Filippenko, A.V & Sargent L.W. 1997a ApJ, 487,591

Ho, L.C., Filippenko, A.V & Sargent L.W. 1997b ApJ, 487,579

Howell, S.B. 2000, "*Handbook of CCD Astronomy*" Ed. Cambridge University Press

Hubble, E. P. 1926 ApJ 64,321

Hunt, L.K. & Malkan, M.A. 1999 ApJ 516, 660

Hunt, L. K., Malkan, M.A., Moriondo, G. & Salvati, M. 1999 ApJ, 510,637

Hutchings, J.B. & Neft, S.G. 1991 AJ. 101,434

Jedrzejewski, R. 1987 MNRAS, 226, 747

Johnson, H.L. & Morgan W.W. 1953 ApJ 117,313

Karttunen, H., Kroger, P., Poutanen, M. & Donner, K.J. 1996 "*Fundamental Astronomy*" Ed. Springer

Kent, S.M. 1985 ApJS 59,115

Khachikian, E. Y. & Weedman, D. W. 1974 ApJ 192,581

Knapen, J.H., Shlosman, I. & Peletier, R.F. 2000,529,93

Kormendy, J. & Djorgovski, S. 1989 ARA&A 27,235

Kormendy, J. 1977 ApJ 217,406

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

- Kormendy, J. 1982 "*Morphology and Dynamics of Galaxies*" ed. L.Martinet, M.Mayor p.113 Sauverny Geneva Obs.
- Kormendy, J. 1997 ApJ **218**,333
- Kotilainen, J.K. & Ward, M.J. 1994 MNRAS **266**,953
- Landolt, A.U. 1992 AJ **104**,340
- Lynden-Bell, D. 1969 Nature, **223**,690
- Mackenty, J.W. 1990 ApJS **72**,231
- Malkan, M.A. 1983, ApJ **268**,582
- Márquez, I., Masegosa, J., del Olmo, A., Lara, L., García, E. & Molina, J. 2001 "*QSO Host and their Environments*" Kluwer Academic /Plenum Publishers
- Martínez, P. & Klotz, A. 1998 "*A Practical Guide to CCD Astronomy*" Ed. Cambridge University Press
- Martini, P., Pogge R.W., Ravindranath, S. & An, J.H. 2001 ApJ **562**,139
- Massey, P. & Davis L.E. 1992 "*A user guide to stellar Photometry with IRAF*"
- Meleod, K.K. & Rieke, G.H. 1995 ApJ **441**,96
- Mihos, J.C. & Hernquist, L. 1996 ApJ **464**,641
- Mirabel, I.F. & Wilson, A.S. 1984 ApJ **277**,92
- Murdin, P. 1997 "*Encyclopedia of Astronomy and Astrophysics*" Ed. IOP Publishing Team
- Norman, C. & Scoville, N. 1988 ApJ **332**,124
- Okamura, S. 1988 PASP **100**,524
- Osterbrock, D.E. & Pogge, R.W. 1985 ApJ **297**,166
- Osterbrock, D.E. 1981 ApJ **249**,462
- Osterbrock, D.E. 1987 "*Active Galactic Nuclei*" Lecture notes in Physics **307**,1
- Osterbrock, D.E. 1989 "*Astrophysics of Gaseous Nebulae an Active Galactic Nuclei*" Ed. University Science Books Mill Valley
- Osterbrock, D.E. 1993 ApJ **404**,551
- Peterson, B.M. 1997 "*An Introduction to Active Galactic Nuclei*" Ed. Cambridge University Press
- Rees, M.J. 1984, ARA&A, **22**, 471
- Rees, M.J. 1989 MNRAS **239**, 1
- Roberts, M.S. & Haynes, M.P. 1994 ARA&A **32**, 115
- Robson, I. 1996 "*Active Galactic Nuclei*" Ed. John Wiley & Sons

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN

- Sadler, E.M. & Gehrard, O.E. 1985a "New Aspects of Galaxy Photometry" Ed. J-L.Nieto p.269 New York Springer Verlag
- Sadler, E.M. & Gehrard, O.E. 1985b MNRAS 214,177
- Sanders, D.B., Soifer, B.T., Elias, J.H., Madore, B.F., Matthews, K., Neugebauer, G. & Schlegel D.J., Finkbeiner D.P., Davis M.1998 ApJ, 500,525
- Schmidt, M. & Green, R.F. 1983 ApJ 269,352
- Schmidtke, P.C., Windhorst, R.A., Mutz, S.B., Pascarelle, S.M. & Franklin, B.E. 1997 AJ(Astronomical Journal) 113, 569
- Schuster, W. 1982 RMxAA 5,149
- Schweizer, F. 1987 "Structure and Dynamics of Elliptical Galaxies" IAU Symp. No. 127 ed. T. de Zeeuw p.109
- Simkin, S.M., Su, H.J. & Schwarz, M.P. 1980 ApJ 237,404
- Singh, K.P. 1999 MNRAS 309, 991
- Sparke, L.S. & Gallaguer, J.S., 2000 "Galaxies in the Universe" Ed. Cambridge University Press
- Stepanian, J. 1994 IAUS 161, 731
- Stepanian, J.A., Green, R.F., Foltz, C.B, Chaffee, F. Chavushyan, V.H., Lipovetsky, V. & Erastova, L.K. 2001 AJ 122,3361
- Stepanian, J.A., Benítez, E., Krongold, Y., Cruz-González, I., de Diego, J.A., Chavushyan, V., Mújica, R., Dultzin-Hacyan, D. & Verdugo, T. 2003 ApJ 588,746
- Stocke, J., Liebert, J., Maccacaro, T., Griffiths, R.E. & Steiner, J.E.1982 ApJ, 252,69
- Terlevich, R., Tenorio-Tagle, G., Franco, J. & Melnick, J. 1992, MNRAS, 255,713
- Tully, R.B. & Fouqué, P., 1985, ApJSS 58, 67
- Turner, T.J. George, I.M., Nandra, K. & Turcan, D. 1999 ApJ, 524.667
- Urry, M. C. & Padovani, P. 1995 PASP 107,803
- Véron-Cetty, M.P. & Véron, P. 2000 A&A Review, 10 ,81
- Vitores, A.G., Zamorano, J., Gallego, J. & Alonso, O.1996 A&ASS, 120,385
- W.C. Tetesco C.M: NASA CP-3098 Washington D.C. p.359
- Weedman, D. 1983 ApJ, 266,479
- Yee, H.K. 1983: ApJ 272,473

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN