



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA
DE MÉXICO

FACULTAD DE CIENCIAS

“FOTOMETRÍA INFRARROJA DE
RADIOGALAXIAS”

T E S I S
QUE PARA OBTENER EL TITULO DE
F I S I C O
P R E S E N T A:
LUIS RAMÓN DE CASO LOZADA



DIRECTOR DE TESIS: DR. RENE CARRILLO MORENO

2005



FACULTAD DE CIENCIAS
SECCION ESCOLAR

m.343244



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
AUTÓNOMA DE
MÉXICO

Autorizo a la Dirección General de Bibliotecas de la UNAM a difundir en formato electrónico e impreso el contenido de mi trabajo recepcional.
 NOMBRE: LUIS RAMÓN DE CASO LOZADA
 FECHA: 19-11-2005
 FIRMA: Luis R. de Caso

ACT. MAURICIO AGUILAR GONZÁLEZ
Jefe de la División de Estudios Profesionales de la
Facultad de Ciencias
Presente

Comunicamos a usted que hemos revisado el trabajo escrito:
 "Fotometría Infrarroja de Radiogalaxias"

realizado por Luis Ramón de Caso Lozada

con número de cuenta 08652202-3 , quien cubrió los créditos de la carrera de: Física.

Dicho trabajo cuenta con nuestro voto aprobatorio.

Atentamente

Director de Tesis
 Propietario

Propietario Dr. René Carrillo Moreno

Propietario Dr. Roberto Alejandro Ruelas Mayorga

Propietario Dr. Neil Charles Bruce Davidson

Suplente M. en C. Ignacio Campos Flores

Suplente Fís. Mat. José Daniel Flores Gutiérrez

Consejo Departamental de Física

Alicia Zarzosa Pérez
 M. EN C. ALICIA ZARZOSA PEREZ

Dedicatoria

A mis Padres Martha y Ramón

A Fátima

A Mónica Diego y Raúl

Agradecimientos:

Primero que nada, quiero agradecer al Dr. René Carrillo Moreno el haber aceptado dirigir esta tesis, sin saber en la que se metía. Gracias René por tu gran paciencia, sabiduría, y sencillez.

De igual manera quisiera agradecer a los sinodales: Dr. Alejandro Ruelas, Fis-Mat. Daniel Flores, Dr. Neil Bruce y M. en C. Ignacio Campos, por haber leído cuidadosamente este trabajo y hacer las sugerencias y correcciones pertinentes.

Al M en C. Jose Peña Saint Martin le agradezco el que me haya adoptado como su estudiante para que pudiera seguir trabajando en el Instituto de Astronomía.

Al Instituto de Astronomía agradezco las facilidades que me otorgaron para la realización de esta tesis.

A la Facultad de Ciencias y a sus maestros, les agradezco la educación y formación que recibí.

Agradezco a las siguientes personas:

A la banda de ciencias (Ismael, Moisés, Rolas, Gustavo, Alex, Paco, Angel , y a todos los que por mi Alzheimer se me olvida anotar).

A los del cubículo del Terror: Omar Riveroll, Andrés Díaz-Celaya, y Luz Calderón.

A mis amigos históricos de la facultad, Vicente Antonio Pérez , José Abarca Murguía y Sergio Hernández (riguroso orden alfabético).

A la familia Castillo Fernández y a don Panchito (qepd) les agradezco su amistad y solidaridad.

A los amigos de mi casa, como son Gerardo Tornez, Francisco Velázquez y familia, Claudio Berrocal y familia , Max , Gabriel y Gina, que siento que me aprecian y tratan siempre de darme buenos consejos.

A mi familia, tanto materna como paterna, a mi abuelita Maria de los Angeles, a mi tia Maricruz a mi tío José Juárez (qepd) y a mis primos, en especial a José Luis, quién me ayudo a lidiar con las matemáticas de una manera decorosa.

A la familia Aguilar Álvarez de Caso, que forman mi hermana Mónica, mi sobrinito Diego y mi cuñado Raúl, ya saben lo mucho que los quiero.

A mi prima la Dra. Fátima Juárez, que siempre creyó en mí, sin haber un motivo aparente. Ella es la principal responsable de que yo haya llegado a terminar estos estudios. Agradezco su incansable y bondadoso apoyo de todo tipo, durante toda mi vida.

Finalmente agradezco a mis padres Martha y Ramón, por ser los responsables de que yo esté por este mundo, por su apoyo, su inagotable cariño, y por aguantarme tanto tiempo, con un estoicismo digno de mejor causa.

Índice general

1. Introducción General	1
1.1. Núcleos Activos de Galaxias	1
1.1.1. Propiedades de los NAG's	1
1.1.2. Clasificación Taxonómica	2
1.1.3. Morfología y Condiciones Físicas en Radiofuentes	7
1.1.4. Modelos Energéticos	11
1.1.5. Esquema Geométrico de los NAG's	12
1.2. Estructura Galáctica	16
2. Observaciones y Reducción de Datos	19
2.1. Sistema Fotométrico	19
2.2. Observaciones Reducción y Fotometría de Imágenes	23
2.2.1. Reducción de Imágenes y Fotometría con IRAF	26
2.2.2. Calibración de las Magnitudes	29
2.2.3. Extinción y Corrimiento al Rojo	30
3. Resultados, Análisis y Discusión	32
3.1. Antecedentes y datos obtenidos de la literatura	32
3.2. Resultados de la fotometría	33
3.2.1. Fotometría de Apertura de estrellas estándares	33
3.2.2. Fotometría de apertura de radiofuentes	36
3.2.3. Fotometría superficial de radiogalaxias	51
3.3. Análisis y discusión de resultados	71
3.3.1. Clasificación de radiogalaxias	71
3.3.2. Fotometría de apertura de radiogalaxias	72

3.3.3. Distribuciones del continuo de energía en cercano IR, colores, luminosidades y SED.	76
3.3.4. Análisis de la fotometría superficial	84
4. Conclusiones	89

Resumen

Debido al interés en estudiar NAG's en multifrecuencias, y en particular radiogalaxias, se ha escogido una muestra de 6 radiofuentes, B20916+33, B20722+30, B20913+38, 4C29.30, 3C178, 3C272.1, para estudiarlas en cercano IR (en los filtros J, H, K' que corresponden a 1.2, 1.6 y 2.2 μm respectivamente), debido a que el estudio de radiofuentes en este intervalo de frecuencias es muy escaso y poco se conoce de las propiedades de estas en estas bandas, se pretende realizar la fotometría de apertura y la fotometría superficial cuando sea posible, y a partir de ahí, describir sus morfologías, sus mecanismos de emisión y sus interacciones con el medio circundante.

En el Capítulo 1 se hace una descripción teórica de los NAG's en general y de las radiogalaxias en particular. En el Capítulo 2 se describen el sistema fotométrico, así como el procedimiento de reducción de las imágenes y la fotometría usando el paquete IRAF (Image Reduction and Analysis Facility). En el Capítulo 3 se discuten y analizan los resultados obtenidos para cada galaxia, y en el Capítulo 4 se muestran las conclusiones y trabajos a futuro.

Capítulo 1

Introducción General

1.1. Núcleos Activos de Galaxias

1.1.1. Propiedades de los NAG's

El estudio de la “actividad” de las galaxias, a diferentes frecuencias y a diferentes escalas, se ha visto favorecido por el desarrollo instrumental de las últimas décadas, son ejemplos de esto las nuevas generaciones de detectores bidimensionales (CCD's en el infrarrojo), satélites astronómicos (preferentemente en el mediano-lejano infrarrojo y en altas energías), así como interferometría de base larga en varios intervalos de longitudes de onda de radio (en particular milimétricas y submilimétricas). Se han podido estudiar unos pocos más de 10000 núcleos activos de galaxias (NAG's) (un número pequeño comparado con el total de la población de galaxias $\sim 10^{11}$), se han podido estudiar en multifrecuencias, desde ondas de radio a rayos γ , permitiendo conocer más de los procesos físicos de estas fuentes. La “actividad” de las galaxias está asociada, directa o indirectamente, a su núcleo, entendiéndose esta como actividad energética la cual es cuantitativa y cualitativamente anormal, esto es, no asociada necesariamente a la evolución estelar normal, esta actividad se manifiesta como:

- a) Energía liberada mucho mayor que la que presentan galaxias “normales” (p.ej. la Vía Láctea), $L_{G.Nor} \sim 10^{38-43} \text{ ergs s}^{-1}$, mientras que en las NAG's es de $L_{NAG} \sim 10^{44-47} \text{ ergs s}^{-1}$
- b) Emisión de continuo no térmico (i.e. que no se aproxima por una ley de cuerpo negro) caracterizada por un continuo de ley de potencias (sincrotrónico), con excesos en el continuo: UV, IR, radio, rayos X, rayos γ .

- c) Presencia de Emisión extendida y colimada hasta Mpc, observada preferentemente en radio frecuencias (lóbulos, jets, etc.). Aunque también se ha observado en el óptico.
- d) Presencia de líneas de emisión anchas (prohibidas y permitidas) que corresponden a velocidades de cientos a miles de Km s^{-1}
- e) Variabilidad temporal rápida en el continuo, en las líneas de emisión y morfología (movimientos superlumínicos)

El estudio observacional de las NAG's comenzó con Fath (1909), quién analizando una muestra de las "nebulosas" espirales (después llamadas galaxias) con núcleos brillantes, encontró que la galaxia NGC 1068 tenía 6 líneas de emisión en su espectro, todas ellas características de nebulosas planetarias: $[\text{OII}] \lambda 3727$, $[\text{NeIII}] \lambda 3869$, $\text{H}\beta \lambda 4871$ y $[\text{OIII}] \lambda 5007$. Slipher (1917) observó esta misma galaxia y a NGC 4151, encontrando las líneas en emisión anteriores. Hubble (1926) añadió una más a la lista, NGC 4051, con lo que ya se tenían 3 "nebulosas" espirales "raras". El primero en hacer un intento serio por aislar este fenómeno fué Carl Seyfert (1943), que estudió estas tres galaxias, y otras más, debido a lo cual este tipo de galaxias se conocen genéricamente como galaxias Seyfert.

1.1.2. Clasificación Taxonómica

La taxonomía que se ha planteado para los NAG's es muy confusa, ya que se ha hecho preferentemente con base en los diferentes intervalos de frecuencias en los que se ha observado. Esta taxonomía pocas veces depende de los procesos físicos por lo que en general reflejan más la sensibilidad de los instrumentos usados en las observaciones. Así por ejemplo una clasificación de mayor a menor energía sería:

1. Cuasares
2. Objetos BL Lacertae
3. Radiogalaxias
4. Galaxias Seyfert
5. y posiblemente los LINER's

A continuación se presentan las características generales de los distintos objetos.

1. Cuasares (Quasi Stellar Objects)

Descubiertos por Marteen Schmidt en 1963, son los objetos más lejanos que se conocen si los corrimientos al rojo observados son cosmológicos (i.e. que dependan de la expansión del universo) con lo que son también los más luminosos ($-23 \leq M_v \leq -30$), siendo M_v la magnitud absoluta en el visual. Se han encontrado cuasares hasta con corrimientos al rojo de $z \sim 6.1$. Sus principales características son:

- (a) ópticamente parecidos a las estrellas (fuentes puntuales) y en algunos casos están asociados con fuentes de radio (QSRs). Aunque la mayoría ($\sim 90 - 95\%$) son radio callados o "poco" intensos en radio (QSOs).
- (b) Variabilidad temporal en todas las longitudes de onda
- (c) Continuo no térmico con excesos en el Ultravioleta (UV) e Infrarrojo (IR). Su espectro óptico muestra líneas en emisión permitidas muy anchas, (10^3 - 10^4 Km s^{-1}), y líneas delgadas prohibidas ($\sim 10^2$ Km s^{-1}), en algunos casos líneas en absorción anchas ($\sim 10^4$ Km s^{-1}) en las que la absorción no necesariamente está asociada a los QSOs (se llaman BAL - QSO).

Aproximadamente el 10% de los cuasares son altamente variables en el óptico y exhiben alta polarización por lo que se les conoce como HPQ (High Polarized Quasar) y parecen estar más relacionados con los objetos BL Lacertae.

2. Objetos BL Lacertae

Presentan casi todas las propiedades de los cuasares HPQ (High Polarization Quasars), excepto que no tienen líneas en emisión. Con observaciones de alta resolución se ha encontrado que, en sus periodos de baja luminosidad estos objetos llegan a exhibir algunas líneas en emisión o en absorción débiles. Algunos autores han considerado que estos dos grupos forman una clase aparte llamada Blazars, otras de sus propiedades son:

- (a) Rápida variabilidad en radio, IR y óptico
- (b) Continuo no térmico con la mayor parte de la luminosidad en el IR y/o en rayos-X. En el óptico la pendiente del continuo es más empinada que para el promedio de los cuasares.
- (c) Alta polarización en el óptico ($\leq 30\%$) y muy variable.

Hay autores que afirman que los BL Lacertae podrían ser una fase de transición entre los cuasares y las radiogalaxias.

3. Radiogalaxias

Se caracterizan esencialmente por emisión intensa en radio que no sólo está concentrada en la parte central, sino que también, se manifiesta en uno o dos lóbulos conectados con el núcleo a través de jets. Estos lóbulos se encuentran en direcciones opuestas con respecto a la galaxia óptica con tamaños desde unos cuantos parsecs hasta fracciones de Mpc. Sus características principales son:

- a) Las galaxias ópticas son elípticas en ocasiones de tipo cD (elípticas gigantes) y en pocos casos S0.
- b) Muestran, en algunos casos, un espectro continuo no térmico, con espectro óptico con líneas en emisión, similar a las líneas de las galaxias Seyfert

4. Galaxias Seyfert

Fueron identificadas por Seyfert (1943) como un grupo aparte del resto de las “galaxias espirales normales”. Sus propiedades más comunes son:

- a) Casi todas son galaxias espirales, con y sin barra. Actualmente se conocen $\sim 10^3$.
- b) Su núcleo es muy pequeño y extremadamente brillante, en comparación con el resto de la galaxia.
- c) El núcleo presenta un intenso continuo de energía no estelar azul o ultravioleta.
- d) El espectro muestra intensas líneas anchas en emisión.
- e) A la par del espectro de líneas anchas presentan un exceso de flujo superpuesto al continuo no estelar (emisión sincrotrónica). Khachikian y Weedman (1971) propusieron una subdivisión de las Galaxias Seyfert en dos clases dependiendo de los anchos de las líneas en emisión: Galaxias Seyfert 1 y Galaxias Seyfert 2, e intermedias

4.1 Galaxias Seyfert 1

Tienen líneas permitidas muy anchas y líneas prohibidas más estrechas. Los anchos totales a media altura (FWHM) típicos de HI, HeI, HeII y FeII son de $\sim 10^3 - 10^4 \text{ km s}^{-1}$. Las líneas prohibidas corresponden a iones en un amplio intervalo de ionización, desde [OI] hasta [FeX] y [FeXI] y en algunos casos hasta [FeXVIII]. Las líneas prohibidas más intensas son las de [OII] $\lambda 3727$ y [OIII] $\lambda\lambda 4959, 5007$. Los anchos totales a media altura típicos son del orden de 500 km s^{-1} .

4.2 Galaxias Seyfert 2

Tanto las líneas permitidas como las prohibidas tienen anchos similares, del orden 500 km s^{-1} y presentan fuerte emisión en [OII], [NeIII], [NeV], [FeVI] y [FeVII].

Con el tiempo se han hecho subdivisiones más finas y así tenemos ahora galaxias Seyfert 1.5, 1.8 y 1.9, las cuales se han dividido usando criterios de anchos de líneas y cocientes de intensidades.

5 LINER's (Regiones Nucleares con Emisión de Baja Ionización, Low Ionization Narrow Emission Regions).

Descubiertos por Heckman (1980), los LINER's son fuentes con propiedades espectroscópicas de regiones HII "normales" y de NAG's. Su principal característica es el realce de líneas de baja ionización y, por lo tanto, el nombre para estos nuevos objetos fué: "Low Ionization Nuclear Emission Regions" (LINER, Regiones Nucleares con Emisión de Baja Ionización). Estos núcleos fueron descritos como sistemas con espectro óptico dominado por líneas provenientes de estados de baja ionización, con emisiones moderadas de luminosidad comparables con Regiones HII Gigantes. En algunas de ellas se detectó una fuente de radio nuclear. Heckman notó que se podía dibujar una secuencia entre LINER's y NAG's, en la cual los LINER's podrían ocupar la cola de baja potencia. Sin embargo, mientras los NAG's son reconocidos como regiones ionizadas por un continuo de ley de potencias, los LINER's han sido mejor explicados en el contexto de ionización por choques (Fosbury et al. 1978; Dopita et al. 1996), y/o fotoionización por estrellas post-AGB (estrellas que han dejado la secuencia principal y se encuentran en la región asintótica de las estrellas gigantes).

En algunos LINER's (p ej. NGC 7213, Filippenko & Halpen 1984) se han encontrado

líneas anchas permitidas de $H\alpha$, lo cual muestra la posibilidad que en ellos la fuente de ionización si podría ser un continuo de ley de potencias.

Actualmente se considera que del orden del 20 % de los núcleos de espirales normales parecen mostrar características de LINER, muchos con líneas de Balmer “anchas” en emisión (llamadas LINER's 1 usando la analogía con Seyferts). El resultado más importante de estos estudios es que los LINER's constituyen no una clase homogénea, sino por el contrario parecen ser una variedad de objetos con propiedades similares.

Existen otras galaxias “activas” reportadas en la literatura por ejemplo las Galaxias de Brote de Formación Estelar: “starbursts”.

Dentro de este resumen las galaxias de brote merecen una discusión aparte. Los brotes son eventos en los que se forman muchas estrellas, particularmente estrellas masivas (en un tiempo mucho menor que la edad de la galaxia anfitriona) en las regiones nucleares de las galaxias. Estos brotes nucleares y los núcleos activos propiamente dichos tienen muchas similitudes aparentes: ambos muestran un núcleo óptico brillante, líneas de emisión intensas en el visible y el ultravioleta, grandes excesos en el continuo de rayos-X, UV, e IR, y emisión no térmica en el radio. Sin embargo, los procesos físicos que dan origen a estos fenómenos son muy diferentes en los dos casos. En lo que se refiere a las galaxias de brote se considera que la mayor parte de la energía la proporcionan las estrellas masivas, y que la emisión observada proviene de las regiones HII asociadas de polvo caliente y remanentes de supernovas. En el caso de los NAG's, se piensa en la acreción de gas a un hoyo negro supermasivo como la fuente principal de energía, y que el espectro de emisión observado es generado por la fotoionización de un continuo no térmico.

De lo anterior se desprende que los dos fenómenos no tienen por que estar relacionados. Sin embargo, hay ciertas evidencias de alguna posible conexión. Se ha encontrado que muchas galaxias de brote tienen características que las colocan como objetos intermedios entre las galaxias con núcleos activos y las galaxias tipo región HII (Carrillo et al., 1999). Por otra parte, hay modelos para las galaxias de brote que pueden reproducir las características principales de los LINERs y de las galaxias Seyfert 2, al menos durante algunos periodos de su evolución. Como otra evidencia circunstancial, puede mencionarse el hecho conocido de que en NGC 1068, la galaxia Seyfert 2 más estudiada, se ha detectado un fuerte brote de formación estelar (Balick y Heckman 1985).

En la actualidad se está realizando un trabajo teórico intenso acerca de las posibles conexiones evolutivas entre estos objetos, con modelos de “mergers” e interacción de galaxias. Lo que se encuentra es que estos fenómenos producirían una afluencia de gas hacia

el núcleo, lo cual, aunado a las grandes fuerzas de marea presentes, provocarían primero un brote de estrellas y posteriormente un núcleo activo, aunque es un tema controversial.

1.1.3. Morfología y Condiciones Físicas en Radiofuentes

Clasificación y Morfología

La clasificación de radiofuentes se puede hacer tomando en consideración distintos parámetros físicos. Una primera clasificación útil, es dividirlos en tres regiones: Fuentes compactas, coincidentes con los núcleos galácticos y cuasares; Fuentes extendidas (halos y lóbulos), y una tercera que incluya "manchas calientes" en los lóbulos y jets, esta última representa el transporte de energía entre las regiones nucleares y las zonas extendidas, y las "manchas calientes" las regiones de los lóbulos sobre el medio intergaláctico.

Las fuentes compactas (Kellerman y Pauliny-Toth 1981) se caracterizan por ser fuentes no resueltas con tamaños angulares pequeños de hasta $1''$, alto brillo superficial, con temperaturas de brillo máximas de aproximadamente 10^{12} K, variabilidad en radio frecuencias con escalas de tiempo características desde meses hasta años, y radio continuos planos o invertidos y ópticamente gruesos. Se ha supuesto ampliamente que las radiofuentes compactas reflejan la "máquina central" que produce la enorme cantidad de energía requerida para la emisión de regiones extendidas.

Las fuentes extendidas (Miley 1980) son aquellas con tamaños comparables o mayores a los de un diámetro galáctico típico ($>1'$), y que tienen luminosidades, a 408 Mhz, mayores que 10^{23} W Hz.

Atendiendo a la potencia de emisión, las radiogalaxias también se dividen a su vez en dos grupos, las llamadas radiogalaxias potentes (PRG) y las radiogalaxias débiles (WRG). La separación entre estos dos grupos se sitúa en una potencia de emisión de $P_{1.4\text{GHz}} = 10^{25}$ WHz $^{-1}$. Las PRG suelen ser galaxias elípticas luminosas que a menudo presentan algún tipo de peculiaridad y líneas de emisión fuertes. Estas galaxias muestran también una evolución cosmológica muy acusada, siendo su densidad numérica mucho mayor a $z = 2$ que a $z < 1$ (donde z es el corrimiento al rojo). Por el contrario, las WRG suelen ser elípticas menos luminosas, con líneas en emisión débiles o incluso ausentes, y no parecen presentar evidencia de evolución cosmológica.

Partiendo del continuo en radio frecuencias, las radiogalaxias se dividen en las que tienen una pendiente espectral pronunciada ("steep spectrum") y las que tienen una pendiente espectral plana ("flat spectrum"). Para un espectro cuyo flujo $F_\nu \propto \nu^{-\alpha}$ donde ν es la frecuencia y α es el índice espectral, la separación se toma generalmente alrede-

dor de $\alpha = 0.4$. Las fuentes con espectro plano suelen ser compactas y variables, y en ellas aparecen de vez en cuando componentes compactas "nuevas" ópticamente gruesas de radiación sincrotrón. Por el contrario, las fuentes con pendiente espectral pronunciada suelen ser ópticamente delgadas y extendidas. Generalmente estas fuentes tienen tamaños muy grandes (Saripalli et al. 1986 proporcionan una lista de 12 fuentes con tamaños superiores a 1.5 Mpc). Aunque existen fuentes compactas con espectro empinado, al menos un 2% de las radiogalaxias brillantes parecen tener tamaños en radio del orden de 1 Mpc y por tanto edades superiores a varios millones de años ($>R/c$). Los mapas de emisión en radio a 1 GHz de PRG suelen mostrar dos lóbulos de emisión, pero para las WRG y para galaxias con altos corrimientos al rojo las estructuras son más complejas. También suelen observarse estructuras de chorros (jets). A altas frecuencias, se observan núcleos compactos y con espectros planos, que parecen coincidir con los centros de las galaxias ópticas.

Una clasificación muy utilizada es la de Fanarof y Riley (1974), quienes introdujeron dos clases de fuentes en función de la razón entre la distancia a 178 MHz, de las dos regiones de emisión más intensas a cada lado del núcleo de la fuente y del tamaño total de la fuente y de la radio potencia. Para las galaxias de la clase FR I esta razón es inferior a 1/2 mientras que para las de clase FR II es mayor. A la frecuencia de 178 MHz, las radiogalaxias FR II tienen una potencia de $P > 10^{26} \text{ W Hz}^{-1}$, y las FR I inferior a esta cantidad. Para fuentes con espectro pronunciado ($\alpha > 0.8$) la separación entre FR I y II se sitúa sobre $P_{1.4\text{GHz}} = 4 \times 10^{25} \text{ WHz}^{-1}$, un poco por encima de la división entre PRG y WRG. Este ejemplo muestra la dificultad de comparar las propiedades de las fuentes de radio a diferentes frecuencias, debido a las importantes variaciones del índice espectral en los mapas de estas galaxias. En las fuentes extendidas, se observa frecuentemente regiones pequeñas con emisión intensa, llamadas "manchas calientes" ("hot spots"). Mesenheimer et al. (1989) han detectado emisión del continuo en el óptico en el 10% de 50 manchas calientes. Se presume que la emisión óptica también es de origen sincrotrónico. Debido a que el tiempo de vida medio de los electrones relativistas responsables de la radiación sincrotrónica en el óptico es muy corto, estos autores proponen que se necesita una aceleración "in situ", probablemente relacionada con mecanismos del tipo de Fermi (desplazamiento espacial de irregularidades magnéticas) o choques hidrodinámicos o magnetohidrodinámicos. La energía necesaria para este proceso se produciría en el jet proveniente del núcleo. En las fuentes extensas en radio suele observarse polarización lineal entre un 10% y un 30%, a veces incluso más. La polarización ocurre como consecuencia de la existencia de campos magnéticos con una orientación relativamente uniforme. Los campos magnéticos, unidos

a la presencia de electrones con distribución térmica de energías, provocan una rotación del plano de rotación conocida como efecto o rotación Faraday. El ángulo de rotación en radianes viene dado por:

$$\Psi = 0.812\lambda^2 \int n_e B(\mu) ds \quad (1.1)$$

donde λ es la longitud de onda en metros, n_e la densidad de electrones térmicos, B el campo magnético en gauss y s la distancia recorrida en parsecs. La variación de Ψ en el haz de radio provoca despolarización. Las observaciones indican la presencia de electrones térmicos con $n_e \approx 10^{-5}\text{cm}^{-3}$ y a distancias de 100 kpc del centro de las radiogalaxias más grandes (nótese que a distancias próximas al centro, los electrones térmicos producen emisión de rayos X; Strom y Jägers, 1988).

Colisiones e Interacciones, Condiciones Físicas en Radiofuentes

Como una forma de conciliar las particularidades morfológicas de las radiofuentes con la fenomenología física observada, así como la influencia del ambiente en dicha fenomenología Heckman, Smith, et al. 1986, plantean las siguientes dos clasificaciones de radiofuentes.

Las radiogalaxias de clase A, producen radiofuentes tipo FR II (de contorno brillante), habitan en regiones de baja o moderada densidad de galaxias, muestran líneas en emisión potentes en el óptico y tienen a veces morfologías ópticas peculiares, aparentemente indicativas de colisiones o interacciones que involucran al menos una galaxia de disco. Estos objetos se interpretan como si fueran alimentados por el medio interestelar capturado de una galaxia rica en gas. Este gas frío y denso capturado puede proveer el material "bruto" para las nubes de líneas en emisión en el óptico. En esta etapa, ocurrirán primeramente interacciones que involucren (pero no exclusivamente) galaxias de disco, en regiones mas bien de poca densidad de galaxias (dispersiones de baja velocidad, altas proporciones de galaxias espirales). Si los radiojets pueden salir exitosamente del medio interestelar de la galaxia, pueden viajar eficientemente hacia afuera, antes de depositar su energía en "manchas calientes" (hot spots) de radio (morfología FR II clásica), si no, los jets se romperán dentro de la galaxia, y resultará entonces una radiofuente doble compacta (aprox 0.1-10 kpc). La mayor parte de las radiogalaxias potentes pertenecerían a este esquema y de entre ellas de 1/4 a 1/3 presentarían morfologías peculiares en el óptico.

Las radiogalaxias de clase B, producen fuentes con morfología FR I (contorno oscuro) habitan regiones de alta densidad de galaxias, exhiben solo líneas en emisión débiles o en algunos casos ninguna, y son elípticas luminosas (o galaxias CD). Se pueden interpretar

· estos objetos como si fueran alimentados por la acreción de sus propias atmósferas o por un medio gaseoso intracúmulo o intragrupo (e.g Sanders 1981, Cañizares et al 1983, Forman et al 1985, Valentijn y Bijleveld 1983). La preferencia de radiogalaxias clase B por regiones de alta densidad de galaxias podrían reflejar primeramente la alta densidad de gas caliente (emisor en rayos X) en esas regiones. Este gas puede tener tiempos de enfriamiento relativamente cortos, permitiéndole ser acretado, y/o podría proveer suficiente "presión de fondo" externa para inhibir o frustrar la pérdida de masa llevada por viento de una elíptica gigante enclavada en él. Los radiojets que se propagan en este ambiente, tenderán a ser ineficientes (fuertemente radiantes) llevando a una radiomorfología FR I. Alternativamente las radiofuentes de clase B podrían ser potencializadas magnetohidrodinámicamente por la energía rotacional almacenada de la máquina central, más que por la acreción. Esta fuente de poder podría ser responsable de la falta de emisión óptica potente, y por la morfología normal de la galaxia anfitriona (acreción no necesaria). La preferencia de las radiogalaxias de clase B por regiones de alta densidad de galaxias no tiene interpretación obvia en este caso, pero podría estar relacionada a los procesos (en etapas tempranas) que producen el hoyo negro masivo y giratorio en el núcleo de la radiogalaxia. Parte importante de las radiogalaxias débiles cabrían en este esquema.

Lo anterior parece ser una descripción idealizada de una situación más compleja, porque no todas las radiogalaxias pueden ser fácilmente clasificables (existen clases mixtas). También las radiogalaxias son al menos una familia de dos parámetros, ya que la potencia de la máquina central (¿primer parámetro?) es claramente importante pero no está implícitamente incluido en el esquema anterior. Por ejemplo, la tendencia hacia líneas de emisión óptica potentes y la morfología FR II, mientras la potencia en radio crece, es presumiblemente debida, al menos en parte, a un incremento concomitante en la luminosidad del continuo fotoionizante y a cambios en las propiedades del radiojet. Sin embargo, se puede argumentar que el ambiente aparentemente también juega un papel importante, y es probablemente el segundo parámetro.

Obscurecimiento, Orientación y las Propiedades Infrarrojas de NAG's Radioruidosos

Las propiedades en el mediano y lejano infrarrojo (MLIR) y en radio de NAG's radioruidosos son muy importantes para tratar de entender las posibles relaciones entre los distintos tipos de NAG's, dado que se piensa que la emisión de radio es más bien emitida

isotrópicamente, y que la radiación en radio y MLIR debe estar menos afectada por oscurecimiento por polvo, que la radiación a longitudes de onda más cortas.

Heckman, O'Dea et al., 1994, compararon varios tipos de NAG's radio-ruidosos para poder diferenciar sus propiedades físicas.

Al comparar radiogalaxias de líneas anchas (BLRG) y radiogalaxias de líneas angostas (NLRG) con flujos en radio y corrimiento al rojo promedio semejantes, se encontró que las BLRG son más potentes que las NLRG por un factor de 4-5 en su emisión en mediano infrarrojo, pero son similares en el lejano infrarrojo. Esto es cualitativamente consistente con algunos modelos de "unificación" para NLRG's y BLRG's que invocan emisión térmica en MLIR desde un "toro oscurecedor", pero podría haber una fuente adicional de emisión en lejano IR presente en los objetos más brillantes de líneas anchas (los cuasares radio-ruidosos).

Se compararon muestras de radiofuentes de clase FRI y FRII similares en flujos de radio y corrimiento al rojo. Las galaxias FRII son emisores más potentes que las FRI en MLIR por un factor de aproximadamente 4. Esto es consistente con la sugerencia de que la máquina central en las galaxias FRI producen relativamente poca energía radiante por unidad de potencia del jet (puesto que, se ha encontrado que la emisión débil en MLIR de las galaxias FRI podría no ser potenciada por el NAG) .

Comparando muestras de fuentes de espectro con máximo en Gigahertz (GPS) y fuentes compactas con pendiente espectral pronunciada (CSS) versus fuentes no GPS-CSS, se encuentra que las fuentes GPS-CSS y las fuentes no GPS-CSS tiene potencias similares de emisión en MLIR. Esto sugiere que la eficiencia en la conversión de energía cinética de jet en emisión de radio no es mucho mayor en las fuentes GPS-CSS, contrario a algunas predicciones teóricas.

En suma se encuentra que las potencias de emisión de MLIR y radio de todo tipo de NAG's radio-ruidosos, se correlacionan bien en un rango de 10^3 en potencia. Esto es más naturalmente entendido si la emisión en MLIR es primariamente potenciada por el NAG en la mayoría de los NAG's radio-ruidosos de alta luminosidad. Sin embargo otros procesos (brotes de estrellas, medio intracúmulo) podrían contribuir significativamente en las radiogalaxias menos luminosas.

1.1.4. Modelos Energéticos

De la taxonomía y propiedades de las NAGs se tiene que en el modelo energético "estándar" la actividad nuclear es determinada fundamentalmente por dos parámetros: la

masa de la “máquina central” (posiblemente un hoyo negro masivo) y la tasa de acreción (si es que hay un hoyo negro). También existen dos hechos relevantes además de estas propiedades.

1. Existe reprocesamiento de la radiación primaria del NAG a bajas y altas energías. A baja energía se produce radiación de cuerpo negro por polvo, y a altas energías, dispersión Compton inverso (Auto Compton inverso)
2. Hay emisión anisotrópica en los NAG's, que se da por la emisión de un haz relativista de la fuente de radio compacta y/o por el obscurecimiento de un toroide ópticamente grueso de gas y polvo.

Aunque este cuadro se considera una explicación clásica para los NAG's, recientemente se han planteado alternativas a esta explicación, por ejemplo el modelo de “warmers” (explosiones de muchas supernovas en un medio muy denso y pequeño), en el que la actividad nuclear se debe a intensos brotes de formación estelar (“starbursts”), donde el continuo es formado por cúmulos de estrellas OB y posiblemente Wolf-Rayet (estrellas que pierden mucha masa y son inestables), que siendo estrellas de alta metalicidad configuran un “cuerpos negro” muy caliente. Asimismo las líneas anchas de emisión son producidas por remanentes de supernovas compactas en un medio circunestelar de alta densidad. La variabilidad en este modelo, es debida a explosiones de supernovas.

Este escenario no recurre a un hoyo negro como productor del continuo observado (p.ej. Terlevich, Melnick 1988; Terlevich 1988; Franco et al. 1993). Sin embargo existen algunas propiedades de las NAG's que este modelo no llega a resolver, por ejemplo los radiojets, la variabilidad en rayos-X “duros”. Algunos autores plantean la posibilidad de que ambos modelos sean complementarios (p. ej. Dultzin-Hacyan 1995). El estudio de NAG's no solo se ha centrado en la máquina central, sino que se ha extendido al estudio de la emisión en radio frecuencias, como hemos visto anteriormente. Finalmente, existen NAGs que muestran regiones extranucleares de gas ionizado, cuya presencia es más una resultante de la actividad, que la causante de la misma.

1.1.5. Esquema Geométrico de los NAG's

A partir de los modelos energéticos y propiedades observadas en los NAGs se han llevado a plantearse escenarios de unificación, p.ej. que las radio galaxias, los radiocuasares, los objetos BL Lacertae y los cuasares violentamente variables en el óptico, pueden ser

producidos por un mismo mecanismo físico y una misma “máquina” central, donde las diferencias se tratan de explicar por un efecto geométrico entre el ángulo de los polos del disco de acreción de un hoyo negro y el eje de visión del observador. Otros escenarios de unificación o “escenarios propios de unificación”, explican la diferencia entre galaxias Seyfert 1 y 2 por la existencia de un toroide de material absorbente entre las regiones de líneas anchas y delgadas en emisión; así dependiendo del ángulo del observador se tiene a uno u otro tipo de galaxia Seyfert. En este caso se supone que el toroide es coplanar al disco de acrecida del hoyo negro. Esta visión se ilustra en la Fig. 1.1 en la que mostramos estos escenarios y la imagen óptica de NGC 4261, tomada con el telescopio espacial Hubble, la que se compara con su estructura en radio frecuencias (Jaife et al. 1993).

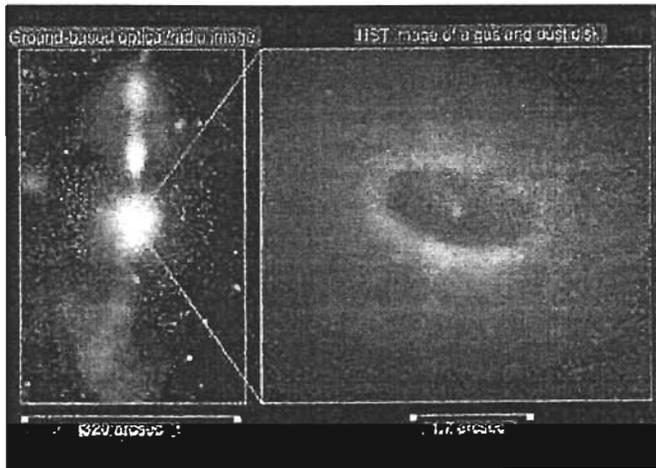


Figura 1.1: Imágen óptica de la galaxia NGC 4261, tomada por el telescopio espacial Hubble, comparada con su estructura en radiofrecuencias (Jaffe, et al. 1993), en la primera imagen se muestra la presencia de un “toroide” y cómo de su centro sale un jet visto en radio frecuencias.

Aunque estos escenarios son muy atractivos, presentan una serie de problemas que son difíciles de explicar considerando sólo un efecto geométrico; por ejemplo la proporción, de galaxias Seyfert 2 a 1, la proporción de radiogalaxias de líneas en emisión anchas a angostas en el catálogo 3C, el porcentaje de cuasares radio callados ($\sim 90\%$) a radio ruidosos ($\sim 10\%$), etc.

Como hemos visto, aunque existe una gran cantidad de información observacional

acerca de los NAGs no se tiene aún un esquema completo de ellos, como en el caso de las estrellas por ejemplo, todavía no hay un modelo físico bien definido que pueda comprobarse totalmente con datos observacionales; sin embargo, a lo largo del tiempo se ha podido obtener un entendimiento parcial acerca de la naturaleza de estos objetos.

Los datos observacionales muestran claramente la importancia de la fotoionización. Se cree que ésta proviene de una fuente central, probablemente un disco de acreción alrededor de un hoyo negro. La región de líneas anchas es pequeña (~ 0.1 pc) y densa ($\sim 10^9$ cm $^{-3}$). La región de líneas delgadas es mucho más grande (~ 100 pc) y menos densa ($n_e = 10^3 - 10^6$ cm $^{-3}$) como ya se ha discutido.

Un esquema simplificado (no a escala) de la posible geometría de estas regiones se muestra en la Fig. 1.2. La fuente central emite fotones ionizantes; la BLR (región de líneas anchas) es mucho más grande que la fuente central y se considera que puede ser un disco y la NLR (región de líneas angostas), que es mucho más grande que la BLR, se dibuja en este caso como una esfera. Las regiones cercanas a los polos se ionizan por fotones que han escapado de la BLR, pero las regiones cerca del ecuador son neutras por que están escudadas por las partes exteriores de la BLR.

Cabe comentar que no hay razón alguna para suponer que el eje de rotación del disco de la BLR está en la misma dirección del eje de rotación de la galaxia anfitriona. Las observaciones de alta resolución en radio han mostrado que los jets, que parecen estar conectados con la fuente central, por lo general no están alineados con la estructura global de la galaxia, sino que más bien están orientados en direcciones aleatorias (Carrillo 1988), es decir, que es mucho más probable que estos jets indiquen el eje de rotación de la fuente central y de la BLR que el de la galaxia en la que están inmersos. De esta forma, la Fig. 1.2 debe suponerse inclinada a un cierto ángulo desconocido con respecto al plano de la galaxia anfitriona.

Obviamente esta figura es una simplificación del fenómeno, ya que se han dibujado las diferentes zonas como regiones homogéneas; toda la información disponible acerca de las luminosidades, densidades y dimensiones de estas regiones indican que el factor de llenado es muy pequeño ($\epsilon \sim 10^{-2}$), el factor de llenado nos indica si existe o no degradación en la energía de los fotones al atravesar una determinada región, de manera que dentro de la BLR y de la NLR deben haber fuertes variaciones en la densidad que se pueden visualizar como condensaciones o nubes (Osterbrock y Mathews, 1986).

Ahora bien, es difícil pensar que estas nubes estén inmersas en un medio de baja densidad ($n \sim 1$ partícula por cm $^{-3}$, que es el valor promedio del medio interestelar), ya que de ser así se expandirían rápidamente para llenarlo y se disiparían. Es muy probable

entonces que exista un medio mucho más diluido y de muy alta temperatura entre estas nubes y en equilibrio de presión con ellas, una especie de “corona caliente” ver Fig. 1.2 (Fosbury, 1989).

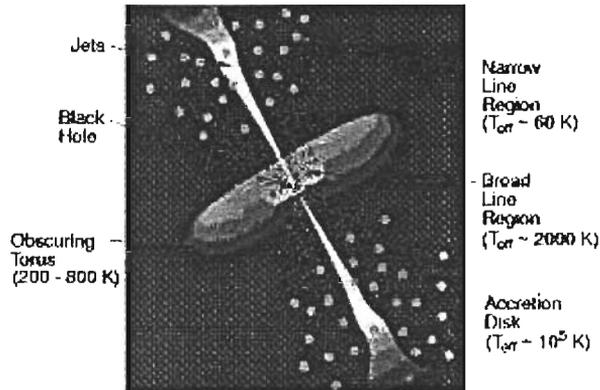


Figura 1.2: Modelo esquemático de un NAG, en el que se muestra la fuente central, rodeado por el disco de la BLR, ionizado cerca de la fuente y neutro hacia las orillas. El gas donde se emiten las líneas delgadas ocupa una esfera mucho más grande, ionizada por los fotones que pueden escapar de la BLR.

En este contexto, las galaxias Seyfert 1, 1.5 y 2 difieren solamente en la cantidad de gas denso que producen las líneas de recombinación anchas cerca del núcleo. Los objetos con BLRs grandes y gruesas no pueden enviar fotones ionizantes que penetren en la NLR, y por lo tanto tienen un espectro de líneas anchas y son galaxias Seyfert 1 extremas, con un espectro puramente de líneas anchas.

Los objetos que no tienen gas deben poseer una NLR completamente ionizada por la fuente central y son galaxias Seyfert 2. Los objetos con cantidades intermedias de gas de líneas anchas, quizá en un disco más delgado, tienen un espectro mixto de líneas anchas y delgadas y son galaxias Seyfert 1 o 1.5 .

Este modelo geométrico apoyado por observaciones espectropolarimétricas de los últimos años, en las que se han encontrado que hay galaxias Seyfert 2 que tienen una BLR “escondida”. Antonucci y Miller (1985) encontraron que NGC 1068, la galaxia Seyfert 2 más estudiada, tiene un continuo altamente polarizado ($\sim 16\%$) y que en el espectro de luz polarizada se distinguen claramente las componentes anchas de $H\alpha$, $H\beta$, y $H\gamma$ (FWHM $\sim 3500 \text{ km s}^{-1}$), típicas de una galaxia Seyfert 1. Una interpretación directa de estas mediciones de polarización es que el núcleo de NGC 1068 tiene una estructura muy parecida a la mostrada en la Fig. 1.2, pero la BLR tiene mucho polvo en la periferia, en un anillo o toro ópticamente grueso. Este anillo es lo suficientemente opaco, y está orientado de tal manera, que no permite que se observe la luz proveniente de la BLR en la línea de visión. De esta manera, no se pueden ver directamente las líneas anchas de emisión que caracterizan a las galaxias Seyfert 1, sino solamente las líneas delgadas de la NLR que la rodea. Sin embargo, los fotones emitidos de la BLR que logran escapar a lo largo del eje de rotación pueden ser dispersados por electrones y se pueden ver con luz polarizada. A la luz de este descubrimiento, a los astrónomos no les ha sido difícil imaginar que no solamente NGC 1068, sino otras muchas galaxias Seyfert 2 pueden contener BLRs escondidas, y que la verdadera diferencia física entre los diferentes tipos no sólo radica en la cantidad de gas emisor de las líneas anchas que tenga el objeto, sino que también su orientación (y la del polvo por supuesto).

1.2. Estructura Galáctica

En todas las galaxias, las estrellas viejas o de tipo II, se distribuyen en mayor o menor manera en los cúmulos globulares que a su vez se encuentran en el bulbo y el halo galáctico (parte externa del bulbo), los cuales no presentan diferencias físicas significativas. La población de estrellas II puede ser mejor estudiada en galaxias elípticas que contienen principalmente esta componente. Los bulbos de espirales y de galaxias S0 son muy similares a las elípticas del mismo tamaño.

Las ecs. 1.2 y 1.3 describen la distribución de brillo de la estructura tridimensional galáctica proyectada sobre el plano del cielo.

La relación (1.2) da un perfil de brillantez que es máximo en el centro. La distribución real de cocientes axiales para elípticas puede ser estadísticamente inferido a partir de observaciones.

$$\log \left(\frac{I(r)}{I_e} \right) = -3.33 \left[\left(\frac{r}{r_e} \right)^{\frac{1}{4}} - 1 \right] \quad (1.2)$$

En la ec. (1.2), conocida como la Ley de Vaucouleurs, donde $I(r)$ es la intensidad total de la galaxia, r es el semieje mayor, y las constantes I_e (Intensidad media para galaxias elípticas) y r_e (radio medio para galaxias elípticas) han sido determinadas a partir de los perfiles de brillantez observados; los valores típicos para galaxias elípticas, bulbos de espirales normales y S0 están en los rangos, $r_e = 1 - 10$ Kpc e $I_e = 20 - 23$ mag seg_{arc}⁻² en el visual (ver figura 1.3).

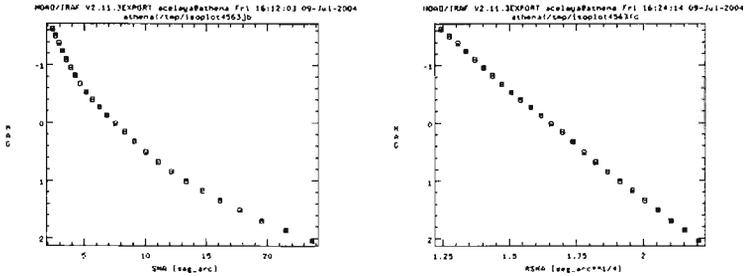


Figura 1.3: Distribución de brillo de la galaxia elíptica NGC 3665 en el cercano IR (a la izquierda) Ordenadas: magnitud superficial (mag/seg arc), Abscisas: radio (seg arc). También se muestra la gráfica de la ley de De Vaucouleurs (derecha), Ordenadas: magnitud superficial (seg arc), Abscisas; radio a la 1/4 (seg arc^{1/4})

Las galaxias espirales también son llamadas galaxias de disco, aunque de acuerdo a algunas observaciones, en algunas elípticas parece existir un disco tenue próximo al bulbo brillante. En la Vía Láctea y en general en las galaxias espirales, el disco esta formado por estrellas jóvenes o de población I. La distribución de brillo superficial en el disco está descrito por una expresión exponencial de la forma:

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

En donde $I(r)$ es la Intensidad total de la galaxia, r es el radio y las constantes I_0 (Intensidad media) y r_0 (radio medio para galaxias espirales), han sido determinadas observacionalmente. La Fig.1.4 muestra como la distribución de brillantez o brillo superficial radial observado puede ser descompuesto en una suma de dos componentes: un bulbo central dominante y un disco que contribuye significativamente a valores “grandes” del radio. El brillo superficial central I_0 es típicamente 21-22 mag seg_{arc}⁻² en el visible, y el radio en la escala de longitud $r_0 = 1 - 5$ Kpc. En galaxias Sc la brillantez total del bulbo es

generalmente menor que en el disco. El grosor típico del disco galáctico medido hasta ahora, es de ~ 1.2 Kpc. Algunas veces el disco tiene su frontera más allá de los 100 Kpc.

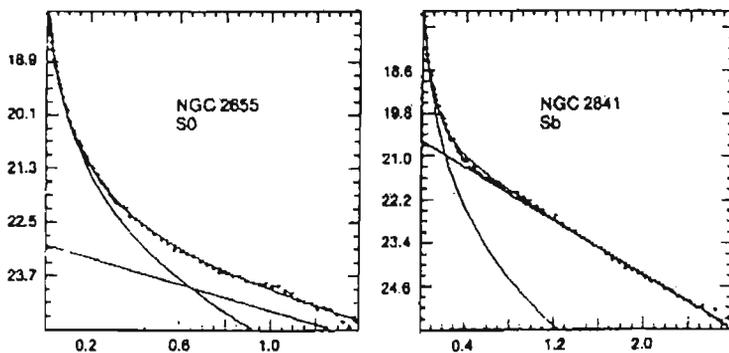


Figura 1.4: Distribución de brillo superficial de galaxias tipo S0 y Sb. Ordenadas: magnitud superficial ($\text{mag seg}_{\text{arc}}^{-2}$); Abscisas radio (seg arc). El brillo superficial observado ha sido descompuesto en la suma de las contribuciones del bulbo (en el centro) y el disco (en la parte externa). Nótese la gran componente de disco en la galaxia Sb.

Capítulo 2

Observaciones y Reducción de Datos

Introducción

En este capítulo se muestra la forma en que se realizaron las observaciones de la muestra de galaxias, así como el método seguido para la reducción de los datos obtenidos a partir de dichas observaciones. Primeramente se hará una revisión de los parámetros físicos involucrados en nuestras observaciones (sistema fotométrico), y en las secciones subsiguientes, se mostrará el porqué del estudio de este grupo de objetos, las técnicas observacionales usadas, y donde se enmarcan nuestros resultados en el estudio de radio-galaxias.

2.1. Sistema Fotométrico

Son parámetros físicos importantes en la Astronomía, aquellos que se refieren a la emisión de energía, como son la magnitud, la magnitud superficial, el brillo, el flujo radiante, la densidad de flujo de energía, el índice de color, etc., así como aquellos que nos dan descripciones espaciales (por ej. el tamaño). Consideremos un objeto astronómico (el cual puede ser una estrella o una galaxia de nuestra muestra), si definimos el brillo de este en términos de sus magnitudes aparentes, tenemos que:

$$m = -k \log(F) \tag{2.1}$$

donde $k=2.5$, F es el flujo de energía, y se define como la energía total E que atraviesa una cierta área A en un intervalo de tiempo t :

$$F = (E)/(At) \quad (2.2)$$

En la ec. (2.1) se observa que la relación entre el flujo y la magnitud es logarítmica, esto debido a que la respuesta del ojo humano a la cantidad de energía que le llega también es logarítmica. Tomando en cuenta esto, y que una diferencia en 5 magnitudes corresponde a un cociente en flujos de 100 tenemos que la ecuación (2.1) la podemos escribir:

$$(m_1 - m_2) = -2.5 \log(F_1/F_2) \quad (2.3)$$

Esta es la manera más usual de definir el brillo de un objeto astronómico visto desde la Tierra. Sin embargo esta magnitud no nos indica cuál es el brillo real, pues aún cuando un objeto sea aparentemente brillante, puede deberse simplemente a un efecto de distancia. Es por esto que se define la magnitud absoluta (M) como "la magnitud que un objeto tendría si estuviera a una distancia de 10 parsecs". En general, si F es el flujo de una fuente percibido por un observador colocado a una distancia D , entonces el flujo f recibido por el mismo observador colocado a otra distancia d cambia con el cuadrado de la distancia, se tiene:

$$f = (D/d)^2 F \quad (2.4)$$

De esta manera, para convertir la magnitud aparente a magnitud absoluta utilizamos la ecuación (2.5)

$$(m - M) = -2.5 \log(f/F) = 5 \log(d/D) \quad (2.5)$$

y si se define la distancia D (completamente arbitraria) como 10 pc, se tendrá:

$$(m - M) = 5 \log d - 5 \quad (2.6)$$

donde d debe estar dada en parsecs.

Sin embargo, antes de conocer la magnitud absoluta real hay mucho por hacer con las magnitudes aparentes: el flujo que se observa depende de la cantidad de energía que salió del objeto, lo cual puede expresarse como el producto de dos funciones: $a_1^2 I_1$ donde a_1 es el diámetro aparente del objeto 1 e I_1 la irradiancia del mismo (en unidades de energía por unidad de tiempo, área, frecuencia y ángulo sólido). Además, el flujo radiado por el

objeto puede ser en parte absorbido en el camino por el medio interestelar. Si denotamos por T_i a la transparencia de este medio, entonces el flujo visto por un observador colocado fuera de la atmósfera será:

$$f_{\lambda}^0 = a_1^2 I_1 T_i \quad (2.7)$$

donde el subíndice λ indica que el flujo observado es función de la longitud de onda pues la transparencia del medio interestelar depende de esta.

Una vez que esta energía llega a la Tierra, se debe tomar en cuenta que existen varios filtros. El primero es la atmósfera. Sea T_a la transmisión atmosférica, T_f la transmisión del sistema óptico, que desde luego depende de la calidad del telescopio, la calidad del lugar de la observación, el tipo de filtros, etc., y por último la respuesta del detector, r . El flujo que se observa entonces en un observatorio terrestre es:

$$f_{\lambda}^{spm} = a_1^2 I_1 T_i T_a T_f r \quad (2.8)$$

en particular como nuestras observaciones se realizaron en el Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir, usamos el súper índice *spm* indicando esto, y la ec. (2.3) se escribe de la siguiente manera.

$$(m - M) = -2.5 \log \left(\frac{\int_{\lambda_b}^{\lambda_a} a_1^2 I_1 T_i T_a T_f r d\lambda}{\int_{\lambda_b}^{\lambda_a} a_2^2 I_2 T_i T_a T_f r d\lambda} \right) \quad (2.9)$$

Con esta ecuación definimos un sistema fotométrico como un conjunto de filtros, detectores y telescopios, ubicados en algún lugar geográfico con ciertas características atmosféricas medias, los cuales tienen en promedio cierta respuesta a diferentes longitudes de onda:

$$S(\lambda) = T_i(\lambda) T_f(\lambda) r(\lambda) \quad (2.10)$$

la densidad de flujo de energía $S(\lambda)$ debe ser, en principio, estable en el tiempo, es por esto que aún cuando podamos definir en términos generales la magnitud de una estrella, debemos siempre hacer referencia al sistema fotométrico que se utiliza. Una vez que hemos sido capaces de determinar la magnitud de una estrella para un cierto filtro, es importante definir el índice de color (C_{ab}):

$$C_{ab} = (m_a - m_b) = -2.5 \log(F_{*a}/F_{*b}) \quad (2.11)$$

donde F_{*a} es el flujo de energía de un objeto con un filtro a, y F_{*b} es el flujo del mismo objeto con otro filtro b, el índice de color ec. (2.11) es precisamente la cantidad que nos permite hablar de una distribución espectral del continuo del flujo de energía (SED).

De acuerdo con la ec. (2.3), m_1 o m_2 pueden tener un valor arbitrario, por lo que es necesario definir un cero a partir del cual midamos las magnitudes. Este valor puede diferir para cada filtro y objeto, por lo que se suele definir un cero para cierto tipo espectral de estrella, para todo sistema fotométrico. En particular, para el sistema fotométrico J, H, K', como para casi todos los sistemas fotométricos, se tiene para la estrella Vega (tipo espectral A0) $J=H=K' = 0.0_{mag}$ (donde el subíndice mag indica la magnitud), por lo que $(J-H)=(H-K') = 0.0_{mag}$, donde: $J = 1.2\mu m$, $H = 1.6 \mu m$, $K' = 2.2\mu m$.

Asimismo, de la ec. (2.8), es claro que necesitamos caracterizar la transparencia atmosférica (Mihalas y Biney, 1981). Sabemos que la transmisión de ondas electromagnéticas a través de la atmósfera tiene un comportamiento exponencial, es decir, es de la forma $T \sim e^{M.A.}$, donde M.A. es la masa de aire, es decir, la cantidad de atmósfera que se interpone entre el objeto y el observador. Suponiendo la atmósfera plano - paralela (esto funciona muy bien como una primera aproximación), tendremos que la magnitud de una estrella depende del ángulo cenital z, de acuerdo con la ec. (2.12) (Ver Fig. 2.1)

$$M.A(\alpha) = M.A(0) + k_a \sec \alpha \quad (2.12)$$

donde k_a es una constante, denominada coeficiente de extinción y $M.A(0)$ la masa de aire a ángulo cenital igual a cero.

Es evidente que estos valores cambian entre diferentes filtros y lugares geográficos, por lo que deben definirse para cada sistema fotométrico. En particular, para San Pedro Mártir usamos los siguientes coeficientes de extinción obtenidos por Carrasco et al. (1991)

$$\langle E_J \rangle = 0.0918 \pm 0.0048 \frac{mag}{M.A.} \quad (2.13)$$

$$\langle E_H \rangle = 0.0315 \pm 0.0045 \frac{mag}{M.A.} \quad (2.14)$$

$$\langle E_K \rangle = 0.0499 \pm 0.0045 \frac{mag}{M.A.} \quad (2.15)$$

Estos valores se tomarán en cuenta más adelante, cuando sean transformadas las magnitudes instrumentales a magnitudes reales.

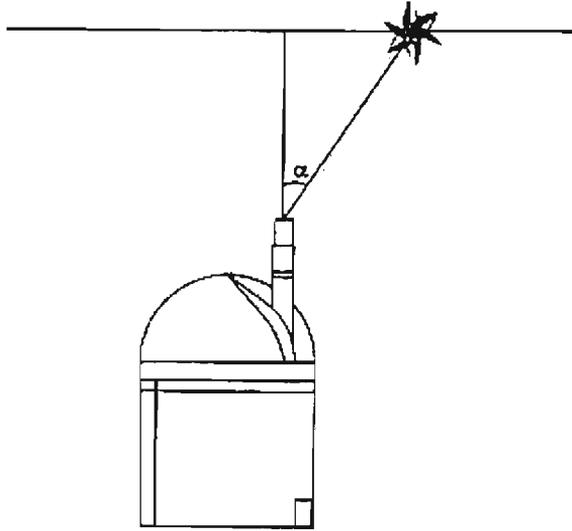


Figura 2.1: Ángulo cenital

2.2. Observaciones Reducción y Fotometría de Imágenes

Observaciones

La muestra de objetos seleccionada fue una submuestra de radio galaxias del segundo catalogo de Boloña B2 (Colla et al. 1970-1972; Fanti et al. 1974) y de radiogalaxias del tercer y cuarto catalogo de Cambridge 3C (Edge et al. 1959, Bennett 1962, Windram y Kanderline 1963), 4C (Pilkington y Gower, 1965-1967-1969), las cuales cubren desde radiogalaxias potentes (PRG) hasta radiogalaxias débiles (WRG), limitadas solamente por la magnitud visual de las mismas, ya que por el tamaño del telescopio y por el ruido de fondo que afectan las observaciones infrarrojas tuvimos que ajustarnos a valores de hasta 15 magnitudes en el filtro K'.

La muestra seleccionada consistió de las fuentes: B2 0916+33, B2 0913+38, B2 0722+30, 3C 272.1, 3C 178, 4C 29.30 . Esta muestra esta constituida por una galaxia que nos servirá

de calibrador, como es 3C271.2 cuya galaxia óptica es Messier 84, una de las galaxias más estudiadas. El hecho de que nuestra fotometría se ajuste o no a los valores ya publicados para esta fuente, nos indicará el grado de precisión que tienen nuestros procedimientos.

Las observaciones fueron hechas por Carrillo, en el Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir B.C., durante la temporada del 7 al 11 de marzo de 1999, usando el telescopio de 2.12 m con el secundario f/13.5. Se utilizó la cámara infrarroja CAMILA que utiliza un detector NICMOS 3 de HgCdTe de 256 x 256 elementos. El arreglo instrumental produjo una escala de placa de 0.48"/píxel, obteniéndose un "seeing" promedio de 1.23 ± 0.04 seg arc para la noche 1 y 1.10 ± 0.18 para la noche 2. Estos datos fueron obtenidos promediando los FWHM (ancho máximo a altura media, el ancho de la curva de emisión de energía) de las estrellas estándares, que como más tarde explicaremos, son estrellas que nos ayudan a calibrar nuestra fotometría.

Para la toma de imágenes se utilizaron los filtros de cercano infrarrojo con λ centrales en $J = 1.2 \mu\text{m}$, $H = 1.6 \mu\text{m}$ y $K' = 2.2 \mu\text{m}$.

El cielo en la banda óptica cambia muy poco sus condiciones en el tiempo, es por eso que se pueden hacer tomas con el telescopio con tiempos de integración grande, sin embargo en IR las condiciones del cielo cambian de segundo a segundo lo cual nos imposibilita la toma de imágenes únicas de larga duración. También por esta situación es que no conocemos un valor de la magnitud del cielo, que es uno de los valores que se tienen que compensar en nuestras mediciones, para solucionar esto debemos "mapear" el cielo repetidas veces, y en intervalos de tiempo cortos, y luego los valores obtenidos, someterlos a algún tipo de estadística para obtener un valor mucho más consistente, caso que también es aplicable a nuestros objetos problema, por lo que para hacer una toma de datos adecuada se tienen que hacer secuencias de observación de corta duración, que incluyan tomas (integraciones) a los objetos, y mapeo del cielo. Dependiendo el tipo de objeto, es el tipo de secuencia que se utiliza.

Las imágenes de los objetos problema fueron obtenidas mediante una secuencia "cruz" que consiste en tomas en el siguiente orden: objeto, cielo N, objeto, cielo S, objeto, cielo E, objeto, cielo O, objeto, con todos los tiempos de exposición iguales. De esta forma se generan un conjunto de 9 imágenes del objeto por filtro (imagen.d), además de las imágenes del fondo, o imágenes "background" (imagen.b), en el mismo número lo que hace un total de 18 imágenes de objeto por filtro.

También se tomaron imágenes de un conjunto de estrellas estándares, estas estrellas son de magnitud conocida, de tal manera que al graficarlas vs. la magnitud instrumental

que obtenemos de la fotometría, obtenemos los puntos cero fotométricos, que no es más que el corrimiento lineal que tienen las magnitudes instrumentales respecto a las reales. Esto nos ayudó a calibrar las magnitudes instrumentales que obtuvimos de la fotometría.

Para las imágenes de las estrellas estándares se utilizó una secuencia "cuadro" moviendo el objeto en la placa en el siguiente orden: objeto, objeto N, objeto E, objeto S, objeto O, el cual regresa a la estrella a su posición original. De esta manera obtenemos un conjunto de 5 imágenes de la estrella por filtro.

Finalmente se tomaron imágenes de flats o campos planos, estas son imágenes del cielo sin estrellas ni fuentes luminosas que nos dan una idea de las inhomogeneidades de la respuesta del detector pixel a pixel y nos servirán en los cálculos de compensación de la respuesta del mismo. Estos flats se integran, por filtro, con 4 imágenes de aproximadamente 4000 cuentas de detector y 4 imágenes de aproximadamente 7000 cuentas de detector (flats de baja y de alta). El resultado de las observaciones nos deja un conjunto de 9 imágenes "brutas" mínimo por cada objeto, o imagen data (imagen.d), además de que obtenemos un conjunto de imágenes "background" (imagen.b) y las imágenes de los campos planos ya mencionadas.

Todas estas imágenes se suman para tener un tiempo de exposición integrado, además, para el caso de objetos y estrellas hacemos "addups", es decir, la imagen resultante de la suma de la secuencia, la multiplicamos (esto es posible por que son imágenes CCD), para incrementar el cociente de señal ruido, y obtener un mayor tiempo de exposición de la fuente, así por ejemplo, una imagen con 5 observaciones, con 14 segundos de integración por observación y 10 addups, tendrá un tiempo de exposición total de $6 \times 14 \times 10 = 840$ segundos. En la tabla 2.1 presentamos los tiempos de integración para cada galaxia por cada filtro utilizado. (ver tabla 2.1).

Objeto	Filtro	Num Obs.	T. Int (seg)	Addups	T Exp (seg)
3C 178	J	6	14	10	840
3C 178	H	5	5	30	750
3C 178	K'	5	2	30	300
3C271.1	J	5	9	17	765
3C272.1	H	5	5	30	750
3C272.1	K'	5	3	30	450
4C29+30	J	5	33	6	990
4C29+30	H	4	13	14	728
4C29+30	K'	4	5	65	120
B2 0916+33	J	5	25	6	750
B2 0916+33	H	5	11	14	770
B2 0916+33	K'	5	5	30	750
B2 0722+30	J	5	6	25	750
B2 0722+30	H	4	13	12	624
B2 0722+30	K'	5	3	30	450
B2 0913+38	J	4	40	4	640
B2 0913+38	H	5	9	18	810
B2 0913+38	K'	5	4	30	600

Secuencias de observación y tiempos de exposición: Se muestran los tiempos de integración para cada galaxia, por filtro. Para corregir las imágenes finales, en B2 0722+30 filtro H, quitamos una secuencia de observación, en 4C29.30 filtros H y K' quitamos una secuencia de observación, en el filtro H aumentamos el tamaño de la caja a 10 pixeles.

2.2.1. Reducción de Imágenes y Fotometría con IRAF

Reducción

La reducción y fotometría de las imágenes se llevó a cabo con el paquete astronómico IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) en su versión 2.11.6, que es un proyecto escrito y respaldado por el grupo de programación de IRAF (Boroson, et al. 1999) y NOAO (National Optical Astronomic Observatories), este programa además tiene integrado el paquete STSDAS (Space Telescope Science Data Analysis System). Se utilizaron sistemas operativos basados en UNIX, como son el Solaris 8.0 en las estaciones de trabajo SUN o Linux en PC's convencionales.

Para hacer la fotometría primero se tienen que reducir las imágenes y "limpiarlas", esto es como habíamos visto, sumar las diferentes imágenes de los objetos que tenemos, compensar la contribución del cielo y quitar la "basura" como son los rayos cósmicos, y/o pixeles malos. Para esto se utilizó un programa privado llamado Reducebp que automatiza

la aplicación repetitiva de las rutinas de reducción de IRAF que son ccdproc y badpix. Reducebp integra todas las imágenes que hay del objeto, las suma y multiplica como “addups”, luego las divide entre los flats y el valor resultante (en cuentas) lo normaliza a la mediana para la imagen resultante, también linealiza la imagen es decir establece una relación lineal entre intensidad de brillo y número de cuentas. Reducebp también resta los bias que son lecturas instantáneas del detector sin exponerlo a la luz (cero segundos de integración). Estos bias nos ayudan a estimar el ruido térmico proveniente de la electrónica de nuestros dispositivos y restarlo de nuestras imágenes. Finalmente normaliza también a la mediana la contribución del cielo, dejando la imagen con el tiempo correcto de integración, lista para la fotometría.

El proceso general de reducción es el siguiente:

1. Se construye un archivo ascii para que pueda ser leído por Reducebp, este archivo se hace con otro programa privado llamado Hazcom. Hazcom pregunta el tipo de secuencia del objeto, cruz o cuadro, los nombres de los archivos de imagen de nuestros objetos, la localización final de nuestro objeto (coordenadas en pixeles), y el tamaño de la caja (en pixeles), que es el intervalo de error en la colocación del objeto en la nueva imagen. Con esta información Hazcom construye un archivo de texto de la secuencia donde incluye las coordenadas en pixeles del objeto, en cada toma de la secuencia, generalmente estas posiciones dependen más del mecanismo del telescopio, por lo que hay corregir las posiciones una por una desplegando las imágenes con el visualizador SaoImage. Para las imágenes de los flats, el archivo ascii no contiene coordenadas. las salidas de Hazcom son archivos de texto que deberán ser leídos por Reducebp.
2. Se corre Reducebp, primero para los archivos de flat, en este caso Reducebp sólo nos pregunta por el nombre del archivo de texto de flats hecho por Hazcom.
3. Se corre Reducebp para los objetos, ya sean estrellas estándares o galaxias. Reducebp nos pide el nombre del archivo del objeto hecho por Hazcom y también el nombre del archivo del flat ya reducido (es decir ya procesado por Reducebp), como salida del programa obtenemos las imágenes listas para la fotometría
4. Hay que hacer hincapié en que, como nuestras imágenes resultantes provienen de una estadística, es probable que al desplegar algunas de ellas tengamos imágenes múltiples. Para solucionar este problema, se puede hacer más grande el tamaño de la caja como en el caso de 4C29.30 filtro H, o quitar una de las secuencias

de observación, como en los objetos B2 0722+30 filtro H y 4C29.30 filtro K, sin aumentar el tamaño de la caja (véase la tabla 2.1 en la columna Num Obs., para estos objetos). Cualquiera de los dos procedimientos se reflejará en el error final de nuestra fotometría. En general el este procedimiento sólo fue necesario en el caso de las imágenes de los objetos citados anteriormente.

Fotometría de Apertura

Una vez que se tienen las imágenes finales de los objetos y de las estrellas estándares, se utilizó la rutina *qphot* contenida en el programa *digiphot* del paquete IRAF para hacer la fotometría de apertura. Mediante la rutina *imexamine* se tomaron los FWHM (ancho máximo a altura media) de todos los objetos, el valor de FWHM multiplicado por 3 es el radio en pixeles a partir del centro del objeto, donde hay que ubicar una franja anular de la placa donde se debe encontrar cielo, este primer radio se llama *annulus* (anillo interno), 5 pixeles más lejano está el *dannulus* (anillo externo) que delimita esta franja. *Qphot* calcula en esta franja el valor del cielo. El otro parámetro que se fija es la apertura circular, que se establece tomando los FWHM de los objetos y multiplicándolos por 3, ese valor en pixeles nos dará la apertura circular para cada objeto. Como se mencionó antes, el cielo estaba normalizado, por lo tanto nos ocupamos solamente de que en la configuración de *qphot* estuvieran las palabras claves de los encabezados de las imágenes que indican la masa de aire y el tiempo de exposición, una vez terminado esto, se ejecutó *qphot*. Se obtuvieron magnitudes instrumentales para cada objeto, que luego fueron calibradas con los ceros fotométricos, mediante las ecuaciones de transformación, para así encontrar las magnitudes reales.

Fotometría de Superficie

Para la fotometría de superficie se utilizó la rutina *ellipse* de STSDAS, contenida dentro del paquete IRAF. El programa *ellipse* ajusta elipses a las isofotas elípticas de una galaxia y nos da como resultado una tabla que contiene los parámetros de las elipses ajustadas. Además, de la imagen de entrada y el nombre de la tabla (a la que *ellipse* le añade la extensión *.tab*), hay que especificarle una serie de parámetros contenidos en *geompar*. Los parámetros que hay que especificar en *geompar* son:

x0,y0 coordenadas del centro de la galaxia

ellip0: elipticidad inicial

pa0: ángulo de posición inicial medido a partir de el eje Y siendo positivo en sentido contrario a las manecillas del reloj

sma0: valor del eje mayor en el que se empezará el ajuste. No debe ser un valor pequeño, puesto que en el centro de la galaxia la información geométrica está distorsionada.

minsma,maxsma: valor mínimo y máximo del eje mayor en el ajuste.

step: paso (en píxeles) entre elipses sucesivas

La tabla de salida no está en ASCII, para ver los resultados del ajuste, hay que transformar la tabla, para ello se utilizan los programas `tdump` o `tprint`. La tabla de salida de *ellipse* nos da las magnitudes superficiales (instrumental), los ángulos de posición y las elipticidades o excentricidades, de las elipses isofotales entre otras cosas, lo que nos ayudará en la descripción morfológica de los objetos.

En la sección siguiente se detallarán los resultados obtenidos para cada galaxia, así como un análisis de la morfología de las mismas. Utilizaremos para las gráficas realizadas por `isoplot` (que es el graficador de STSDAS) la magnitud superficial instrumental que nos provee la rutina *ellipse*, ya que, siempre y cuando los errores no sean muy significativos, solo están corridos linealmente con respecto a las magnitudes superficiales reales. También utilizaremos la rutina `isoimap` que despliega las elipses ajustadas sobre las imágenes de los objetos. Esta rutina nos será útil para conocer con más precisión la morfología y extensión de nuestros objetos, así como posibles interacciones con otras fuentes.

2.2.2. Calibración de las Magnitudes

Una vez obtenidas las magnitudes instrumentales de cada objeto y de cada estrella estándar, el problema es cómo traducir a magnitudes reales o calibradas. Las magnitudes instrumentales dependen de varias cosas: En primer lugar, dependen de la emisión del objeto, es decir, de su magnitud absoluta. Asimismo, dependen de la masa de aire. Se vio ya que la magnitud depende de que tan cercano se encuentra el objeto del cenit. Por último, sabemos también que al observar objetos astronómicos, nuestra medición será la convolución de: la respuesta del detector, el filtro, el telescopio y la distribución espectral del continuo del flujo de energía del objeto observado. En principio, determinar exactamente la respuesta de nuestro sistema (ec. 2.10) no es algo fácil, pero dado que nuestra observación depende directamente de la distribución espectral del continuo del flujo de energía del objeto, podemos entonces incluir el índice de color (ec. 2.11) como

una representación a primer orden de esta distribución. Tomando todo esto en cuenta, puede entonces plantearse un polinomio de grado dos para la magnitud medida por el detector (Henden y Kaitchuck. 1982):

$$m = M + \alpha_1 + \alpha_2 \text{M.A.} + \alpha_3 \text{I.C.} + \alpha_4 (\text{M.A.})(\text{I.C.}) \quad (2.16)$$

donde M.A. es la masa de aire, I.C. es el índice de color; y α_i con $i = 1 \dots 4$ son las constantes de proporcionalidad.

Para nuestro caso, el proceso de ajuste fue llevado a cabo utilizando solo una ecuación de transformación:

$$m = M + m_1 + m_2 (\text{M.A.}) \quad (2.17)$$

donde m es la magnitud instrumental obtenida mediante el programa qphot, M es la magnitud calibrada, que deseamos obtener, m_1 es el punto cero, y en nuestro caso, el único parámetro a determinar; y m_2 , es el coeficiente de extinción, en unidades de magnitud por masa de aire. Al igual que en las ecuaciones anteriores, M.A. es la masa de aire para la imagen en cuestión. Este proceso de tomar únicamente una ecuación de transformación propicia que el ajuste sea menos exacto; la desviación estándar es mayor. Sin embargo, los valores obtenidos, como se verá más adelante, concuerdan con la literatura con desviaciones de menos del 10% .

2.2.3. Extinción y Corrimiento al Rojo

Las correcciones de magnitud para objetos por extinción de nuestra galaxia y corrimiento al rojo son en general ligeramente mayores que los valores correspondientes a la incertidumbre en la fotometría. Utilizando el método de la curva de enrojecimiento, se tiene la curva de Savage y Mathis (1979), donde $A_v = 3.1$, $E_{B-V} = 1$ Y por ende $A_{B1} = 4.1$. Los datos de extinción para los filtros son tomados de NED (National Extragalactic Database), obteniendo entonces para cada objeto la corrección necesaria.

$$A_i = A_{i1} \times A_B / A_{B1} \quad (2.18)$$

donde A_i es la extinción que deseamos encontrar para el filtro i , A_{i1} es la extinción dada por la curva de Savage y Mathis (1979) que está normalizada de manera tal que $E_{B-V} = 1$; A_B es la extinción dada por NED y $A_{B1} = 4.1$ es la extinción en el filtro B dada por la curva de Savage y Mathis (1979) normalizada. Con esto para nuestros 3 filtros tenemos:

$$A_J = 0.87 \times A_B / 4.1 \quad (2.19)$$

$$A_H = 0.66 \times A_B / 4.1 \quad (2.20)$$

$$A_K = 0.38 \times A_B / 4.1 \quad (2.21)$$

Respecto a los corrimientos al rojo tenemos de Persson (1979):

$$K_{corr} = 3.3 z \quad (2.22)$$

$$(H-K)_{corr} = -3.5 z \quad (2.23)$$

$$(J-H)_{corr} = -0.5 z \quad (2.24)$$

siendo z el corrimiento al rojo, que para casos no relativistas está dado por

$$z = \frac{v}{c} = \frac{\lambda' - \lambda}{\lambda} \quad (2.25)$$

En general, para el caso de nuestros objetos, esta corrección modifica en muy poco los valores de nuestra fotometría, ya que las galaxias de la muestra son relativamente cercanas.

En el capítulo 3 se mostrarán los resultados obtenidos por los procesos de reducción y fotometría descritos en este capítulo, y se discutirán e interpretarán físicamente dichos resultados.

Capítulo 3

Resultados, Análisis y Discusión

En este capítulo mostramos y discutimos los resultados obtenidos mediante los procedimientos de reducción y fotometría ya descritos en el capítulo 2.

3.1. Antecedentes y datos obtenidos de la literatura

Se realizó el estudio de las galaxias asociadas de las siguientes 6 radiofuentes, en la noche 1 de observación se tomaron los datos de B20916+33 y 4C29.30, y en la noche 2 se tomaron los datos de B20913+38, 3C178, 3C272.1 y B2 0722+30 todas ellas con $z < 1$.

La fuente 4C29.30 es una fuente potente aunque por su morfología en radio, es una fuente tipo FRI (Heckman, et al.1986). La galaxia asociada a 3C272.1 es Messier 84, que se encuentra en el gran cúmulo de Virgo y forma parte junto con Messier 86 de la cadena de Markarían, las galaxias elípticas más notables del cúmulo. B2 0916+33 se ha asociado a una galaxia espiral de doble núcleo. B2 0913+38 es elíptica aunque parece que es un par. B2 0722+30 es una galaxia que se consigna en la literatura como una S0, 4C29.30 es una galaxia presuntamente lenticular aunque con algunas particularidades que se verán en la discusión de fotometría superficial, finalmente, 3C178 esta asociada a NGC 2377 galaxia espiral. En la tabla 3.6, se muestran datos relevantes de la muestra obtenidos de NED (NASA-IPAC Extragalactic Database): Columna (1): nombre de las fuentes, columna (2): Otros nombres o galaxia óptica, columna (3): ascensión recta, Columna (4): declinación, Columna (5): corrimiento al rojo, Columna (6): distancia, Columna (7): magnitud visual, Columna (8): morfología, Columna (9): Clasificación.

Cuadro 3.1: Datos de la muestra obtenidos de NED

F	ON	α	δ	Z	D	M_V	M	C
3C272.1	Messier 84	12h 25m 03.8s	+12° 53' 13.47"	0.00354	6.5×5.6	10.09	E1	Radiogalaxia, LINER
4C29.30	B2 0836+29B	08h 40m 02.3s	+29° 49' 00.47"	0.06430	0.59×0.54	15.7	S0	Radiogalaxia
3C178	NGC 2377	07h 24m 56.8s	-9° 39' 34"	0.00820	1.7×1.3	13.54	SA(s)c	Radiogalaxia, HII
B2 0722+30	CGCG 147-020	07h 25m 37.366s	+29° 57' 14.79"	0.01885	0.3×0.3	15.6	S0	Radiogalaxia
B2 0913+38	PGC 026191	09h 16m 47.738s	+38° 18' 05.56"	0.07110	-	15.7	S0?	Radiogalaxia
B2 0916+33	UGC 4947	09h 19m 54.407s	+29° 57' 14.79"	0.04994	1.1×0.5	15.12	SB?	cRadiogalaxia, HII

F: Fuente; ON: Otros Nombres o Galaxia Óptica; α : ascensión recta (2000); δ : declinación (2000); Z: corrimiento al rojo; D: Diámetros (min arc); M_V : Magnitud Visual; M: Morfología; C: Clasificaciones

En las secciones siguientes mostraremos los resultados de nuestro análisis así como una interpretación física de los resultados.

3.2. Resultados de la fotometría

3.2.1. Fotometría de Apertura de estrellas estándares

Como habíamos mencionado en el capítulo 2, para determinar el punto cero fotométrico utilizamos los valores de la magnitud instrumental obtenida con qphot de las estrellas estándares. Al tener 5 estrellas estándares para cada noche podemos graficar magnitud absoluta vs. magnitud instrumental (obtenida con qphot) y ajustamos una recta a dicha gráfica, la ordenada al origen será el punto cero que necesitamos. Las observaciones de nuestros objetos se realizaron durante 2 noches consecutivas. Las estrellas fueron las cuatro estrellas de fs13, fs18 y as23 para la noche 1 y las mismas sin as23 para la noche 2. Estas estrellas pertenecen al grupo de estrellas estándares de cercano IR ARNICA (Hunt, et al. 1998). Las estrellas del campo de fs13 se observaron 2 veces en la noche 2 con cada uno de los filtros, la estrella as23 no se observó en el filtro K' por problemas de saturación del detector. En la tabla 3.1 se muestran las coordenadas de las estrellas estándares, en la tabla 3.2 y 3.3 se muestran los valores de la fotometría instrumental obtenida por qphot, siguiendo los pasos descritos en el capítulo 2, y los valores de la fotometría real de estas estrellas para las noches 1 y 2 respectivamente.

Cuadro 3.2: Posición de Estrellas Estándares

Est.Est	α	δ
fs13-0	05h 57m 07.5s	00° 01' 11"
fs13-1	05h 57m 10.4s	00° 01' 38"
fs13-2	05h 57m 09.5s	00° 01' 50"
fs13-3	05h 57m 08.0s	00° 00' 07"
fs18	08h 51m 02.1s	-00°25' 14"
as23	12h 02m 53.5s	04°08' 47"

Las posiciones están referidas al año 1950 salvo fs18 referida al año 2000.

Cuadro 3.3: Magnitudes de las estrellas estándares, noche 1

Est. Est.	mag i. J	mag. r. J	mag. i. H	mag. r. H	mag. i. K'	mag. r. K'
fs13-0	24.036	10.517	23.781	10.189	24.264	10.137
fs13-1	25.841	12.201	24.457	11.781	25.789	11.648
fs13-2	26.176	12.540	25.760	12.101	26.130	11.970
fs13-3	26.844	13.345	26.463	12.964	26.928	12.812
fs18	24.382	10.814	24.165	10.553	24.654	10.522

Magnitudes obtenidas por qphot y magnitudes absolutas de las estrellas estándares. Est.

Est.: estrellas estándares; mag i: Magnitud Instrumental; mag r: Magnitud Real, para cada uno de los filtros de cercano IR.

Cuadro 3.4: Magnitudes de las estrellas estándares, noche 2

Est. Est.	mag i. j	mag. r. j	mag. i. h	mag. r. h	mag. i. K'	mag. r. K'
fs13-0 (1)	23.648	10.517	23.127	10.189	22.794	10.137
fs13-1 (1)	25.301	12.201	24.651	11.781	24.413	11.648
fs13-2 (1)	25.669	12.540	25.198	12.101	24.914	11.970
fs13-3 (1)	26.543	13.345	25.886	12.964	25.304	12.812
fs13-0 (2)	23.657	10.517	23.130	10.189	22.551	10.137
fs13-1 (2)	25.415	12.201	24.640	11.781	24.325	11.648
fs13-2 (2)	25.649	12.540	24.975	12.101	24.728	11.970
fs13-3 (2)	26.341	13.345	25.848	12.964	25.388	12.812
as23	21.997	8.889	21.905	8.847	no	no

Magnitudes obtenidas por qphot y magnitudes absolutas de las estrellas estándares. Est. Est. : estrellas estándares; mag i: Magnitud Instrumental; mag r: Magnitud Real, para cada uno de los filtros de cercano IR.

Con los datos de las tablas 3.2 y 3.3 hacemos la regresión lineal por mínimos cuadrados. En las dos regresiones tenemos valores en las pendientes de aproximadamente 1. En la tabla 3.4 se muestran los valores de los puntos cero z_{0i} (donde i es el filtro) para cada noche y que es la ordenada al origen de nuestras regresiones.

Cuadro 3.5: Ceros Fotométricos para cada noche

	noche 1	noche 2
z_{0j}	13.586 ± 0.031	13.129 ± 0.021
z_{0h}	13.608 ± 0.031	12.938 ± 0.028
z_{0k}	14.135 ± 0.007	12.661 ± 0.059

Estos valores son las ordenadas al origen de las regresiones lineales de las magnitudes instrumentales y reales, y serán las correcciones mayores que se efectuarán en la fotometría de nuestra muestra de objetos.

Estos valores se usarán, como ya se había mencionado en el capítulo 2, para la calibración de las magnitudes de nuestra muestra de radiofuentes, y serán la corrección más importante de dicha calibración, al restarlo de las magnitudes instrumentales obtenidas para las radiogalaxias.

“Seeing”

En condiciones ideales la imagen de una estrella proyectada en el infinito es un punto, sin embargo debido a la dispersión de la atmósfera esta imagen aparecerá en nuestro telescopio como una mancha. El tamaño angular promedio de esta mancha nos da una idea de la dispersión atmosférica y la calidad de la noche de observación. Con un tamaño angular menor que 1, podemos decir que nuestra noche de observación fue muy buena, hasta valores de, se puede calificar a la noche de observación de aceptable, para valores mayores o iguales a 1.5 seg arc en dicho tamaño angular, se considera como una noche de observación no satisfactoria. El tamaño angular mencionado se estima con los promedios de los FWHM (ancho máximo a altura media) que luego se multiplican por la escala de placa, este promedio se denomina “seeing” atmosférico. Los valores obtenidos fueron:

Cuadro 3.6: “Seeing” atmosférico para las noches de observación

	noche 1	noche 2
seeing	1.23 ± 0.04	1.10 ± 0.18

donde los errores son las desviaciones estándares de los promedios.

Los valores obtenidos en esta sección, serán utilizados para hacer las correcciones en magnitud más importantes, detalladas en la ecuación 2.1

3.2.2. Fotometría de apertura de radiofuentes

En las siguientes secciones mostraremos los resultados obtenidos de la reducción de imágenes y la fotometría, para las radiogalaxias problema.

Magnitudes, parámetros físicos y colores

Después de haber realizado los procedimientos de reducción de imágenes detallados en el capítulo 2 utilizando los programas contenidos en la paquetería astronómica IRAF y hechas las correcciones por corrimiento de los ceros fotométricos, extinción, masa de aire y corrimiento al rojo, obtuvimos los valores finales de la fotometría de nuestra muestra. Para saber si los valores obtenidos con nuestro análisis son confiables, los comparamos con referencias encontradas en la literatura (“template”), siendo los valores utilizados los encontrados en 2MASS (2 Micron All Sky Survey; Jarret, Chester y Cutrie, 2003), que

es un mapeo completo del cielo, en la bandas de cercano IR, este es un proyecto de la Universidad de Massachusets.. La λ_{eff} de los filtros de 2MASS es ligeramente diferente a la nuestra, lo que pudiera provocar cierto corrimiento en algún valor. Para M84 utilizamos como referencia los valores de Cerro Tololo (CIT; Persson et al. 1979).

En la tabla 3.7 mostramos los valores de las magnitudes obtenidas para nuestros objetos en los tres filtros de cercano IR, junto con las referencias obtenidas de la literatura.

Cuadro 3.7: Magnitudes reales obtenidas por nuestra fotometría y referencias obtenidas de la literatura

Nombre	J	J _{REF}	H	H _{REF}	K'	K' _{REF}
3C272.1	7.845 ±0.023	8.08 ±0.030	7.241 ±0.029	7.38 ±0.030	6.714±0.059	7.14 ±0.030
4C29.30	12.342 ±0.066	-	11.782 ±0.057	-	11.663 ±0.139	-
3C178	10.603 ±0.035	10.223 ±0.024	9.940 ±0.034	9.470 ±0.024	9.411 ±0.062	9.373 ±0.034
B2 0722+30	11.862 ±0.048	12.324 ±0.019	11.132 ±0.041	11.446 ±0.026	10.517 ±0.063	10.988 ±0.034
B2 0913+38	13.569 ±0.103	13.993 ±0.049	12.875 ±0.066	13.254 ±0.056	12.365 ±0.048	12.912 ±0.081
B2 0916+33	12.331 ±0.074	12.851 ±0.037	11.428 ±0.054	12.123 ±0.049	11.227 ±0.050	11.691 ±0.066

Los valores en las columnas J, H y K', son los valores finales de la magnitud para cada filtro. El subíndice REF indica los valores encontrados en la Literatura, y que usamos como comparación (template).

También mostramos en la tabla 3.8, las desviaciones que tenemos con respecto a las referencias, el signo menos en los valores porcentuales, indican que nuestros valores son menores en magnitud, es decir, son más brillantes.

Cuadro 3.8: Desviaciones de nuestra fotometría con respecto a las referencias

Nombre	δ_J	δ_H	δ_K
3C272.1	-2.99 %	-1.92 %	-6.34 %
4C29.30	-	-	-
3C178	3.58 %	4.62 %	0.40 %
B2 0722+30	-3.89 %	-2.82 %	-4.48 %
B2 0913+38	-3.12 %	-2.94 %	-4.42 %
B2 0916+33	-4.22 %	-6.08 %	-4.13 %

Las columnas δ_J , δ_H , δ_K indican las diferencias porcentuales respecto a las referencias. El signo menos indica que nuestros valores son menores en magnitud.

Como se puede ver en la tabla 3.7 no existe referencia en la fotometría de 4C29.30, por lo que las magnitudes obtenidas de nuestra fotometría serán las primeras calculadas

en cercano IR para esta fuente. Como consecuencia de la obtención de las magnitudes, podemos obtener parámetros físicos de los objetos como son la densidad de flujo, el flujo, la distancia y la luminosidad. Para obtener los valores de la densidad de flujo f_ν , utilizamos la calibración absoluta del sistema fotométrico de San Pedro Mártir (Carrasco et al., 1991) que se muestra en la tabla 3.9. En la primera columna de esta tabla se encuentran los filtros de cercano IR, la segunda columna λ_{eff} se refiere a la longitud de onda efectiva de los filtros de cercano IR, y en la tercera columna, $f_{\nu,0}$ es la densidad de flujo en Janskys ($1 \text{ Jy} = 10^{-26} \text{ W Hz}^{-1} \text{ m}^{-2}$) correspondiente a los ceros fotométricos de San Pedro Mártir

Cuadro 3.9: Calibración absoluta del sistema fotométrico en cercano IR del observatorio de San Pedro Mártir

Banda	λ_{eff} (μm)	$f_{\nu,0}$ (Jy)
J_{OAN}	1.198	1642
H_{OAN}	1.580	1105
K_{OAN}	2.210	632

Teniendo los valores anteriores en cuenta, nuestra densidad de flujo estará dada por la ecuación 3.1:

$$f_\nu = f_{\nu,0} 10^{-0,4M} \quad (3.1)$$

y nuestros flujos aproximados serán:

$$F = \nu f_\nu \quad (3.2)$$

Para obtener la luminosidad de nuestros objetos, se utiliza la ecuación siguiente (ec. 3.3)

$$L_\nu = 4\pi f_\nu d^2 \quad (3.3)$$

donde d es la distancia en que se calcula con la ecuación 3.4.

$$d = z \frac{c}{H} \quad (3.4)$$

donde z es el corrimiento al rojo, c es la velocidad de la luz, y H es la constante de Hubble. Tomamos $H = 75 \text{ Km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ para nuestros cálculos.

La tabla 3.10 se muestra las densidades de flujo de energía f_ν en Janskys calculadas para cada filtro. En la tabla mencionada, la primera columna corresponde al nombre de las fuentes. Las columna f_J corresponde al valor de la densidad de flujo en el filtro J, la columna f_H corresponde al valor de la densidad de flujo en el filtro H, la columna $f_{K'}$ corresponde al valor de la densidad de flujo en el filtro K'. La densidad de flujo de energía es en Janskys, unidad ya definida anteriormente.

Cuadro 3.10: Densidades de flujo de energía en de las fuentes de la muestra.

Nombre	f_J (Jy)	f_H (Jy)	$f_{K'}$ (Jy)
3C272.1	1.1947	1.4021	1.0320
4C29.30	0.0163	0.0181	0.0173
3C178	0.0941	0.1167	0.1086
B2 0722+30	0.0315	0.0414	0.0425
B2 0913+38	0.0061	0.0078	0.0072
B2 0916+33	0.0207	0.0267	0.0189

La tabla 3.11 muestra las distancias calculadas en Mpc de nuestras fuentes. En esta tabla, la primera columna corresponde al nombre de la fuente, la segunda columna (D) corresponde a la distancia en Mpc.

Cuadro 3.11: Distancias en Mpc de las fuentes de la muestra

Nombre	D (Mpc)
3C272.1	14.14
4C29.30	257.20
3C178	32.78
B2 0722+30	75.40
B2 0913+38	284.44
B2 0916+33	199.76

La tabla 3.12 muestra los flujos calculados para cada fuente por filtro en $\text{W m}^{-2} \text{ sr}^{-1}$. Para esta tabla la distribución es la siguiente: La primera columna corresponde al nombre de las fuentes, la columna F_J corresponde al valor del flujo en el filtro J, la columna F_H

corresponde al valor del flujo en el filtro H, la columna $F_{K'}$ corresponde al valor del flujo en el filtro K' .

Cuadro 3.12: Flujos de las fuentes de la muestra en cercano IR en $W m^{-2} sr^{-1}$

Nombre	F_J	F_H	$F_{K'}$
3C272.1	2.99×10^{-12}	2.66×10^{-12}	1.39×10^{-12}
4C29.30	4.08×10^{-14}	3.43×10^{-14}	2.34×10^{-14}
3C178	2.36×10^{-13}	2.21×10^{-13}	1.47×10^{-13}
B2 0722+30	7.89×10^{-14}	7.86×10^{-13}	5.74×10^{-14}
B2 0913+38	1.53×10^{-14}	1.48×10^{-14}	9.72×10^{-15}
B2 0916+33	5.18×10^{-14}	5.07×10^{-14}	2.55×10^{-14}

En la tabla 3.13 se muestran las luminosidades calculadas para cada filtro, de nuestra muestra de radiogalaxias. Para esta tabla, las columnas se distribuyen de la forma siguiente: La primera columna corresponde al nombre de las fuentes, la columna corresponde L_J al valor de la luminosidad en el filtro J, la columna L_H corresponde al valor de la luminosidad en el filtro H, la columna $L_{K'}$ corresponde al valor de la luminosidad en el filtro K' .

Cuadro 3.13: Luminosidades de las fuentes de la muestra en cercano IR en $W Hz^{-1}$

	L_J	L_H	$L_{K'}$
3C272.1	2.84×10^{22}	3.34×10^{22}	3.11×10^{22}
4C29.30	1.29×10^{23}	1.43×10^{23}	1.37×10^{22}
3C178	1.21×10^{22}	1.50×10^{22}	1.39×10^{22}
B2 0722+30	2.13×10^{22}	2.81×10^{22}	2.88×10^{22}
B2 0913+38	5.91×10^{22}	7.54×10^{22}	6.90×10^{22}
B2 0916+33	9.13×10^{22}	1.41×10^{23}	9.273×10^{22}

Se puede ver en la tabla de luminosidades que 4C29.30, la radiogalaxia más potente, lo es también en cercano IR, desde un factor de 2 hasta un orden de magnitud.

Con los valores de la magnitud que obtenidos, también se calculan los índices de color, que son la resta de las magnitudes de los filtros más "rojos" de las magnitudes de los filtros más "azules". En este caso los colores que tenemos son J-H y H-K. que mostramos en la tabla 3.14 los índices de color están en magnitudes. La primera columna de la tabla 3.14

corresponde al nombre de la fuente, la segunda y tercera columna son los índices de color para cada fuente.

Cuadro 3.14: Índices de color de la muestra de radiogalaxias

Nombre	J-H	H-K'
3C272.1	0.604	0.527
4C29.30	0.561	0.119
3C178	0.663	0.529
B2 0722+30	0.729	0.616
B2 0913+38	0.694	0.510
B2 0916+33	0.903	0.201

Estos índices nos ayudarán en la discusión de los mecanismos de emisión de las galaxias de nuestra muestra.

Distribución del continuo de emisión de energía en cercano IR

Una vez que tuvimos nuestros datos de la fotometría y que pudimos obtener las densidades de flujo, graficamos el logaritmo de la densidad de flujo vs. el logaritmo de la frecuencia de nuestros filtros. En las figuras de la 3.1 a la 3.5 mostramos las gráficas.

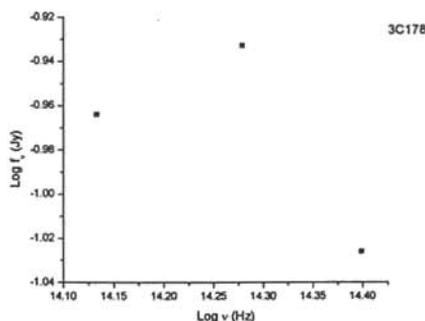


Figura 3.1: Distribución del continuo de emisión de energía para 3C178. Ordenadas: Logaritmo de la densidad de flujo f_ν (Jy), Abscisas Logaritmo de la frecuencia ν (Hz)

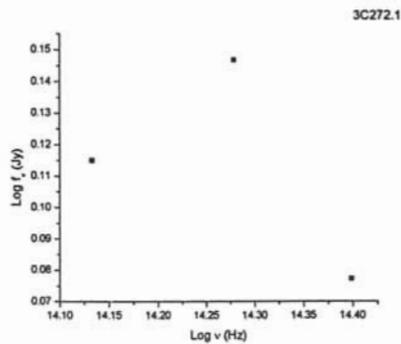


Figura 3.2: Distribución del continuo de emisión de energía para 3C272.1. Ordenadas: Logaritmo de la densidad de flujo f_ν (Jy), Abscisas Logaritmo de la frecuencia ν (Hz)

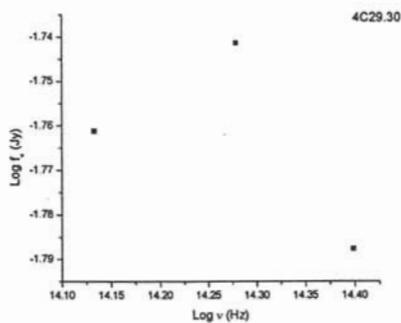


Figura 3.3: Distribución del continuo de emisión de energía para 4C29.30. Ordenadas: Logaritmo de la densidad de flujo f_ν (Jy), Abscisas Logaritmo de la frecuencia ν (Hz)

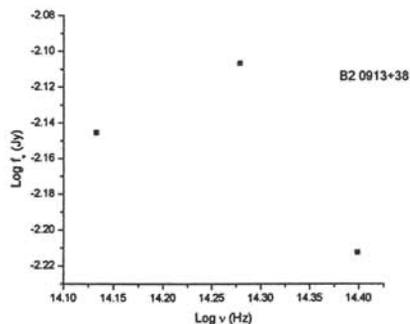


Figura 3.4: Distribución del continuo de emisión de energía para B2 0913+38. Ordenadas: Logaritmo de la densidad de flujo f_ν (Jy), Abscisas Logaritmo de la frecuencia ν (Hz)

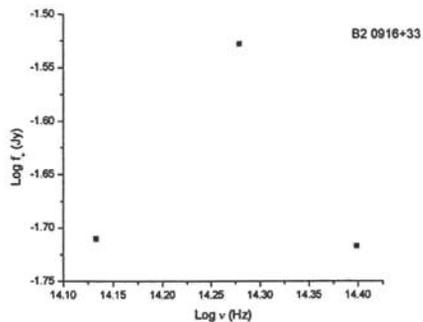


Figura 3.5: Distribución del continuo de emisión de energía para B2 0916+33. Ordenadas: Logaritmo de la densidad de flujo f_ν (Jy), Abscisas Logaritmo de la frecuencia ν (Hz)

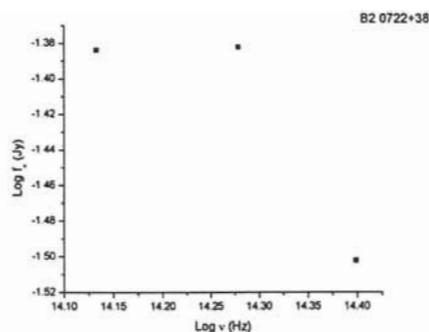


Figura 3.6: Distribución del continuo de emisión de energía para B2 0722+30. Ordenadas: Logaritmo de la densidad de flujo f_ν (Jy), Abscisas Logaritmo de la frecuencia ν (Hz)

Las gráficas anteriores nos servirán para identificar los mecanismos físicos responsables de los perfiles de los continuos de emisión de energía en el cercano IR. esto se analizará en la sección de discusión.

Imágenes

Como resultado del proceso de reducción detallado en el capítulo 2, obtuvimos un conjunto final de imágenes que fueron utilizadas para realizar la fotometría. Mostramos en las figuras de la 3.6.1 a la 3.6.6 dichas imágenes.

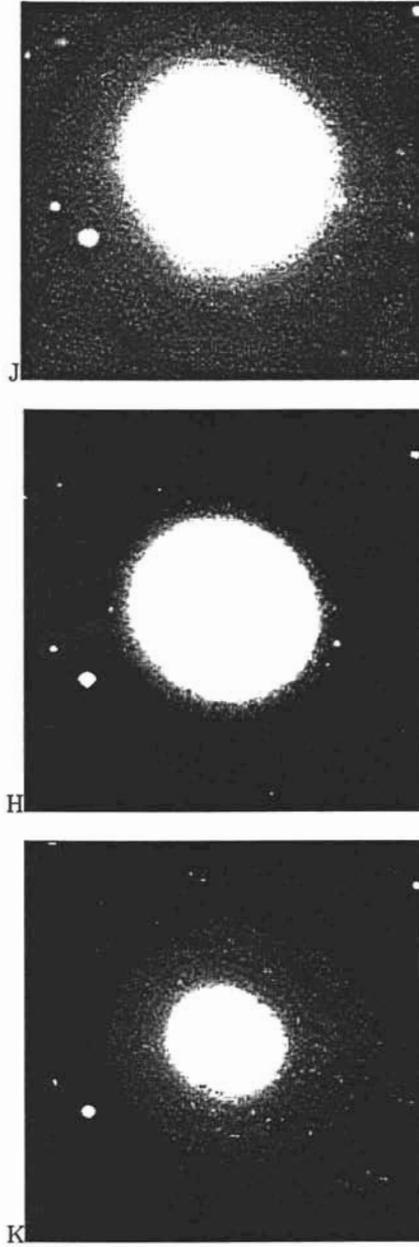


Figura 3.6.1: Imágenes de 3C272.1 en el filtros J (arriba), H (centro), y K' (abajo)

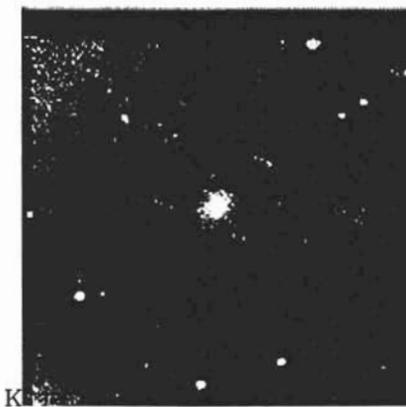
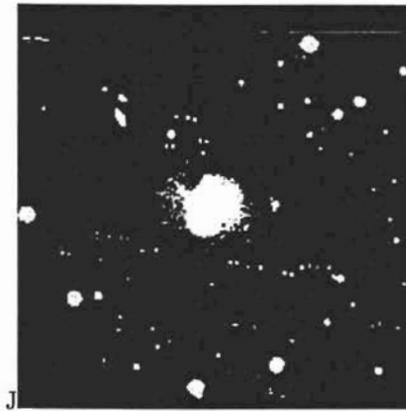


Figura 3.6.2: Imágenes de 4C29.30 en los filtros J (arriba), H (centro), y K' (abajo)

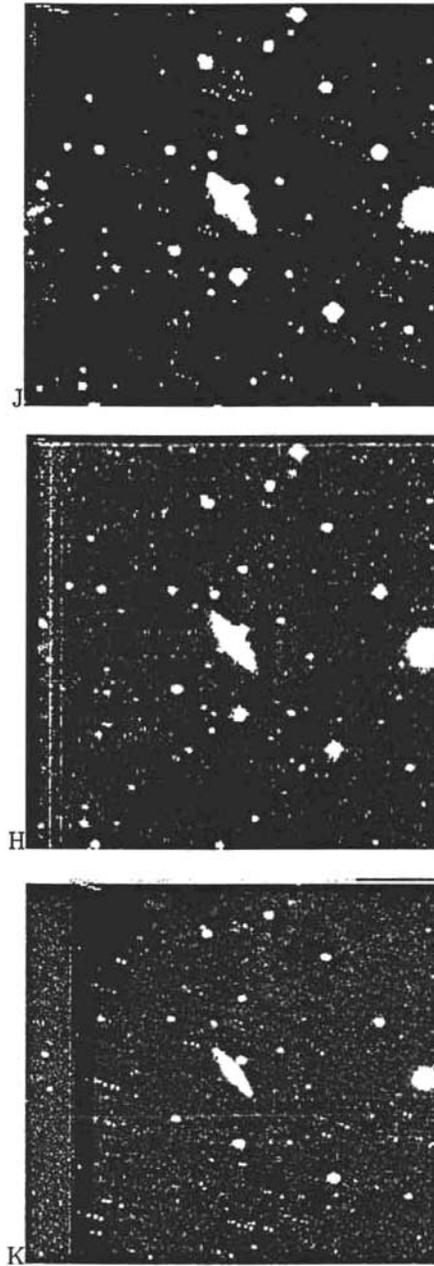


Figura 3.6.3: Imágenes de B2 0722+30 en el filtros J (arriba), H (centro), y K' (abajo)

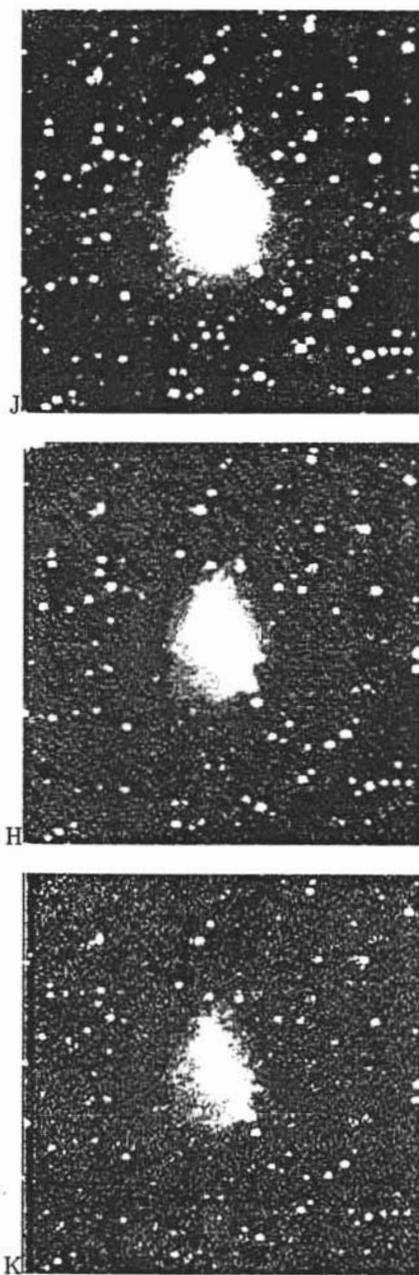


Figura 3.6.4: Imágenes de 3C178 en el filtros J (arriba), H (centro), y K' (abajo)

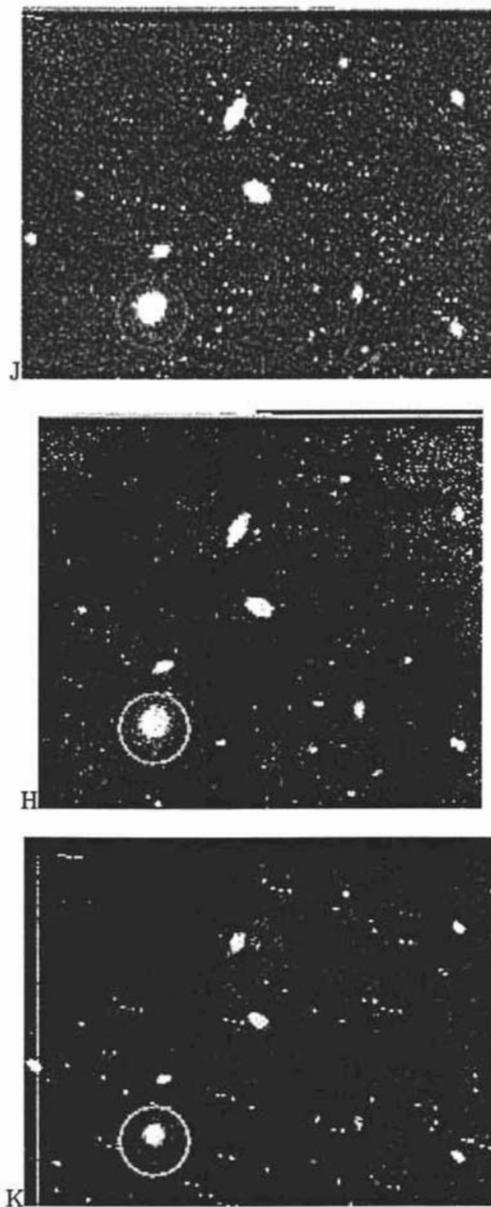


Figura 3.6.5: Imágenes de B2 0913+38 en el filtros J (arriba), H (centro), y K' (abajo). La galaxia está encerrada en un círculo.

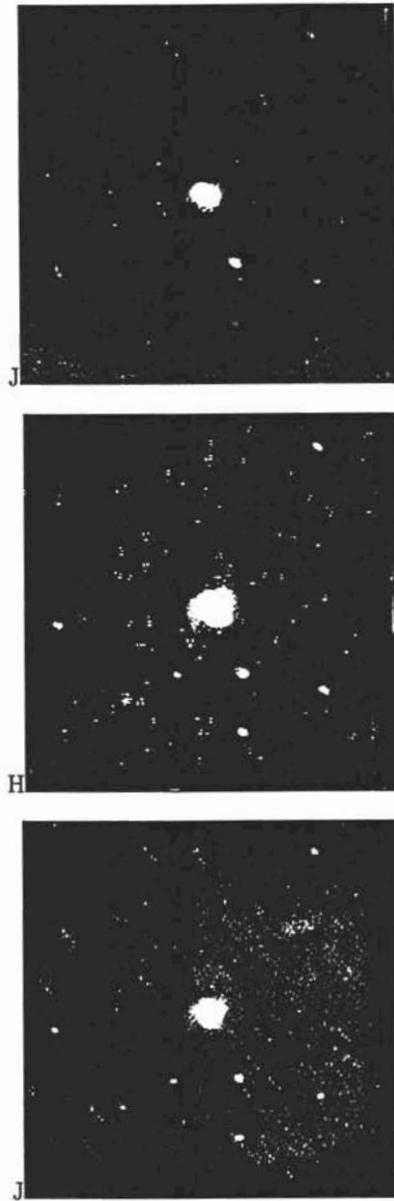


Figura 3.6.6: Imágenes de B2 0916+33 en el filtros J (arriba), H (centro), y K' (abajo)

3.2.3. Fotometría superficial de radiogalaxias

Debido a que únicamente vale la pena hacer fotometría superficial de las fuentes extendidas, esta fotometría la hicimos con las fuentes 3C272.1, 4C29.30, B2 0722+30 y 3C178.

Como se había mencionado en el capítulo 2, el análisis de fotometría superficial de nuestros objetos se realizó con la rutina *ellipse* contenida en el programa *isophote* de STSDAS, que a su vez forma parte de la paquetería astronómica IRAF. Esta rutina genera ajustes elípticos isofotales a partir de las imágenes de nuestros objetos, siempre y cuando estos no sean compactos. El resultado de que nos entrega dicha rutina es un conjunto de 40 parámetros, de los cuales, para los alcances de este trabajo tomamos en cuenta los mostrados en las tablas de la 3.15 a la 3.26. La distribución de las columnas de estas tablas es como sigue: En la columna uno esta la posición sobre el eje mayor medida en segundos de arco (seg arc) (SMA); la columna dos tenemos la intensidad instrumental (INTENS); en la columna tres tenemos el error asociado a la intensidad (INT_ERR); en la columna cuatro tenemos la elipticidad o excentricidad (ELIP); en la columna cinco encontramos el error asociado a la elipticidad (ELIP_ERR); en la columna seis tenemos el ángulo de posición en grados (AP); en la columna siete tenemos el error asociado al ángulo de posición (AP_ERR); en la columna ocho tenemos la magnitud superficial instrumental medida en mag/seg arc² (MAG); en la columna nueve tenemos el error asociado a la magnitud superficial instrumental (MAG_ERR). A continuación mostramos las tablas de resultados de *ellipse* (tablas 3.15 a 3.26)

Cuadro 3.15: Resultados de 3C272.1 obtenidos por *ellipse* para el filtro J

ELLIPSE 3C272.1 FILTRO J								
SMA	INTENS	INT_ERR	ELIP	ELIP_ERR	AP	AP_ERR	MAG	MAG_ERR
seg arc					grados	grados	mag/seg arc ^{1/2}	mag/seg arc ^{1/2}
5.75	16.415	0.0350	0.168	0.0040	51.36	0.736	-3.038	0.0023
6.32	14.227	0.0309	0.164	0.0038	50.26	0.728	-2.883	0.0024
6.96	12.244	0.0226	0.162	0.0032	49.82	0.614	-2.720	0.0020
7.65	10.404	0.0181	0.150	0.0030	49.39	0.622	-2.543	0.0019
8.42	8.899	0.0158	0.147	0.0030	48.79	0.635	-2.373	0.0019
9.26	7.613	0.0143	0.147	0.0032	49.06	0.680	-2.204	0.0020
10.19	6.520	0.0128	0.146	0.0033	47.92	0.710	-2.036	0.0021
11.20	5.695	0.0135	0.146	0.0043	48.69	0.902	-1.868	0.0026
12.33	4.804	0.0119	0.149	0.0039	47.55	0.812	-1.704	0.0027
13.56	4.065	0.0122	0.142	0.0047	50.10	1.014	-1.523	0.0039
14.91	3.448	0.0110	0.144	0.0048	51.11	1.012	-1.344	0.0035
16.41	2.872	0.0079	0.141	0.0040	53.33	0.866	-1.146	0.0030
18.05	2.385	0.0052	0.140	0.0029	53.45	0.648	-0.944	0.0024
19.85	1.935	0.0027	0.131	0.0019	54.17	0.444	-0.717	0.0015
21.84	1.572	0.0024	0.124	0.0019	54.25	0.457	-0.491	0.0016
24.02	1.239	0.0019	0.112	0.0018	56.40	0.488	-0.233	0.0017
26.42	0.955	0.0021	0.102	0.0024	57.77	0.705	0.050	0.0024
29.06	0.715	0.0020	0.091	0.0028	57.00	0.926	0.364	0.0030
31.97	0.527	0.0024	0.089	0.0037	57.36	1.244	0.695	0.0049
35.17	0.365	0.0018	0.084	0.0034	54.91	1.201	1.123	0.0054
38.68	0.215	0.0018	0.075	0.0041	50.43	1.611	1.667	0.0089

Cuadro 3.16: Resultados de 3C272.1 obtenidos por *ellipse* para el filtro H

ELLIPSE 3C272.1 FILTRO H								
SMA	INTENS	INT_ERR	ELIP	ELIP_ERR	AP	AP_ERR	MAG	MAG_ERR
seg arc					grados	grados	mag/seg arc ^{1/2}	mag/seg arc ^{1/2}
5.75	36.268	0.0490	0.182	0.0023	55.96	0.408	-3.899	0.0014
6.25	31.203	0.0399	0.176	0.0022	55.91	0.399	-3.736	0.0014
6.96	26.766	0.0324	0.171	0.0021	55.93	0.379	-3.569	0.0013
7.65	22.844	0.0296	0.165	0.0019	55.81	0.365	-3.397	0.0012
8.42	19.495	0.0226	0.162	0.0020	55.61	0.375	-3.225	0.0013
9.26	16.624	0.0183	0.157	0.0018	55.69	0.366	-3.052	0.0012
10.19	14.173	0.0141	0.154	0.0017	55.16	0.360	-2.879	0.0011
11.20	12.134	0.0098	0.152	0.0013	55.68	0.259	-2.710	0.0008
12.33	10.401	0.0083	0.149	0.0014	55.64	0.291	-2.543	0.0009
13.56	8.895	0.0097	0.143	0.0018	55.63	0.395	-2.373	0.0012
14.91	7.562	0.0073	0.139	0.0015	55.30	0.342	-2.197	0.0011
16.41	6.322	0.0069	0.129	0.0014	55.87	0.341	-2.002	0.0010
18.05	5.284	0.0048	0.123	0.0014	56.73	0.339	-1.807	0.0010
19.85	4.345	0.0037	0.113	0.0013	56.12	0.340	-1.595	0.0009
21.84	3.607	0.0043	0.112	0.0016	55.57	0.437	-1.393	0.0013
24.02	2.916	0.0033	0.108	0.0014	55.95	0.398	-1.162	0.0012
26.42	2.299	0.0034	0.102	0.0017	57.18	0.511	-0.904	0.0016
29.06	1.803	0.0031	0.101	0.0018	59.29	0.545	-0.640	0.0018
31.97	1.366	0.0040	0.097	0.0027	59.69	0.830	-0.339	0.0032

Cuadro 3.17: Resultados de 3C272.1 obtenidos por elipse para el filtro K'

ELLIPSE										
3C272.1 FILTRO K										
SMA	INTENS	INT ERR	ELIP	ELIP ERR	AP	AP ERR	MAG	MAG ERR		
seg arc					grados	grados	mag/seg	arc ²	mag/seg	arc ²
5.75	46.801	0.0557	0.181	0.0021	55.84	0.374	-4.176		0.0013	
6.32	40.373	0.0479	0.175	0.0021	56.19	0.381	-4.015		0.0013	
6.96	34.732	0.0689	0.168	0.0034	57.37	0.629	-3.852		0.0022	
7.65	29.610	0.0516	0.161	0.0030	58.22	0.577	-3.679		0.0019	
8.42	25.358	0.0619	0.159	0.0043	58.24	0.845	-3.510		0.0027	
9.26	21.848	0.0357	0.158	0.0028	57.85	0.562	-3.349		0.0018	
10.19	18.782	0.0436	0.157	0.0041	58.63	0.815	-3.184		0.0025	
11.20	16.382	0.0470	0.169	0.0051	59.67	0.944	-3.036		0.0031	
12.33	14.141	0.0371	0.164	0.0046	60.06	0.882	-2.876		0.0028	
13.56	12.224	0.0303	0.164	0.0045	60.90	0.844	-2.718		0.0027	
14.91	10.486	0.0192	0.154	0.0032	59.65	0.642	-2.551		0.0020	
16.41	9.084	0.0306	0.168	0.0060	62.04	1.111	-2.396		0.0037	
18.05	7.628	0.0156	0.130	0.0036	60.87	0.839	-2.206		0.0022	
19.85	6.470	0.0136	0.116	0.0039	63.47	1.011	-2.027		0.0023	
21.84	5.559	0.0221	0.103	0.0058	63.48	1.700	-1.853		0.0043	
24.02	4.725	0.0146	0.111	0.0049	65.93	1.333	-1.686		0.0034	
26.42	3.931	0.0133	0.096	0.0052	62.61	1.649	-1.486		0.0037	
29.06	3.230	0.0119	0.082	0.0065	63.28	2.366	-1.273		0.0040	
31.97	2.725	0.0115	0.088	0.0062	77.26	2.678	-1.088		0.0046	
35.17	2.317	0.0112	0.093	0.0073	79.14	2.348	-0.912		0.0052	
38.68	1.949	0.0091	0.096	0.0069	79.14	2.150	-0.724		0.0051	
42.55	1.696	0.0106	0.126	0.0090	79.14	2.193	-0.574		0.0067	
46.81	1.463	0.0101	0.134	0.0062	75.94	1.432	-0.413		0.0075	

Cuadro 3.18: Resultados de 4C29.30 obtenidos por elipse para el filtro J

ELLIPSE										
4C29.30 FILTRO J										
SMA	INTENS	INT_ERR	ELIP	ELIP_ERR	AP	AP_ERR	MAG	MAG_ERR		
seg arc					grados	grados	mag/seg	arc**2	mag/seg	arc**2
3.30	0.647	0.0033	0.116	0.0110	-57.70	2.929	0.473			0.0055
3.63	0.568	0.0033	0.113	0.0128	-53.10	3.450	0.614			0.0063
4.00	0.506	0.0036	0.122	0.0145	-56.33	3.625	0.740			0.0078
4.40	0.452	0.0036	0.142	0.0149	-61.73	3.236	0.862			0.0087
4.84	0.404	0.0035	0.173	0.0154	-62.50	2.782	0.984			0.0095
5.32	0.361	0.0016	0.198	0.0058	-55.16	1.089	1.108			0.0049
5.85	0.312	0.0013	0.218	0.0061	-52.82	0.894	1.265			0.0044
6.44	0.268	0.0017	0.226	0.0074	-63.30	1.064	1.432			0.0069
7.08	0.215	0.0015	0.222	0.0072	-53.00	1.047	1.667			0.0075
7.79	0.175	0.0019	0.232	0.0117	-47.65	1.639	1.895			0.0122
8.57	0.128	0.0021	0.177	0.0172	-44.11	3.058	2.229			0.0180
9.43	0.094	0.0023	0.097	0.0352	-80.64	10.907	2.567			0.0264
10.37	0.086	0.0016	0.160	0.0208	86.03	4.048	2.660			0.0198
11.41	0.076	0.0014	0.233	0.0266	86.03	3.717	2.792			0.0204
12.55	0.071	0.0011	0.282	0.0209	86.03	2.469	2.870			0.0174
13.80	0.062	0.0008	0.282	0.0154	76.80	1.822	3.011			0.0140
15.18	0.053	0.0007	0.264	0.0152	82.34	1.974	3.199			0.0144
16.70	0.042	0.0007	0.197	0.0331	70.90	5.327	3.446			0.0178
18.37	0.036	0.0008	0.199	0.0290	84.70	4.616	3.618			0.0233

Cuadro 3.19: Resultados de 4C29.30 obtenidos por elipse para el filtro H

ELLIPSE										
4C29.30 FILTRO H										
SMA	INTENS	INT_ERR	ELIP	ELIP_ERR	AP	AP_ERR	MAG	MAG_ERR		
seg arc					grados	grados	mag/seg	arc**2	mag/seg	arc**2
3.02	1.100	0.0054	0.081	0.0124	-46.32	4.600	-0.107			0.0063
3.32	0.987	0.0070	0.109	0.0148	-43.81	4.120	0.015			0.0078
3.65	0.888	0.0057	0.141	0.0121	-46.02	2.630	0.129			0.0070
4.02	0.771	0.0073	0.145	0.0154	-45.82	3.320	0.282			0.0103
4.42	0.664	0.0067	0.152	0.0184	-50.67	3.740	0.445			0.0110
4.86	0.578	0.0061	0.157	0.0242	-51.92	4.760	0.595			0.0116
5.35	0.510	0.0085	0.157	0.0219	-34.98	4.320	0.731			0.0182
5.88	0.444	0.0060	0.196	0.0166	-41.05	2.710	0.882			0.0148
6.47	0.373	0.0065	0.212	0.0179	-46.10	2.720	1.070			0.0192
7.12	0.316	0.0065	0.250	0.0187	-48.77	2.460	1.250			0.0224
7.83	0.225	0.0077	0.182	0.0266	-35.45	4.610	1.620			0.0379
8.61	0.147	0.0045	0.111	0.0289	-20.45	7.900	2.080			0.0398
9.47	0.100	0.0052	0.037	0.0590	-110.50	46.750	2.510			0.0578

Cuadro 3.20: Resultados de 4C29.30 obtenidos por elipse para el filtro K'

ELLIPSE								
4C29.30 FILTRO K								
SMA	INTENS	INT_ERR	ELIP	ELIP_ERR	AP	AP_ERR	MAG	MAG_ERR
seg arc					grados	grados	mag/seg_arc ^{1/2}	mag/seg_arc ^{1/2}
2.62	0.263	0.0027	0.041	0.0443	-57.00	32.451	1.448	0.0110
2.78	0.252	0.0025	0.095	0.0463	-21.54	14.883	1.495	0.0108
3.05	0.245	0.0034	0.151	0.0593	-45.26	12.254	1.525	0.0153
3.36	0.235	0.0031	0.184	0.0533	-46.11	9.262	1.571	0.0144
3.70	0.234	0.0037	0.270	0.0612	-41.74	7.568	1.576	0.0175
4.06	0.223	0.0029	0.291	0.0346	-38.36	4.078	1.627	0.0143
4.47	0.199	0.0018	0.223	0.0342	-40.88	4.935	1.754	0.0101
4.92	0.190	0.0024	0.237	0.0445	-52.26	6.136	1.803	0.0137
5.41	0.185	0.0025	0.284	0.0331	-59.79	3.899	1.835	0.0150
5.95	0.166	0.0013	0.244	0.0315	-59.79	4.221	1.949	0.0086
6.65	0.166	0.0011	0.327	0.0198	-48.06	2.082	1.949	0.0075
7.20	0.146	0.0012	0.185	0.0298	-48.06	4.429	2.090	0.0086
7.92	0.133	0.0012	0.037	0.0639	-155.77	49.472	2.190	0.0101
8.71	0.130	0.0010	0.115	0.0747	-6.13	19.686	2.212	0.0083

Cuadro 3.21: Resultados de B2 0722+30 obtenidos por elipse para el filtro J

ELLIPSE								
B2 0722+30 FILTRO J								
SMA	INTENS	INT_ERR	ELIP	ELIP_ERR	AP	AP_ERR	MAG	MAG_ERR
seg arc					grados	grados	mag/seg_arc ^{1/2}	mag/seg_arc ^{1/2}
3.51	1.915	0.0483	0.587	0.0152	38.39	1.117	-0.705	0.0277
3.87	1.684	0.0454	0.610	0.0148	38.48	1.080	-0.566	0.0297
4.25	1.503	0.0443	0.634	0.0146	38.42	1.060	-0.442	0.0325
4.68	1.308	0.0436	0.654	0.0155	38.42	1.119	-0.291	0.0368
5.14	1.148	0.0408	0.673	0.0145	38.22	1.036	-0.160	0.0393
5.66	0.985	0.0380	0.689	0.0144	38.22	1.016	0.016	0.0427
6.22	0.799	0.0298	0.698	0.0122	38.22	0.861	0.243	0.0413
6.85	0.607	0.0209	0.702	0.0108	38.22	0.767	0.542	0.0381
7.53	0.446	0.0146	0.702	0.0107	38.22	0.751	0.878	0.0362
8.29	0.145	0.0125	0.459	0.0348	36.45	2.917	2.096	0.0980
9.11	0.091	0.0060	0.459	0.0247	37.71	2.053	2.601	0.0743
10.03	0.063	0.0024	0.459	0.0238	37.71	1.991	3.187	0.0505
11.03	0.038	0.0015	0.459	0.0161	37.71	1.337	3.544	0.0436
12.13	0.024	0.0015	0.459	0.0367	37.71	3.044	4.042	0.0577

Cuadro 3.22: Resultados de B2 0722+30 obtenidos por elipse para el filtro H

ELLIPSE								
B2 0722+30 FILTRO H								
SMA	INTENS	INT_ERR	ELIP	ELIP_ERR	AP	AP_ERR	MAG	MAG_ERR
seg arc					grados	grados	mag/seg_arc**2	mag/seg_arc**2
3.19	5.617	0.1410	0.569	0.0157	39.04	1.178	-1.874	0.0276
3.51	4.844	0.1178	0.603	0.0145	38.38	1.078	-1.713	0.0267
3.87	4.262	0.1192	0.625	0.0172	38.76	1.233	-1.574	0.0308
4.25	3.800	0.1104	0.646	0.0167	38.76	1.197	-1.449	0.0320
4.68	3.468	0.1043	0.669	0.0165	38.91	1.181	-1.350	0.0331
5.14	3.139	0.1024	0.688	0.0164	38.91	1.171	-1.242	0.0360
5.66	2.773	0.0984	0.703	0.0141	38.79	0.998	-1.107	0.0352
6.22	2.311	0.0654	0.709	0.0129	38.85	0.870	-0.909	0.0312
6.85	1.831	0.0421	0.702	0.0113	38.79	0.799	-0.657	0.0252
7.53	1.191	0.0574	0.498	0.0414	37.15	3.317	-0.190	0.0536
8.29	0.681	0.0169	0.381	0.0353	37.15	3.346	0.138	0.0197

Cuadro 3.23: Resultados de B2 0722+30 obtenidos por elipse para el filtro K'

ELLIPSE								
B2 0722+30 FILTRO K								
SMA	INTENS	INT_ERR	ELIP	ELIP_ERR	AP	AP_ERR	MAG	MAG_ERR
seg arc					grados	grados	mag/seg_arc**2	mag/seg_arc**2
3.19	6.599	0.1967	0.578	0.0123	38.37	0.920	-2.113	0.0309
3.51	5.448	0.1999	0.592	0.0144	38.00	1.066	-1.841	0.0408
3.87	4.268	0.1774	0.611	0.0140	38.37	1.027	-1.576	0.0461
4.25	3.473	0.1630	0.634	0.0143	38.16	1.039	-1.352	0.0522
4.68	2.796	0.1677	0.655	0.0160	38.16	1.154	-1.116	0.0572
5.14	2.209	0.1722	0.674	0.0160	38.16	1.146	-0.861	0.0881
5.66	1.655	0.1503	0.693	0.0138	38.04	0.986	-0.547	0.1034

Cuadro 3.24: Resultados de 3C178 obtenidos por elipse para el filtro J

ELLIPSE								
3C178 FILTRO J								
SMA	INTENS	INT_ERR	ELIP	ELIP_ERR	AP	AP_ERR	MAG	MAG_ERR
seg arc					grados	grados	mag/seg arc ^{1/2}	mag/seg arc ^{1/2}
2.90	3.142	0.0123	0.040	0.0127	-25.65	9.281	-1.243	0.0043
3.19	2.917	0.0134	0.072	0.0149	-27.14	6.123	-1.162	0.0050
3.51	2.734	0.0129	0.111	0.0147	-30.74	3.990	-1.092	0.0051
3.87	2.558	0.0121	0.152	0.0144	-33.92	2.970	-1.024	0.0051
4.25	2.426	0.0110	0.194	0.0137	-36.18	2.256	-0.952	0.0049
4.68	2.305	0.0111	0.239	0.0149	-36.18	2.029	-0.907	0.0052
5.14	2.215	0.0126	0.286	0.0167	-36.18	1.955	-0.863	0.0062
5.66	2.148	0.0145	0.340	0.0161	-35.11	1.644	-0.830	0.0074
6.22	2.037	0.0135	0.374	0.0143	-34.89	1.361	-0.773	0.0072
6.85	1.928	0.0123	0.405	0.0135	-34.89	1.230	-0.713	0.0070
7.53	1.852	0.0142	0.446	0.0162	-35.41	1.381	-0.675	0.0083
8.29	1.843	0.0212	0.499	0.0198	-36.12	1.497	-0.654	0.0125
9.11	1.712	0.0176	0.515	0.0148	-35.73	1.155	-0.583	0.0112
10.03	1.582	0.0182	0.523	0.0173	-34.22	1.398	-0.498	0.0125
11.03	1.514	0.0184	0.546	0.0130	-33.06	0.985	-0.450	0.0133

Cuadro 3.25: Resultados de 3C178 obtenidos por elipse para el filtro H

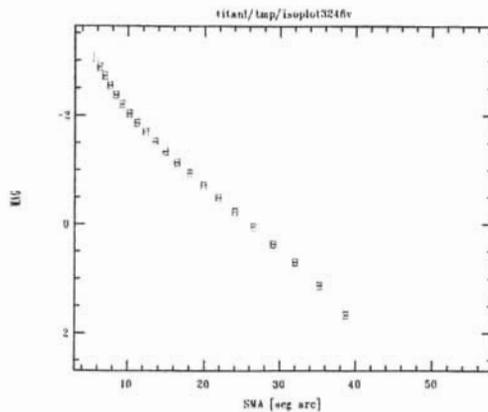
ELLIPSE								
3C178 FILTRO H								
SMA	INTENS	INT_ERR	ELIP	ELIP_ERR	AP	AP_ERR	MAG	MAG_ERR
seg arc					grados	grados	mag/seg arc ^{1/2}	mag/seg arc ^{1/2}
3.19	5.219	0.0140	0.085	0.0069	-28.75	2.411	-1.794	0.0029
3.51	4.784	0.0141	0.119	0.0074	-29.62	1.886	-1.700	0.0032
3.87	4.387	0.0195	0.150	0.0108	-29.30	2.261	-1.605	0.0048
4.25	4.052	0.0256	0.185	0.0158	-29.84	2.693	-1.519	0.0069
4.68	3.831	0.0193	0.236	0.0122	-29.84	1.676	-1.458	0.0055
5.14	3.661	0.0230	0.287	0.0126	-31.05	1.474	-1.409	0.0069
5.66	3.410	0.0296	0.324	0.0161	-30.42	1.718	-1.332	0.0096
6.22	3.222	0.0243	0.366	0.0131	-31.40	1.280	-1.270	0.0082
6.85	3.068	0.0268	0.410	0.0142	-32.10	1.263	-1.217	0.0095
7.53	2.985	0.0392	0.461	0.0193	-33.10	1.600	-1.187	0.0144
8.29	2.848	0.0434	0.498	0.0167	-33.75	1.325	-1.136	0.0157
9.11	2.460	0.0380	0.493	0.0160	-33.87	1.279	-0.977	0.0169
10.03	2.338	0.0384	0.525	0.0161	-32.71	1.247	-0.922	0.0180
11.03	2.231	0.0410	0.554	0.0133	-30.92	0.989	-0.871	0.0201

Cuadro 3.26: Resultados de 3C178 obtenidos por ellipse para el filtro K'

ELLIPSE								
3C178 FILTRO K								
SMA	INTENS	INT ERR	ELIP	ELIP ERR	AP	AP ERR	MAG	MAG ERR
seg arc					grados	grados	mag/seg arc ^{1/2}	mag/seg arc ^{1/2}
2.90	4.429	0.0245	0.096	0.0107	-28.69	4.823	-1.616	0.0060
3.19	3.922	0.0249	0.096	0.0118	-27.25	3.743	-1.484	0.0069
3.51	3.488	0.0337	0.127	0.0182	-28.91	4.388	-1.357	0.0105
3.87	3.136	0.0402	0.160	0.0260	-32.87	5.037	-1.241	0.0140
4.25	2.877	0.0339	0.202	0.0252	-32.87	4.016	-1.147	0.0129
4.68	2.795	0.0327	0.274	0.0198	-32.30	2.437	-1.116	0.0128
5.14	2.658	0.0401	0.329	0.0208	-32.57	2.211	-1.065	0.0164
5.66	2.426	0.0375	0.360	0.0202	-34.69	1.979	-0.962	0.0169
6.22	2.301	0.0433	0.408	0.0210	-35.16	1.877	-0.905	0.0205
6.85	2.083	0.0511	0.440	0.0270	-35.88	2.294	-0.797	0.0269
7.53	2.055	0.0748	0.498	0.0289	-37.47	2.315	-0.787	0.0401
8.29	1.723	0.0475	0.498	0.0175	-35.11	1.387	-0.591	0.0304
9.11	1.359	0.0511	0.498	0.0294	-33.87	2.350	-0.333	0.0417
10.03	1.282	0.0496	0.535	0.0227	-33.49	1.739	-0.270	0.0428

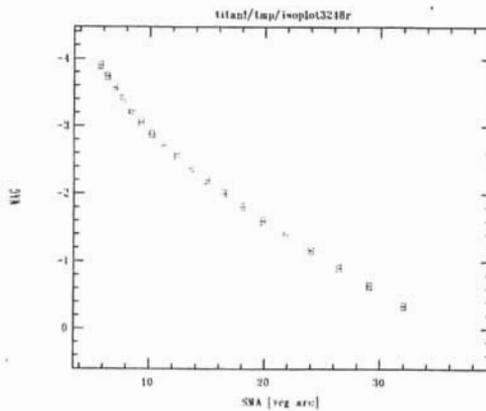
Con los datos de las tablas anteriores (3.15 a 3.26) se generaron las siguientes gráficas (figuras 3.19 a 3.30) que son la fotometría superficial que se obtuvo con la rutina ellipse de STSDAS dentro de IRAF, debido a que al graficar el radio desde el centro de la galaxia (en segundos de arco) contra la magnitud instrumental para cada filtro, podemos conocer las diferentes regiones de las galaxias 3C272.1, 4C29.30, B2 0722+30 y 3C178

Figura 3.7: Fotometría superficial de 3C272.1 en el filtro J.



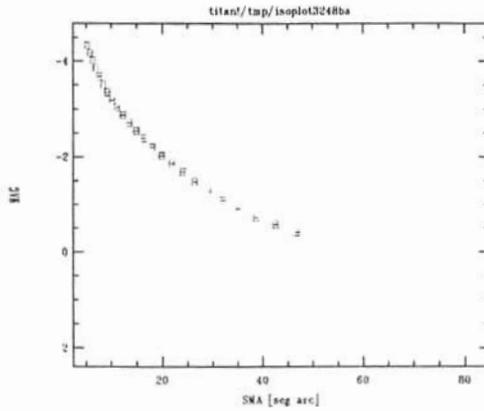
Magnitud superficial instrumental vs. Semieje mayor

Figura 3.8: Fotometría superficial de 3C272.1 en el filtro H.



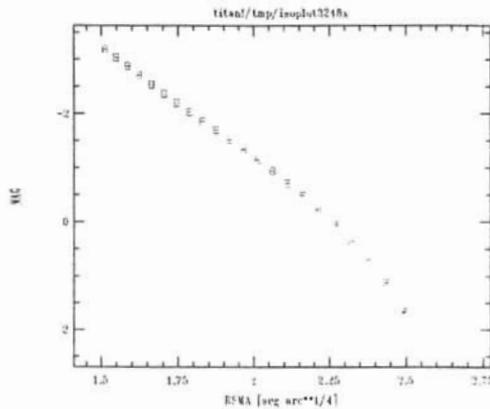
Magnitud superficial instrumental vs. Semieje mayor

Figura 3.9: Fotometría superficial de 3C272.1 en el filtro K'.



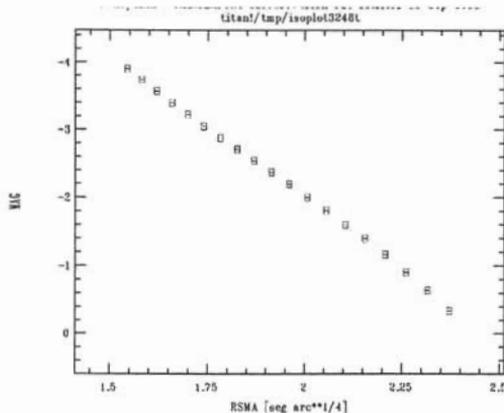
Magnitud superficial instrumental vs. Semieje mayor

Figura 3.10: Fotometría superficial para 3C272.1 en el filtro J.



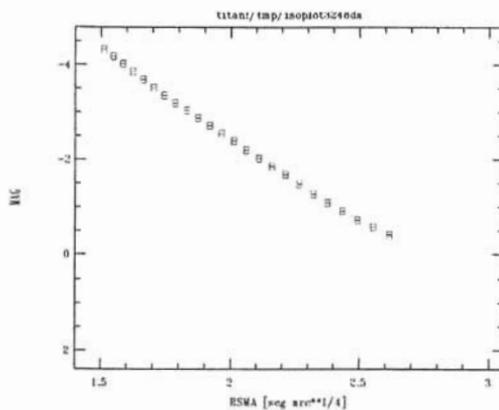
Magnitud superficial instrumental vs. Semieje mayor elevado a la potencia $\frac{1}{4}$

Figura 3.11: Fotometría superficial para 3C272.1 en el filtro H.



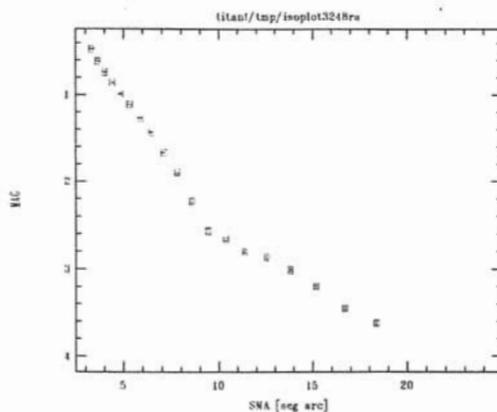
Magnitud superficial instrumental vs. Semieje mayor elevado a la potencia $\frac{1}{4}$

Figura 3.12: Fotometría superficial para 3C272.1 en el filtro K'.



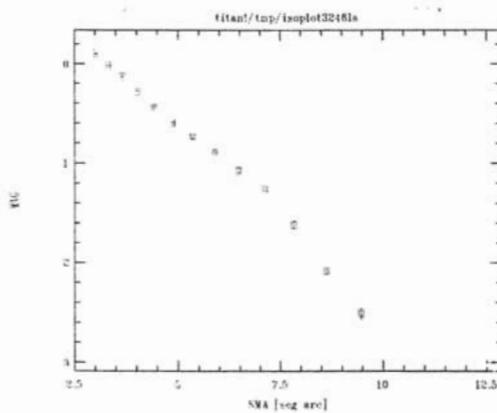
Magnitud superficial instrumental vs. Semieje mayor elevado a la potencia $\frac{1}{4}$

Figura 3.13: Fotometría superficial de 4C29.30 en el filtro J.



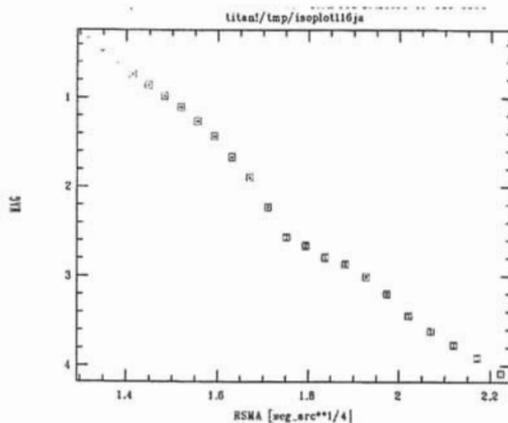
Magnitud superficial instrumental vs. Semieje mayor

Figura 3.14: Fotometría superficial de 4C29.30 en el filtro H.



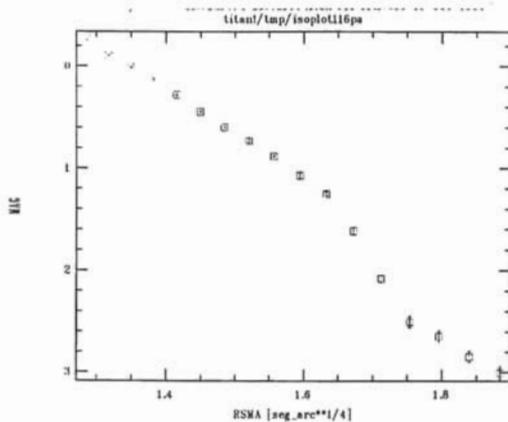
Magnitud superficial instrumental vs. Semieje mayor

Figura 3.15: Fotometría superficial de 4C29.30 en el filtro J.



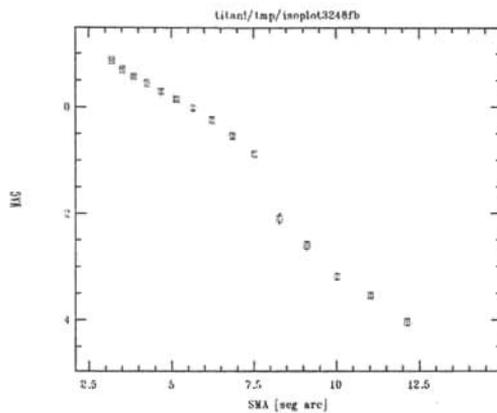
Magnitud superficial instrumental vs. Semieje mayor elevado a la potencia $\frac{1}{4}$

Figura 3.16: Fotometría superficial de 4C29.30 en el filtro K'.



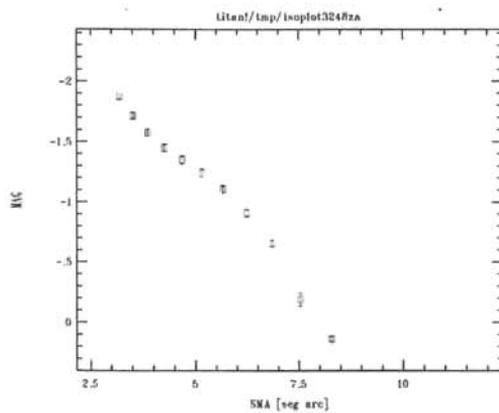
Magnitud superficial instrumental vs. Semieje mayor elevado a la potencia $\frac{1}{4}$

Figura 3.17: Fotometría superficial de B2 0722+30 en el filtro J.



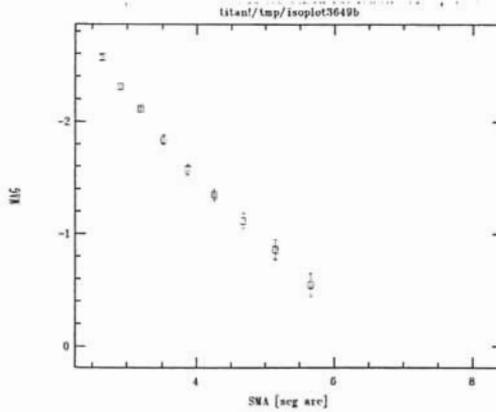
Magnitud superficial instrumental vs. Semieje mayor

Figura 3.18: Fotometría superficial de B2 0722+30 en el filtro H.



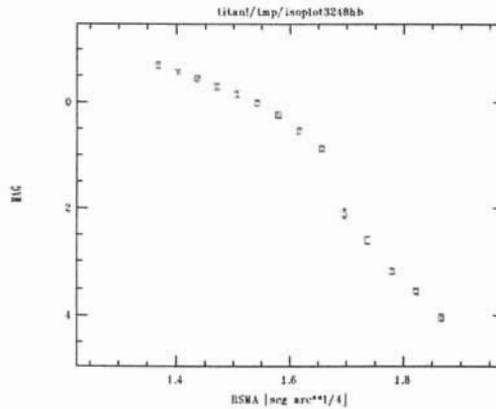
Magnitud superficial instrumental vs. Semieje mayor

Figura 3.19: Fotometría superficial de B2 0722+30 en el filtro K'.



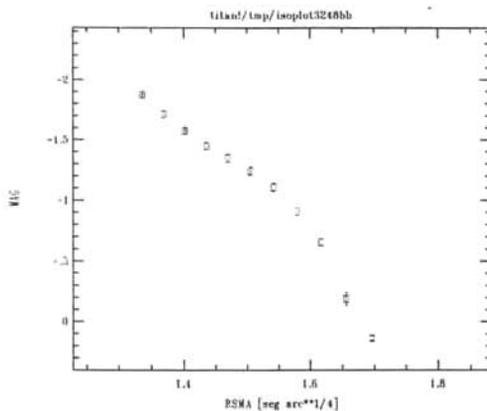
Magnitud superficial instrumental vs. Semieje mayor

Figura 3.20: Fotometría superficial para B2 0722+30 en el filtro J.



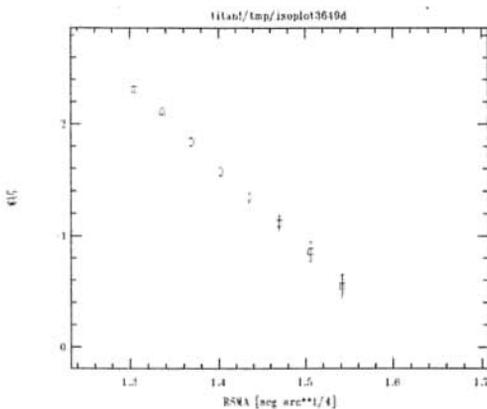
Magnitud superficial instrumental vs. Semieje mayor elevado a la potencia $\frac{1}{4}$

Figura 3.21: Fotometría superficial para B2 0722+30 en el filtro H.



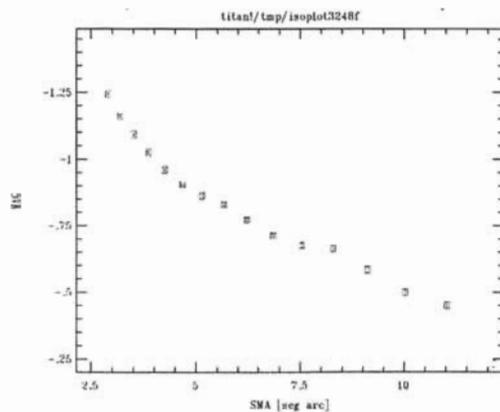
Magnitud superficial instrumental vs. Semieje mayor elevado a la potencia $\frac{1}{4}$

Figura 3.22: Fotometría superficial para B2 0722+30 en el filtro K'.



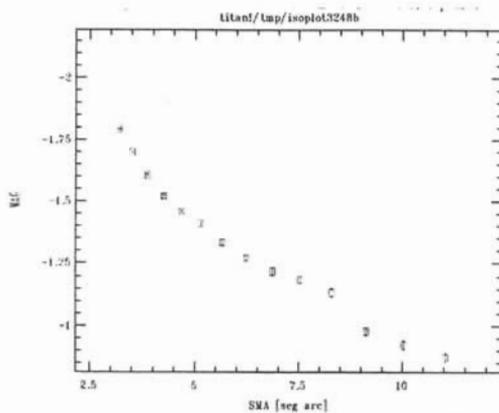
Magnitud superficial instrumental vs. Semieje mayor elevado a la potencia $\frac{1}{4}$

Figura 3.23: Fotometría superficial de 3C178 en el filtro J.



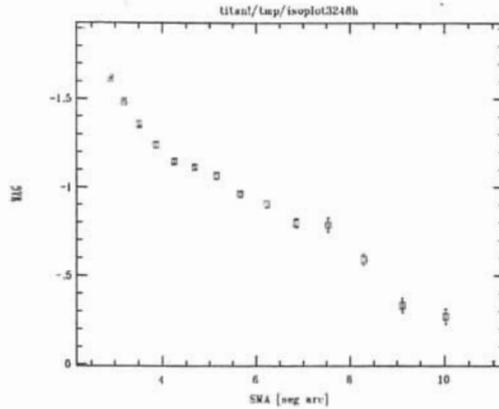
Magnitud superficial instrumental vs. Semieje mayor

Figura 3.24: Fotometría superficial de 3C178 en el filtro H.



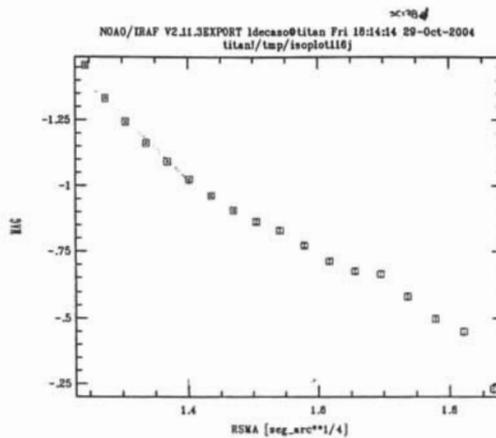
Magnitud superficial instrumental vs. Semieje mayor

Figura 3.25: Fotometría superficial de 3C178 en el filtro K'.



Magnitud superficial instrumental vs. Semieje mayor

Figura 3.26: Fotometría superficial para 3C178 en el filtro J.



Magnitud superficial instrumental vs. Semieje mayor elevado a la potencia $\frac{1}{4}$

A continuación en las figuras mostramos los isocontornos más relevantes de nuestro análisis, Estos isocontornos son las elipses ajustadas a las imágenes, provenientes de las tablas 3.15, 3.18, 3.23, y 3.26 y de las gráficas de las figuras 3.7, 3.13, 3.19, 3.29. estos isocontornos se generaron con la rutina isoimap de STSDAS contenido en IRAF.

Figura 3.27: Isocontornos de 3C272.1 en el filtro J



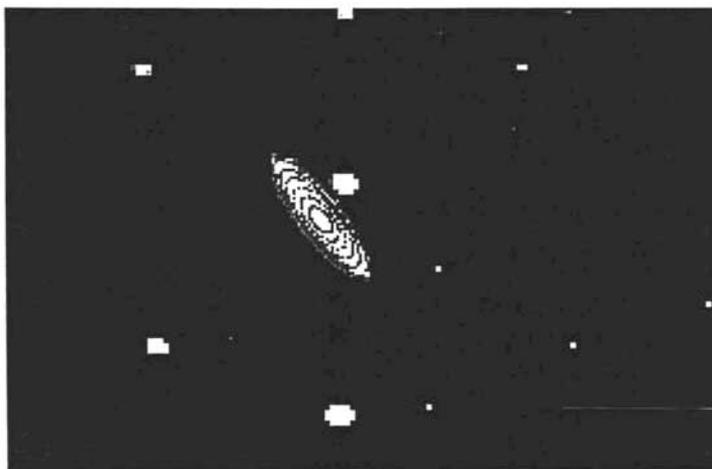
Estos isocontornos muestran una gran regularidad elíptica

Figura 3.28: Isocontornos para 4C29.30 filtro J.



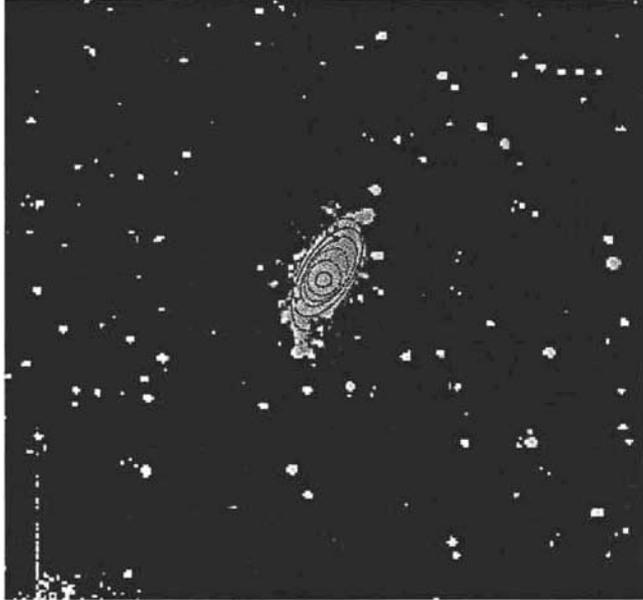
Nótese como se giran los dos isocontornos más externos que pasan por la fuente compañera, con respecto a los más internos.

Figura 3.29: Isocontornos de B2 0722+30 en el filtro K'



Se muestra esta galaxia aislada de la interacción de la fuente contaminante de la fotometría

Figura 3.30: isocontornos para 3C178 en el filtro K'



Se pueden notar 2 brazos espirales orientados norte-sur

3.3. Análisis y discusión de resultados

3.3.1. Clasificación de radiogalaxias

Los resultados reportados en este trabajo así como las comparaciones con los resultados obtenidos de la literatura, nos indican que tan aproximados son estos a las referencias, y por consecuencia nos indican que tan confiables son los procedimientos de reducción y fotometría que hemos utilizado. Esto también nos indicará la confiabilidad de los datos para 4C29.30, que como ya habíamos mencionado, son aportaciones novedosas de este trabajo.

Primeramente podemos clasificar nuestras radiofuentes según su potencia en radio a 1.4 Ghz de frecuencia, con esto podemos comparar los resultados fotométricos, al asociarlos

con el tipo de radiofuente del cual la galaxia observada es la anfitriona. En la tabla 3.27 mostramos las clasificaciones obtenidas.

Cuadro 3.27: Clasificación de las radiofuentes dependiendo de su potencia a 1.4 Ghz.

Nombre	$f_{1.4}$ (Jy)	Log P (1.4 GHz) W Hz ⁻¹	Clasificación
3C272.1	6.495	23.19	WRG
4C29.30	75.28	26.73	PRG
3C178	1.51	23.29	WRG
B2 0722+30	44.41	25.48	WRG
B2 0913+38	0.0037	22.50	WRG
B2 0916+33	0.0207	24.19	WRG

WRG: radiogalaxia débil; PRG Radiogalaxia potente

3.3.2. Fotometría de apertura de radiogalaxias

Noche 1

En la noche 1 tuvimos un “seeing” de 1.23 seg arc el cual es indicador de una noche de observación aceptable. En esa noche se observaron las fuentes B2 0916+33 y 4C29.30. A continuación mostramos en la tabla comparativa (tabla 3.28) para B2 0916+33

Cuadro 3.28: Tabla comparativa de la fuente B2 0916+33

Parámetros	Nuestro Trabajo	Literatura
Magnitud en el filtro J	12.331 ±0.074 mag	12.851 ±0.037 mag
Magnitud en el filtro H	11.428 ±0.054 mag	12.123 ±0.049 mag
Magnitud en el filtro K'	11.227 ±0.050 mag	11.691 ±0.066 mag
Densidad de flujo en el filtro J	0.0207 Jy	0.0115 Jy
Densidad de flujo en el filtro H	0.0267 Jy	0.0207 Jy
Densidad de flujo en el filtro K'	0.0189 Jy	0.0140 Jy
(J-H)	0.903 mag	0.728 mag
(H-K')	0.201 mag	0.432 mag

B2 0916+33: en las magnitudes, tuvimos diferencias porcentuales con los resultados de la literatura de 4.22 % en el filtro J, 6.08 % en el filtro H y 4.13 % en el filtro K', siendo nuestros valores más brillantes, es decir, menores en magnitud. En lo que a densidades de

flujo se refiere, nuestros valores están dentro del orden de magnitud de los resultados de la literatura.

B2 0916+33 se ha asociado a una galaxia espiral de doble núcleo. Para esta fuente González-Serrano et al. (2000) notaron que hay un gran desplazamiento entre la galaxia espiral señalada como la contraparte óptica de esta radiofuente, y la posición indicada en el catálogo de Bolonia (Colla,1975). No existen mapas de radio publicados de esta fuente, pero su posición se incluye en el catálogo VLA FIRST (White et. al, 1997). La imagen de FIRST muestra una fuente doble débil, coincidente con la posición de la galaxia óptica. La galaxia óptica tiene un doble núcleo, cada uno coincidente con los máximos de radioemisión; 43 seg arc al SO de la galaxia hay una fuente de radio puntual más brillante con R.A.(1950) = 09h 16m 49s y Dec.(1950) = +33°07' 54", coincidente con un objeto puntual brillante R.A.(1950) = 09h 16m 49s y Dec.(1950) = +33°07' 54", con $V = 18:45$ mag. La mejor semejanza de esta posición con aquella dada por Colla y la concordancia en flujos en radio, indican que el objeto puntual es más probablemente la contraparte óptica de la fuente B2. De hecho en el catálogo de Bolonia $F_{\nu}(1.4\text{Ghz}) = 100$ mJy mientras que en FIRST y en NRAO/VLA Sky Survey (NVSS, Condon et al. 1998) citan 89.73 y 93 mJy para la fuente que esta al SO, mientras que para la galaxia irregular de doble núcleo, estos 2 catálogos tiene valores análogos de 22 mJy. Buscando en NED localizamos esta fuente que ya está catalogada y que es 7C 0916+3308. De esta fuente no se hizo la fotometría ya que resulta ser muy roja y ópticamente muy débil, y como no era el objetivo principal de la imagen, faltó integrarla durante más tiempo.

4C29.30: En la misma noche 1 se observó 4C29.30. Como podemos ver en las tablas 3.7 y 3.8, no tenemos ninguna referencia en la literatura de esta fuente, por lo que nuestros resultados serán los primeros datos fotométricos en cercano IR de esta galaxia.

Noche 2

En la noche 2 el "seeing" promedio fue de 1.10 seg arc lo que nos indicaría que la noche fue mejor que su predecesora. A continuación presentamos las tablas comparativas para las fuentes de la noche 2 (tablas de la 3.29 a 3.32)

Cuadro 3.29: Tabla comparativa de la fuente 3C 272.1

Parámetros	Nuestro Trabajo	Literatura
Magnitud en el filtro J	7.845 ±0.023 mag	8.08 ±0.030 mag
Magnitud en el filtro H	7.241 ±0.029 mag	7.38 ±0.030 mag
Magnitud en el filtro K'	6.714 ±0.059 mag	7.14 ±0.030 mag
Densidad de flujo en el filtro J	1.1947 Jy	0.908 Jy
Densidad de flujo en el filtro H	1.4021 Jy	1.10 Jy
Densidad de flujo en el filtro K'	1.0320 Jy	0.87 Jy
(J-H)	0.604 mag	0.70 mag
(H-K')	0.527 mag	0.24 mag

3C272.1: Tenemos que para esta fuente, la diferencia de nuestros datos comparados con los datos de referencia son del 2.99% en el filtro J, 1.92% en el filtro H y 6.34% en el filtro K', siendo nuestros datos más brillantes. los valores del flujo son cercanos, difiriendo en menos de un orden de magnitud.

Cuadro 3.30: Tabla comparativa de la fuente 3C178

Parámetros	Nuestro Trabajo	Literatura
Magnitud en el filtro J	10.603 ±0.035 mag	10.223 ±0.024 mag
Magnitud en el filtro H	9.940 ±0.034 mag	9.479 ±0.024 mag
Magnitud en el filtro K'	9.411 ±0.062 mag	9.373 ±0.034 mag
Densidad de flujo en el filtro J	0.0941 Jy	0.1300 Jy
Densidad de flujo en el filtro H	0.1167 Jy	0.1670 Jy
Densidad de flujo en el filtro K'	0.1086 Jy	0.1500 Jy
(J-H)	0.663 mag	0.753 mag
(H-K')	0.529 mag	0.147 mag

3C178: En 3C178 las diferencias con las referencias son de 3.58% en el filtro J, 4.72% en el filtro H y 0.40% en el filtro K' siendo los valores de la referencia más brillantes. En las densidades de flujo estamos en el mismo orden de magnitud.

Cuadro 3.31: Tabla comparativa de la fuente B2 0722+30

Parámetros	Nuestro Trabajo	Literatura
Magnitud en el filtro J	11.862 ±0.048 mag	12.324 ±0.019 mag
Magnitud en el filtro H	11.132 ±0.041 mag	11.446 ±0.026 mag
Magnitud en el filtro K'	10.517 ±0.063 mag	10.988 ±0.034 mag
Densidad de flujo en el filtro J	0.0315 Jy	0.0187 Jy
Densidad de flujo en el filtro H	0.0414 Jy	0.0270 Jy
Densidad de flujo en el filtro K'	0.0425 Jy	0.0268 Jy
(J-H)	0.729 mag	0.878 mag
(H-K')	0.616 mag	0.458 mag

B2 0722+30: Para B2 0722+30 las diferencias con las referencias son de 3.89 % en J, 2.82 % en H y 4.48 % en K', siendo nuestros valores más brillantes. en las densidades de flujo , estamos en el mismo orden de magnitud.

Cuadro 3.32: Tabla comparativa de la fuente B2 0913+38

Parámetros	Nuestro Trabajo	Literatura
Magnitud en el filtro J	13.569 ±0.103 mag	13..993 ±0.049 mag
Magnitud en el filtro H	12.875 ±0.066 mag	13.254 ±0.056 mag
Magnitud en el filtro K'	12.365 ±0.048 mag	12.912 ±0.081 mag
Densidad de flujo en el filtro J	0.0061 Jy	0.0040 Jy
Densidad de flujo en el filtro H	0.0078 Jy	0.0051 Jy
Densidad de flujo en el filtro K'	0.0072 Jy	0.0046 Jy
(J-H)	0.694 mag	0.739 mag
(H-K')	0.510 mag	0.342 mag

B2 0913+38: En B2 0913+38 las diferencias con la literatura son de 3.12 % en J, 2.94 % en H, y 4.42 % en K', estando otra vez en el mismo orden de magnitud en las densidades de flujo.

Nuestros resultados en general son más brillantes en todas las fuentes salvo en 3C178, y los errores mayores se encuentran en el filtro K' posiblemente debidos a que es más fácil cometer errores de "fleteo" y que en general en este filtro al ser el de menor frecuencia, las imágenes tienden a estar más contaminadas.

3.3.3. Distribuciones del continuo de energía en cercano IR, colores, luminosidades y SED.

En las figuras de la 3.1 a la 3.5 se muestran las gráficas de la distribución del continuo de energía en cercano IR. Se graficaron los logaritmos de las densidades de flujo vs. los logaritmos de las frecuencias. De estas gráficas podemos inferir que en todas las fuentes, el mecanismo de emisión en cercano IR no se ajusta a una ley de potencias de la forma $f_\nu \propto \nu^\alpha$, es decir no es sincrotrón. Para que esto hubiera sucedido, hubiera sido necesario que los puntos en estas gráficas se ajustaran a una recta en virtud de que a una ley de potencias, al aplicarle logaritmos de ambos lados, se obtiene la ecuación lineal con los logaritmos de la frecuencia y la densidad de flujo como variables y el índice espectral α como pendiente.

Se sabe que la radiación proveniente de las estrellas y el polvo de las galaxias, tiene un comportamiento aproximado a la radiación de tipo cuerpo negro (que es una situación ideal) que se describe mediante la ley de Planck, que detallamos en la ecuación 3.5.

$$f_\nu(T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{h\nu/(kT)} - 1} \quad (3.5)$$

A la gráfica de la ecuación anterior se le conoce como planckiana. El rango de frecuencias de nuestros filtros, da pie a trabajar con la aproximación de Wien, que ocurre cuando $e^{h\nu/(kT)} \gg 1$, dicha aproximación la mostramos en la ecuación siguiente.

$$f_\nu(T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} e^{-h\nu/(kT)} \quad (3.6)$$

Nuestros puntos fotométricos parecen ajustarse a este tipo de curva, si nuestra emisión en cercano IR no parece provenir de la máquina central (sincrotrón), sino de los componentes de la galaxia (componente estelar, gas, polvo) esta efectivamente, se comporta aproximadamente como un cuerpo negro.

Así en las gráficas mencionadas la densidad de flujo en el filtro H es siempre mayor que los de J y K', esto quiere decir que el máximo de la densidad de flujo ocurre cuando la longitud de onda es cercana al valor de la longitud de onda del filtro H.

Si aplicamos la ley del desplazamiento de Wien para el máximo de la longitud de onda

$$T = \frac{0.0028978}{\lambda_{max}} \quad (3.7)$$

suponiendo esta longitud de onda cercana a $1.6 \mu m$, tenemos que la temperatura de emisión es de aproximadamente

$$T \sim 1800 K$$

Hacemos notar que esta temperatura será diferente para cada fuente. Esta temperatura no corresponde a la componente estelar, sino a la reemisión del polvo calentado por estrellas de baja masa, por gigantes rojas, por la máquina central (sincrotrón) o una combinación de estos procesos.

Para B2 0722+30 (figura 3.6) el hecho de que la emisión en el filtro K' es casi de la misma intensidad que en el filtro H, se debe a que una fuente muy roja está contaminando la fotometría en el filtro K' , lo que nos hace ver las componentes de 2 cuerpos negros, la de la galaxia y la de la fuente.

Los colores de nuestra muestra mostrados en la tabla 3.14 son siempre positivos, esto refuerza el hecho de que nuestra emisión proviene preferentemente del polvo caliente.

Las luminosidades en cercano IR mostradas en la tabla 3.13 nos indican que la radiofuente potente 4C29.30, es también la más potente por un factor de 2 hasta 1 orden de magnitud. Esto es muy significativo ya que nos indicaría que el responsable principal del calentamiento del polvo, por lo menos en esta fuente, sería la máquina central.

En B2 0916+33 la fuerte luminosidad en el filtro H podría ser consecuencia de algún proceso de formación estelar.

En las gráficas mostradas en las figuras de la 3.31 a la 3.36 encontramos la distribución espectral de energía de las galaxias estudiadas, que son similares a las distribuciones del continuo de energía en cercano IR, pero extendidas a todo el espectro electromagnético estas las obtenemos de NED.

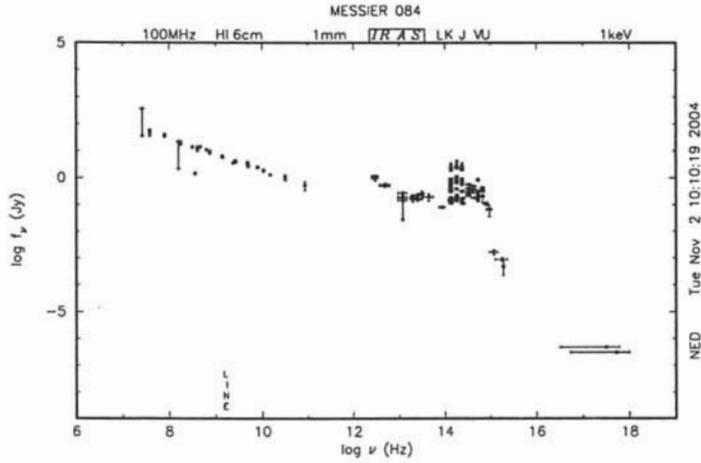


Figura 3.31: Distribución espectral de energía (SED) de la fuente 3C272.1. Ordenadas: Logaritmo de la densidad de flujo; Abscisas: Logaritmo de la frecuencia (Mismas ordenadas y abscisas en todas las figuras hasta la figura 3.36)

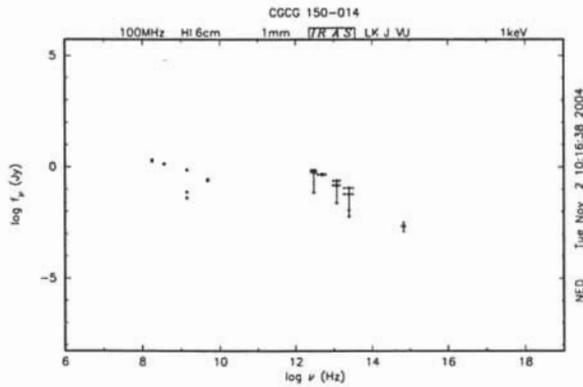


Figura 3.32: Distribución espectral de energía (SED) de la fuente 4C29.30.

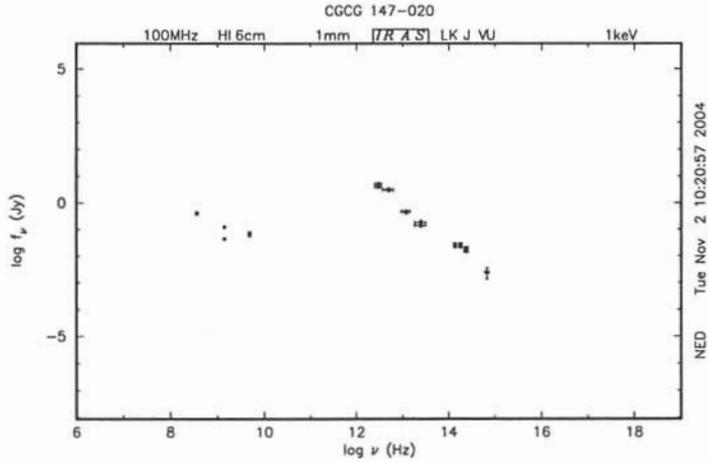


Figura 3.33: Distribución espectral de energía (SED) de la fuente B2 0722+30.

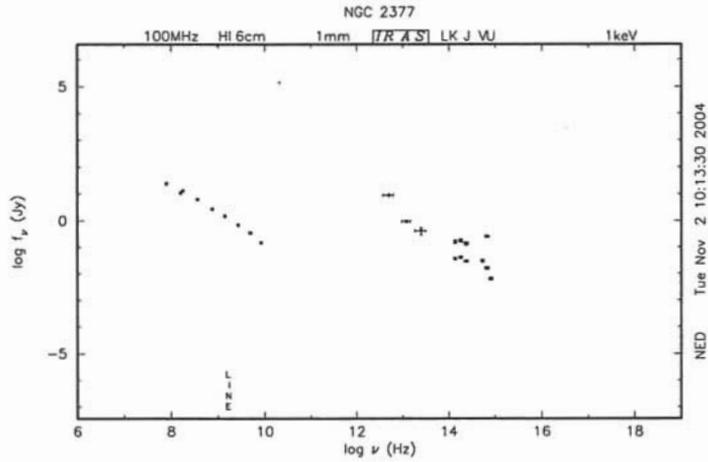


Figura 3.34: Distribución espectral de energía (SED) de la fuente 3C178.

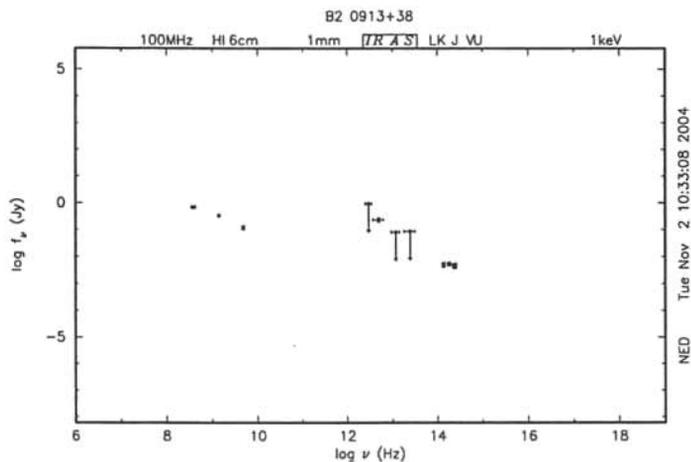


Figura 3.35: Distribución espectral de energía (SED) de la fuente B2 0913+38

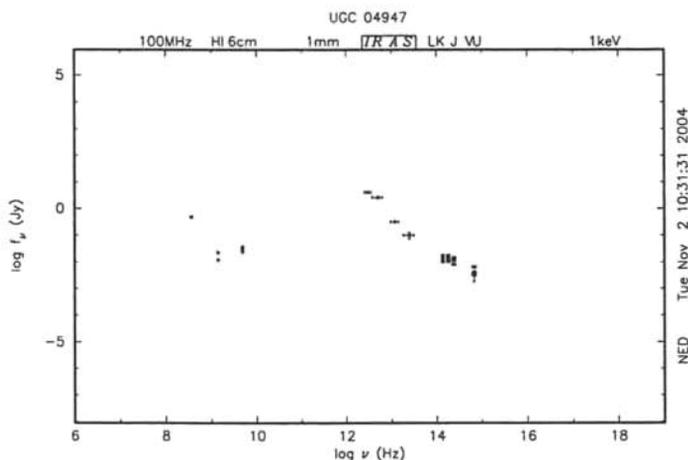


Figura 3.36: Distribución espectral de energía (SED) de la fuente B2 0916+33

Ya habíamos mencionado que la configuración de los puntos de estas gráficas (puntos ajustados a rectas que sería radiación sincrotrón o perfil "Planckiano" para cuerpo negro) nos indican los mecanismos de emisión involucrados. Tomando en cuenta estos criterios podemos deducir los mecanismos de emisión para cada radiofuente de la muestra.

Para 3C272.1, cuya galaxia anfitriona es Messier 84 uno de los objetos más estudiados, la gráfica de SED (figura 3.31) nos muestra emisión sincrotrón (puntos alineados) desde radio frecuencias hasta mediano IR. En cercano IR y bandas ópticas y ultravioleta, domina la emisión térmica (perfil planckiano).

Para 4C29.30 (figura 3.32), la emisión es de tipo sincrotrón (puntos alineados) desde las radiofrecuencias hasta el mediano IR, en cercano IR este trabajo aporta los primeros valores de magnitud, ya analizados con anterioridad (cuerpo negro).

En B2 0722+30, 3C178 (figuras 3.33 y 3.34) en las frecuencias de radio y aun en mediano y lejano IR domina la emisión de tipo sincrotrón. En cercano IR y bandas ópticas, domina la emisión térmica de tipo cuerpo negro.

Para B2 0916+33 (figura 3.36) la información en radio frecuencias es escasa, en mediano y lejano infrarrojo, domina la emisión sincrotrónica. Para las frecuencias en cercano IR y bandas ópticas, la emisión es de tipo cuerpo negro.

Para B2 0913+38 la distribución es análoga a B2 0916+33 (figura 3.35), pero sin el dato de magnitud visual.

De estos datos obtenemos que en todo los casos, lo que está generando la emisión en cercano IR, es el polvo, con una temperatura del orden de 1800 K

Resumen de fotometría de apertura

En las tablas siguientes (de la 3.33 a la 3.38) presentamos un resumen de la fotometría de apertura por cada fuente de nuestra muestra, así como de los parámetros físicos obtenidos, colocando en primer lugar a la fuente 4C29.30 de la cual mostramos los primeros valores calculados en cercano IR.

Cuadro 3.33: Características físicas de 4C29.30

Parámetros	Medidas calculadas
Magnitud en el Filtro J	12.342±0.066
Magnitud en el Filtro H	11.782±0.057
Magnitud en el Filtro K	11.553±0.139
(J-H)	0.561
(H-K)	0.119
Flujo en el Filtro J	$4.082 \times 10^{-14} \text{ W m}^{-2} \text{ sr}^{-1}$
Flujo en el Filtro H	$3.435 \times 10^{-14} \text{ W m}^{-2} \text{ sr}^{-1}$
Flujo en el Filtro K	$2.336 \times 10^{-14} \text{ W m}^{-2} \text{ sr}^{-1}$
Luminosidad en el Filtro J	$1.29 \times 10^{23} \text{ W Hz}^{-1}$
Luminosidad en el Filtro H	$1.43 \times 10^{23} \text{ W Hz}^{-1}$
Luminosidad en el Filtro K	$1.37 \times 10^{23} \text{ W Hz}^{-1}$
Mecanismo de emisión en cercano IR	cuerpo negro

Cuadro 3.34: Características físicas de B2 0916+33

Parámetros	Medidas calculadas
Magnitud en el Filtro J	12.331±0.074
Magnitud en el Filtro H	11.428±0.054
Magnitud en el Filtro K	11.227±0.050
(J-H)	0.903
(H-K)	0.151
Flujo en el Filtro J	$1.527 \times 10^{-14} \text{ W m}^{-2} \text{ sr}^{-1}$
Flujo en el Filtro H	$1.480 \times 10^{-14} \text{ W m}^{-2} \text{ sr}^{-1}$
Flujo en el Filtro K	$9.720 \times 10^{-15} \text{ W m}^{-2} \text{ sr}^{-1}$
Luminosidad en el Filtro J	$9.13 \times 10^{22} \text{ W Hz}^{-1}$
Luminosidad en el Filtro H	$1.41 \times 10^{23} \text{ W Hz}^{-1}$
Luminosidad en el Filtro K	$9.27 \times 10^{22} \text{ W Hz}^{-1}$
Mecanismo de emisión en cercano IR	cuerpo negro

Cuadro 3.35: Características físicas de 3C272.1

Parámetros	Medidas calculadas
Magnitud en el Filtro J	7.845±0.023
Magnitud en el Filtro H	7.241±0.029
Magnitud en el Filtro K	6.714±0.059
(J-H)	0.604
(H-K)	0.527
Flujo en el Filtro J	$2.997 \times 10^{-12} \text{ W m}^{-2} \text{ sr}^{-1}$
Flujo en el Filtro H	$2.661 \times 10^{-12} \text{ W m}^{-2} \text{ sr}^{-1}$
Flujo en el Filtro K	$1.393 \times 10^{-12} \text{ W m}^{-2} \text{ sr}^{-1}$
Luminosidad en el Filtro J	$2.84 \times 10^{22} \text{ W Hz}^{-1}$
Luminosidad en el Filtro H	$3.34 \times 10^{22} \text{ W Hz}^{-1}$
Luminosidad en el Filtro K	$3.11 \times 10^{22} \text{ W Hz}^{-1}$
Mecanismo de emisión en cercano IR	cuerpo negro

Cuadro 3.36: Características físicas de B2 0722+30

Parámetros	Medidas calculadas
Magnitud en el Filtro J	11.862±0.048
Magnitud en el Filtro H	11.132±0.041
Magnitud en el Filtro K	10.517±0.063
(J-H)	0.729
(H-K)	0.616
Flujo en el Filtro J	$7.888 \times 10^{-14} \text{ W m}^{-2} \text{ sr}^{-1}$
Flujo en el Filtro H	$7.858 \times 10^{-13} \text{ W m}^{-2} \text{ sr}^{-1}$
Flujo en el Filtro K	$5.738 \times 10^{-14} \text{ W m}^{-2} \text{ sr}^{-1}$
Luminosidad en el Filtro J	$2.13 \times 10^{22} \text{ W Hz}^{-1}$
Luminosidad en el Filtro H	$2.81 \times 10^{22} \text{ W Hz}^{-1}$
Luminosidad en el Filtro K	$2.88 \times 10^{22} \text{ W Hz}^{-1}$
Mecanismo de emisión en cercano IR	cuerpo negro

Cuadro 3.37: Características físicas de 3C178

Parámetros	Medidas calculadas
Magnitud en el Filtro J	10.603±0.035
Magnitud en el Filtro H	9.940±0.034
Magnitud en el Filtro K	9.411±0.062
(J-H)	0.663
(H-K)	0.529
Flujo en el Filtro J	$2.356 \times 10^{-13} \text{ W m}^{-2} \text{ sr}^{-1}$
Flujo en el Filtro H	$2.215 \times 10^{-13} \text{ W m}^{-2} \text{ sr}^{-1}$
Flujo en el Filtro K	$1.466 \times 10^{-13} \text{ W m}^{-2} \text{ sr}^{-1}$
Luminosidad en el Filtro J	$1.21 \times 10^{22} \text{ W Hz}^{-1}$
Luminosidad en el Filtro H	$1.50 \times 10^{22} \text{ W Hz}^{-1}$
Luminosidad en el Filtro K	$1.39 \times 10^{22} \text{ W Hz}^{-1}$
Mecanismo de emisión en cercano IR	cuerpo negro

Cuadro 3.38: Características físicas de B2 0913+38

Parámetros	Medidas calculadas
Magnitud en el Filtro J	13.569±0.103
Magnitud en el Filtro H	12.875±0.066
Magnitud en el Filtro K	12.365±0.048
(J-H)	0.694
(H-K)	0.510
Flujo en el Filtro J	$5.183 \times 10^{-14} \text{ W m}^{-2} \text{ sr}^{-1}$
Flujo en el Filtro H	$5.068 \times 10^{-14} \text{ W m}^{-2} \text{ sr}^{-1}$
Flujo en el Filtro K	$2.552 \times 10^{-14} \text{ W m}^{-2} \text{ sr}^{-1}$
Luminosidad en el Filtro J	$5.91 \times 10^{22} \text{ W Hz}^{-1}$
Luminosidad en el Filtro H	$7.54 \times 10^{22} \text{ W Hz}^{-1}$
Luminosidad en el Filtro K	$6.90 \times 10^{22} \text{ W Hz}^{-1}$
Mecanismo de emisión en cercano IR	cuerpo negro

3.3.4. Análisis de la fotometría superficial

En la sección 1.2 del capítulo 1 de este trabajo se hizo un breve resumen sobre estructura galáctica, distribución de brillo y morfología. Las ecuaciones 1.2 y 1.3 son las

relaciones empíricas que asocian la morfología con la distribución de brillo. Una herramienta muy útil son los isocontornos, que como ya se había mencionado, son las contornos de las isofotas elípticas superpuestas a las imágenes y que son generados con la rutina *isoimap*, ya que nos ayudan a visualizar donde termina el objeto, y/o donde empieza a tener interacciones. Con estos dos elementos (estructura galáctica e isocontornos), podemos hacer una descripción morfológica confiable de cada fuente de la muestra.

Como se ve en la ecuación 1.3 la distribución de brillo en galaxias elípticas, llamada ley de De Vaucouleurs, varía con el valor del radio elevado a la potencia $\frac{1}{4}$, de esta forma, si se gráfica la magnitud superficial instrumental vs. el radio o el semieje mayor a la $\frac{1}{4}$ de una cierta galaxia, y a esta gráfica se le puede ajustar una recta, entonces podemos decir que la galaxia cumple con la ley de De Vaucouleurs, es decir la morfología de esta galaxia es elíptica o tipo E_n , donde el subíndice nos indica el tipo de elíptica en cuestión que se puede estimar con la ecuación 3.8 y varía de 1 hasta 7.

$$n = 10 \left(1 - \frac{a}{b}\right) \quad (3.8)$$

Donde a es el semieje mayor y b es el semieje menor de la galaxia que podemos conocer con los valores SMA y elipticidad que nos entrega *ellipse*. Esta relación nos da una aproximación de primera instancia al tipo de elíptica, sin menoscabo que se pueda obtener más precisión por medio de otro tipo de análisis que no corresponden al alcance de este trabajo, como por ejemplo las curvas de rotación para saber los límites reales de la galaxia.

A continuación mostramos el análisis de la fotometría superficial de nuestros objetos, que realizamos con la rutina *ellipse* y sus subrutinas *isoplot* que es el graficador de STSDAS e *isoimap*, que como habíamos mencionado antes, dibuja los ajustes de las isofotas elípticas a las imágenes de los objetos que estudiamos.

4C 29.30

Esta galaxia muestra en las gráficas de los filtros J y H (figuras 3.13 y 3.14) una morfología elíptica desde el centro hasta los 7.79 seg arc. A partir de 10.39 seg arc en la gráfica de fotometría superficial de J se puede apreciar que existe interacción con otra fuente (ver figura 3.13). Heckman et al. (1986) consignan que esta fuente tiene una compañera más azul y además que existe un anillo de polvo alrededor de la galaxia, de hecho la compañera es una fuente puntual más azul, remanente no digerido de la interacción de una elíptica y una galaxia de disco. Esta fuente se encuentra a 4 seg arc de

la original y hace girar los isocontornos más notoriamente en el filtro J (ver figura 3.28). Estos isocontornos (generados con la rutina isoimap) nos ayudan a saber donde termina nuestra galaxia, y donde empieza a tener interacciones.

En el filtro H esta interacción ya no es tan notoria, el ajuste de elipse tiene errores muy grandes en la elipticidad (ver tabla 3.19). En las figuras 3.15 y 3.16 mostramos las gráficas de MAG vs. RSMA (Magnitud Superficial Instrumental vs. Semieje Mayor a la 1/4). Esta galaxia cumple con la ley de De Vaucouleurs en los filtros J y H hasta antes de la interacción con la fuente compañera (aproximadamente 8 seg arc., ver figuras 3.15 y 3.16) ,

En el filtro K', la gráfica es muy corta, con grandes errores en la magnitud y en la elipticidad, lo que indica que las isofotas no se ajustan muy bien a elipses (ver tabla 3.20). Utilizando la ecuación 3.7 calculamos el tipo de elíptica que es 4C29.30 que resulta ser de tipo E0.

Concluimos a partir de las gráficas anteriores, que esta galaxia es tipo E0, con un tamaño, en el cercano IR, aproximado de 7 seg arc. Esto modificaría la clasificación de la literatura para esta fuente (S0)

B2 0722+30 Esta Galaxia está consignada con morfología tipo S0 en la literatura. En los filtros J y H, muestra distribución tipo elíptica cerca del centro antes de los 7.5 seg arc (ver figuras 3.17 y 3.18). En el filtro K' solo se nota una componente elíptica pero con errores grandes en la magnitud al final de la gráfica (ver figura 3.19).

A partir de los 7.5 seg arc aproximadamente, tanto en H como en J , se nota la contribución de otra fuente, que contamina la fotometría. En la figura 3.29 se muestra la imagen altamente contrastada y con isocontornos de esta fuente en el filtro K' de tal manera que se pudo resolver la fuente sin la interacción de la fuente contaminante.

Con lo que respecta a la ley de De Vaucouleurs, se nota que se cumple hasta poco antes de 1.5 seg arc^{1/4} aproximadamente, en las gráficas de magnitud superficial vs. semieje mayor a la 1/4 (ver figuras 3.20 a 3.22). Los finales de las gráficas de H y J corresponden a la presencia de la fuente adicional, en K' solo existe la componente de la galaxia.

Como esta galaxia cumple con la ley de De Vaucouleurs, y utilizando la ecuación 3.7, concluimos que su tipo morfológico es E3, lo que modificaría la clasificación encontrada en la literatura. La identificación de NED se podría deber a que en otras bandas, el gas y la fuente adicional inducirían a pensar que esta fuente tiene alguna región adicional. El filtro K' aísla perfectamente la galaxia, lo que indica la utilidad de utilizar los filtros en cercano IR.

3C272.1 Esta Galaxia está en un medio de alta densidad de galaxias y muestra un comportamiento muy regular. Es un objeto muy extenso ya que su gráfica llega en el filtro J hasta 36 seg arc (fig 3.7), 34 seg arc en el filtro H (figura 3.8). En el filtro K' la gráfica llega más lejos debido quizá a un mal flateo (figura 3.9).

El objeto se ajusta bien a la ley de De Vaucouleurs en los 3 filtros (figuras 3.10 a 3.12), salvo al final de la gráfica de K', donde hay una pequeña desviación a partir de 40 seg arc. Es posible que el final de la gráfica en K' ya no corresponda a la galaxia. Utilizamos el valor máximo de la elipticidad que nos entrega *ellipse* y la ecuación 3.7 para determinar que la galaxia es de tipo E0

En la figura 3.33 se muestran los isocontornos de esta galaxia en el filtro J, que son muy regulares.

Concluimos que esta galaxia es tipo E0 con un tamaño aproximado de 36 seg arc.

3C 178 Esta galaxia muestra en el filtro J y en H dos componentes, un bulbo, y un disco, separado por una pequeña joroba, que es una componente no identificada de la galaxia (ver figuras 3.23 y 3.24). En el filtro K' (figura 3.25) la galaxia muestra un perfil parecido.

En la gráfica de la ley de De Vaucouleurs, se observa que esta galaxia la cumple hasta un valor de aproximadamente $1.44 \text{ seg arc}^{1/4}$ (mostramos únicamente en el filtro J; figura 3.26).

En los isocontornos en el filtro K' (figura 3.30) pueden apreciarse 2 brazos espirales con orientación Norte-Sur, la galaxia se presenta casi vertical.

Concluimos entonces, que esta galaxia es de disco, sólo cumple la ley de De Vaucouleurs en el bulbo. De las gráficas podemos inferir que su tamaño es de aproximadamente 11 seg arc.

Resumen de fotometría superficial

Cuadro 3.39: Resumen de Fotometría Superficial

	4C29.30	B2 0722+38	3C272.1	3C178
Tipo de Galaxia	E0	E3	E0	Disco
Distribución	De Vaucouleurs	De Vaucouleurs	De Vaucouleurs	Exponencial
Tamaño en cercano IR (proyectado)	~7seg arc	~6 seg arc	~36 seg arc	~11seg arc
Tamaño en el cercano IR	17.1 Kpc	4.9 Kpc	4.4 Kpc	0.1 Kpc

Con los resultados mostrados en este capítulo, así como la discusión y análisis de los mismos, presentamos en el capítulo 4, las conclusiones obtenidas a partir de los mismos.

Capítulo 4

Conclusiones

En este trabajo se mostraron las propiedades físicas en el cercano IR de una muestra de radiogalaxias formada por B2 0916+33, 4C29.30, B2 0913+38, B2 0722+30, 3C178, 3C272.1. Aportamos datos nuevos en cuanto a la fotometría superficial en cercano IR de B2 0722+30, 3C178, 4C29.30. también de esta última aportamos datos de fotometría de apertura por primera vez en cercano IR. También proponemos una nueva clasificación morfológica de B2 0722+30 y 4C29.30. En general los resultados obtenidos en este trabajo son:

1. Se llevó a cabo el análisis de la fotometría de apertura y superficial, a partir de las observaciones en el cercano IR de los objetos ya mencionados, en el Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir, B.C., en la temporada del 7 al 11 de marzo de 1999. Estas observaciones fueron hechas con el telescopio de 2.1 m, usando un sistema de detección de datos en cercano IR, conocido como CAMILA.
2. Se obtuvo la fotometría de apertura de objetos puntuales y extendidos, y fotometría superficial de objetos extendidos; para lo cual fue necesario familiarizarse con el sistema operativo UNIX, y aprender a usar las rutinas de IRAF como son Qphot, STSDAS y Ellipse, además de los programas privados como Hazcom y Reducebp.
3. De la comparación de los datos reportados y las referencias obtenidas de bases de datos electrónicas de datos astronómicos, concluimos que el procedimiento que utilizamos para la reducción y la fotometría son confiables, y nos dan la certeza de que los valores nuevos que hemos obtenido para esta muestra son muy buenas cotas que podrán utilizarse en trabajos futuros.

4. Para B2 0916+33 se encontró al revisar la literatura que muy posiblemente la identificación óptica era errónea, no se hizo la fotometría a la fuente asociada 7C 0916+3308, ya que resulta ser una fuente muy roja y muy débil, que como no era el objetivo principal de la imagen, le faltó tiempo de exposición.
5. Aportamos los primeros datos de la fotometría en cercano IR de 4C29.30.
6. A partir de la fotometría de apertura se pudo calcular la densidad de flujo de energía y el flujo de las fuentes de la muestra, los cuales son parámetros físicos importantes. En estos parámetros físicos, los de 4C29.30 son una aportación nueva que enriquece la información sobre este objeto.
7. De la información de la densidad de flujo en radio a 1.4 Ghz, calculamos la potencia de las fuentes y así pudimos clasificarlas en WRG y PRG
8. A partir del cálculo de los parámetros físicos del punto 6, pudimos construir la Distribución Espectral de Energía en cercano IR. De esta distribución pudimos tener información sobre el mecanismo de emisión en esta banda.
9. De nuestro trabajo podemos inferir que las WRG y la PRG observadas en cercano IR, no parecen tener una emisión sincrotrónica en cercano IR, sino térmica de tipo cuerpo negro, debida a la reemisión del polvo calentado probablemente por estrellas de baja masa, gigantes rojas, o el sincrotrón de la galaxia anfitriona o una combinación de estas. Para B2 0722+30 la emisión en el filtro K' estaría potencializada por la emisión de una fuente que contamina la fotometría .
10. Las temperaturas de emisión del cuerpo negro en la muestra de radiogalaxias serían cercanas a los 1800 K (aunque esta temperatura sería diferente para cada fuente) en el máximo de la longitud de onda, que no es temperatura de la componente estelar, sino de polvo reemiteinte.
11. Se pudo calcular la luminosidad de las fuentes de la muestra, y se puede observar que la fuente 4C29.30 que es una radiogalaxia potente, es también más potente que las demás en cercano IR por un factor desde 2 hasta un orden de magnitud. Esto sería evidencia de que el sincrotrón podría ser el responsable de esta diferencia de luminosidades en el cercano IR.
12. Consideramos que la emisión sincrotrónica sería, muy probablemente el causante del calentamiento del polvo reemiteinte

13. En la análisis de la fotometría superficial de la muestra encontramos que tres de nuestras fuentes son galaxias tempranas (E) ya que obedecen a la ley de De Vaucouleurs, descrita en el capítulo 1, sin embargo, en 4C29.30 se encuentra interacción con otra fuente, que ya había sido consignada en la literatura (Heckman et al 1986) y en B2 0722+30, la fotometría esta contaminada por una fuente, presuntamente una estrella. Para 3C178 encontramos que esta es una galaxia de disco.
14. Usando el programa isoimap de STSDAS, pudimos determinar hasta donde llegan las galaxias 4C29.30 y B2 0722+30 en el cercano IR, al aislarlas de la interacción, y así poder estimar su tamaño, y corroborar que efectivamente son galaxias tempranas.
15. Del punto anterior se puede proponer una nueva clasificación morfológica para las fuentes B2 0722+30 y 4C29.30, y confirmar la clasificación morfológica de 3C272.1. La clasificación que proponemos es E3 para B2 0722+38, E0 para 4C29.30 y E0 para 3C 272.1.
16. Encontramos que B2 0722+30 tiene una clasificación errónea, obtenida sólo del óptico, no es S0 sino una galaxia tipo E.
17. De nuestros trabajos podemos concluir que los estudios en cercano IR son de gran utilidad para determinar morfologías, ya que en estas bandas no se ven las emisiones (p. e. gas ionizado, etc.) que suelen esconder o hacer poco claros detalles importantes de la forma de las galaxias.
18. De los resultados obtenidos en este trabajo, podemos concluir que las WRG y PRG son preferentemente elípticas, la emisión en cercano IR es de cuerpo negro debida a la reemisión de polvo calentado principalmente por la máquina central, aunque no descartando el calentamiento debido a las estrellas de baja masa, o gigantes rojas. La diferencia de luminosidades en cercano IR entre 4C29.30 y las demás fuentes, se deben a la “actividad” más intensa de la máquina central de la primera.
19. Finalmente, como un trabajo futuro se sugiere la fotometría en cercano IR de la fuente roja que parece ser la identificación óptica correcta de B2 0916+33, también se sugiere hacer la fotometría de las fuentes de la muestra en las bandas en donde hace falta , por ejemplo en 4C29.30 en el visible, en B2 0913+38 en lejano IR y visible.

Bibliografía

- [1] Antonucci, R.R.J. & Miller, J.S. 1985, ApJ, 297, 621.
- [2] Balick, B. & Heckman, T.M. 1982, Ann Rev Astron Ap, 20, 431.
- [3] Benet A.S. 1962 MnRAS .163 13
- [4] Carrasco et al. 1991 reporte técnico 309 Instituto de Astronomía
- [5] Carrillo, R Tesis Profesional ,1988
- [6] Carrillo, R. et al. 1998 Rev. Mex. Astron. Ap. 35 45-63
- [7] Carrillo, R. et al. 1997 Rev. Mex. Astron. Ap. 33 45-63
- [8] Colla et al. 1972 Astr. Ap. Suppl 7 1-34
- [9] De Diego, J.A. Apuntes de Astronomia Extragaláctica
- [10] Diaz-Celaya,A. 2003 Tesis Profesional
- [11] Dultizin-Hacyan, D. 1995, para aparecer en las Memorias de la 5a Conferencia México-Texana sobre Nebulosas Gaseosas y Formación Estelar", Rev. Mex. Astron. Ap.
- [12] Fanaroff, B.L., Riley, J.M., MnRAS 167 31-36
- [13] Fanti et. al. Astr. Ap. Suppl 18 147-148
- [14] Fath, E.A. 1909, Lick Obs. Bull, 5, 71. Ferland,
- [15] Franco, J. et al., 1993, Rev. Mex. Astron. Ap, 27,133.
- [16] Gaskell, C.M. & Ferland, G.J. 1984, Pub. A.S.P., 96, 393.

- [17] González Serrano J.L. et al. 2000 A&AS Suppl 148 353-358
- [18] Gower J.F.R., et al. 1967 MNRAS 71 49-144
- [19] Henden, Kaitchuck, 1982.
- [20] Heckman, T. et al.1980. Astron Ap, 87-142.
- [21] Heckman, T. et al 1986. ApJ 311 526,-547.
- [22] Heckman, T. et al. 1994. ApJ 428 65-81.
- [23] Hubble, E.P, 1926, ApJ, 54,369.
- [24] Hubble, E.P. 1936, The Realm of the Nebulae (Yale University Press, New Haven)
- [25] Jaffe, W. et al. 1993, Nature, 364,213.
- [26] Jarret et al. 2003 AJ 125 Is 2 525-554
- [27] Karttunen, H. et al. 1987, Fundamental Astronomy (Germany: Springer-Verlag)
- [28] Miley, G. 1980 Ann Rev Astron Ap. 19 373-4140.
- [29] Persson et al. 1979 ApJ. Suppl 39 61-87
- [30] Savage B.D; Mathis J.S. 1979 Ann Rev Astron Astrophys 17 73-111
- [31] Tody, D 1986 Astronomical Data Analysis Software and Systems. A S P Conf. Series vol 52