

A  
2ej.



UNIVERSIDAD NACIONAL  
AUTONOMA DE MEXICO

FACULTAD DE CIENCIAS

**Imagenes infrarrojas de  
galaxias activas**

**T E S I S**

Que para obtener el Título de

**F I S I C O**

P r e s e n t a:

**Javier Ballesteros Paredes**

México, D. F.



1994

FACULTAD DE CIENCIAS  
EDUCACION ESPECIAL

TESIS CON  
FALLA DE ORIGEN



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 está 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.

## Agradecimientos, dedicatorias y esas cosas...

Dedicar una tesis no es cosa fácil, sobre todo habiendo tanta gente a la cual uno quisiera agradecerle su participación en esto de vivir. Podría empezar dedicándola por ejemplo a los amigos de infancia, como Beto C., Adriana, o Irene; a los cuales se les sumaron los de adolescencia: Ovidio, Blanca, Alexis, Mari Carmen, Alberto L.; y más tarde los de licenciatura: Charli, con su incansable amistad, Armando, quien con su sencillez es capaz de hacer reír hasta en momentos terriblemente dramáticos; Fer, quien es capaz de programar en todos los lenguajes por complejos y elaborados que sean, pero incapaz de programar la lavadora; y Vale, la concuña de mi novia, quien con su inconfundible acento italiano ha demostrado ser una ejemplar *surrugatta*.

Cómo no agradecer por ejemplo a Beto García (el artista), quien no sólo colaboró en el tedioso trabajo de pegar las figuras y dibujar las barras de escala; sino que junto con su esposa, Verónica, y sus hijos, Rodrigo y Alonso, hacen mucho más alegre la vida en los pasillos de este instituto.

Más que una obligación, una necesidad de estar tranquilo conmigo mismo es el agradecer en general a todo el Instituto de Astronomía de la UNAM, el cual me ha apoyado con los recursos necesarios para ser estudiante: fotocopias, biblioteca, comedor, computadoras, cubículo, e incluso, "servicio de mundanza", beca, desveladas y trasnochadas en épocas de exámenes, etc. También es necesario agradecer a todos los investigadores del instituto, quienes, cada cual a su manera, está dispuesto a ayudarlo a uno, a resolverle dudas, a apoyarlo con una carta a *Conacyt*, y a angustiarse con una tarea interminable. También debo agradecer a todos los trabajadores del instituto, aquellos que sufren con mi eterna incapacidad de transportar una taza de café sin derramar una gota, los que limpian una y otra vez, los que abren la puerta, los veladores y vigilantes, bibliotecarios, encargados de cómputo, telefonistas, administrativos, etc., todos aquellos sin quienes nuestra labor de estudiantes se vería completamente reducida. Igualmente, a todos mis compañeros: Mayra(s), Ana Paula, Lorenzo, Sandriux, Víctor, Domitila, Lorenzo, Anabel, Rosa Izela, Claudia, Maru, René (nuestro charro estudiantil favorito), Vladimir A., Lupita, Pati, Selene, Matilde, César, con quienes sufro y disfruto este placer de la astronomía y a quienes siempre puede uno recurrir para resolver dudas, comer galletas o papitas, reírse un poco, y deprimirse con tareas incomprensibles. Asimismo, necesito agradecerle a todos los escuincles que vienen al Instituto: Rodrigo y Alonso (mencionados previamente), Alejandra, Andrea, Adrián, Felipe, Tomás, Arturo, Mariam, porque llenan este instituto, además de gritos, de vida.

También debo agradecer a los sinodales (doctores, todos ellos): Rosalía Ridaura y Roberto Ortega, quienes pese a no ser astrónomos han dedicado parte de su tiempo a leer cuidadosamente mi trabajo y corregir mis errores, Débora Dultzi y Alejandro Ruelas, estos sí astrónomos, que además de formar parte del jurado han sido partícipes de mi formación astronómica; y en especial a mi asesora, Irene Cruz-González, quien no sólo creyó -y espero siga creyendo- que puedo hacer un papel decoroso en esto de la ciencia, sino que me ha brindado un apoyo incondicional para mi desarrollo académico. A todos ellos, por aguantar toda la bola de coherencias e incoherencias plasmadas en este trabajo.

A mi familia: mi mamá, tenaz luchadora, incansable, mezcla de furia y cariño; a mi papá, quien con gran sabiduría me dió los elementos necesarios para entenderme a mí mismo; a mis hermanos: Patricia, con su impresionante capacidad de organización; Silvia, inteligente y comprensiva; José Manuel, con su gran sentido del humor inseparable de sus angustias; y Luis Eduardo, que a su manera y con sus tiempos propios va luchando, pataleando, peleando. Los quiero.

Por último, dedico especialmente este trabajo a Paola, quien tiene la capacidad de hacerme sentir tranquilo, a gusto, contento, quien a cada instante me demuestra su amor, ternura, comprensión, cariño, y con quien no sólo comparto el placer de la astronomía, sino comparto mi vida completa. Te amo.

J. B. P.

México D.F., Febrero de 1994.

## Indice

---

<b>Introducción</b> .....	1
<b>Capítulo 1 Galaxias Activas. Generalidades. Clasificación</b> .....	3
<b>Capítulo 2 Emisión en el cercano infrarrojo de los núcleos activos de galaxias</b> ..	8
<b>Capítulo 3 Fotometría</b> .....	13
3.1. Sistema Fotométrico .....	13
3.2. Descripción de la cámara infrarroja .....	17
3.2.1. Adquisición de datos .....	20
3.2.2. Reducción de datos .....	22
3.3. Observaciones .....	24
3.4. Fotometría con IRAF .....	27
3.4.1. Obtención de la magnitud instrumental .....	27
3.4.2. Calibración de las magnitudes .....	30
3.5. Extinción y corrimiento al rojo .....	33
<b>Capítulo 4 Resultados</b> .....	34
4.1. NGC 6764 .....	34
4.2. NGC 6814 .....	43
4.3. NGC 7217 .....	52
4.4. NGC 7469 .....	50
4.5. NGC 7592 .....	60
4.6. NGC 7674 .....	70
4.7. NGC 7714 .....	83
4.8. ARP 102 .....	93
<b>Conclusiones</b> .....	99
<b>Referencias</b> .....	102

## Introducción.

Con el desarrollo de nuevas tecnologías, la astronomía contemporánea ha podido avanzar en diferentes aspectos. En particular, el desarrollo de detectores bidimensionales en las frecuencias del cercano infrarrojo ha permitido determinar nuevas propiedades de los objetos celestes, y en particular, de las *galaxias activas*, llamadas así por la gran cantidad de luz que emiten. La distribución espectral de dichas galaxias, así como los perfiles de las líneas de emisión de estos objetos no puede explicarse únicamente en términos de radiación puramente estelar, tanto por la forma del espectro que producen como por lo pequeño de la región donde se produce.

Existe una amplia gama de galaxias activas, las cuales pueden ser clasificadas de acuerdo con su luminosidad, espectro y variabilidad, en galaxias tipo *Scyfert 1 y 2*; objetos *BL-Lac*, *liners*, *cansares*, radiogalaxias y galaxias *starburst*; cada uno de estos con subdivisiones y características especiales.

En el presente trabajo se analizan imágenes directas obtenidas durante Septiembre de 1991 en el telescopio de 2.1 metros de San Pedro Mártir con un detector bidimensional de  $64 \times 64$  pixeles de HgCdTe, de una muestra de 8 galaxias activas. Con esta cámara se pueden obtener imágenes en las bandas infrarrojas J ( $1.25 \mu\text{m}$ ), H ( $1.65 \mu\text{m}$ ), K ( $2.2 \mu\text{m}$ ), Br $\gamma$  (fwhm =  $2.1655 \mu\text{m}$ ) y K<sub>cont</sub> (fwhm =  $2.130 \mu\text{m} - 2.156 \mu\text{m}$ ), esta última utilizada para eliminar la contribución del continuo, dejando únicamente la emisión en Br $\gamma$ .

En términos generales podemos afirmar que las imágenes ópticas y las imágenes en el cercano infrarrojo son similares a gran escala. Sin embargo, a mediana o pequeña escala existen mayores diferencias, revelándose en el cercano infrarrojo características originalmente ocultas por polvo. A su vez, se sabe que la emisión térmica de granos de polvo calentados primariamente por rayos X (efecto Compton inverso), radiación de estrellas viejas con temperaturas típicas de unos 2000 K, etc., se da en las longitudes de onda del infrarrojo, por lo que el estudio de dichos objetos en estas longitudes de onda es importante.

En el presente trabajo se hace fotometría de multiapertura de dichas galaxias, comparándose los resultados con los reportados en la bibliografía existente. En los casos donde

es posible determinar estructura, se presenta un análisis morfológico. Para estos fines se utilizaron los programas APPHOT, PHOTCAL, IMAGES y ASTUTIL, del paquete IRAF, el cual permite obtener la fotometría de multiapertura y analizar la emisión de objetos celestes.

En el capítulo 1 presentamos un breve resumen de lo que son las galaxias activas, sus características más importantes y los principales modelos; en el capítulo 2 se hace un análisis de las características de la emisión de estos objetos en el cercano infrarrojo; en el capítulo 3 se describe el sistema fotométrico utilizado, así como los métodos de adquisición y reducción de datos y el proceso para obtener la magnitud de un objeto mediante el uso del paquete IRAF; y en el capítulo 4 se presenta una revisión bibliográfica sencilla de cada uno de los objetos observados, se presentan los datos fotométricos obtenidos y sus respectivas distribuciones espectrales de energía. En la quinta y última parte se incluyen las conclusiones.

## Capítulo 1.- Galaxias Activas.

A principios de los años sesentas, los astrónomos descubrieron ciertos objetos en el cielo con una característica especial: corrimientos al rojo extraordinariamente grandes. Este hecho implicaba, de acuerdo con la ley de Hubble, que dichos objetos (llamados ahora cuasares) fuesen los más lejanos conocidos hasta entonces. Para poder ser observados a distancias tan grandes, estos cuasares debían tener luminosidades extraordinariamente altas, emitiendo cientos de veces la energía de una galaxia normal, convirtiéndose entonces en los objetos más luminosos del Universo.

Sin embargo, el estudio de los cuasares había comenzado desde 1943, cuando Carl Seyfert realizó un estudio de algunas galaxias con núcleos brillantes, notando que las líneas de emisión del hidrógeno estaban considerablemente ensanchadas, con valores típicos de varios miles de km/seg. Sin embargo no fue sino hasta veinte años después, cuando Burbidge *et al.* (1963) establecieron como fenómenos comunes a los cuasares, a las galaxias estudiadas por Seyfert y a algunos otros objetos como las radiogalaxias.

Sabemos hoy que existen una serie de objetos con características similares entre sí a los cuales llamamos núcleos activos de galaxias (NAGs). Las características básicas de estos objetos son: emisión intensa en todo el espectro electromagnético, desde radio hasta rayos- $\gamma$ , líneas de emisión de baja y alta ionización, presencia de líneas de emisión delgadas (típicamente de varios cientos de km/s) y alto grado de variabilidad en diferentes escalas de tiempo. Algunos de estos objetos presentan además líneas de emisión anchas (de varios miles de  $km\ s^{-1}$ ); en muchos se ha detectado intensa emisión en radiofrecuencias; y en algunos se detectan altos grados de polarización. Una descripción general puede verse en Osterbrock (1989), Ruano (1992).

Actualmente reconocemos cinco principales grupos de galaxias con núcleos activos: galaxias *Seyfert*, *cuasares*, radiogalaxias, *blazares* y *liners* (*Low Ionization Nuclear Emission Regions*). A grandes rasgos, las características de cada uno de estos son las siguientes:

**Galaxias Seyfert:** En promedio, dentro de los NAGs estas galaxias son las más cercanas. Están asociadas en su mayoría a galaxias espirales y se dividen en dos subgrupos:

*Galaxias Seyfert 1:* Poseen un espectro de líneas prohibidas delgadas, y de líneas permitidas anchas. Denotando con paréntesis cuadrados a las prohibidas, las líneas más conspicuas son [OIII]  $\lambda\lambda 4959, 5007$ ; [N II]  $\lambda\lambda 6548, 6583$ ; [OI]  $\lambda\lambda 6300, 6364$ ; [S II]  $\lambda\lambda 6716, 6731$ ; [Fe VII]  $\lambda 6087$ . Estas líneas de emisión tienen anchos que oscilan alrededor de unos 300 km/seg. Asimismo, presentan líneas de emisión permitidas de H I, He I, He II, Fe II, principalmente. Los anchos típicos de estas líneas son de unos 3,000 km/seg, aunque varían en general de 500 a 15,000 km/seg.

Por su parte, las *galaxias Seyfert 2* presentan tanto líneas permitidas como líneas prohibidas delgadas. Se cree que estas galaxias pueden ser galaxias *Seyfert* tipo 1 pero con una componente que oculta las regiones donde se da la emisión de las líneas anchas, razón por la cual estas líneas no son observadas. Incluso se ha visto que galaxias como NGC 1068, consideradas durante mucho tiempo como *Seyfert 2*, han emitido líneas permitidas anchas en luz polarizada. Sin embargo, es controversial que sea este el caso para todas las *Seyfert 2*.

**Cuasares:** Son estos los objetos con mayor corrimiento al rojo observado. Este hecho, si interpretamos el corrimiento al rojo como debido a efecto Doppler, y de acuerdo a la Ley de Hubble, coloca a los cuasares a distancias extraordinariamente grandes, por lo que, para poder ser vistos, deben estar despidiendo energías extraordinariamente altas. Otras características básicas de los cuasares son (Hazard *et al.* 1979): apariencia estelar, exceso ultravioleta, emisión variable en un amplio rango de longitudes de onda, líneas de emisión permitidas anchas (hasta unos 20,000 km/seg) así como prohibidas angostas (unos cientos de km/seg) y grandes corrimientos al rojo. Los cuasares pueden ser divididos en dos grandes grupos: cuasares radio-callados y cuasares radio-ruidosos, de acuerdo con el tipo de actividad en las frecuencias del radio. Una descripción a nivel básico puede encontrarse en Kauffman (1991).

**Radiogalaxias:** La característica más importante es la existencia de dos radiolóbulos situados simétricamente respecto a la fuente central, la cual emite también en el radio y frecuentemente coincide con una fuente compacta óptica. Los tamaños frecuentes de estas radio estructuras son de varios kiloparsecs, hasta megaparsecs. Las cantidades de energía asociados con estas estructuras son de  $10^{60}$  ergs como límite inferior. Estos objetos están frecuentemente asociados a núcleos de galaxias gigantes elípticas (*cD*). Al igual que para las galaxias *Seyfert*, existen dos tipos de radiogalaxias: NLRG y BLRG (*narrow* y *broad line radio galaxies*), y su nombre se asigna de acuerdo con los anchos típicos de las

líneas de emisión observadas en su espectro óptico. Una discusión sobre los jets que emiten estas radio-galaxias puede encontrarse en Carrillo (1988).

**Objetos BL-Lac:** Estos objetos en general no presentan líneas de emisión, aunque en los niveles de menor brillo (mayor *quiescencia*) se han llegado a detectar líneas de emisión débiles. Sin embargo, son altamente variables, con escalas de tiempo incluso menores a un día. Si bien es cierto que una de las principales características de las galaxias activas son las líneas de emisión, los objetos *BL Lac* no presentan este tipo de características espectrales. El que sean consideradas como galaxias con núcleo activo es debido tanto a la energía promedio que radían como al tipo de distribución espectral de energía (DEE): su continuo, al igual que la mayoría de los NAGs, obedece a una ley de potencias. Asimismo, presentan un alto grado de polarización ( $\Pi \sim 15 - 30\%$ ).

**LINERS:** (*Low Ionization Narrow Emission Region*). Son objetos con líneas de emisión de baja excitación. Presentan cocientes de líneas de emisión diferentes a los de las galaxias *Seyfert* y a los de las regiones H II normales, pareciéndose más a los de las regiones excitadas por choques. Normalmente los *liners* presentan emisión de polvo a longitudes de onda mayores que  $10 \mu\text{m}$ , mientras que para la mayoría de los núcleos *Seyfert*, a estas longitudes de onda domina la emisión de población estelar. En términos generales, los colores en el cercano infrarrojo ( $1.25 - 3.5 \mu\text{m}$ ) de los *liners* no presentan diferencias respecto a los de las galaxias espirales normales.

Una tabla con las luminosidades típicas de estos objetos puede verse a continuación:

Tabla 1.1.  
Luminosidades típicas de los NAGs, en ergs/seg (escala logarítmica).

Objeto	Radio	Infrarrojo	Óptico	Rayos X
Espiral Normal	38	42	43	39
Galaxia Seyfert	40-45	46	43	42-44
Radiogalaxia	42-45	42	44	41
BL-LAC	42-46	47	45	42-45
Cuasares	44-46	47	46-47	46

Por último, las Galaxias *Starburst* tienen, de acuerdo con algunos autores, actividad nuclear. La pertenencia de estos objetos a la familia de los núcleos activos de galaxias

es ampliamente discutida hoy en día. La tendencia actual es de agruparlos junto con las galaxias activas, pues muchos objetos que originalmente se han clasificado como galaxias *Seyfert*, poseen emisión típicamente *starburst* (brotes de formación estelar).

En términos generales, podemos asegurar que no es un solo mecanismo de radiación el existente en las galaxias activas, sino la combinación de varios mecanismos, la que produce el espectro final de las galaxias activas. Como veremos más adelante, existen algunos objetos que si bien han sido clasificados como galaxias típicamente *Seyfert*, posteriormente se han ido reclasificando, al encontrar diferentes tipos de emisión para éstos. En algunos casos, por ejemplo, se ha logrado observar una alta luminosidad en el lejano infrarrojo, en otros, una emisión típicamente de brotes de formación estelar, etc; proponiendo efectivamente que son todos estos objetos manifestaciones diferentes de un solo fenómeno: las galaxias activas.

El modelo más aceptado actualmente para núcleos activos de galaxias consta de tres componentes básicas (ver, p. ej., Osterbrock, 1989 y referencias ahí): una fuente central supermasiva (hoyo negro), el cual acreta material hacia su centro, siendo el principal productor de emisión continua. Dos regiones de emisión de líneas, las cuales se cree se encuentran en nubes a diferentes distancias del núcleo: la llamada BLR (*broad line region* o región de líneas anchas) con densidades altas ( $10^9 \text{ cm}^{-3}$ ) y es donde se producen las líneas anchas; y la NLR (*narrow line region* o región de líneas angostas) la cual tiene densidades de  $10^6 \text{ cm}^{-3}$  y es donde se producen las líneas prohibidas angostas. Asimismo, se cree que de acuerdo con la inclinación que cada uno de estos objetos presenta al observador, se tendrán los distintos tipos de núcleos activos de galaxias.

Si bien este modelo es el más sencillo y permite predecir la mayor parte de los fenómenos observados, tiene varios problemas, el más importante probablemente es el proceso por el cual el material es acretado hacia el agujero negro (Wilson *et al.* 1991). De acuerdo con estos modelos, la tasa de acreción típica es de entre 1 y  $100 M_{\odot}$ /año. Así, una fuente de material a acretar es el mismo gas de la galaxia huésped. Este gas tiene alto momento angular y éste tiene que ser perdido para caer de la galaxia al hoyo negro. A la fecha han sido sugeridas varias maneras de forzar al gas, siendo las dos más importantes: i) efectos de marea producidos por interacción entre compañeras, desatando el movimiento de gas hacia el centro de la galaxia, o bien, ii) un potencial gravitacional asimétrico como puede ser el de una barra (Rovan *et al.* 1990). Sin embargo, Wilson *et al.* (1991) confirman que son precisamente estos procesos los esperados para comprimir nubes y desatar intensos brotes de formación estelar en las grandes nubes moleculares.

es ampliamente discutida hoy en día. La tendencia actual es de agruparlos junto con las galaxias activas, pues muchos objetos que originalmente se han clasificado como galaxias *Seyfert*, poseen emisión típicamente *starburst* (brotes de formación estelar).

En términos generales, podemos asegurar que no es un solo mecanismo de radiación el existente en las galaxias activas, sino la combinación de varios mecanismos, la que produce el espectro final de las galaxias activas. Como veremos más adelante, existen algunos objetos que si bien han sido clasificados como galaxias típicamente *Seyfert*, posteriormente se han ido reclasificando, al encontrar diferentes tipos de emisión para éstos. En algunos casos, por ejemplo, se ha logrado observar una alta luminosidad en el lejano infrarrojo, en otros, una emisión típicamente de brotes de formación estelar, etc; proponiendo efectivamente que son todos estos objetos manifestaciones diferentes de un solo fenómeno: las galaxias activas.

El modelo más aceptado actualmente para núcleos activos de galaxias consta de tres componentes básicas (ver, p. ej., Osterbrock, 1989 y referencias ahí): una fuente central supermasiva (hoyo negro), el cual acreta material hacia su centro, siendo el principal productor de emisión continua. Dos regiones de emisión de líneas, las cuales se cree se encuentran en nubes a diferentes distancias del núcleo: la llamada BLR ( *broad line region* o región de líneas anchas) con densidades altas ( $10^9 \text{ cm}^{-3}$ ) y es donde se producen las líneas anchas; y la NLR (*narrow line region* o región de líneas angostas) la cual tiene densidades de  $10^8 \text{ cm}^{-3}$  y es donde se producen las líneas prohibidas angostas. Asimismo, se cree que de acuerdo con la inclinación que cada uno de estos objetos presenta al observador, se tendrán los distintos tipos de núcleos activos de galaxias.

Si bien este modelo es el más sencillo y permite predecir la mayor parte de los fenómenos observados, tiene varios problemas, el más importante probablemente es el proceso por el cual el material es acretado hacia el agujero negro (Wilson et al. 1991). De acuerdo con estos modelos, la tasa de acreción típica es de entre 1 y  $100 M_{\odot}/\text{año}$ . Así, una fuente de material a acretar es el mismo gas de la galaxia huésped. Este gas tiene alto momento angular y éste tiene que ser perdido para caer de la galaxia al hoyo negro. A la fecha han sido sugeridas varias maneras de forzar al gas, siendo las dos más importantes: i) efectos de marea producidos por interacción entre compañeras, desatando el movimiento de gas hacia el centro de la galaxia, o bien, ii) un potencial gravitacional asimétrico como puede ser el de una barra (Rovan et al. 1990). Sin embargo, Wilson et al. (1991) confirman que son precisamente estos procesos los esperados para comprimir nubes y desatar intensos brotes de formación estelar en las grandes nubes moleculares.

## Capítulo 2.- Emisión Infrarroja de Galaxias Activas.-

Actualmente se ha acumulado evidencia de emisión infrarroja en galaxias activas, observada en el disco en caso de galaxias espirales, en el bulbo, y por supuesto en el núcleo. En algunos casos (Yates *et al.* 1990) se encuentra emisión infrarroja incluso en los lóbulos de las radiogalaxias, en forma de grandes manchas calientes (*hotspots*).

Si bien es cierto que el análisis de galaxias activas requiere de un estudio completo y minucioso en todo el espectro, el análisis de imágenes en el cercano infrarrojo puede ser de gran importancia. Bushouse (1990, 1991) encuentra que a gran escala, la morfología de las galaxias activas en las imágenes en el cercano infrarrojo es similar a las imágenes en el óptico. Sin embargo, añade, grandes diferencias se ven a menor escala: las imágenes en el cercano infrarrojo permiten determinar características que ópticamente están ocultas por el polvo. Es común que las regiones centrales de las galaxias se encuentren significativamente más enrojecidas que los discos, lo cual puede interpretarse como un efecto combinado de alta metalicidad, enrojecimiento por polvo y una pequeña componente de emisión de polvo térmico en las regiones nucleares.

De igual manera, Huges *et al.* (1990) afirman que las principales ventajas que tiene la observación de las imágenes de núcleos activos de galaxias en el cercano infrarrojo son las siguientes: i) existe evidencia de que en los núcleos activos se pueden desatar brotes de formación estelar alrededor del núcleo de la galaxia. Las imágenes en el óptico y en el ultravioleta pueden entonces esconder la naturaleza de estas regiones donde se dan los brotes, mientras que las imágenes en el cercano infrarrojo permiten observar a través de dichas regiones, donde hay mucho polvo; y ii) para objetos como cuasares, los cuales tienen una fuerte emisión en el ultravioleta, las imágenes en K ( $\lambda \sim 2.2\mu\text{m}$ ) pueden determinar de mejor manera la emisión de la galaxia huésped.

La emisión de las galaxias activas ha sido estudiada desde finales de los años 60's, y aún hoy en día uno de los problemas fundamentales es el de determinar cuáles son los procesos físicos que dan lugar a la emisión de estos objetos. En particular, el problema de distinguir entre las diferentes contribuciones al infrarrojo permanece abierto. Sin embargo, los núcleos activos de galaxias pueden subdividirse a grandes rasgos en dos grupos: i) aquellos cuyo continuo pareciera estar dominado por emisión térmica, y ii) aquellos cuya emisión continua es predominantemente no-térmica. Para el primer grupo, pareciera que

el continuo cercano-lejano infrarrojo (de 1 a 1,000  $\mu\text{m}$ .) está dominado por emisión térmica de polvo con temperaturas desde 40 hasta 2,000°K.

Una herramienta importante en el cercano infrarrojo es la espectroscopía, pues son los perfiles de líneas los que nos pueden dar un diagnóstico de las condiciones del sistema (Thompson, 1990). De acuerdo con este autor, las principales líneas de emisión en el cercano infrarrojo son  $Br\gamma$ ; (1-0)S(1); (2-1)S(2); H 2; así como las bandas  $J(\lambda 1.25\mu\text{m})$ ;  $H(\lambda 1.65\mu\text{m})$ ; y  $K(\lambda 2.2\mu\text{m})$ . Sin embargo las características espectrales infrarrojas asociadas con polvo que son observadas en objetos galácticos no necesariamente son detectados en los núcleos activos de galaxias, lo cual dificulta la determinación de los mecanismos de emisión y de las condiciones físicas en los núcleos activos. Por otra parte, los estudios de polarimetría son de gran importancia, pues pueden revelar en algunos casos algún tipo de alineación del polvo, indicando de esta manera la presencia de campos magnéticos (Ward *et al.* 1990). Desgraciadamente, todavía no hay una buena cantidad de trabajos observacionales de polarización en el cercano infrarrojo.

Asimismo, las distribuciones espectrales de energía (DEE) de los núcleos activos contienen información muy valiosa. En términos generales, puede afirmarse que para objetos cuya emisión es no-térmica, la distribución espectral de energía es del tipo "ley de potencias", donde el flujo varía con la frecuencia mediante la relación  $F_\nu \sim \nu^\alpha$ . Un ejemplo típico de esto son los cuasares, para los cuales el índice de potencias es aproximadamente  $\alpha \approx -1$ , por lo que su distribución espectral de energía ( $\log(\nu F_\nu)$  vs.  $\nu$ ) es plana. Para objetos cuya emisión es térmica, las distribuciones espectrales pueden aproximarse a las distribuciones típicas de cuerpos negros.

En términos generales, se considera que hay cuatro componentes básicas de la emisión de los núcleos activos de galaxias: i) Un continuo que obedece a una ley de potencias subyacente en todo núcleo activo; ii) un continuo de recombinación de H y Fe II; iii) emisión térmica a una o varias temperaturas proveniente del disco, la cual puede dar lugar a un exceso azul; y iv) en algunos objetos de baja luminosidad, luz estelar proveniente de la galaxia huésped, y brotes circumnucleares.

Además de estas componentes, una componente superpuesta al continuo ha sido observada entre 2 y 10  $\mu\text{m}$ . Originalmente se propuso que este exceso era debido a emisión libre-libre de nubes de emisión de líneas anchas, con densidades de  $10^{11-12} \text{ cm}^{-3}$ , pero Barvainis (1987) presenta un modelo alternativo de emisión térmica de polvo. En dicho modelo

se presentan dos distribuciones de polvo diferentes: en el primer caso, granos de polvo que se suponen homogéneamente distribuidos con una densidad que varía radialmente. En el segundo caso, pequeñas nubes ópticamente gruesas al óptico-UV. En ambos casos, los granos son calentados por la fuente primaria de radiación óptico-ultravioleta a temperaturas de aproximadamente 15,000°K. De acuerdo con Barvainis (1987), la radiación absorbida por los granos es reemitida en el cercano infrarrojo. Esto se debe a dos razones: la primera, que la eficiencia de absorción de los granos de polvo es mucho mayor en la región óptico-ultravioleta y menor en el infrarrojo, absorbiendo entonces mayor radiación de longitudes de onda pequeñas que grandes; y la segunda, que el espectro de emisión para el polvo a diferentes temperaturas tiene la forma  $Q_\nu B_\nu(T_{gr})$ , donde  $Q_\nu$  es la eficiencia de absorción del grano a diferentes longitudes de onda, y  $B_\nu(T_{gr})$  es la función de Planck para granos de polvo a temperatura  $T_{gr}$ . Así, la radiación de longitudes de onda cortas es altamente absorbida por el polvo, produciendo un calentamiento en los granos de polvo y una posterior emisión de tipo cuerpo negro de acuerdo con la función:  $Q_\nu B_\nu(T_{gr})$ .

El gran logro de Barvainis probablemente es que reproduce la forma espectral en el cercano infrarrojo observado en los NAGs alrededor de  $2\mu\text{m}$ , además de predecir un mínimo alrededor de  $1\mu\text{m}$ , el cual ha sido observado. Esto puede ser explicado en términos de calentamiento del polvo hasta el punto de sublimación, i.e., hasta  $\sim 1,500^\circ\text{K}$ .

En una muestra de 48 galaxias *Seyfert*, Edelson *et al.* (1987) encuentran lo siguiente: los espectros de las galaxias *Seyfert 2* tienen pendientes más inclinadas que los de las *Seyfert 1* o de los cuasares; para las galaxias *Seyfert 2*,  $\alpha_{2.2-25} \approx -1.56$ , mientras que para los cuasares  $\alpha_{2.2-25} \approx -1.09$  y para las *Seyfert 1*  $\alpha_{2.2-25} \approx -1.15$ , sugiriendo que el mecanismo de emisión de las galaxias *Seyfert 2* es predominantemente térmico (emisión de polvo) mientras que para los cuasares y las *Seyfert 1* pudiera ser un mecanismo de radiación no-térmico: para las galaxias *Seyfert 1* se cree que la emisión infrarroja está dominada por radiación no reprocesada de sincrotrón auto-absorbido, dentro de regiones de tamaños pequeños, típicamente de un día luz; es decir, aproximadamente el tamaño del hipotético disco de acreción.

Como se mencionó anteriormente, el problema de distinguir entre los diferentes mecanismos de emisión, en particular en las regiones del infrarrojo cercano, es un problema abierto. En ese sentido una serie de trabajos interesantes se han planteado: debido a que la emisión continua de poblaciones estelares viejas de galaxias tiene su máximo cerca de  $1.5\mu\text{m}$ , y que la emisión extendida del disco contribuye al espectro infrarrojo de toda

galaxia espiral (Edelson *et al.* 1987) resulta interesante descomponer los perfiles de brillo superficial de las galaxias mediante el uso de fotometría de multiapertura para distinguir entre diferentes componentes (Malkan y Filippenko, 1983). Recientemente se han hecho análisis refinados de la contribución de las diferentes componentes de la galaxia a la emisión infrarroja. Ejemplo de esto son Kotilainen *et al.* (1992), Zitelli *et al.* (1993), quienes descomponen la emisión de la galaxia en tres partes fundamentales: núcleo, bulbo y disco. En estos estudios, por ejemplo Zitelli *et al.* (1993), descomponen los perfiles de intensidad de una muestra de galaxias activas, proponiendo una galaxia huésped como una espiral típica con un bulbo con una ley de  $r^{-1/4}$  y un disco siguiendo una ley exponencial. Estos autores argumentan que con esta descomposición pueden eliminar la emisión de la galaxia huésped, obteniendo únicamente la contribución del núcleo.

Por su parte, Sanders *et al.* (1989) observan una muestra de cuasares de la muestra de Palomar-Green (PG) entre 10 nm y 1,000  $\mu\text{m}$ . Si bien es cierto que las galaxias del presente trabajo no pertenecen a dicha muestra, vale la pena mencionar que Sanders interpreta la emisión entre 10 nm y 0.3  $\mu\text{m}$  como emisión térmica a temperaturas de entre 10,000 K y 100,000 K proveniente del disco de acreción; y la emisión entre 2  $\mu\text{m}$  y 1 mm, como reradiación de polvo. Asimismo, encuentra un mínimo común alrededor de 1  $\mu\text{m}$ , característica observada incluso en objetos  $10^3$  veces menos luminosos que los cuasares de esta muestra, interpretándolo como una característica fundamental de todos los núcleos activos de galaxias: como sublimación de los granos de polvo y posterior calentamiento del gas a las temperaturas descritas anteriormente. Una confirmación de esto la dan Sanders *et al.* (1989), quienes encuentran un mínimo alrededor de 1  $\mu\text{m}$  y lo interpretan como temperatura alrededor de  $\sim 2,000^\circ\text{K}$  para la cual los granos de polvo son destruidos. Según estos autores, la emisión de 2 a 5  $\mu\text{m}$  es reradiación de polvo caliente, y de 5,000  $\text{\AA}$  a 2  $\mu\text{m}$  es radiación libre-libre del gas, después de que el polvo ha sido sublimado, y a longitudes de onda menores de 5,000  $\text{\AA}$  se tiene la contribución del disco de acreción.

Un resumen de las propiedades de emisión de las galaxias *Seyfert 1* y *2* lo presenta Cruz-González (1984): la mayoría de estas no son altamente variables y sus distribuciones espectrales de energía son complejas. En promedio, el continuo óptico-infrarrojo de las *Seyfert 1* y *2* son diferentes: Muchas *Seyfert 2* tienen una región óptica muy inclinada, posiblemente debida al enrojecimiento por polvo, una fuerte contribución de la galaxia subyacente, y una región infrarroja plana, con un exceso entre 3 y 10  $\mu\text{m}$ . Por su parte, las *Seyfert 1* también tienen espectros inclinados, pero más aplanados que las *Seyfert 2*. También presentan excesos infrarrojos relacionados con la galaxia, pero mucho menos prominente que las *Seyfert 2*.

Si bien es cierto que ninguna de las galaxias *Seyfert* tiene emisiones intensas en radio como los cuasares, lo cierto es que las galaxias *Seyfert 1* tienen propiedades en el continuo similares a las de los cuasares radio callados.

Por otra parte, existe evidencia de emisión de polvo en las galaxias *Seyfert*, pero no hay acuerdo aun en cuáles son los mecanismos que le dan origen. Los continuos de las galaxias *Seyfert 2* están más inclinados, probablemente debido al enrojecimiento por polvo y a una fuerte contribución de la galaxia subyacente. Una conclusión de Cruz-González (1984) es que si se eliminan las contribuciones de la galaxia subyacente y del polvo en los espectros producidos por las galaxias *Seyfert 2*, las distribuciones espectrales de energía de los dos tipos de galaxias *Seyfert* son similares, salvo que las *Seyfert 2* son en promedio menos luminosas y tienen índices espectrales mayores.

Debido a los distintos tipos de radiación que operan en el infrarrojo: componente estelar, componente no-térmica, componente de polvo, radiación libre-libre, etc., es de fundamental importancia realizar estudios en el infrarrojo (imágenes, espectroscopia y polarimetría) que nos permitan determinar no sólo cuáles son los dominantes, sino detalles como la proporción de contribución de cada uno, las propiedades físicas del gas, del polvo y de la población estelar.

### Capítulo 3.- Fotometría.

El presente capítulo consta de cinco partes: en la primera definimos qué es un sistema fotométrico; en la segunda, describimos cuál fue el proceso seguido en la obtención y reducción de las imágenes; en la tercera, se señalan cuáles fueron los objetos observados, y cuáles son las características de estos, así como la calidad del cielo durante la temporada; la cuarta, los pasos seguidos para la obtención de la fotometría con el paquete `apphot.phot` y `apphot.photcal` del programa IRAF (Imaging Reduction and Analysis Facility) y por último, un breve análisis de las correcciones que deben realizarse a la magnitud obtenida debidas al efecto de corrimiento al rojo y a la extinción de la Galaxia. Respecto a estos temas tratados, una descripción más completa de lo que es un sistema fotométrico, así como del procedimiento para hacer fotometría puede encontrarse en Henden y Kaitchuck (1982) o en Kitchin (1981). Asimismo, una buena descripción de cada una de las rutinas realizadas en IRAF puede encontrarse en los `helps` en línea del paquete IRAF, en *Specifications for the Aperture Photometry Package* (Davis, 1989), en *A User's Guide to the Iraf Apphot Package* (Davis, 1989), o bien en *A User's Guide to the Stellar CCD Photometry with Iraf*, (Massey y Davis, 1992), los cuales pueden ser obtenidos mediante un `ftp`:

```
ftp tucana.tuc.noao.edu (140.252.1.1)
```

```
username: anonymous
```

#### 3.1. Sistema Fotométrico.

Desde la antigüedad, los griegos definieron el brillo de las estrellas en términos de sus magnitudes aparentes, asignándole a la estrella más brillante una magnitud de 1, y a la más débil de 6. No fué sino hasta el siglo XIX cuando se determinó que el ojo humano tiene una respuesta logarítmica a la cantidad de energía que le llega:

$$m = -k \log F \quad (1)$$

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

$$F = \left( \frac{E}{A \cdot t} \right) \quad (2)$$

más adelante pudo descubrirse que aquello a lo cual los griegos definieron como una diferencia de 5 magnitudes (desde 1 hasta 6), correspondía realmente a un cociente en flujos de 100. Con esto en mente, la ecuación (1) se puede expresar como:

$$(m_1 - m_2) = -2.5 \log \left( \frac{F_1}{F_2} \right) \quad (3)$$

ésta ha sido la manera más usual de definir el brillo de una estrella vista desde la tierra. Sin embargo, esta magnitud no nos indica cuál es el brillo intrínseco, pues aún cuando un objeto sea aparentemente brillante, puede simplemente deberse a un efecto de distancia. Para esto se define la magnitud absoluta como *la magnitud que una estrella tendría si fuera colocada a una distancia de 10 parsecs*. En general, si  $F$  es el flujo de una fuente recibido 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:

$$f = \left( \frac{D}{d} \right)^2 F \quad (4)$$

De esta manera, para convertir de magnitud aparente a magnitud absoluta utilizamos la ec. (3):

$$(m - M) = -2.5 \log \left( \frac{f}{F} \right) = 5 \log \left( \frac{d}{D} \right) \quad (5)$$

y si definimos la distancia  $D$  (completamente arbitraria) como 10pc, tendremos:

$$(m - M) = 5 \log d - 5 \quad (6)$$

donde  $d$  debe estar dada en parsecs.

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

$$f_\lambda^o = a_1^2 I_1 T_i \quad (7)$$

donde el subíndice  $\lambda$  indica que el flujo observado es función de la longitud de onda, pues la transparencia del medio interestelar depende de ésta.

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

$$f_{\lambda}^{spm} = a_1^2 I_1 T_i T_a T_f r \quad (8)$$

y la ecuación (3) se escribe de la siguiente manera:

$$(m - M) = -2.5 \log \left( \frac{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} a_1^2 I_1 T_i T_a T_f r d\lambda}{\int_{\lambda_1}^{\lambda_2} a_2^2 I_2 T_i T_a T_f r d\lambda} \right) \quad (9)$$

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 cuáles tienen en promedio cierta respuesta a diferentes longitudes de onda:

$$S(\lambda) = T_i(\lambda) T_f(\lambda) r(\lambda) \quad (10)$$

el cual 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. En el presente trabajo nos referiremos al sistema fotométrico infrarrojo del Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir, definido por Carrasco *et al.* (1991); unque existen otros sistemas fotométricos infrarrojos, por ejemplo, los definidos por Ruelas y Mayorga (1993), o bien, Roth *et al.* (1984). Una vez que hemos sido capaces de determinar la magnitud de una estrella para un cierto filtro, es importante definir el índice de color:

$$C_{ab} = (m_a - m_b) = -2.5 \log \left( \frac{F_{*a}}{F_{*b}} \right) \quad (11)$$

donde  $F_{*a}$  es el flujo de energía de un cierto objeto con un cierto filtro  $a$ , y  $F_{*b}$  es el flujo del mismo objeto con otro filtro  $b$ . El índice de color (11) es precisamente la cantidad que nos permite hablar de una distribución espectral de energía (DEE).

De acuerdo con la ecuación (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 en cada sistema fotométrico. En particular, para el sistema fotométrico J, H, K de San Pedro Mártir definido por Carrasco *et al.* (1991) se tiene para Vega  $J = H = K = 0.0^{mag}$ , y lógicamente  $(J - K) = (H - K) = 0.0^{mag}$ . Las longitudes de onda efectivas para cada banda son (Carrasco, *et al.* 1991): para  $J_{OAN}$ ,  $\lambda_{eff} = 1.198 \mu m$ , para  $H_{OAN}$ ,  $\lambda_{eff} = 1.58 \mu m$ ; y para  $K_{OAN}$  con  $\lambda_{eff} = 2.21 \mu m$ .

Asimismo, de la ecuación (8), es claro que necesitamos caracterizar la transparencia atmosférica (Mihalas y Binney, 1981): Sabemos que la transmisión de ondas electromagnéticas a través de la atmósfera tiene un comportamiento exponencial, es decir, es de la forma  $T \sim e^{-a}$ , donde  $a$  es la masa de aire, es decir, la cantidad de atmósfera que se interpone entre la estrella 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 zenital  $z$ , de acuerdo con la ecuación (ver Fig. 1):

$$m_a(z) = m_a(0) + k_a \sec z \quad (12)$$

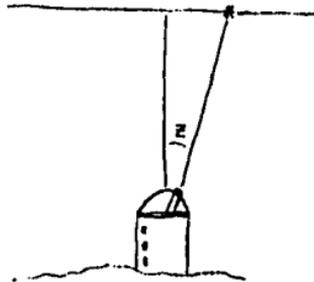


Figura 3.1 Masa de aire para un observatorio

donde  $k_a$  es una constante, denominada coeficiente de extinción, y  $m_a(0)$ , la masa de aire a ángulo zenital igual a cero (ver Fig 3.1).

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 se tienen los siguientes coeficientes de extinción (Carrasco *et al.* 1991):

$$\langle E_j \rangle = 0.0918 \pm 0.0048 \frac{\text{mag}}{\text{masa aire}} \quad (13)$$

$$\langle E_h \rangle = 0.0315 \pm 0.0045 \frac{\text{mag}}{\text{masa aire}} \quad (14)$$

$$\langle E_k \rangle = 0.0499 \pm 0.0045 \frac{\text{mag}}{\text{masa aire}} \quad (15)$$

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

### 3.2. Descripción de la cámara infrarroja.-

La cámara infrarroja fue construida en la Universidad de Massachusetts (UMass) utilizando un arreglo de  $64 \times 64$  pixeles de HgCdTe, cuyo detector es de calidad de ingeniería y fue prestado a UMass por la Universidad de Wyoming. El desarrollo del instrumento (electrónica, óptica y software) fue realizado por M. Skrutskie. En la *Figura 3.2* se presenta una fotografía del crióstato que aloja al detector, el cual está acoplado a una electrónica de amplificación y adquisición de datos. La adquisición de datos se lleva a cabo en una PC mediante un programa que realiza las siguientes funciones: inicialización, integración, movimiento de motor de filtros, ajustes a electrónica, estadística, despliegue de imagen y operaciones entre imágenes. La adquisición se realiza mediante un menú de exposición que despliega la imagen, una gráfica que representa un corte en cierta posición de la imagen (*Figura 3.3*) y parámetros de interés como tiempo de integración, filtro, nivel de fondo, valor medio de la imagen, modo de exposición, etc. En la *Figura 3.4* se presenta una fotografía del monitor de la PC en modo de adquisición.

El sistema de filtros es controlado por un motor de pasos y tiene 6 posiciones, una de las cuales es bloqueada y las 5 restantes contienen tanto filtros de bandas fotométricas como filtros de interferencia angostos. Los filtros son:

J (1.25  $\mu\text{m}$ )

H (1.65  $\mu\text{m}$ )

$K$  ( $2.2 \mu m$ )

$Br\gamma$  ( $2.166 \mu m$ , hidrógeno ionizado)

$K_{cont}$  ( $2.26 \mu m$ )

El filtro  $K_{cont}$  es utilizado para eliminar la contribución del continuo dejando únicamente  $Br\gamma$ .

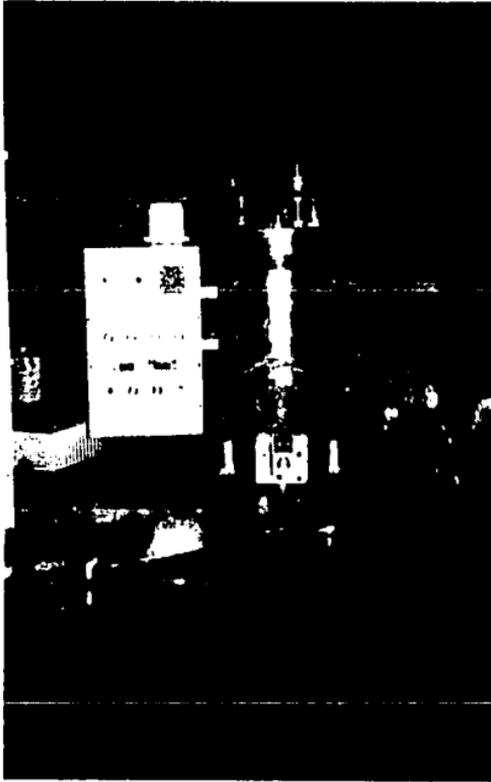


Fig. 3.2. Imagen del criostato de la cámara infrarroja.

Dentro de las características principales de esta cámara, llamada también Camarita o "Night Thrill IR Camera", se tienen las siguientes:

- i) ruido de lectura (READNOISE)  $\approx 2,000 e^-$ ;
- ii) corriente oscura (DARK CURRENT)  $< 5 e^-/s$

- iii) magnitudes límite de detección: 15.5, 15.2 y 14.7 mag para J, H y K, respectivamente en 1 min de integración en el telescopio de 2.1 m de San Pedro Mártir.

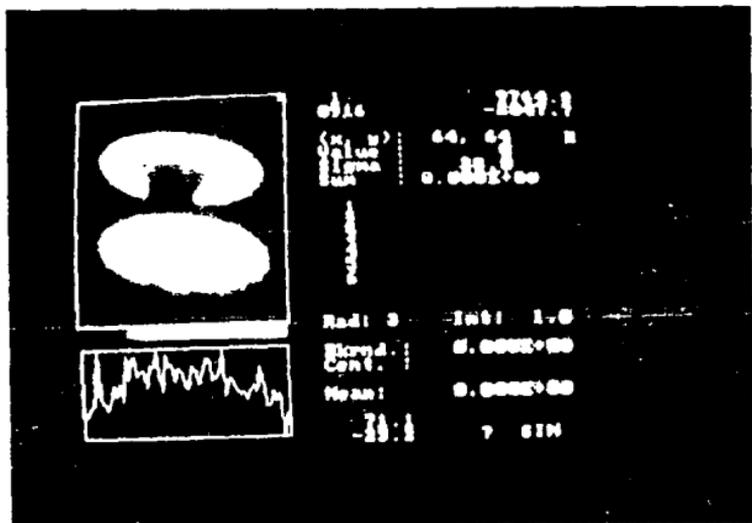


Fig. 3.3. Programa de adquisición de datos.

Para la obtención de las imágenes se utilizó el espejo secundario  $f/13.5$  infrarrojo con una óptica reductora de 2:1 después del espejo secundario, obteniendo:

- iv) escala de placa =  $0.8''/\text{pixel}$ . La óptica permite que la escala de placa pueda ser modificada de  $0.6 - 1.0''/\text{pixel}$
- v) campo de imágenes:  $\sim 50'' \times 50''$ .

El sistema con un arreglo modesto de  $64 \times 64$  elementos ha mostrado ser estable y reproduce la fotometría con errores menores que un 10%. Además, ha sido probado en imagen directa con diversos objetos astronómicos que incluyen objetos de muy bajo

brillo superficial, fuentes extendidas, estrellas estándar, galaxias, nubes oscuras y fuentes IRAS en regiones de formación estelar. Ha mostrado ser muy útil en algunas aplicaciones y actualmente se trabaja en datos obtenidos de cúmulos enterrados de estrellas jóvenes (Skrutskie *et al.* 1993), nebulosas infrarrojas y galaxias activas.



Fig. 3.4. Gráfica de un corte de una imagen obtenida con la cámara infrarroja.

### 3.2.1 Adquisición de Datos.-

A continuación describiremos brevemente el procedimiento típico de observación. Al inicio de cada noche, la cámara fué ajustada para permitir que la imagen del espejo secundario pasara limpiamente a través de la cámara fría, maximizando el flujo obtenido de una estrella brillante. Este hecho minimiza el fondo térmico y evita problemas de viñeteo. El

campo de cada imagen se encuentra invertido, de manera tal que en las imágenes originales arriba-abajo e izquierda-derecha corresponden a Sur-Norte y Este-Oeste, respectivamente, con una desviación a lo mas de 1 grado. Para determinar las direcciones se monitorearon estrellas dobles con orientaciones conocidas, a la par de que el telescopio era movido en dirección perpendicular al movimiento aparente del cielo. Para cada noche la escala de placa se midió usando estrellas dobles de separación conocida y el cúmulo del Trapecio, determinando una escala de placa de  $0''.8 \text{ pix}^{-1}$ , con el telescopio de 2.1m del Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir, utilizando el secundario  $f/13.5$ .

Al inicio de cada noche de observación, se determinaron los mejores focos de cada filtro usando una estrella estándar no doble y conocida. Sin embargo, el valor del foco del telescopio de 2.1 m se desplazó durante la noche por lo que hubo necesidad de reenfocar. Se determinaron los *offsets* entre los diferentes filtros y se encontró que estos eran estables.

A fin de verificar el rendimiento de la cámara, se obtuvieron varios tipos de imágenes: *bias*, *offsets*, *flats*, y desde luego observaciones de las estrellas estándares. Los *bias* son "imágenes" con un tiempo de integración de cero segundos; los *offsets* a su vez, son imágenes del cielo donde no hay estrellas, y nos dan una medida del nivel de ruido intrínseco del cielo para un filtro. Estos *offsets* fueron hechos para posiciones de las fuentes cercanas a las estrellas del Observatorio Astronómico Smithsonian (SAO); y por último, los *flats*. Estas imágenes nos dan una idea medida de la respuesta del detector y son utilizadas para linealizar las imágenes. El procedimiento de linealización se describe más adelante.

Es importante mencionar que la adquisición de datos fue ejecutada con la ayuda de una cámara de guiado fuera de eje, y que los errores de centrado fueron localizados dentro de la región que cubre el arreglo.

Durante la temporada de Septiembre de 1991, las imágenes de las galaxias se obtuvieron de tres maneras diferentes: *single*, *1diff* y *quad*. Las primeras son imágenes obtenidas de manera directa, es la imagen bruto. Los *1diff* son la resta de las imágenes obtenidas del objeto menos la imagen sin el objeto: *frame on-source - frame off-source*. Por último, las imágenes tipo *quad*, que consisten en dos veces las imágenes tipo *1diff* en el siguiente orden: *on-source off-source, off-source on-source*, resultando una imagen promedio de las dos *1diff*. Este proceso *on-source off-source* se llevó a cabo haciendo que el telescopio apuntara  $1'$  al Sur de la fuente a fin de obtener las imágenes *off-source*. La intención de restar estas imágenes *offes* eliminar tanto la emisión del cielo (o fondo) como

la emisión térmica del telescopio en la banda K. El modo más común de observación fue el *quad*, el cual es similar a la técnica de observación con monodetectores en el infrarrojo.

En algunos casos, los *sky frames* contienen fuentes emisoras, las cuales al hacer la resta de *on-source* menos *off-source*, aparecen como estrellas "negativas" en imágenes resultantes. No obstante, algunos intentos fueron realizados a fin de reducir el efecto que este procedimiento tiene sobre la fotometría de "fuentes problema", cambiando la dirección en la que apunta el telescopio al tomar cuadros del cielo (*nod-offset*), y volviendo a tomar estas imágenes *off-source*.

### 3.2.2. Reducción de datos.-

Las imágenes fueron procesadas con el paquete IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) de NOAO, versión 2.9.1. Los programas usados incluyen las rutinas de aritmética y estadística en *images* y la rutina de interpolación en *noao*, así como el paquete *ctio*, desarrollado en el Observatorio Internacional de Cerro Tololo (Chile). El algoritmo de reducción fué desarrollado por Michael Skrutskie y Michael Meyer, con ayuda de Stephen Fairfield, todos de la Universidad de Massachussetts.

El procedimiento general fue el siguiente:

- 1) Para cada día se construyó un *bias* promedio a partir de todos los *bias*, el cual fue restado de cada *single frame*. Como se mencionó anteriormente, la corriente oscura es  $< 5e^-/s$  por lo que resulta despreciable.
- 2) A partir de estos *single frames* (restados por *bias*), los valores del fondo (*background*) fueron determinados para cada longitud de onda y cada tiempo de integración. Para tiempos mayores de 10 - 20 *seg* estos valores pueden llegar a ser importantes con el objeto de corregir apropiadamente por las no-linealidades en la respuesta del detector. Una vez que estos valores son determinados, podemos entonces sumarlos a cada *quad* apropiadamente normalizado.
- 3) El nuevo *quad*, con el *background* sumado, es linealizado con la rutina del paquete *ctio* llamada *irlincor*. Los valores usados como coeficientes de entrada por la rutina *irlincor* son los siguientes:  $\alpha_1 = 1.0014$ ;  $\alpha_2 = 0.6789$ ; y  $\alpha_3 = 1.01$ ; donde  $\alpha_i$  es el coeficiente *i*-ésimo de la función cuadrática.

la emisión térmica del telescopio en la banda K. El modo más común de observación fue el *quad*, el cual es similar a la técnica de observación con monodetectores en el infrarrojo.

En algunos casos, los *sky frames* contienen fuentes emisoras, las cuales al hacer la resta de *on-source* menos *off-source*, aparecen como estrellas "negativas" en imágenes resultantes. No obstante, algunos intentos fueron realizados a fin de reducir el efecto que este procedimiento tiene sobre la fotometría de "fuentes problema", cambiando la dirección en la que apunta el telescopio al tomar cuadros del cielo (*nod-offset*), y volviendo a tomar estas imágenes *off-source*.

### 3.2.2. Reducción de datos.-

Las imágenes fueron procesadas con el paquete IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) de NOAO, versión 2.9.1. Los programas usados incluyen las rutinas de aritmética y estadística en *images* y la rutina de interpolación en *noao*, así como el paquete *ctio*, desarrollado en el Observatorio Internacional de Cerro Tololo (Chile). El algoritmo de reducción fué desarrollado por Michael Skrutskie y Michael Meyer, con ayuda de Stephen Fairfield, todos de la Universidad de Massachussetts.

El procedimiento general fue el siguiente:

- 1) Para cada día se construyó un *bias* promedio a partir de todos los *bias*, el cual fue restado de cada *single frame*. Como se mencionó anteriormente, la corriente oscura es  $< 5e^{-}/s$  por lo que resulta despreciable.
- 2) A partir de estos *single frames* (restados por *bias*), los valores del fondo (*background*) fueron determinados para cada longitud de onda y cada tiempo de integración. Para tiempos mayores de 10 – 20 *seg* estos valores pueden llegar a ser importantes con el objeto de corregir apropiadamente por las no-linealidades en la respuesta del detector. Una vez que estos valores son determinados, podemos entonces sumarlos a cada *quad* apropiadamente normalizado.
- 3) El nuevo *quad*, con el *background* sumado, es linealizado con la rutina del paquete *ctio* llamada *irlincor*. Los valores usados como coeficientes de entrada por la rutina *irlincor* son los siguientes:  $\alpha_1 = 1.0014$ ;  $\alpha_2 = 0.6789$ ; y  $\alpha_3 = 1.01$ ; donde  $\alpha_i$  es el coeficiente *i*-ésimo de la función cuadrática.

$$Q = \alpha_1 + \alpha_2 \cdot y_{orig} + \alpha_3 \cdot y_{orig}^2 \quad (16)$$

donde

$$Q = \frac{y_{lineal}}{y_{orig}} \quad (17)$$

La función cuadrática encontrada después de dicha rutina fue:

$$Q = 1.0014 + 2.072 \cdot 10^{-5} y_{orig} + 9.40 \cdot 10^{-10} y_{orig}^2 \quad (18)$$

Aquí,  $y_{lineal}$  es el valor de cada pixel linealizado, y  $y_{orig}$  es el valor de cada pixel antes de linealizar. La rutina *irlincor* escala los coeficientes por factores de 32,678 para el término  $y$  y  $1.074 \times 10^9$  para el término  $y^2$ . Este ajuste ha sido determinado a partir de muchas pruebas de laboratorio, dando resultados consistentes, mejores al 3% en todo el detector para valores de pixel por arriba de 17,000 cuentas. Esto corresponde a un valor de pixel linealizado de 27,937 para un *single frame*. Los valores de fondo (*background*) son entonces linealizados con el mismo ajuste, mediante un programa en lenguaje *C* y los valores del fondo linealizado son restados de los datos de los cuadros linealizados.

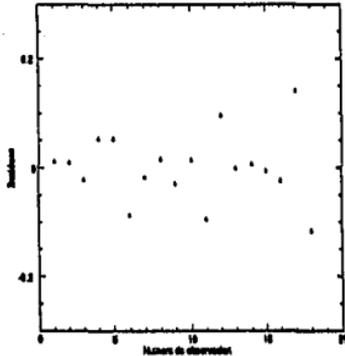
- 4) Los cuadros *single* menos *bias*, son linealizados y posteriormente, normalizados al valor de la mediana .
- 5) Similarmente, se construyeron los *flats* de manera independiente para cada filtro. Durante esta temporada de Septiembre fueron usados 4 filtros ( J, K, H y Br ). Los *flats* fueron comparados por consistencia interna y se eligieron aquellos que estuvieran dentro del 3% respecto a los *flats* en otros días. Usualmente, los cuadros de cielo escogidos fueron aquellos que tuvieron entre 3,000 y 7,000 cuentas en las imágenes "en bruto" (*raw images*). Esto nos permite asegurar una buena señal a ruido ( el cual va como  $\sqrt{n}$ , donde  $n$  es el número de cuentas de cada pixel), a la vez que minimiza los errores inherentes al proceso de linealización.
- 6) En algunos casos, aquellas imágenes con el mismo tiempo de integración pero diferente brillo del cielo fueron obtenidas y restadas a fin de determinar la contribución térmica que el telescopio pudiera hacer en la banda K. Esta contribución no parece tener un efecto notable.

- 7) En casos donde los campos planos a una longitud de onda dada no eran disponibles para un cierto día, se utilizaron los del día más próximo.
- 8) Las regiones de pixeles malos en los campos planos fueron interpoladas a fin de eliminarlos (con la rutina `badpix`).
- 9) Los cuadros de datos linealizados obtenidos después de la resta del fondo, fueron entonces divididos por el campo plano normalizado a cada filtro. Los campos planos se normalizaron a 1 seg de tiempo de integración. Es importante notar que los pixeles malos no fueron interpolados en las imágenes reducidas con el objeto de que para cada cuadro reducido pudieran ser inspeccionadas las regiones de pixeles malos, puesto que sólo los pixeles ubicados en la parte central ( $\approx \frac{2}{3}$ ) del arreglo son completamente funcionales.
- 10) Un análisis preliminar de los datos sugieren que la fotometría obtenida con este detector debe coincidir con los valores dados en la literatura dentro de un  $\pm 10\%$  ( $1\sigma$ ). La fotometría detallada será descrita más adelante.

### 3.3. Observaciones

Durante el mes de Septiembre de 1991 se realizaron observaciones de ocho galaxias activas y tres estrellas estándares. Las primeras fueron observadas únicamente con el filtro K, mientras que las estrellas estándares fueron observadas con los filtros J, H, y K. En la *Tabla 3.1* se muestran las características de las observaciones: en la columna 1 se indica la fecha de observación (correspondiente a 1991); en la columna 2, el nombre de los objetos observados; en la columna 3, el número de observaciones correspondientes a dicho objeto; en la columna 4, las estrellas estándares utilizadas para hacer la calibración (las cuales son:  $hd201 = HD\ 201941$ ,  $hd203 = HD\ 203865$  y  $hd206 = HD\ 22686$ ); en la columna 5, el número de observaciones correspondientes a dichas estrellas estándares en el filtro K; y por último, el *seeing* promedio y la desviación estándar correspondiente, en la columna 6.

Es importante señalar que el *seeing* promedio calculado corresponde al *f.w.h.m* de las estrellas estándares en el filtro K. Sin embargo, el promedio no cambia para los filtros H y J. La razón de incluir exclusivamente el valor que obtuvimos para el filtro K es que precisamente es éste el filtro con el que fueron observadas las galaxias.



Gráfica 3.1. Residuos para la temporada de observación de Septiembre de 1991.

A partir de las observaciones realizadas de las estrellas estándar se determinó la relación entre la magnitud instrumental y la magnitud corregida. De acuerdo al cálculo de residuos, la magnitud de un objeto se reproduce con una desviación estándar de  $\sigma^2 = 0.07^{mag}$  (ver Gráfica 3.1).

En la *Tabla 3.2* mostramos las características principales de los objetos observados: en la columna 1, el nombre del objeto; en las columnas 2 y 3, la ascensión recta (A.R.) y declinación (DEC) respectivamente, referidas a 1950; en las columnas 4 y 5, el tipo morfológico de acuerdo a la clasificación de Hubble y el tipo de galaxia activa respectivamente; en la columna 6, la velocidad respecto del LSR, en  $km\ s^{-1}$ ; y por último, en la columna 7, la distancia a la cual se encuentra de nosotros (suponiendo  $H_0 = 75\ km\ s^{-1}\ Mpc^{-1}$ ). La mayoría de estos datos fueron obtenidos de la base de datos NED (*National Extragalactic DataBase*) mediante un `telnet`:

```
telnet ned (134.4.10.118)
```

```
login: ned
```

el cual puede ejecutarse desde cualquier terminal tipo vt100 o sun-cmd.

Tabla 3.1.

Temporada de observaciones de Septiembre de 1991 en el Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir, Baja California.

Fecha	Obj obs	# obs	Estr Std.	# Obs	Seeing prom.
Sept 14	NGC 7469	2	hd203	3	$2''.07 \pm 0.24$
			hd226	1	
Sept15	NGC 6764	3	hd 203	2	$2''.24 \pm 0.35$
	NGC 7592	5	hd 226	2	
	NGC 7674	4			
	NGC 7714	3			
Sept 16	ARP 102	4	hd 203	1	$2''.11 \pm 0.33$
Sept 19	NGC 7217	2	hd 201	3	$1.76 \pm 0.08$
Sept 21	NGC 6814	6	hd 226	2	$2''.13 \pm 0.36$

Tabla 3.2.

Características generales de las galaxias observadas durante la temporada de Septiembre de 1991, en el Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir, Baja California. (1)  $H_0 = 75 \text{ km/s/Mpc}$ .

Nombre	A.R. (1950)	Dec. (1950)	Tipo Morf.	Tipo NAG	Vel km/seg	Dist <sup>(1)</sup> (Mpc)
NGC 6764	19:07:01.22	+50:51:08.05	SB (s) bc	Sy 2	2,416	32.2
NGC 6814	19:39:55.79	-10:26:33.35	SAB (rs) bc	Sy 1	1,563	20.8
NGC 7217	22:05:37.6	+31:06:53.0	(R) SA (z) ab	LINER	946	12.6
NGC 7469	23:00:44.27	+08:36:16.2	(R') SAB (rs) a	Sy 1	4,916	65.3
NGC 7592	23:15:46.4	-04:41:20	Par Int.	Sy 2	7,316	97.5
NGC 7674	23:25:24.43	+08:30:19.91	SA (r) bc pec	Sy 2	8,698	116
NGC 7714	23:33:40.59	+01:52:42.33	SB(s) b pec	Starburst	2,799	37.3
Arp 102	17:18:00	+49:05	Elíptica	Sy 1	7,245	96.6

### 3.4. Fotometría con IRAF.-

Con el propósito de encontrar los valores de las magnitudes de los objetos observados, se utilizaron las rutinas `phot` y `daofind`, dentro del paquete `noao.digiphot.apphot`; así como `fitparams`, `invertfit`, `mkcatalog`, `mkconfig`, `mkimsets`, `mknoobsfile`, y `mkobsfile`, dentro del paquete `noao.digiphot.photcal`; rutinas que pertenecen al programa IRAF (Imaging Reduction and Analysis Facility). Asimismo, de manera auxiliar, fueron utilizadas las rutinas estándar de despliegue y examen de imágenes, de dibujo de contornos, etc., pero en el presente trabajo sólo se hará mención del uso de las rutinas señaladas, las cuales permiten la obtención de las magnitudes a partir de imágenes bidimensionales.

Para obtener las magnitudes de los diferentes objetos a partir de los flujos medidos (en cuentas), fue necesario realizar observaciones tanto de los objetos programa como de las estrellas estándar, es decir, de estrellas que, dado su tipo espectral, uno espera que no varíen, de manera tal que todo observador pueda medir el flujo de cualquier objeto y compararlo con estas estrellas estándar. Las estrellas y galaxias observadas se enlistan en las *Tablas 3.1* y *3.2* de la sección anterior.

Los pasos realizados para la obtención de la magnitud calibrada pueden ser divididos en dos grupos: obtención de la magnitud instrumental de los objetos y estrellas estándar, y calibración de la magnitud instrumental. Para esto se utilizó el paquete `apphot`, el cual permite realizar la fotometría para diferentes aperturas con imágenes o *frames* que contienen pocas estrellas. Los archivos de entrada fueron las imágenes tomadas con el sistema fotométrico J, H, K de San Pedro Mártir (Carrasco *et al.* 1991), las cuales fueron previamente corregidas por linealidad, *flato*, píxeles malos, etc., por M. Meyer y M. Skrutskie, de la Universidad de Massachusetts, como se describió previamente.

#### 3.4.1. Obtención de la magnitud instrumental.-

El primer paso en la obtención de la magnitud instrumental fue la preparación de los encabezados. Esto consistió en indicarle al programa cuáles fueron los parámetros de cada imagen que serían utilizados para el cálculo de las magnitudes: en IRAF, cada imagen tiene asociado un encabezado, donde se indica cuáles son las características principales

de la exposición, tales como: ascensión recta (RA), declinación (DEC), época a la cual están referidas las coordenadas (EPOCH), tiempo de exposición (EXPTIME), filtro usado en dicha exposición (FILTERS), tiempo sidereal y tiempo universal de la observación (ST y UT respectivamente), fecha de la observación (DATE-OBS); así como del detector: ganancia del detector (GAIN), y ruido de lectura (READOUT). Un ejemplo de los encabezados puede apreciarse en el siguiente listado.

```

cl> imhead n7469.038.k.q1.tn.imh l+
n7469.038.k.q1.tn.imh[64,64][real]:
No bad pixels, no histogram, min=unknown, max=unknown
Line storage mode, physdim [64,64], length of user area 1135 s.u.
Created Wed 18:37:51 07-Jul-93, Last modified Wed 18:37:51 07-Jul-93
Pixel file '/local/irafimag/javier/n7469.038.k.q1.tnab.pix' [ok]
'KPNO-IRAF' /
'24-06-92' /
New copy of n7469.038.k.q1.tn.imh
New copy of n7469.038.k.q1.tn.im.imh
IRAF-MAX= 1.817669E2 / DATA MAX
IRAF-MIN= -4.355123E1 / DATA MIN
IRAF-B/P= 32 / DATA BITS/PIXEL
IRAFTYPE= 'FLOATING' /
HISTORY 'KPNO-IRAF' /
HISTORY '26-09-91' /
HISTORY New copy of n7469.038.k.q1.fl.imh
FILTERS = 'K '
READOUT = 2000
GAIN = 700
700 = 1950
EXPTIME = 5
DATE-OBS= '15/09/91'
IMAGETYP= 'OBJECT '
ITILE = 'NGC7469 K'
EPOCH = 1950
ST = 0.03333334
UT = 7.033333
RA = 23.01234
DEC = 8.604445

```

AIRMASS = 1.113643  
 UTMIDDLE= '7:02:00.5'

Fig 3.5. Lista de encabezados para la imagen n7469.038.k.q1.tn.imh.

Una vez que fueron indicados los encabezados, se especificaron los conjuntos de parámetros relacionados con las rutinas: dentro de *apphot*, la rutina *phot* es la que hace propiamente fotometría de multiapertura. Para poder correrla, fue necesario editar al menos 4 conjuntos de parámetros, a saber, *centerpars*, *datapars*, *fitskypars*, y *photpars*. El primero (*centerpars*), contiene parámetros utilizados para encontrar los centros de las fuentes de emisión. *Datapars*, por su parte, contiene datos de las imágenes en sí, tales como el ancho completo a altura media (*fwhm*) de la *función de dispersión de punto (psf)*. *Fitskypars*, por su parte, solicita los datos necesarios para restar a la magnitud de la imagen, la contribución del cielo; y por último, *photpars*, el cual contiene los datos de la fotometría misma, como son la(s) apertura(s).

Dentro de los parámetros más importantes de *centerpars* se encuentran *calgori*, que permite especificar cuál será el algoritmo para centrar las imágenes, y *cbox*, el tamaño de la caja de centrado, en unidades de escala. Para *calgori* se utilizó un algoritmo de centrado denominado *centroid*, recomendado por Massey y Davis (1992) en el caso en que las fuentes son aproximadamente circulares. El tamaño de la caja de centrado fue de 4.8 segundos de arco (6 pixeles).

Dentro de *datapars*, los parámetros más importantes son: *scale*, que permite indicar el tamaño de la escala de placa, en unidades de segundo de arco por pixel. Aquí, como ya se indicó, el tamaño de la escala de placa fue de 0.8" segundos de arco por pixel (ver inciso 3.2). *FWHM*, que permite especificar el ancho a altura media de la *psf*. Este dato se corrigió de noche en noche de acuerdo al valor obtenido para el *seeing* (ver *Tabla 3.1* de la sección 3.3). Para *datamin* y *datamax*, las cuales permiten indicar el intervalo de cuentas en el cual el detector es lineal, se dieron valores entre el mayor y menor número de cuentas dentro del *frame*. Como se especificó anteriormente, en algunos casos donde el fondo restado contenía estrellas, algunos sectores del detector aparecen como fuentes "negativas". Sin embargo, fueron pocos los casos donde esto sucedió y la magnitud obtenida no difería mucho del valor del *frame* equivalente que no contenía dichas fuentes. Por su parte, el parámetro *threshold* permite identificar fuentes de emisión a partir de un cierto nivel sobre el fondo; *noise*, donde es especificado el modelo del ruido

que se tiene (en nuestro caso se utilizó un modelo de *Poisson*); y parámetros que hacen mención a los encabezados, como son *gain*, *readnoise*, *epadu*, *exposure*, *airmass*, etc. Estos últimos fueron indicados haciendo referencia al encabezado correspondiente de cada imagen.

En *fitskypars* los parámetros más importantes son el algoritmo para el ajuste del cielo, que de acuerdo con Massey y Davis (1992), conviene utilizar la moda (*mode*); y *annulus* y *dannulus*, que indican el radio interior y grosor del anillo que se tomará como cielo y que será restado de la imagen.

Por último, *photpars*, que como ya se indicó contiene el(los) tamaño(s) de la(s) apertura(s): *phot* puede ser ejecutado utilizando diferentes tamaños de aperturas, con lo cual puede hacerse fotometría de multiapertura. Dentro de este conjunto de parámetros se indicó cuál es el nombre del archivo que contiene la lista de las diferentes aperturas, así como el valor de un nivel cero (completamente arbitrario) a ajustarse. Es importante comentar que, de acuerdo con Massey y Davis (1992, y referencias ahí), puede encontrarse emisión de una fuente puntual inclusive a varios segundos de arco de la fuente. Esto no indica que la fuente sea extendida, sino que puede ser tanto la dispersión por polvo como las irregularidades en la superficie del espejo las que producen esta contribución, excediendo incluso el perfil de difracción de la fuente. En el presente trabajo, los tiempos de exposición cortos, junto con el *seeing*, propiciaron que no fuera posible observar esta emisión extendida. Esto se mencionará en el siguiente capítulo.

Con estos parámetros fue posible correr *phot*, obteniendo un archivo de salida el cual contenía las magnitudes instrumentales de los objetos. fue necesario calibrar estas magnitudes utilizando estrellas estándar. El procedimiento general se describe en la sección siguiente.

#### 3.4.2. Calibración de las magnitudes.

Una vez obtenidas las magnitudes instrumentales de cada objeto y de cada estrella estándar, el problema fue 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 vió ya (ver ec. 12) que la magnitud depende de qué tan cercano está el objeto del zenit.

Por último, sabemos también que al observar objetos celestes, nuestra medición será la convolución de cuatro elementos: la respuesta del detector, del filtro, del telescopio y de la distribución espectral de energía del objeto observado. En principio, determinar exactamente la respuesta de nuestro sistema (ec. 10) no es algo fácil, pero dado que nuestra observación depende directamente de la distribución espectral de energía del objeto, podemos entonces incluir el índice de color (ec. 11) como una representación a primer orden de esta distribución. Tomando todo esto en cuenta esto, puede entonces plantearse un polinomio de grado dos para la magnitud medida por el detector (Henden y Kaitchuck, 1982):

$$m = M + \alpha_1 + \alpha_2 \times M.A. + \alpha_3 \times I.C. + \alpha_4 \times M.A. \times I.C. \quad (19)$$

donde  $M.A.$  es la masa de aire,  $I.C.$  es el índice de color; y  $\alpha_i$  con  $i = 1...4$  son las constantes de proporcionalidad. Esta ecuación, en términos de los filtros usados, pueden escribirse explícitamente como:

$$j = [(J - K) + K] + j_1 + j_2 \times MA + j_3 \times (J - K) + j_4 \times MA \times (J - K) \quad (20)$$

$$k = K + k_1 + k_2 \times MA + k_3 \times (H - K) + k_4 \times MA \times (H - K) \quad (21)$$

$$h = [(H - K) + K] + h_1 + h_2 \times MA + h_3 \times (H - K) + h_4 \times MA \times (H - K) \quad (22)$$

En estas ecuaciones, en lugar del filtro  $A$  (con  $A = J, H$ ) se introdujo el término  $(A - K) + K$  debido a que en general, los catálogos en lugar de indicar magnitudes  $J$  y  $H$  de objetos, indican colores  $J - K$  y  $H - K$ . De esta manera, más adelante cuando ajustemos los coeficientes de proporcionalidad  $\alpha_i$ , de las ecuaciones (20)-(22), haremos referencia al catálogo de Elias *et al.* (1982), el cual maneja precisamente los índices de color  $J - K$  y  $H - K$ .

El problema fue entonces determinar las constantes  $\alpha_i$ . Para resolver esto, se utilizaron las magnitudes de las estrellas de catálogo (tomadas de Elias *et al.* 1982), las magnitudes instrumentales obtenidas para éstas y las ecuaciones (20)-(22). Los coeficientes de extinción  $\alpha_i$  fueron determinados utilizando el paquete **photcal**, dentro de **noao.digiphot**. Este paquete presenta varias subrutinas que permiten plantear las ecuaciones de transformación, definir un catálogo y utilizar los valores de las estrellas estándar

de ahí, ajustar los valores de los parámetros de las ecuaciones (20) - (22), invertir las ecuaciones de transformación y, finalmente, encontrar las magnitudes calibradas de los objetos. Sin embargo, *photcal* fue utilizado únicamente para resolver las ecuaciones de transformación, encontrándose los valores de los coeficientes  $\alpha_i$ . Para calibrar las magnitudes de las galaxias se prefirió utilizar programas creados en el lenguaje de programación *fortran*, debido a que las rutinas del paquete *photcal* no permiten realizar fotometría para más de una apertura, por lo que se volvía necesario o bien correr todas las rutinas *photcal* para cada apertura, o bien crear programas sencillos que leyeran como parámetros de entrada los coeficientes de las ecuaciones (20)-(22) y encontraran finalmente la magnitud calibrada de cada *frame*, así como el promedio y la desviación estándar para las magnitudes de cada objeto.

Otro punto que debemos señalar es el hecho de que las magnitudes obtenidas para las galaxias únicamente fueron determinadas para el filtro K debido a que este filtro se utilizó durante la temporada de Septiembre de 1991 para las galaxias. Para las estrellas, en cambio, sí se obtuvieron imágenes en los tres filtros. Sin embargo, es claro que las ecuaciones (20)-(22) no pueden ser utilizadas con el término de índice de color. El proceso descrito para llevar a cabo la calibración es el proceso ideal, en caso de tener imágenes en todos los filtros. Para nuestro caso, el proceso de ajuste fue llevado a cabo utilizando solo una ecuación de transformación:

$$k = K + k_1 + k_2 \times MA \quad (23)$$

donde  $k$  es la magnitud instrumental obtenida mediante el programa *phot*,  $K$  es la magnitud calibrada, que deseamos obtener,  $k_1$  es el punto cero, y en nuestro caso, el único parámetro a determinar; y  $k_2$ , que es el coeficiente de extinción, en unidades de magnitud por masa de aire. Al igual que en las ecuaciones anteriores,  $MA$  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 dentro del 10%.

En el presente trabajo se obtienen entonces las magnitudes de cada objeto para 20 aperturas diferentes, desde uno hasta 20 pixeles de radio, es decir, desde 1.6" hasta 32" en diámetros de apertura.

de ahí, ajustar los valores de los parámetros de las ecuaciones (20) - (22), invertir las ecuaciones de transformación y, finalmente, encontrar las magnitudes calibradas de los objetos. Sin embargo, `photcal` fue utilizado únicamente para resolver las ecuaciones de transformación, encontrándose los valores de los coeficientes  $\alpha_i$ . Para calibrar las magnitudes de las galaxias se prefirió utilizar programas creados en el lenguaje de programación `fortran`, debido a que las rutinas del paquete `photcal` no permiten realizar fotometría para más de una apertura, por lo que se volvía necesario o bien correr todas las rutinas `photcal` para cada apertura, o bien crear programas sencillos que leyeran como parámetros de entrada los coeficientes de las ecuaciones (20)-(22) y encontrarán finalmente la magnitud calibrada de cada *frame*, así como el promedio y la desviación estándar para las magnitudes de cada objeto.

Otro punto que debemos señalar es el hecho de que las magnitudes obtenidas para las galaxias únicamente fueron determinadas para el filtro K debido a que este filtro se utilizó durante la temporada de Septiembre de 1991 para las galaxias. Para las estrellas, en cambio, sí se obtuvieron imágenes en los tres filtros. Sin embargo, es claro que las ecuaciones (20)-(22) no pueden ser utilizadas con el término de índice de color. El proceso descrito para llevar a cabo la calibración es el proceso ideal, en caso de tener imágenes en todos los filtros. Para nuestro caso, el proceso de ajuste fue llevado a cabo utilizando solo una ecuación de transformación:

$$k = K + k_1 + k_2 \times MA \quad (23)$$

donde  $k$  es la magnitud instrumental obtenida mediante el programa `phot`,  $K$  es la magnitud calibrada, que deseamos obtener,  $k_1$  es el punto cero, y en nuestro caso, el único parámetro a determinar; y  $k_2$ , que es el coeficiente de extinción, en unidades de magnitud por masa de aire. Al igual que en las ecuaciones anteriores,  $MA$  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 dentro del 10%.

En el presente trabajo se obtienen entonces las magnitudes de cada objeto para 20 aperturas diferentes, desde uno hasta 20 pixeles de radio, es decir, desde 1.6" hasta 32" en diámetros de apertura.

## 3.5 Extinción y corrimiento al rojo.-

Las correcciones de magnitud para estos 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. Todos los datos presentados adelante incluyen ya dichas correcciones. En el capítulo siguiente se calculan los valores de estas correcciones para cada objeto que se obtienen utilizando el método de la curva de enrojecimiento. Para estos objetos se utilizó 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 el filtro B son tomados de NED (*National Extragalactic Database*), obteniendo entonces para cada objeto la corrección necesaria.

$$A_K = \frac{A_{K1} \times A_B}{A_{B1}} \quad (24)$$

donde  $A_K$  es la extinción que deseamos encontrar,  $A_{K1}$  es la extinción dada por la curva de Savage y Mathis (1979) (y 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. Para determinar  $A_{K1}$  basta recordar que  $E_{V-K} = A_V - A_{K1}$ , y dado que  $A_V = 3.1$ , el valor para  $A_{K1}$  está dado por  $A_{K1} = A_V - E_{V-K}$ . Los valores de  $A_V$  y  $E_{V-K}$  son 3.1 y 2.72 respectivamente, por lo que  $A_K = 0.38$ . Así, la ecuación (24) queda expresada como

$$A_K = \frac{0.38 \times A_B}{4.1} \quad (25)$$

El valor exacto para cada objeto se calcula más adelante. Respecto a las correcciones por corrimiento al rojo, de acuerdo con Persson *et al.* (1979):

$$K_{corr} = 3.3 z \quad (26)$$

donde  $K_{corr}$  es la corrección a la magnitud  $K$ , y  $z$  es el corrimiento al rojo, que para casos no relativistas está dada por

$$z = \frac{v}{c} \quad (27)$$

### Capítulo 4. Resultados de las Observaciones.-

En el presente capítulo se hace una revisión bibliográfica sencilla de cada una de las galaxias observadas durante la temporada de Septiembre de 1991, y mostramos los datos observacionales encontrados en la literatura y observados por nosotros, haciendo una comparación de nuestros valores y los publicados anteriormente. Asimismo, se incluyen para cada objeto tablas de magnitudes y de flujos de energía correspondientes a veinte aperturas diferentes, desde uno hasta 20 pixeles de radio (es decir, aperturas desde  $1.6''$  hasta  $32''$ ), junto con sus desviaciones estándar. Igualmente, presentamos distribuciones espectrales de energía ( $F_\nu$  vs  $\nu$  y  $\nu F_\nu$  vs  $\nu$ ); y mapas de los objetos con isocontornos, para los cuales el Norte se encuentra en la parte superior y el Este al lado izquierdo, y en donde el campo es de 51.2 segundos de arco.

#### 4.1. NGC 6764.-

De acuerdo con el catálogo NGC, este objeto es una galaxia espiral barrada con núcleo estelar y cortina de polvo a lo largo de la barra. Una imagen en el óptico puede verse en la *Fig 4.1.1*, publicada por Rubin *et al.* (1975), y sus características generales se presentan en la *Tabla 4.1.1*:

**Tabla 4.1.1.**  
Datos generales de NGC 6764, tomados de NED.

Ascensión Recta (1950)	$19^h 07^m 01.217^s$
Declinación (1950)	$+50^\circ 51' 08.05''$
Extinción Galáctica (B)	$0.24^{mag}$
Diámetros (minutos de arco)	$2.3 \times 1.3$
Tipo Morfológico	SB(s)bc
Tipo Seyfert	Seyfert 2
Velocidad de recesión ( $km\ s^{-1}$ )	2416

Originalmente NGC 6764 fue catalogada como galaxia *Seyfert 2*. Sin embargo, como veremos adelante, esta galaxia ha recorrido todo el espectro de clasificaciones inventadas: de galaxia *Seyfert 2* a galaxia H II, a *liner* y a *starburst*, pasando incluso por galaxia *Wolf-Rayet*.

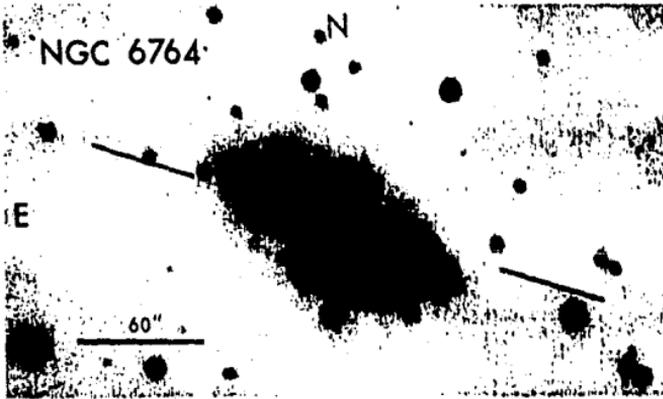


Fig. 4.1.1. Tomada de Rubin, et al. (1975).

Al respecto, un comentario sensato es el realizado por Lawrence *et al.* (1985), en el sentido de que la clasificación de una galaxia es frecuentemente ambigua y por supuesto, más de un tipo de actividad puede existir en el mismo objeto. En particular, las galaxias *Seyfert 2*, afirman Lawrence *et al.* (1985), no son una clase de galaxias cuyos mecanismos de emisión estén bien definidos.

Uno de los primeros trabajos completos sobre este objeto es el realizado por Rubin *et al.* (1975), donde se hace un estudio de la morfología y el campo de velocidades de NGC 6764. En dicho artículo, Rubin *et al.* (1975) indican que es una galaxia con forma de S ("S-shaped"), con una fuerte barra y brazos exteriores débiles, con una extensa cortina de polvo a lo largo de la barra y con un espectro que tiene líneas de emisión de H, [N II], [S II], [O I], [O II], [O III], y He muy anchas, así como líneas de absorción de Na I y CaI. En ese mismo artículo se indican los anchos de las líneas de H y [N II] del orden de  $750 \text{ km s}^{-1}$ .

Es interesante notar cómo la evolución de las ideas acerca de estos objetos determina las tendencias de clasificación de los mismos, pues en el citado artículo (Rubin *et al.* 1975), se indica de manera categórica que NGC 6764 es una galaxia que "claramente cae en la categoría de *Seyfert 2*" mostrando núcleo semi-estelar y líneas anchas entre los 500 y 1,000  $\text{km s}^{-1}$ .

Seis años más tarde, Baldwin, Phillips y Terlevich (1981), en un trabajo de clasificación de los espectros de líneas de emisión, encuentran que NGC 6764, en base a los cocientes de sus líneas ( $\lambda 3727 / \lambda 5007$ ) cae en la zona donde se ubican las regiones H II. Sin embargo, hacen notar que sus espectros no pueden ser ajustados mediante un solo mecanismo de excitación, sino que están en la región entre objetos calentados mediante choques, y regiones H II calentadas principalmente por estrellas jóvenes tipos O y B.

Unos meses después, Shuder y Osterbrock (1982), definen a las galaxias *Seyfert 2* como aquellas que cumplen dos condiciones: i) que sus cocientes de líneas de [O III]  $\lambda$  5007 /  $H\beta$  sean mayores que 3; y ii) que sus anchos de líneas a intensidad media sean mayores de 300  $\text{km s}^{-1}$ , concluyen que NGC 6764 no es *Seyfert 2*; y poco después, Osterbrock y Cohen (1982) la catalogan como galaxia con espectro determinado por la característica banda de emisión Wolf-Rayet en su núcleo (ver Fig 4.1.2). De acuerdo con estos autores, la característica Wolf-Rayet es el conjunto de tres líneas  $\lambda\lambda$  4640, 4650 y 4686 Å que se ven en su espectro. Dichas líneas son identificadas con N III, C IV, y He respectivamente. La primera, de acuerdo a estos autores, es una mezcla del multiplete  $\lambda\lambda$  4634, 4640, 4642, el cual es muy intenso en estrellas Wolf-Rayet de la secuencia WN. Por su parte, la emisión C IV es fuerte en el espectro de las estrellas Wolf-Rayet de la secuencia WC; y la emisión de He es intensa en general en todo tipo de Wolf-Rayet.

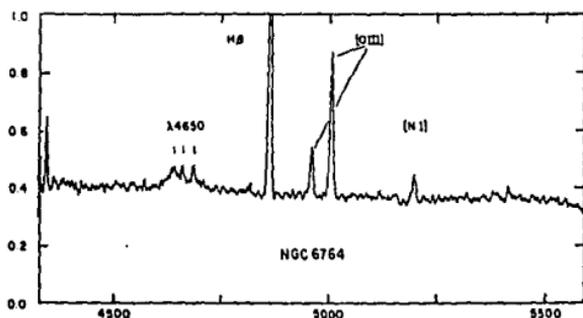


Fig. 4.1.2. Espectro de alta dispersión en el núcleo de NGC 6764. Tomada de Osterbrock y Cohen (1982).

En el mismo artículo, Osterbrock y Cohen (1982) indican que los picos parecen tener anchos similares de otras líneas de emisión en la galaxia, aunque el ruido no permite hacer el cálculo de manera correcta. Estimaciones de los anchos de estas líneas para NGC 6764 son del orden de  $6,000 \text{ km s}^{-1}$ .

Así, Osterbrock y Cohen (1982) concluyen que NGC 6764 contiene una gran cantidad de estrellas Wolf-Rayet en su núcleo. Esta característica no es esperada en principio en el bulbo de una galaxia, pues es precisamente en el núcleo donde uno imagina que la población sea predominantemente vieja, con objetos muy evolucionados, los cuales tienen masas de entre 20-30  $M_{\odot}$ . Asimismo concluyen que los cocientes de número de estrellas Wolf-Rayet a número de estrellas O son inusualmente grandes respecto a las típicas regiones H II o asociaciones OB en nuestra galaxia, y por lo tanto debe existir una reciente formación estelar masiva. Finalmente, Osterbrock y Cohen (1982) indican que otra posible explicación de estas líneas se puede atribuir a objetos superlumínicos y masivos en el núcleo.

Tabla 4.1.2.

Flujos de energía para NGC 6764, tomados de Eckart et al. (1991). Las aperturas de J a 3.6 micras, incluida nuestra medición, corresponden a aperturas de  $8''$

Filtro	Flujo (mJy)	Referencia
J	13.2	Eckart et al. (1991)
H	17.3	Eckart et al. (1991)
K	16.6	Eckart et al. (1991)
K	17.9	Nosotros
3.6 $\mu\text{m}$	11.0	Eckart et al. (1991)
10.6 $\mu\text{m}$	150	Eckart et al. (1991)
12 $\mu\text{m}$	380	IRAS
25 $\mu\text{m}$	1340	IRAS
60 $\mu\text{m}$	6410	IRAS
100 $\mu\text{m}$	11470	IRAS

En un artículo publicado en 1985 por Lawrence et al., se reconoce a NGC 6764 como núcleo con intensos brotes de formación estelar mostrando una completa distribución de

flujos en el cercano y mediano infrarrojo. De la distribución espectral de energía observada, concluyen que esta galaxia es una mezcla de núcleo *Starburst*, emisión estelar, radiación de recombinación y polvo caliente, con un espectro infrarrojo que indican como típico de una galaxia *starburst*.

Para 1988, Doroshenko publica un trabajo sobre este objeto con fotometría UBV, en el cual indica que en base a mediciones hechas durante varios años, no se determina variabilidad en intervalos de pocos días, pero que sí existe una variabilidad sistemática en el brillo en intervalos de tiempo de años y es del orden de  $\Delta V = 0.2^{mag}$ , superpuesto a variaciones aleatorias del mismo orden y sin observar correlación entre las variaciones del brillo y el color.

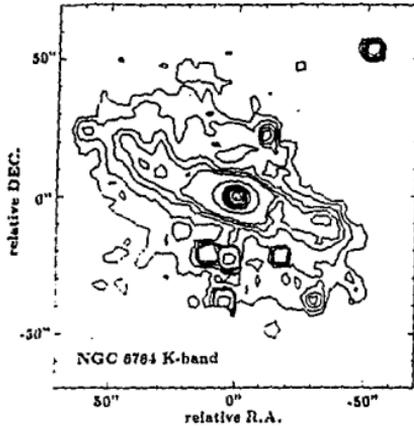


Fig. 4.1.3, tomada de Eckart et al. (1991).

Eckart *et al.* (1991) hacen un estudio en las bandas infrarrojas J, H, y K, así como en las líneas del CO(2-1) y CO(1-0); mostrando flujos desde el cercano infrarrojo (J) hasta el lejano ( $100 \mu m$ ), los cuales se muestran en la Tabla 4.1.2, y se grafican en las Gráficas 4.1.1 y 4.1.2. Asimismo, muestran imágenes en K, obtenidas con un arreglo similar al nuestro, de  $58 \times 62$  pixeles de InSb, pero con menor resolución que el utilizado en el presente trabajo: la escala de placa es de  $2.45'' \text{ pix}^{-1}$ ; y con tiempos de integración 25% más largos que los del presente trabajo: 120 seg. Los mapas obtenidos por estos autores, muestran emisión extendida de CO en un ángulo de 70-80 grados al norte. Asimismo, en la banda K se muestra una barra, un bulbo nuclear elongado y una componente central. El brillo de los brazos es del 1-2 % del brillo en el pico. Por último, Eckart *et al.* (1991)

concluyen que la gran parte de luminosidad en K está concentrada en el pixel central (con un ancho de  $\sim 2''.45$ ), dato que es acorde a nuestras mediciones.

Tabla 4.1.3.  
Magnitudes de NGC 6764, obtenidas con IRAF

Apertura (arcsec)	Magnitud K (K)	Desv estandar $\sigma$ (en mag)
1.6	13.13	$\pm 0.015$
3.2	12.09	$\pm 0.011$
4.8	11.72	$\pm 0.012$
6.4	11.51	$\pm 0.013$
8.0	11.37	$\pm 0.015$
9.6	11.26	$\pm 0.016$
11.2	11.17	$\pm 0.018$
12.8	11.09	$\pm 0.019$
14.4	11.01	$\pm 0.021$
16.0	11.95	$\pm 0.022$
17.6	10.90	$\pm 0.024$
19.2	10.85	$\pm 0.026$
20.8	10.82	$\pm 0.028$
22.4	10.80	$\pm 0.031$
24.0	10.78	$\pm 0.034$
25.6	10.76	$\pm 0.037$
27.2	10.75	$\pm 0.040$
28.8	10.74	$\pm 0.043$
30.4	10.73	$\pm 0.047$
32.0	10.73	$\pm 0.051$

En las imágenes tomadas por nosotros (ver Fig 4.1.4) puede notarse que en efecto la mayor parte de la emisión está concentrada en la región central, correspondiente al núcleo. Comparando la Fig 4.1.3, obtenida por Eckart *et al.* (1991), y la Fig 4.1.4, obtenida por nosotros, podemos ver que en ambas la emisión principal corresponde a los 16 segundos de arco centrales. La Fig 4.1.4 corresponde apenas a la parte central del bulbo de la galaxia, donde, de acuerdo con Osterbrock y Cohen (1982), se lleva a cabo la formación estelar

intensa y donde se han formando recientemente estrellas. Desgraciadamente, no puede decirse más de la estructura de la galaxia debido a que los tiempos de exposición fueron cortos (como se ha mencionado ya, de unos  $\approx 90$  seg), lo cual impidió que se detectara la emisión extendida débil. Recordemos que en la Fig 4.1.4 tenemos unos 51 segundos de arco por lado, que comparando con la Fig 4.1.1 o bien con la Fig 4.1.3, tenemos precisamente la parte central de la emisión. Si además tenemos en cuenta que la resolución obtenida para este objeto es de 2.24 segundos de arco, y el ancho a altura media es de 2.79 segundos de arco, entonces la gran cantidad de energía cae dentro de los 2.79 segundos de arco, dato que está de acuerdo con las imágenes obtenidas por Eckart *et al.* (1991).

Tabla 4.1.4.

Flujos de energía para NGC 6764, obtenidos con IRAF

Apertura (arcsec)	Flujo K (mJy)	Error Porcentual %
1.6	3.5	$\pm 1.5$
3.2	9.2	$\pm 1.1$
4.8	12.9	$\pm 1.2$
6.4	15.7	$\pm 1.3$
8.0	17.9	$\pm 1.5$
9.6	19.7	$\pm 1.6$
11.2	21.5	$\pm 1.8$
12.8	23.2	$\pm 1.9$
14.4	24.9	$\pm 2.1$
16.0	26.3	$\pm 2.2$
17.6	27.7	$\pm 2.4$
19.2	28.9	$\pm 2.6$
20.8	29.7	$\pm 2.8$
22.4	30.1	$\pm 3.1$
24.0	30.9	$\pm 3.4$
25.6	31.3	$\pm 3.7$
27.2	31.7	$\pm 4.0$
28.8	32.0	$\pm 4.3$
30.4	32.2	$\pm 4.7$
32.0	32.2	$\pm 5.1$

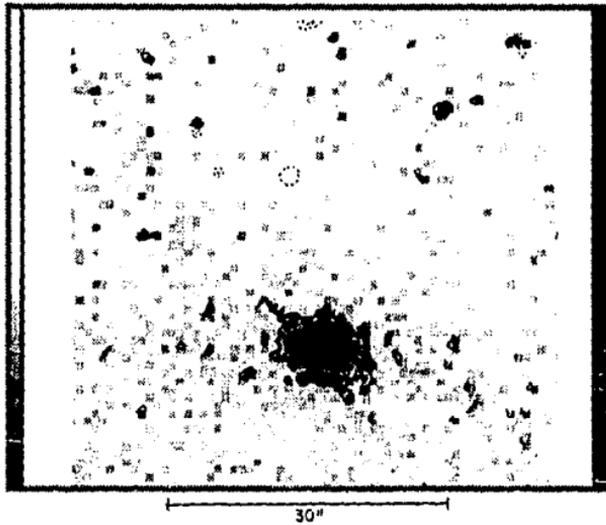


Figura 4.1.4. Imagen en K del núcleo de NGC 6764.

En la *Tabla 4.1.3* se muestra la fotometría de multiapertura: en la columna 1 se indica el tamaño, en segundos de arco, de la apertura; en la columna 2, la magnitud promedio; y en la columna 3, la incertidumbre obtenida con IRAF. Asimismo, en la *Tabla 4.1.4* se presentan los flujos, en miliJanskys, junto con los errores porcentuales. Estos datos han sido ya corregidos por extinción de la Galaxia y corrimiento al rojo, de acuerdo con las ecuaciones (24) y (25) del capítulo anterior y con los valores de extinción dados por NED. Los valores correspondientes a estas correcciones fueron para este objeto los siguientes:

Para la corrección por extinción de la Galaxia:

$$A_K = \frac{A_{K1} \times A_B}{A_{B1}}$$

donde  $A_{K1} = 0.38$  y  $A_{B1} = 4.1$  están dados por la curva de Savage y Mathis (1979); y  $A_B = 0.24$ , (tomado de NED.) Así, la extinción para nuestra magnitud K corresponde a

$$A_K = \frac{0.38 \times 0.24}{4.1} = 0.022^{mag}$$

Para la corrección por corrimiento al rojo, la corrección fue de:

$$K_{corr} = 3.3 z$$

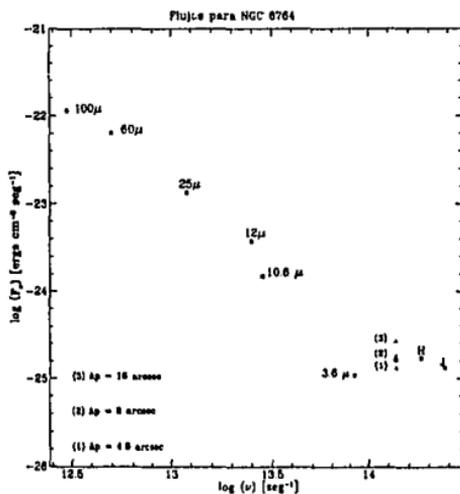
donde  $z$  está dado por:

$$z = \frac{v}{c} = \frac{2,416 \text{ km seg}^{-1}}{300,000 \text{ km seg}^{-1}} = 8.05 \times 10^{-3}$$

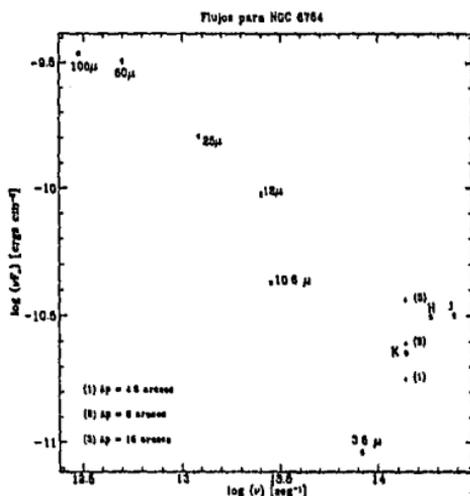
Así,

$$K_{corr} = 3.3 \times 8.05 \times 10^{-3} = 0.0265 \text{ mag}$$

En las Gráficas 4.1.1 y 4.1.2 se presentan las distribuciones espectrales de energía para una apertura de  $8''$  de arco: en la Gráficas 4.1.1 se grafica  $F_\nu$  vs  $\nu$ ; mientras que en la Gráficas 4.1.2 se grafica  $\nu F_\nu$  vs  $\nu$ . Asimismo, incluimos tres valores diferentes obtenidos por nosotros para tres diferentes aperturas:  $4.8''$ ,  $8''$  y  $16''$ .



Gráfica 4.1.1.  $F_\nu$  vs  $\nu$ .



#### 4.2. NGC 6814.-

Esta galaxia fue incluida en la lista original de Seyfert, pero durante mucho tiempo se dudó de su clasificación como galaxia Seyfert, hasta que en 1971 se le vieron finalmente líneas anchas permitidas y líneas angostas prohibidas (Doroshenko, 1988). Clasificada como una galaxia Seyfert 1 (Weedman 1977), NGC 6814 tiene como características principales las mostradas en la *Tabla 4.2.1*.

La descripción morfológica encontrada en Sandage (1961) indica que NGC 6814 es una galaxia vista de frente, con múltiples brazos estrechos, muy delgados, los cuales muestran un brillo superficial homogéneo (ver *Fig 4.2.1*.)

Tabla 4.2.1.  
 Datos generales de NGC 6814, tomados de NED.

Ascensión Recta (1950)	19 <sup>h</sup> 39 <sup>m</sup> 55.791 <sup>s</sup>
Declinación (1950)	-10°26'33.35"
Diámetros (minutos de arco)	3.0 × 2.8
Tipo Morfológico	SAB(rs)bc
Extinción de la Galaxia (B mag)	0.60
Tipo Seyfert	Seyfert 1
Velocidad de recesión ( $km\ s^{-1}$ )	1563
Otros Nombres	MCG -02-50-001

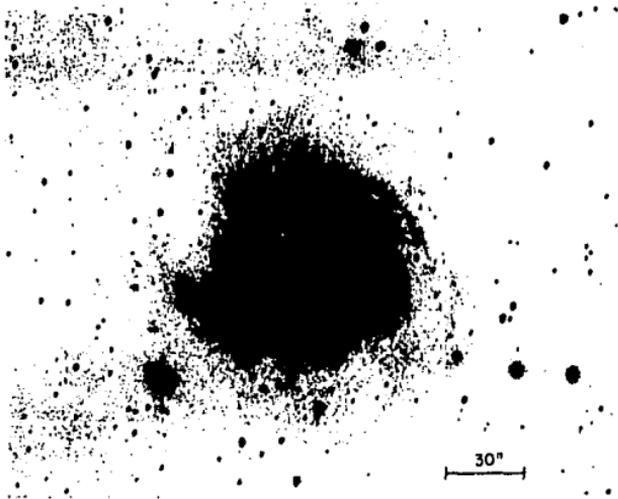


Fig 4.2.1. Fotografía de NGC 6814 en el visual (tomada de Sandage 1961).

Pese a ser un núcleo activo, NGC 6814 es una galaxia Seyfert de baja luminosidad (Turner *et al.* 1992), con  $L_x \approx 10^{41-43}$  ergs/seg. Fue descubierta por presentar rápida variabilidad en rayos-X con períodos característicos de  $\approx 100$  seg. Asimismo, muestra ráfagas en R-X con períodos de aproximadamente  $\approx 12,000$  seg, en forma de variaciones

rápidas y caóticas de más de un factor 5 entre 1.5 y 37 keV, y tiene un índice espectral plano ( $\alpha \approx 0.4$ ) (Done *et al.* (1992); Turner *et al.* 1992).

De manera independiente, Doroshenko (1988) encuentra variabilidad en el visible para este objeto. En un estudio realizado a lo largo de varios años en las bandas UB<sub>V</sub>, encuentra que NGC 6814 tiene variabilidad de entre un día y varios años, siendo la amplitud de la variación mayor conforme el período es mayor, al mismo tiempo que el núcleo se vuelve más brillante en el azul. Las conclusiones básicas de este autor son las siguientes: i) en el núcleo de NGC 6814 se detecta variabilidad del brillo; ii) junto con las variaciones aleatorias de brillo, existen variaciones sistemáticas de mes en mes con incrementos de aproximadamente  $\Delta V = 0.2^{mag}$ ; iii) las variaciones del índice de color correlacionan en promedio sobre un intervalo de tiempo largo con el brillo, volviéndose más azules los brillos, y iv) las regiones nucleares tienen colores característicos más rojos que las regiones exteriores. Por su parte, McAlary y Rieke (1988) subrayan que NGC 6814 muestra un núcleo enrojecido más que el enrojecimiento típico de una galaxia con población estelar normal. Existe además un fuerte enrojecimiento alrededor de su núcleo. Estos hechos pueden tomarse como una sugerencia para la observación de NGC 6814 en las bandas del cercano infrarrojo, más aún si tomamos en cuenta (Doroshenko, 1988) que existen muy pocas observaciones en radio e IR para concluir algún tipo de variabilidad.

En términos del modelo canónico de agujero negro, Turner *et al.* (1992), encuentran que el espectro de NGC 6814 en R-X puede explicarse con dos distribuciones básicas de materia alrededor del núcleo: por un lado, una distribución esférica uniforme, y por otro lado, un disco de acreción. En ambos casos, indican los autores, se necesita postular material a ser ionizado, en el cual la línea es producida en nubes ópticamente delgadas que se encuentran distribuidas en una región toroidal ancha alrededor del hoyo.

En un trabajo interesante, Pogge (1989) muestra imágenes de NGC 6814 en el visible, restando la imagen tomada en  $H\alpha + [N II]$  del continuo. El resultado de este proceso, señala Pogge (1989), permite determinar un núcleo de apariencia estelar y muchas regiones H II a lo largo de los brazos espirales de la galaxia huésped. Las regiones entre el núcleo y los brazos no tienen emisión. En la imagen  $[O III] \lambda 5007$  aparece únicamente el núcleo solo y débilmente las regiones H II exteriores. Los perfiles de emisión nuclear en ambas imágenes son aproximadamente indistinguibles (ver Fig. 4.2.2.)

## NGC 6814

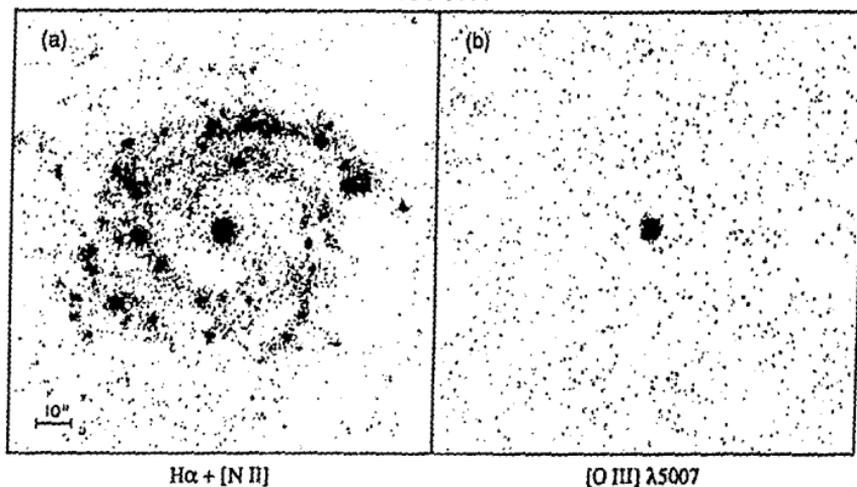
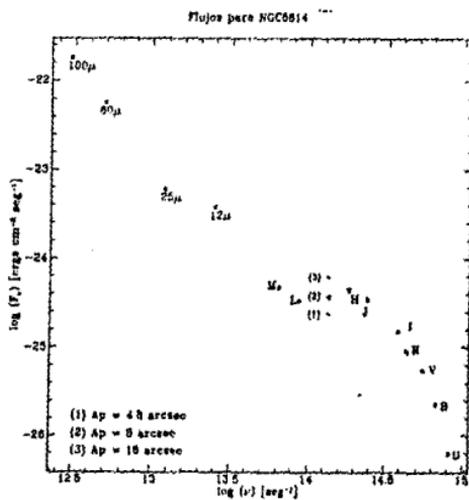


Fig 4.2.2. a) Imagen obtenida mediante la sustracción de continuo —  $H\alpha + [N II]$ .  
 b) Igual que a) pero para  $[O III] \lambda 5007$ . Imágenes tomadas de Pogge, 1989.



Gráfica 4.2.1.  $F_p$  vs  $\nu$ .

En la *Tabla 4.2.2* mostramos los flujos desde el visible hasta el lejano infrarrojo para este objeto, y la distribución espectral es graficada en la *Gráfica 4.2.1* ( $F_\nu$  vs  $\nu$ ) y en la *Gráfica 4.2.2* ( $\nu F_\nu$  vs  $\nu$ ). En estas *Gráficas* notamos claramente cómo la distribución espectral de energía aumenta conforme nos vamos moviendo hacia el lejano infrarrojo. En el cercano infrarrojo puede distinguirse una distribución de energía que se asemeja a un cuerpo negro con el máximo cerca de  $\lambda \simeq 1.6\mu\text{m}$ , es decir, una emisión de cuerpo negro a temperaturas de aproximadamente 2,000° K. Esta emisión puede deberse a emisión de estrellas viejas del núcleo de NGC 6814, para las cuales estas temperaturas son típicas.

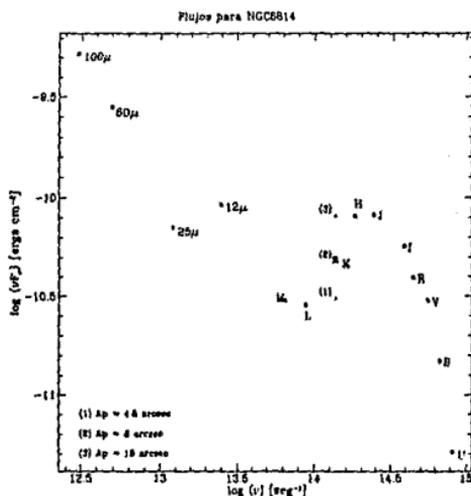
**Tabla 4.2.2.**

Flujos de energía para NGC 6814, tomadas de McAlary *et al.* (1983).

Filtro	Flujo (mJy)	Referencia
U	0.63	McAlary <i>et al.</i> (1983)
B	2.23	McAlary <i>et al.</i> (1983)
V	5.45	McAlary <i>et al.</i> (1983)
R	8.91	McAlary <i>et al.</i> (1983)
I	14.91	McAlary <i>et al.</i> (1983)
J	34.3	McAlary <i>et al.</i> (1983)
H	44.4	McAlary <i>et al.</i> (1983)
K	36.5	McAlary <i>et al.</i> (1983)
K	37.2	Nosotros
L	32.9	McAlary <i>et al.</i> (1983)
M	46.3	McAlary <i>et al.</i> (1983)
12 $\mu\text{m}$	370	IRAS
25 $\mu\text{m}$	590	IRAS
60 $\mu\text{m}$	5590	IRAS
100 $\mu\text{m}$	17670	IRAS

En dichas *Gráficas* se incluyen tres valores para diferentes aperturas obtenidos por nosotros. Es evidente que si bien este objeto es altamente variable, el valor de nuestra magnitud es prácticamente el mismo que el valor reportado por McAlary *et al.* (1983). En

principio no se detecta variabilidad en la banda K, pero un seguimiento más detallado y consistente de la emisión tanto en el cercano infrarrojo como de rayos-X durante períodos prolongados de tiempo pudiera hacerse a fin de determinar si existe variabilidad, y en caso de existir, determinar alguna correlación con la variabilidad en rayos-X.



Gráfica 4.2.2.  $\nu F_\nu$  vs  $\nu$ .

En la *Tabla 4.2.3* se presentan las magnitudes junto con sus desviaciones estándar, obtenidos por nosotros para la fotometría de multiapertura en K, mientras que en la *Tabla 4.2.4* se presentan los flujos correspondientes.

En la *Fig. 4.2.3* se presenta la imagen del núcleo con los isocontornos para la región central de NGC 6814. La emisión extendida de NGC 6814 (brazos vistos en la *Fig. 4.2.1*) no fue detectada en nuestras imágenes en el filtro K por tres razones principales: primero, que la emisión extendida de esta galaxia es comparativamente más débil que el

núcleo; segundo, que los tiempos de exposición fueron cortos a fin de evitar la saturación del detector en la región del núcleo ( $\approx 90$  segundos); y por último, que el seeing juega un papel importante en la dispersión de la emisión sobre el detector ( $\approx 2$  segundos de arco). Otra característica interesante es que pese a que no puede resolverse estructura extendida, sí puede resolverse un núcleo ligeramente elongado en dirección NNE-SSW, tal como lo muestran las imágenes ópticas (ver Fig. 4.2.1 y 3)

Tabla 4.2.3.

Magnitudes para NGC 6814, obtenidas con IRAF a diferentes aperturas.

Apertura (arcsec)	Mag (K)	Error (mag)
1.6	12.70	$\pm 0.007$
3.2	11.56	$\pm 0.005$
4.8	11.07	$\pm 0.004$
6.4	10.78	$\pm 0.004$
8.0	10.58	$\pm 0.005$
9.6	10.42	$\pm 0.005$
11.2	10.29	$\pm 0.005$
12.8	10.19	$\pm 0.005$
14.4	10.10	$\pm 0.006$
16.0	10.02	$\pm 0.006$
17.6	9.96	$\pm 0.006$
19.2	9.91	$\pm 0.007$
20.8	9.88	$\pm 0.007$
22.4	9.84	$\pm 0.008$
24.0	9.82	$\pm 0.008$
25.6	9.80	$\pm 0.009$
27.2	9.78	$\pm 0.010$
28.8	9.76	$\pm 0.010$
30.4	9.74	$\pm 0.011$
32.0	9.73	$\pm 0.012$

Tabla 4.2.4.

Flujos de energía para NGC 6814, obtenidas con IRAF a diferentes aperturas.

Apertura (arcsec)	Flujo K (mJy)	Error Porcentual %
1.6	5.2	± 0.7
3.2	15.0	± 0.5
4.8	23.5	± 0.4
6.4	30.7	± 0.4
8.0	37.2	± 0.5
9.6	43.0	± 0.5
11.2	48.4	± 0.5
12.8	53.3	± 0.5
14.4	57.9	± 0.6
16.0	61.9	± 0.6
17.6	65.4	± 0.6
19.2	68.4	± 0.7
20.8	70.8	± 0.7
22.4	73.0	± 0.8
24.0	74.7	± 0.8
25.6	76.2	± 0.9
27.2	77.5	± 1.0
28.8	79.0	± 1.0
30.4	80.2	± 1.1
32.0	81.0	± 1.2

En todos estos datos, las correcciones de los valores de magnitud y de flujo debidas tanto a corrimiento al rojo como a extinción han sido realizadas. Para el corrimiento al rojo, la corrección fue de (ver ec. 27):

$$z = \frac{v}{c} = \frac{1,563 \text{ km seg}^{-1}}{300,000 \text{ km seg}^{-1}} = 5.21 \times 10^{-3}$$

de donde

$$K_{corr} = 3.3 \times z = 1.72 \times 10^{-2}$$

La corrección por extinción está dada por (ver ec 25):

$$A_K = \frac{0.38 \times A_B}{A_{H\alpha}}$$

y tomando el valor de la extinción en el filtro B (ver *Tabla 4.2.1*) se obtiene:

$$A_K = \frac{0.38 \times 0.6}{4.1} = 0.055$$

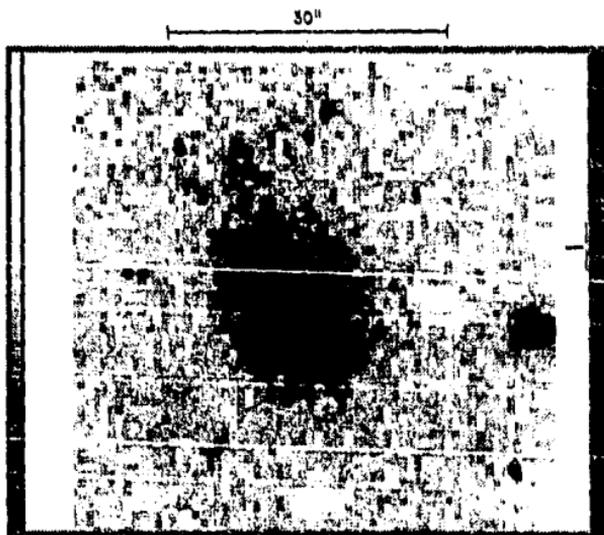


Figura 4.2.3. Imagen en K del núcleo de NGC 6814.

## 4.3. NCC 7217 Pegasus.-

$$\alpha = 22^{\text{h}}4^{\text{m}}10^{\text{s}}, \delta = +30^{\circ}57'.2 \text{ (1917)} \quad \lambda = 54^{\circ}, \beta = -21^{\circ}$$

Placa No. 216, Septiembre 2 de 1913, 330<sup>m</sup>

Esta nebulosa es una espiral fina vista de frente. Mide  $3' \times 2'.5$ ,  $p = 80^{\circ}$ . En su primer capa alrededor del núcleo la nebulosidad es muy brillante; luego baja en intensidad sobre un espacio de  $75'' \times 60''$  donde se desvanece, para incrementar de nuevo en brillo tal como si fuese a formar un anillo en la periferia de  $20'' \times 30''$ , al menos tan brillante como el segundo estadio. En lugar de dos brazos separados, parece tener pequeños brazos de finas, nudosas y filamentosas nebulosidades que parecen ser paralelos. Está situado en una región rica en estrellas. Huggins encuentra que el espectro es continuo.

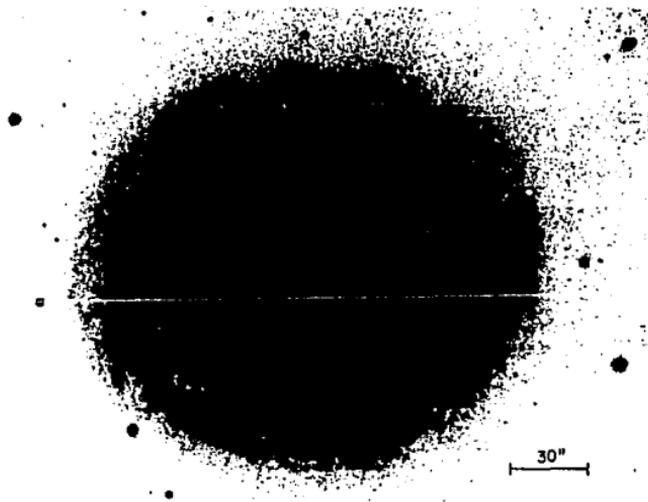


Fig 4.3.1. Imagen de NGC 7217, tomada de Sandage (1961).

Esta es la descripción, hecha por Pease en 1917, quien incluye en dicho artículo una fotografía de esta galaxia. Uno de los principales problemas con que nos enfrentamos con este objeto fue el hecho de que, por ser una galaxia "normal", pocos son los estudios que se han realizado única y exclusivamente para esta galaxia. NGC 7217 es una de las galaxias típicas de campo, la cual muchos autores incluyen en sus catálogos y/o análisis estadísticos como miembro de la muestra de galaxias control.

Las características para esta galaxia se presentan en la *Tabla 4.3.1*; y una fotografía tomada del catálogo de galaxias de Sandage se presenta en la *Fig 4.3.1*.

Tabla 4.3.1.  
Datos generales de NGC 7217, tomados de NED.

Ascensión Recta (1950)	22 <sup>h</sup> 05 <sup>m</sup> 37.60 <sup>s</sup>
Declinación (1950)	+31° 06' 53.0"
Diámetros (minutos de arco)	3.9 × 3.2
Extinción Galáctica (B mag)	0.41 <sup>mag</sup>
Tipo Morfológico	(R)SA(r)ab
Tipo NAG	LINER
Distancia (Mpc)	18.2
Velocidad de recesión (km s <sup>-1</sup> )	946
Otros Nombres	MCG+05-52-001, UGC 11914

En 1981, Elmegreen, hace un trabajo interesante al crear un atlas de galaxias cercanas en el cercano infrarrojo ( $\lambda_{eff} = 8250 \text{ \AA}$ ), mostrando que en esta longitud de onda, en términos generales, la imagen es más suave que la correspondiente en el óptico. Este hecho ha sido corroborado por muchos autores en general para objetos extragalácticos, donde el polvo se encarga de hacer más suave y difusa la estructura de muchas galaxias (ver trabajos presentados en *Astrophysics With Infrared Arrays*, 1991, Ed. por R. Elston).

Para 1983, Keel analiza los espectros de emisión del núcleo de un grupo de galaxias espirales normales con emisión de baja ionización, entre los que se encuentra NGC 7217, pero son Lawrence *et al.* (1985) quienes hablan de NGC 7217 como galaxia LINER (Low Ionization Narrow Emission Region) o galaxia de emisión de líneas angostas de baja ionización. En dicho estudio, Lawrence *et al.* (1985) muestran una *Tabla* de flujos entre las

bandas J y L para 8 segundos de arco de apertura. Según estos autores, el espectro de los *LINERs* es más o menos plano, y en términos generales para todo *LINER*, la pendiente del exceso entre 10 y 20  $\mu\text{m}$ ., es parecida a las galaxias Seyfert 1 (Lawrence *et al.* 1985). Sin embargo, como veremos más adelante, el espectro en particular de NGC 7217 no es tan plano; mostrando claramente emisión tipo cuerpo negro alrededor de 2,000° K y un mínimo en 3.5  $\mu\text{m}$ . Este hecho como se ha discutido ya, puede ser proveniente de población estelar vieja en el núcleo de NGC 7217.

Tabla 4.3.2.  
Flujos de energía para NGC 7217.

Filtro	Flujo (mJy)	Referencia
J	60.0	Lawrence <i>et al.</i> (1985)
H	77.8	Lawrence <i>et al.</i> (1985)
K	62.6	Lawrence <i>et al.</i> (1985)
K	33.6	Nosotros
L	34.6	Lawrence <i>et al.</i> (1985)
12 $\mu\text{m}$ .	470	IRAS
25 $\mu\text{m}$ .	250	IRAS
60 $\mu\text{m}$ .	4780	IRAS
100 $\mu\text{m}$ .	18220	IRAS

En dicho artículo, los autores indican que los colores J, H, K, L' de la mayoría de los *LINERs* son consistentes con un bulbo normal de población estelar. Esto no es sorprendente pues los espectros de líneas de emisión ópticos en este tipo de objetos son en general más débiles que los espectros para *starburst* o núcleos de alta excitación. Este comentario es reforzado implícitamente por muchos autores al incluir, en efecto, a NGC 7217 como una galaxia de campo normal. Sin embargo, aún cuando las luminosidades son mucho menores, existen parecidos entre algunos *LINERs* y galaxias Seyfert 1: Emisión de R-X, líneas H $\alpha$  con alas anchas, variabilidad, etc. Esto pudiera indicar, según aquellos que intentan relacionar a los NAGs entre sí, que los *LINERs* son galaxias Seyfert 1 débiles, con emisión infrarroja de polvo calentada por una fuente central (Lawrence *et al.* 1985). Las luminosidades en 10  $\mu\text{m}$ . de los *LINERs* están en el rango 1-100 veces sus luminosidades de R-X suaves. Este cociente es consistente con el tamaño de los R-X suaves siendo absorbidos y reirradiados en el infrarrojo. La luminosidad de los *LINERs* parece estar dominada por la luminosidad de una población estelar típica entre 1 y 5  $\mu\text{m}$ ., pero con excesos entre 10 y 20  $\mu\text{m}$ . (Lawrence *et al.* 1985).

En la *Tabla 4.3.2* presentamos los flujos obtenidos por Lawrence *et al.* (1985) con una apertura de 8 segundos de arco. Nuestro valor para esta apertura también es incluido, así como los flujos IRAS. Asimismo, en la *Tabla 4.3.3* presentamos los flujos de multiapertura obtenidos para esta galaxia. Encontramos que en la banda K tenemos aproximadamente un factor de  $\approx \frac{1}{2}$  menos de flujo que el valor obtenido por Lawrence *et al.* (1985).

**Tabla 4.3.3.**

Magnitudes para NGC 7217, obtenidas con IRAF a diferentes aperturas.

Apertura (arcsec)	Mag (K)	Error (mag)
1.6	13.13	$\pm 0.010$
3.2	11.92	$\pm 0.006$
4.8	11.34	$\pm 0.005$
6.4	10.96	$\pm 0.005$
8.0	10.69	$\pm 0.005$
9.6	10.47	$\pm 0.005$
11.2	10.29	$\pm 0.005$
12.8	10.13	$\pm 0.005$
14.4	10.00	$\pm 0.005$
16.0	9.88	$\pm 0.005$
17.6	9.78	$\pm 0.005$
19.2	9.69	$\pm 0.005$
20.8	9.62	$\pm 0.006$
22.4	9.55	$\pm 0.006$
24.0	9.49	$\pm 0.006$
25.6	9.44	$\pm 0.006$
27.2	9.39	$\pm 0.007$
28.8	9.35	$\pm 0.007$
30.4	9.32	$\pm 0.007$
32.0	9.29	$\pm 0.008$

Los valores de la *Tabla 4.3.2* están graficados en las *Gráficas 4.3.1 y 2*. El valor del flujo obtenido por nosotros para el filtro K y tres aperturas diferentes, se muestran en dichas *Figuras*.

Tabla 4.3.4.

Flujos de energía para NGC 7217, obtenidas con IRAF a diferentes aperturas.

Apertura (arcsec)	Flujo K (mJy)	Error Porcentual %
1.6	3.6	± 1.0
3.2	10.8	± 0.6
4.8	18.4	± 0.5
6.4	26.0	± 0.5
8.0	33.6	± 0.5
9.6	41.1	± 0.5
11.2	48.6	± 0.5
12.8	55.9	± 0.5
14.4	63.2	± 0.5
16.0	70.4	± 0.5
17.6	77.2	± 0.5
19.2	83.8	± 0.5
20.8	89.9	± 0.6
22.4	95.8	± 0.6
24.0	101.3	± 0.6
25.6	106.3	± 0.6
27.2	110.9	± 0.7
28.8	114.7	± 0.7
30.4	118.2	± 0.7
32.0	121.2	± 0.8

El valor calculado para la extinción, de acuerdo con la ecuación (26) y (24) del capítulo anterior, y de acuerdo con los valores dados por NED son:

$$A_K = \frac{A_{K1} \times A_B}{A_{B1}}$$

donde  $A_K$  es la extinción buscada,  $A_{K1}$ , como se mencionó anteriormente, es la extinción de la curva de Savage y Mathis (1979) para el filtro K; y  $A_B$  es la extinción dada por NED, que en el caso de NGC 7217 vale  $0.41^{mag}$ , y  $A_{B1}$  es la extinción dada por la curva de Savage y Mathis (1979) para el azul, por lo que vale 4.1. Sustituyendo entonces estos valores:

$$A_K = \frac{0.38 \times 0.41}{4.1} = 0.038$$

Asimismo, la corrección por corrimiento al rojo está dada por (ec. 26):

$$K_{corr} = 3.3 z$$

y dado que el corrimiento al rojo en este caso vale (ec. 27)

$$z = \frac{v}{c} = \frac{946 \text{ km seg}^{-1}}{300,000 \text{ km seg}^{-1}} = 0.00315$$

entonces

$$K_{corr} = 0.0104$$

Las tablas mostradas anteriormente tienen en esta corrección.

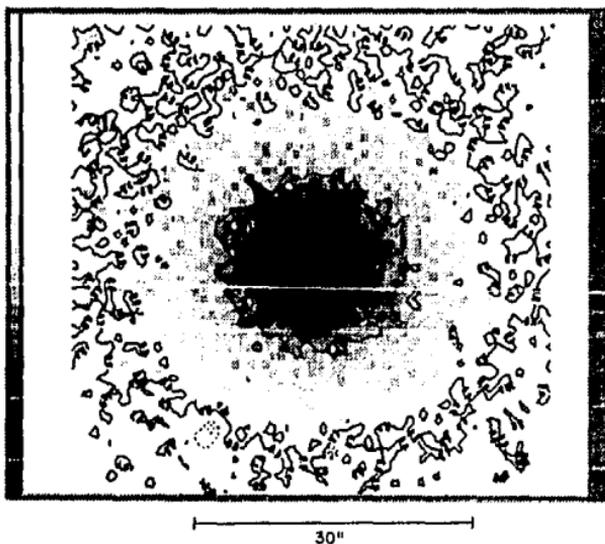
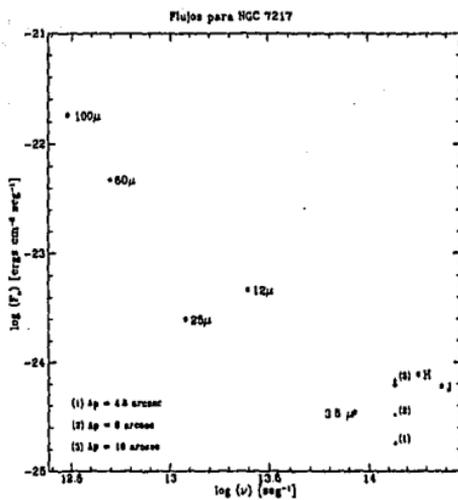
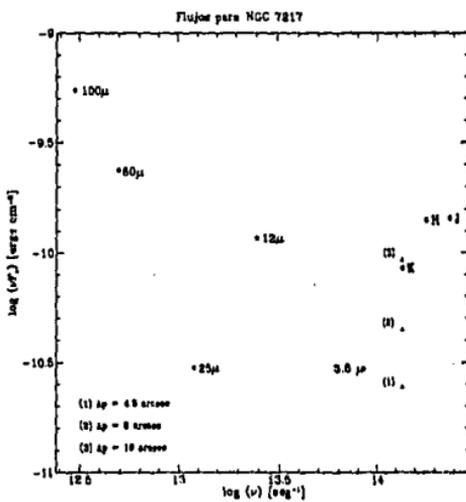


Figura 4.3.2. Imagen en K del núcleo de NGC 7217.

Gráfica 4.3.1.  $F_{\nu}$  vs  $\nu$ .Gráfica 4.3.2.  $\nu F_{\nu}$  vs  $\nu$ .

## 4.4 Ngc 7469

Esta galaxia, catalogada como *Seyfert 1*, es uno de los objetos estudiados por Carl Seyfert en 1943, quien comenta que es una galaxia espiral con un núcleo brillante, semi-estelar, cuyo espectro presenta bandas de emisión anchas. Sus características principales se muestran en la *Tabla 4.4.1*, y la imagen óptica puede verse en la *Fig 4.4.1*, tomada de Arp (1966).

Tabla 4.4.1.

Datos generales de NGC 7469, tomados de NED.

Ascensión Recta (1950)	23 <sup>h</sup> 00 <sup>m</sup> 44.427 <sup>s</sup> *
Declinación (1950)	+08°36'16.12"
Diámetros (minutos de arco)	1.5 × 1.1
Tipo Morfológico	(R')SAB(rs)a
Extinción Galáctica (B mag)	0.12
Tipo Seyfert	Seyfert 1
Velocidad de recesión ( $km s^{-1}$ )	4916
Otros Nombres	UGC 12332, ARP 298 MRK 1514, CGCG 405-026

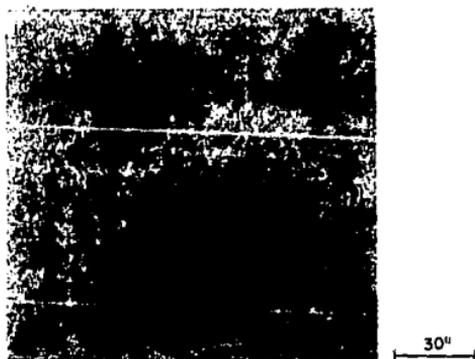


Fig. 4.4.1. Tomada de Arp (1966).

En 1981, Ulvestad *et al.* observan NGC 7469 en radio y muestran mapas de radio, encontrando un núcleo coincidente con el óptico, mas un halo de  $10''$  de extensión. Estos autores argumentan que dado que el halo en radio y la región de líneas angostas donde se genera la emisión en H $\alpha$  tienen igual extensión, puede haber cierta asociación entre los electrones emitiendo radiación de sincrotrón y el gas térmico a  $10^4$  ° K responsable de las líneas delgadas.

Cutri *et al.* (1984) encuentran que de la luminosidad total, la cual es de unas  $4.7 \times 10^7 L_{\odot}$  en  $3.3 \mu m.$ , aproximadamente el 80 % , es decir, unas  $3.7 \times 10^7 L_{\odot}$  provienen de una región anular entre  $2''$  y  $8''$  en diámetro alrededor del núcleo, en la cual debe existir polvo a unos  $\sim 300$ ° K fuera del kiloparsec central, en regiones coincidentes con la NLR de los núcleos Seyfert, y dado que la fuente central es incapaz de calentar polvo a temperaturas tan altas necesarias a estas distancias, debe existir otro tipo de mecanismos, que calienten el polvo "in situ". Desde luego, indican Cutri *et al.* (1984), la radiación de líneas de una BLR es insignificante, y las nubes de la NLR no pueden interceptar la radiación de la fuente central para calentar el polvo atrapando fotones Ly  $\alpha$  , ante lo cual, lo más factible es que existan regiones H II circumnucleares. McAlary y Rieke (1988) señalan que NGC 7469 tiene un exceso en la emisión extendida para las bandas K y L.

Por su parte, Wilson *et al.* (1986) muestran en un artículo dedicado a este objeto, que la región de emisión extendida espacialmente ( $\sim 10''$  o 3 kpc) de NGC 7469 está compuesta de dos elementos: i) regiones de alta excitación con velocidades corridas preferencialmente al azul respecto a la velocidad sistémica, con perfiles de líneas con asimetrías inclinadas al azul y dominado cinemáticamente por los movimientos radiales; y ii) una componente que comprende probablemente regiones H II fotoionizadas por estrellas calientes, que es de baja excitación, emite líneas delgadas y sigue el movimiento rotacional "normal" en el plano de la galaxia o paralelo a éste. El sentido del movimiento radial del gas debe ser hacia afuera. Los campos de velocidades de las líneas de emisión estudiadas son completamente consistentes con lo esperado para las mezclas de estas dos componentes.

Además, indican que el polvo calentado por brotes de formación estelar circumnuclear en NGC 7469 debe contribuir en una fracción importante, o en todo, a la luminosidad en el mediano y lejano infrarrojo ( $1.6 \times 10^{11} L_{\odot}$  entre  $12$  y  $60 \mu m.$ ) de la galaxia. El radiohalo difuso no térmico a escala de  $\approx 10''$ , aseguran, parece estar más asociado con los brotes de formación estelar (*starburst*), que con el núcleo mismo.

Por su parte, Wilson *et al.* (1991) señalan que existe evidencia de la existencia de muchas estrellas calientes alrededor del núcleo de NGC 7469. Estos autores encuentran que un 80% de la emisividad de  $3.3\mu\text{m}$ . proveniente de entre uno y tres segundos de arco alrededor del centro, además de que el núcleo presenta las características de absorción por polvo en  $8$  y  $13\mu\text{m}$ ., las cuales no están bien identificadas, pero que son comunes en galaxias *starburst* y raras en galaxias *Seyfert*. Esta observación es confirmada por Cutri *et al.* (1984) quienes encuentran para esta galaxia similitudes en el espectro del cercano infrarrojo de NGC 7469 y de M82, considerada por muchos autores como el prototipo de las galaxias *starburst*.

Wilson *et al.* (1991) reportan mapas en radio (6 cm.), haciendo destacar que existe una intensa fuente compacta coincidente con el núcleo *Seyfert*. una imagen obtenida por estos autores se muestra en la Figura 4.4.2. Por último, Wilson *et al.* (1991) agregan que existe evidencia de emisión óptica y líneas de emisión provenientes de un anillo circunuclear. Asimismo, indican que con una tasa de supernovas estimada en aproximadamente 1 por año, se pueden predecir las luminosidades observadas de  $L_{FIR} \approx 2.6 \times 10^{11} L_{\odot}$ .

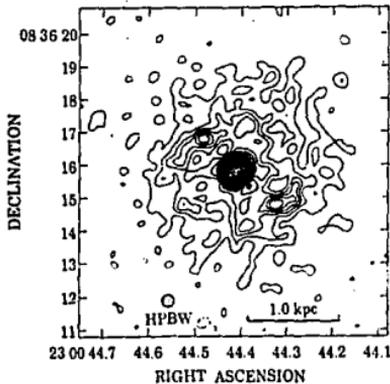


Fig. 4.4.2. Mapa en Radio, tomado de Wilson *et al.*(1991).

En 1992, Kotilainen *et al.* comentan que dado que este objeto ha sido reportado con grandes variaciones en su brillo (entre el 30 % y 200 %) por otros autores, ninguna ley de potencias puede ser ajustada para su espectro.

En relación con la morfología del núcleo de esta galaxia, en la Fig 4.4.3 mostramos la imagen en el filtro K. En esta figura podemos notar el gran parecido con la imagen óptica: un núcleo elongado en dirección ENE-WSW. Esta imagen fue obtenida con un tiempo de integración de 5 segundos. Es interesante notar que la emisión circumnuclear extendida de la que hablan Wilson *et al.* (1986) correspondiente a los  $10''$  de arco (3 kpc) centrales se nota claramente en nuestra imagen K (Fig 4.4.3) y se observa completamente quemada en la imagen óptica (Fig 4.4.1) de Arp (1966).

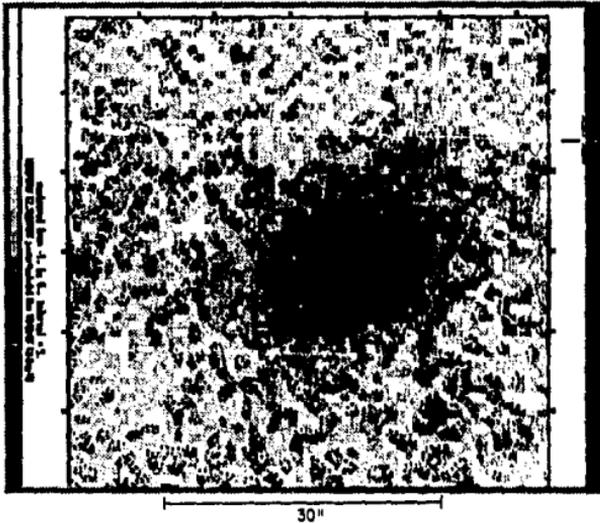


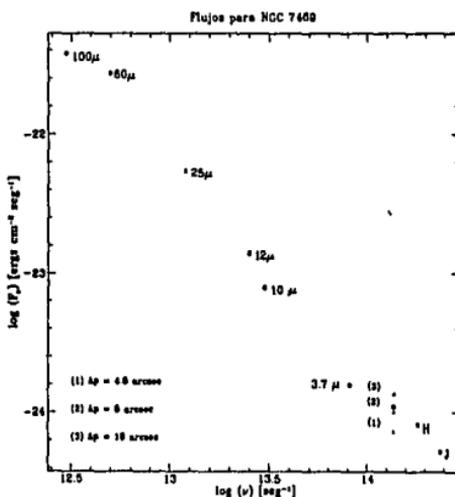
Figura 4.4.3. Imagen en K del núcleo de NGC 7469.

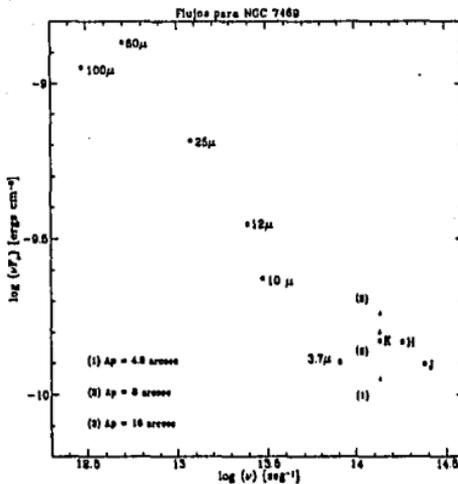
Los valores de la fotometría en el cercano infrarrojo dados por Carico *et al.* (1988) para una apertura de  $5''$  de arco son presentados en la Tabla 4.4.2, donde la columna 1 indica el filtro con el cual se observó, la columna 2 indica el flujo obtenido en mJy, y la columna 3 indica la referencia de donde fue tomado el valor en cuestión. Se incluyen además dos valores obtenidos por nosotros para las aperturas más cercanas a los  $5''$  de arco con que observaron Carico *et al.* (1988). Estos valores fueron obtenidos mediante el uso del paquete *apphot.phot* de IRAF. Además, se incluyen los valores dados por el satélite IRAS en las bandas 12, 25, 60 y  $100 \mu\text{m}$ . Estos valores son graficados en las Grafs. 4.4.1 y 4.4.2 ( $F_\nu$  vs  $\nu$  y  $\nu F_\nu$  vs  $\nu$  respectivamente).

Tabla 4.4.2.

Flujos de energía obtenidos con una apertura de 5" para NGC 7469, tomadas de Carico et al. (1983). Notas: (1)  $\Delta p = 4.8''$ . (2)  $\Delta p = 6.4''$

Filtro	$F_\nu$ (mJy)	Referencia
J	52.25	Carico et al. (1988)
H	81.18	Carico et al. (1988)
K	109.2	Carico et al. (1988)
K	71.43 <sup>(1)</sup>	Nosotros
K	87.24 <sup>(2)</sup>	Nosotros
3.7 $\mu\text{m}$ .	156.92	Carico et al. (1988)
10 $\mu\text{m}$ .	787.41	Carico et al. (1988)
12 $\mu\text{m}$ .	1410	IRAS
25 $\mu\text{m}$ .	5440	IRAS
60 $\mu\text{m}$ .	27200	IRAS
100 $\mu\text{m}$ .	37500	IRAS

Gráfica 4.4.1.  $F_\nu$  vs  $\nu$ .

Gráfica 4.4.2.  $\nu F_\nu$  vs  $\nu$ .

En la *Tabla 4.4.3* mostramos las magnitudes que encontramos para 20 aperturas diferentes a partir de las imágenes obtenidas durante Septiembre 14 de 1991. La columna 1 indica la apertura, en la columna 2 se indican las magnitudes, y en la columna 3 se indican las incertidumbres.

En cuanto a las correcciones por extinción de nuestra galaxia, de acuerdo con la ecuación (25) y con la *Tabla 4.4.1*, está dada por:

$$A_K = \frac{0.38 \times 0.12}{4.1} = 0.011$$

mientras que la extinción por corrimiento al rojo es (ver ec (26)):

$$K_{\text{corr}} = 3.3 z$$

con

$$z = \frac{v}{c} = \frac{4,916 \text{ km seg}^{-1}}{300,000 \text{ m k seg}^{-1}} = 0.016$$

por lo que

$$K_{corr} = 0.054$$

En las Tablas 4.4.3 y 4.4.4. se presentan los resultados corregidos ya por extinción y corrimiento al rojo.

Tabla 4.4.3.

Tabla 4.4.3. Magnitudes para NGC 7469, obtenidas con IRAF a diferentes aperturas.

Apertura (arcsec)	Magnitud K (K)	Error (mag)
1.6	11.44	± 0.006
3.2	10.28	± 0.004
4.8	9.87	± 0.004
6.4	9.65	± 0.004
8.0	9.51	± 0.005
9.6	9.42	± 0.005
11.2	9.33	± 0.006
12.8	9.28	± 0.006
14.4	9.23	± 0.007
16.0	9.20	± 0.008
17.6	9.17	± 0.008
19.2	9.14	± 0.009
20.8	9.12	± 0.010
22.4	9.10	± 0.011
24.0	9.09	± 0.012
25.6	9.07	± 0.013
27.2	9.06	± 0.014
28.8	9.06	± 0.015
30.4	9.05	± 0.016
32.0	9.05	± 0.018

Tabla 4.4.4.

Flujos de energía para NGC 7489, obtenidas con IRAF a diferentes aperturas.

Apertura (arcsec)	Flujo K (mJy)	Error Porcentual %
1.6	16.8	± 0.6
3.2	48.7	± 0.4
4.8	71.4	± 0.4
6.4	87.2	± 0.4
8.0	99.5	± 0.5
9.6	109.0	± 0.5
11.2	116.9	± 0.6
12.8	122.9	± 0.6
14.4	128.1	± 0.7
16.0	132.5	± 0.8
17.6	136.4	± 0.8
19.2	139.6	± 0.9
20.8	141.9	± 1.0
22.4	144.3	± 1.1
24.0	146.7	± 1.2
25.6	148.3	± 1.3
27.2	149.7	± 1.4
28.8	150.8	± 1.5
30.4	151.5	± 1.6
32.0	151.9	± 1.8

## 4.5. NGC 7592.-

El sistema NGC 7592 es un par interactuante. Las notas encontradas en NED, las cuales pertenecen al catálogo Morfológico de Galaxias (MCG), indican que el sistema es un par en contacto por medio de dos colas anchas, y que el brillo de ambas componentes es aproximadamente el mismo. Las posiciones respectivas del sistema son:

Tabla 4.5.1.

Datos Generales para NGC 7592. Tomados de NED.

Nombre de la fuente	Ascensión Recta (1950)	Declinación (1950)
1.- NGC 7592 W	$23^{\text{h}}15^{\text{m}}46.4^{\text{s}}$	$-04^{\circ}41'20''$
2.- NGC 7592 E	$23^{\text{h}}15^{\text{m}}46.9^{\text{s}}$	$-04^{\circ}41'33''$

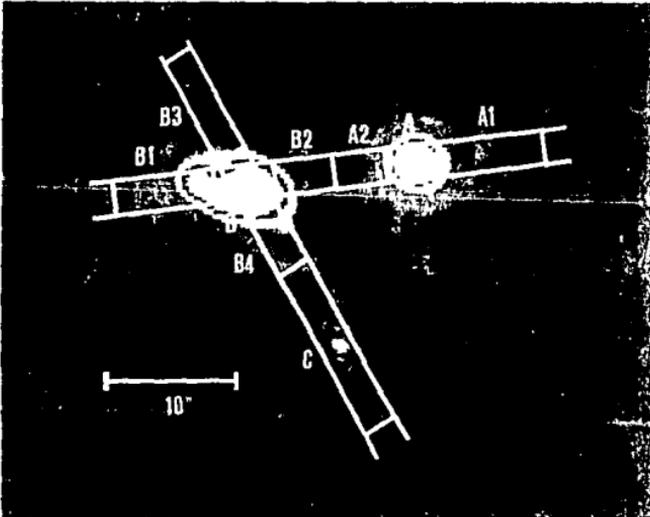


Fig. 4.5.1. Imagen del sistema NGC 7592, tomada de Rafanelli y Marziani (1992).

Este sistema es miembro de la Muestra de Galaxias Brillantes detectadas por el satélite IRAS. Tanto Bushouse (1990) como Rafanelli y Marziani (1992) presentan análisis morfológicos completos, basados en imágenes en el cercano infrarrojo (Bushouse, 1990), y en el óptico: filtros R y V (Rafanelli y Marziani, 1992). La discusión siguiente se basa en los comentarios que Bushouse hace sobre la morfología de la imagen en K, argumentando que estas imágenes son similares a las imágenes en R. Por su parte, Rafanelli y Marziani (1992) discuten la morfología en R, argumentando que es similar a la morfología en V.

En términos generales puede decirse del sistema que presenta dos grandes componentes, una al Oeste y otra al Este, ambas del mismo brillo aparente. Asimismo, existe una tercera componente, al Sur, la cual es más débil y pareciera tener características más

relacionadas con una gran región H II que con una galaxia. En ambos artículos (Bushouse, (1990) y Rafanelli y Marziani, (1992) se indica que este par presenta dos colas largas que se extienden sobre varios minutos de arco, las cuales emanan del lado Norte de la galaxia Oeste y del lado Suroeste de la galaxia Este.

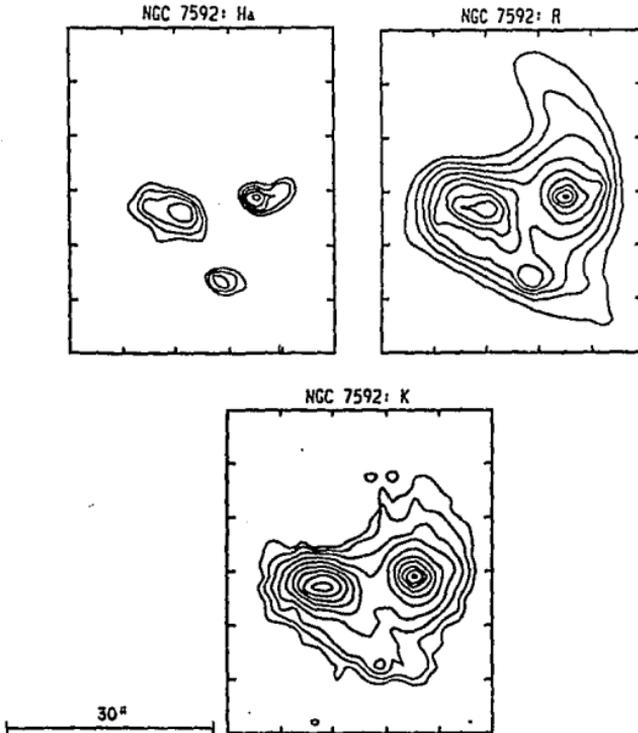


Fig 4.3.2. Imágenes de NGC 7592, tomadas de Bushouse (1990).

A partir de un análisis de las isofotas de las imágenes tanto en K como en R. (ver Fig 4.5.2), Bushouse concluye que para la componente Oeste (NGC 7592 W) la forma de éstas es aproximadamente circular, mientras que para la componente Este (NGC 7592 E) las isofotas son elípticas, concluyendo que la galaxia Oeste está siendo vista de frente, mientras que la galaxia Este es vista con un ángulo de inclinación de  $\sim 53^\circ$ . Asimismo, encuentra que algunas pequeñas diferencias en las características de las componentes vistas en las

imágenes K y R sugieren que hay una mayor presencia de polvo en la componente Este que en la componente Oeste, lo cual estaría confirmando que se trata de un objeto visto aproximadamente de canto. Estas diferencias consisten básicamente en la existencia de una mayor estructura a pequeña escala, para la imagen R que para la correspondiente imagen K, observadas en la galaxia Este. Asimismo, un complejo H II muy brillante localizado en la parte final de la cola que se extiende hacia el Suroeste de la galaxia Este es apenas visible en la imagen K, y tiene colores  $R - K \sim 1^{mag}$  más azules que sus alrededores. Por su parte, Rafanelli y Marziani (1992) afirman que un posible encuentro progrado entre las componentes Este y Oeste pudiera ser el responsable de las características morfológicas del sistema.

Rafanelli y Marziani (1992) encuentran evidencia de actividad tipo *starburst*, la cual ocurre simultáneamente con la actividad tipo *Seyfert*. Se sabe que este no es el único caso en el que una galaxia presente actividad de más de un tipo: NGC 7469, por ejemplo, también presenta actividad *starburst* y *Seyfert* simultáneamente, mientras que NGC 6764 presenta actividad tipo *Seyfert* y *Wolf-Rayet*, etc. (ver incisos dedicados a estos objetos).

Tabla 4.5.2.

Características de las componentes del sistema NGC 7592.

Sistema Interactuante Ngc 7592	
NGC 7592 W	
Velocidad de recesión ( $km\ s^{-1}$ )	7320
Tipo Seyfert	Seyfert 2
NGC 7592 E	
Velocidad de recesión ( $km\ s^{-1}$ )	7320
Tipo Morfológico	Región H II
Extinción Galáctica (B mag)	0.10

Una característica interesante que encuentran Raffanelli y Marziani (1992) sobre NGC 7592 es que la luminosidad de las líneas de emisión debidas a la actividad *starburst* en la componente Oeste (NGC 7592 W) es aparentemente mayor que la luminosidad de las líneas de emisión debidas a actividad tipo *Seyfert*. Asimismo, recalcan que el gas de

alta ionización responsable del carácter Seyfert del espectro de líneas muestra anchos de líneas comparables con las de las regiones H II de baja ionización, lo cual sugiere que la actividad *Seyfert* puede provenir de las mismas condiciones de las cuales proviene el fenómeno starburst.

Los flujos de este objeto en las bandas del cercano infrarrojo y el lejano infrarrojo se presentan en las *Tablas 4.5.3* y *4.5.4* para NGC 7592 A y B, y fueron tomados de Carico *et al.* (1988). Se incluyen además nuestros flujos en K para una apertura de 5 segundos de arco, y las gráficas correspondientes a estas *Tablas* se presentan en las *Grafs 4.5.1* y *4.5.2* para NGC 7592A y en las *Grafs 4.5.3* y *4.5.4* para NGC 7592B (en cada caso, la primera corresponde a  $F_\nu$  vs  $\nu$  y la segunda a  $\nu F_\nu$  vs  $\nu$ ).

Tabla 4.5.3.  
Flujos de energía para NGC 7592 A

Filtro	Flujo (mJy)	Referencia
J	6.34	Carico <i>et al.</i> (1988)
H	9.07	Carico <i>et al.</i> (1988)
K	8.59	Carico <i>et al.</i> (1988)
K	7.2	4.8" (Nosotros)
K	8.9	6.4" (Nosotros)
3.7 $\mu m$	8.39	Carico <i>et al.</i> (1988)
10 $\mu m$	54.98	Carico <i>et al.</i> (1988)
12 $\mu m$	360	IRAS
25 $\mu m$	1150	IRAS
60 $\mu m$	5470	IRAS
100 $\mu m$	8190	IRAS

La razón por la cual en la siguiente *Tabla*, correspondiente a NGC 7592 B no incluye los flujos IRAS se debe a que el satélite no fue capaz de resolver las dos regiones, de manera que los flujos a estas longitudes de onda deben tomarse como provenientes de la región que contiene a ambos núcleos.

Tabla 4.5.4.  
Flujos de energía para NGC 7592 B.

Filtro	Flujo (mJy)	Referencia
J	6.11	Carico <i>et al.</i> (1988)
H	8.42	Carico <i>et al.</i> (1988)
K	8.06	Carico <i>et al.</i> (1988)
K	7.1	4.8" (Nosotros)
K	9.4	6.4" (Nosotros)
3.7 $\mu\text{m}$	8.08	Carico <i>et al.</i> (1988)
10 $\mu\text{m}$	74.51	Carico <i>et al.</i> (1988)

En las Tablas 4.5.5, 6, 7 y 8 mostramos las magnitudes y flujos, junto con sus desviaciones estándar, para ambas componentes del sistema. En estas Tablas reproducimos los valores obtenidos para aperturas desde 1.6" hasta 12.8". En este caso particular, no tenía sentido reproducir aperturas mayores pues, como puede apreciarse en las Figs 4.5.1, 2 y 3 para aperturas muy grandes se tendría la contribución debida a la galaxia compañera.

Tabla 4.5.5.  
Magnitudes para NGC 7592 A, obtenidas con IRAF a diferentes aperturas

Apertura (arcsec)	Mag (K)	Error mag
1.6	13.72	$\pm 0.027$
3.2	12.72	$\pm 0.021$
4.8	12.35	$\pm 0.022$
6.4	12.13	$\pm 0.024$
8.0	11.97	$\pm 0.026$
9.6	11.84	$\pm 0.020$
11.2	11.74	$\pm 0.031$
12.8	11.64	$\pm 0.033$

Es interesante notar que en estas imágenes, de acuerdo con el catálogo MGC (Morphological Catalog of Galaxies, de Vorontsov-Beliaminov), se aprecia claramente cómo ambas componentes tienen aproximadamente el mismo brillo. Asimismo, Bushouse (1990) encuentra muy débil la región H II al sur del sistema, mientras que nosotros detectamos ligeramente un halo extendido que envuelve ambos núcleos A y B, y la región correspondiente al Sur, donde existe esta tercera componente. Un análisis interesante pudiera derivarse de imágenes en estos filtros para mayores tiempos de integración.

Tabla 4.5.6.

Magnitudes para NGC 7592 B, obtenidas con IRAF a diferentes aperturas

Apertura (arcsec)	Mag (K)	Error (mag)
1.6	14.19	0.041
3.2	12.94	0.026
4.8	12.38	0.023
6.4	12.07	0.023
8.0	11.88	0.025
9.6	11.75	0.027
11.2	11.67	0.030
12.8	11.60	0.033

Tabla 4.5.7.

Flujos de energía para NGC 7592 A, obtenidas con IRAF a diferentes aperturas

Apertura (arcsec)	Flujo K (mJy)	Error Porcentual %
1.6	2.1	± 2.7
3.2	5.1	± 2.1
4.8	7.2	± 2.2
6.4	8.9	± 2.4
8.0	10.3	± 2.6
9.6	11.6	± 2.9
11.2	12.7	± 3.1
12.8	35.2	± 3.3

Tabla 4.5.8.

Flujos de energía para NGC 7592 B, obtenidas con IRAF a diferentes aperturas

Apertura (arcsec)	Flujo K (Jy)	Error Porcentual %
1.6	1.3	$\pm 4.1$
3.2	4.2	$\pm 2.6$
4.8	7.1	$\pm 2.3$
6.4	9.4	$\pm 2.3$
8.0	11.2	$\pm 2.5$
9.6	12.6	$\pm 2.7$
11.2	13.5	$\pm 3.0$
$\geq 12.8$	36.5	$\pm 3.3$

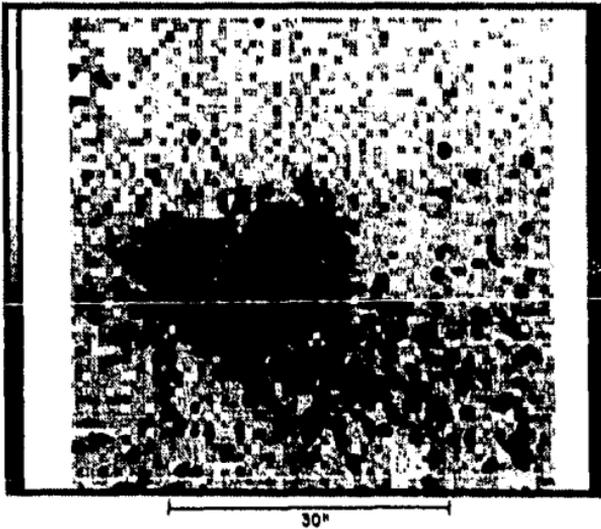


Figura 4.5.3. Imagen en K del núcleo de NGC 7592.

El cálculo de las correcciones de magnitud por extinción de la galaxia, de acuerdo con la ecuación (25), para el valor de extinción dado por la *Tabla 4.5.2*, es:

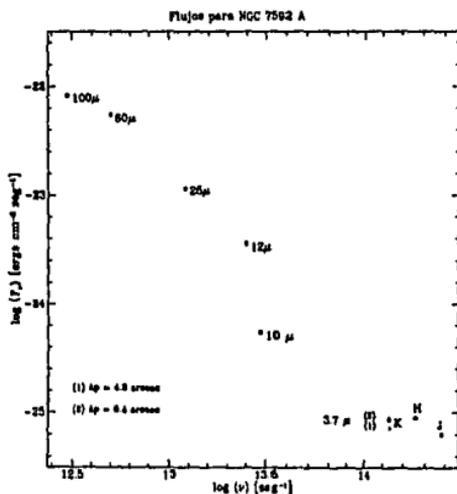
$$A_K = 0.009$$

Para el corrimiento al rojo tenemos, de acuerdo con las ecuaciones (26) y (27),

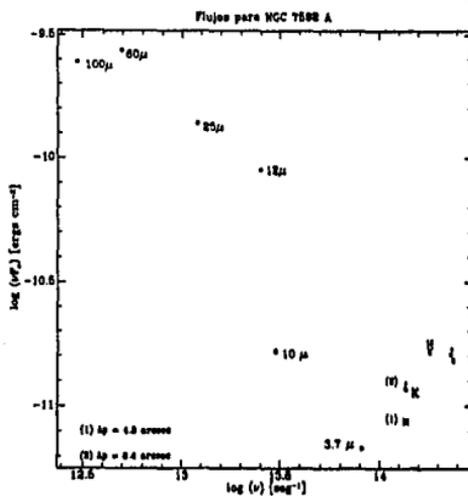
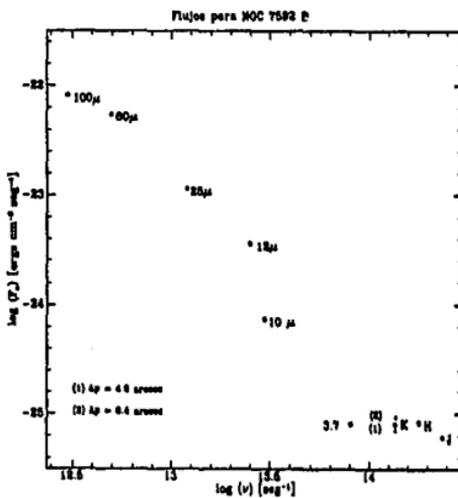
$$z = \frac{7,320 \text{ km seg}^{-1}}{300,000 \text{ km seg}^{-1}} = 0.024$$

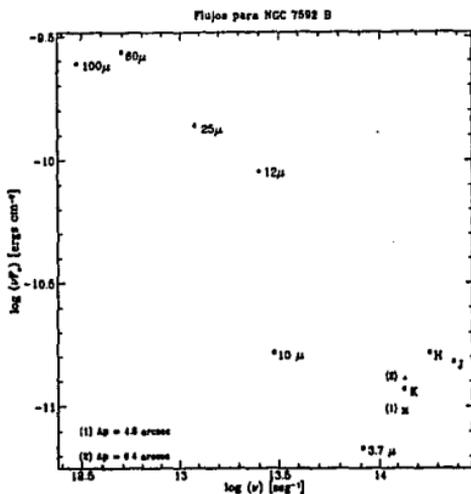
de donde

$$K_{\text{corr}} = 3.3 z = 0.08$$



Gráfica 4.5.1. DEE para NGC 7592 A ( $F_\nu$  vs  $\nu$ .)

Gráfica 4.5.2. DEE para NGC 7592 A ( $\nu F_\nu$  vs  $\nu$ .)Gráfica 4.5.1. DEE para NGC 7592 B ( $F_\nu$  vs  $\nu$ .)



Gráfica 4.5.2. DEE para NGC 7592 B ( $\nu F_\nu$  vs  $\nu$ .)

#### 4.6. NGC 7674.-

Esta galaxia ha sido catalogada por Markaryan y Lipovetskii (1973), como núcleo de galaxia comparativamente brillante, tipo SBc, cuyo núcleo, de acuerdo con su espectro, debe tener baja luminosidad con emisión en H $\alpha$ . Sus principales características pueden verse en la *Tabla 4.6.1*.

NGC 7674 es encontrada por varios autores como prototipo de galaxia *Seyfert 2*, después de NGC 1068. En un intento de distinguir entre actividad de tipo estelar y actividad de tipo *Seyfert*, Feldman *et al.* (1982) examinaron una muestra de galaxias activas cuyas líneas provienen del núcleo. Los autores encuentran que NGC 7674 es una galaxia *Seyfert 2* la cual tiene perfiles de líneas anchos y con estructura. Asimismo, añaden que aparentemente tiene flujos de líneas más brillantes que cualquier *Seyfert 2*, excepto que NGC 1068.

Desde 1966, Arp catalogó a esta galaxia como una galaxia peculiar. De acuerdo con Arp(1966) (ver Fig 4.6.1) y estudios posteriores (p. ej. Hickson *et al.* 1992), NGC 7674, junto con otros tres objetos, forman un grupo compacto, siendo ésta la galaxia más grande y brillante. La segunda que le sigue, (H96/b o bien NGC 7675) es una galaxia lenticular ubicada a  $2.4''$  (Laurikainen y Moles, 1988) y las dos restantes parecen ser galaxias enanas.

Tabla 4.6.1.

Datos generales de NGC 7674, tomados de NED, excepto (a) Hickson (82), y (b) Laurikainen y Moles (1988).

Ascensión Recta (1950)	$23^{\text{h}}25^{\text{m}}24.430''$
Declinación (1950)	$+08^{\circ}30'12.91''$
Diámetros (minutos de arco)	$1.1 \times 1.0$
Tipo Morfológico	SA(r)bc pec
Tipo Seyfert	Seyfert 2
Extinción Galáctica (B mag)	0.10
Velocidad de recesión ( $\text{km s}^{-1}$ )	$8861 \pm 45$
Corrimiento al rojo (Z)	0.0289
Otros nombres	ARP 182, MRK 533, UGC 12608
Membresía a algún grupo	H 96 <sup>(a)</sup>
Vel. promedio del grupo ( $\text{km s}^{-1}$ )	8850 <sup>(b)</sup>
Vel. de dispersión del grupo ( $\text{km s}^{-1}$ )	113 <sup>(b)</sup>

Por su parte, Mirabel (1982) reporta a NGC 7674 con un espectro H I que muestra "claramente dos características de absorción separables, corridas al azul respecto al perfil de emisión". Esta galaxia se ve de frente, (ver Fig 4.6.1) por lo que la característica de absorción corrida al azul puede indicar la presencia de nubes moviéndose hacia afuera del núcleo. De acuerdo con resultados de observaciones en 21 cm hechos por Mirabel (1982), estas nubes estarían acercándose con una velocidad de  $40 \text{ km s}^{-1}$ .

En 1988, Unger *et al.* (1988) encuentran para el núcleo de NGC 6764 observaciones de alta resolución en radio, utilizando arreglos interferométricos de base ancha como el VLBI y el VLA en el radio, así como observaciones espectroscópicas en el visible. Estos autores intentan determinar alguna correlación entre el perfil de las líneas ópticas

asimétricas respecto al azul y a la emisión en radio, con el propósito de confirmar si las líneas de emisión ópticas son producidas en nubes que, de acuerdo con el espectro, estarían siendo eyectadas por radio-jets. En principio, se puede esperar que un lóbulo compacto, el cual puede ser detectado en radio, produzca una onda de choque en el medio ambiente comprimiendo y acelerando al gas y entonces puedan ser detectadas las líneas en el óptico.

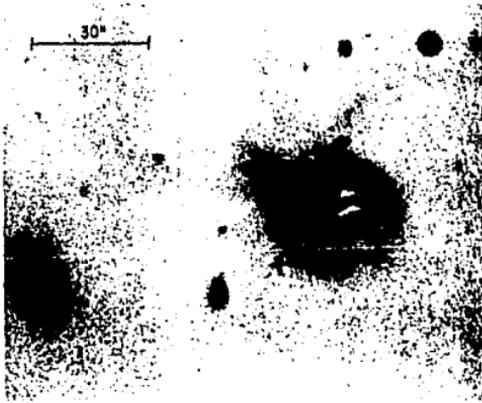


Figura 4.6.1. Fotografía tomada de Arp (1966).

NGC 7674 presenta emisión extendida hasta unos 9 kpc. De acuerdo al análisis espectral de Laurikainen y Moles (1988), la emisión extendida de esta galaxia se parece a la de una región II II de baja excitación, pero es una de las galaxias más brillantes en el lejano infrarrojo, 2 veces más que NGC 1068, por lo que es incluida en las muestras de galaxias *IRAS* superluminicas (Carico *et al.* 1988). Asimismo, Condon (1980) la cataloga como una galaxia de fuerte emisión en radio.

Por su parte, Carico *et al.* (1988) encuentran flujos entre 1 y 10  $\mu\text{m}$ . En la siguiente *Tabla* presentamos estos flujos, junto con los flujos *IRAS* y nuestro valor en K para la apertura correspondiente.

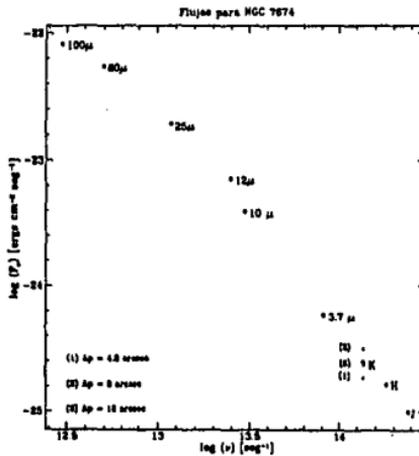
Los valores dados en la *Tabla 4.6.2* corresponden a valores de flujo en miliJanskys, y dado que las aperturas con las que observan estos autores son de 5" de arco, nuestro valor más cercano en apertura, 4.8, es el tabulado aquí. La distribución espectral de energía

correspondiente se muestra en las *Figs 4.6.2 y 3*. En estas *Figuras*, es evidente que hay un crecimiento constante de la energía irradiada a longitudes de onda grandes. Entre  $1.25 \mu\text{m}$  y  $25 \mu\text{m}$  puede decirse que hay una sola pendiente, de aproximadamente  $\simeq 1.5$ , valor que concuerda con lo esperado para galaxias tipo *Seyfert 2*.

Tabla 4.6.2.

## Flujos de energía para NGC 7674

Filtro	Flujo (mJy)	Referencia
J	9.96	Carico <i>et al.</i> (1988)
H	16.5	Carico <i>et al.</i> (1988)
K	24.79	Carico <i>et al.</i> (1988)
K	18.4	Nosotros
$3.7 \mu\text{m}$	59.11	Carico <i>et al.</i> (1988)
$10 \mu\text{m}$	394.64	Carico <i>et al.</i> (1988)
$12 \mu\text{m}$	720	IRAS
$25 \mu\text{m}$	1930	IRAS
$60 \mu\text{m}$	5470	IRAS
$100 \mu\text{m}$	8190	IRAS

Gráfica 4.6.1.  $F_\nu$  vs  $\nu$ .

En la *Tabla 4.6.3* presentamos los valores obtenidos para la fotometría de multiapertura.

**Tabla 4.6.3.**  
Magnitudes para NGC 7469, obtenidas con IRAF a diferentes aperturas.

Apertura (arcsec)	Mag K	Error (mag)
1.6	12.56	$\pm 0.008$
3.2	11.62	$\pm 0.007$
4.8	11.34	$\pm 0.008$
6.4	11.19	$\pm 0.009$
8.0	11.10	$\pm 0.010$
9.6	11.01	$\pm 0.012$
11.2	10.94	$\pm 0.013$
12.8	10.87	$\pm 0.014$
14.4	10.82	$\pm 0.016$
16.0	10.75	$\pm 0.017$
17.6	10.70	$\pm 0.018$
19.2	10.66	$\pm 0.020$
20.8	1.63	$\pm 0.021$
22.4	10.59	$\pm 0.023$
24.0	10.56	$\pm 0.025$
25.6	10.55	$\pm 0.027$
27.2	10.53	$\pm 0.029$
28.8	10.51	$\pm 0.031$
30.4	10.50	$\pm 0.034$
32.0	10.50	$\pm 0.036$

En las *Fig 4.6.2* mostramos un mapa de isocontornos para este objeto. En cuanto a la estructura no puede decirse mucho. El núcleo es ligeramente elongado en dirección Este-Oeste. La escala de placa se muestra en dicha *Figura*, y puede compararse con la *Fig 4.6.1*, notando que la región emisora corresponde a la región central únicamente.

Tabla 4.6.4.

Flujos de energía para NGC 7674, obtenidas con IRAF a diferentes aperturas.

Apertura (arcsec)	Flujo K (mJy)	Error Porcentual %
1.6	6.0	± 6.57
3.2	14.2	± 6.53
4.8	18.4	± 6.55
6.4	21.0	± 6.58
8.0	23.1	± 6.62
9.6	24.9	± 6.67
11.2	26.6	± 6.73
12.8	28.3	± 6.79
14.4	29.8	± 6.86
16.0	31.6	± 6.95
17.6	33.1	± 7.04
19.2	34.4	± 7.13
20.8	35.5	± 7.28
22.4	36.7	± 7.42
24.0	37.7	± 7.59
25.6	38.2	± 7.83
27.2	39.0	± 8.07
28.8	39.6	± 8.38
30.4	39.8	± 8.74
32.0	39.9	± 9.25

Las magnitudes presentadas en las Tablas 4.6.2 y 4.6.3 están corregidas por extinción de polvo en nuestra galaxia y por corrimiento al rojo. Para la extinción por polvo, de la ecuación (25) tenemos:

$$A_K = \frac{0.38 \times A_B}{4.1} \quad (1)$$

En la Tabla 4.6.1 tenemos la extinción  $A_B = 0.1$ , por lo que, sustituyendo:

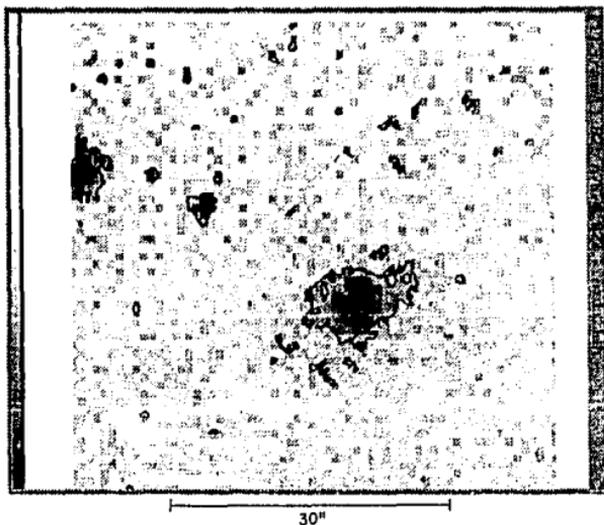
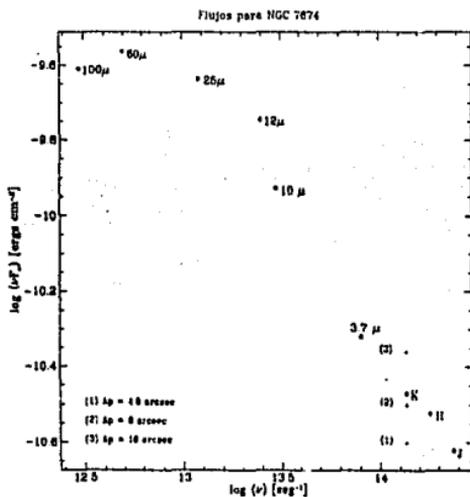


Figura 4.6.2. Imagen en K del núcleo de NGC 7674.



Gráfica 4.6.2.  $\nu F_\nu$  vs  $\nu$ .

$$A_K = 9.3 \times 10^{-3}$$

Las correcciones por corrimiento al rojo se hace mediante la ecuación (26), donde  $z$  está dado por la ecuación (27):

$$z = \frac{v}{c} = \frac{8,861 \text{ km seg}^{-1}}{300,000 \text{ km seg}^{-1}} = 0.0295$$

$$K_{\text{corr}} = 3.3 z = 0.0974$$

#### 4.7 NGC 7714

Este objeto ha sido sometido a numerosas observaciones y cuenta con una amplia gama de referencias en la literatura. En 1966, Arp la incluye en su catálogo como un par interactuante (Arp 284) junto con NGC 7715. En la Fig. 4.7.1 puede verse dicho par. De acuerdo con Weedman *et al.* (1981), NGC 7714 es el prototipo de un núcleo *starburst* con una tasa de 1 supernova al año (debe haber aproximadamente  $\sim 10^4$  remanentes de supernova dentro de un radio de unos  $\sim 280$  parseca).

A gran escala, esta galaxia posee las siguientes características morfológicas (ver Fig 4.7.1): una galaxia de disco distorsionada, con un semianillo del lado este (1), y tres colas: dos al suroeste (una dentro de otra) (2) y (3) y otro más al noroeste (4). Asimismo, puede verse un puente entre NGC 7714 y su compañera, NGC 7715 (5), y una cola más al este de NGC 7715 (6). Las características generales se presentan en la Tabla 4.7.1.

NGC 7714 tiene intensas líneas de emisión, pero sin el ensanchamiento característico de las galaxias *Seyfert*, así como un núcleo azulado, y flujos en el lejano infrarrojo como evidencia de una inusual actividad en el núcleo. Las líneas delgadas y el azul intenso pudiera ser el efecto de una gran cantidad de estrellas calientes (Weedman *et al.*, 1981). Por su parte, Condon (1980) encuentra un espectro en radio característico de remanentes de supernova.



Fig 4.7.1. Ngc 7714 (Oeste) y NGC 7715 (Este). Fotografía tomada de Arp (1966).

Las luminosidades en r-X encontradas para NGC 7714, de acuerdo con Weedman *et al.* (1981), son del orden de  $L_x = 6 \times 10^{40} \text{ erg seg}^{-1}$ , que comparados con los  $10^{44} \text{ erg seg}^{-1}$  típicos de las galaxias *Seyfert* (ver *Tabla 1.1*), quedan todavía muy por abajo de lo que es una galaxia activa propiamente hablando.

En los mapas de radio de 6 cm realizados en el VLA por Weedman *et al.* (1981) se resuelve claramente el núcleo, mostrando 2 componentes débiles en el centro (ver Fig 4.7.2).

De acuerdo con estos autores, un indicador característico para la actividad de tipo *starburst* son las líneas de emisión fuertes, las cuales son explicables si pensamos que las

estrellas calientes son las fuentes de ionización. Asimismo, hay evidencia indirecta de estrellas calientes altamente masivas por medio del espectro ultravioleta: la absorción de las líneas de Si y de C IV está asociada con el flujo de masa hacia afuera de las estrellas de tipo O, corridas al azul por  $500 \text{ km s}^{-1}$  para el C IV y  $1,000 \text{ km s}^{-1}$  para el Si, valores esperados de velocidades de materia fluyendo hacia el observador de las superficies de estrellas calientes.

Tabla 4.7.1.  
Datos generales de NGC 7714, tomados de NED.

Ascensión Recta (1950)	$23^{\text{h}}33^{\text{m}}40.588^{\text{s}}$
Declinación (1950)	$+01^{\circ}52'42.33''$
Diámetros (minutos de arco)	$1.9 \times 1.4$
Tipo Morfológico	SB(s)b: pec
Tipo Seyfert	Seyfert 2
Extinción Galáctica (B mag)	0.15
Velocidad de recesión ( $\text{km s}^{-1}$ )	2799
Otros nombres	ARP 284, VV 051a MRK 538, UGC 12699

Al parecer los datos obtenidos para rayos-X, óptico, ultravioleta y radio, son consistentes con la interpretación de la luminosidad en el núcleo como consecuencia de una formación intensa de estrellas (Weedman *et al.* 1981); y como veremos más adelante, los modelos de interacción entre NGC 7714 y NGC 7715, apoyan esta idea. Weedman *et al.* (1981) proponen a NGC 7714 como el prototipo de una galaxia *starburst* debido a dos razones: la primera porque es visible en todas las longitudes de onda; la segunda porque de los núcleos *starburst* conocidos, el de NGC 7714 es el ópticamente más brillante y su luminosidad puede ser completamente explicada por modelos de intensa formación estelar.

Por otra parte, en un estudio de galaxias activas de 1 a  $20 \mu\text{m}$  realizado por Lawrence *et al.* (1985), las medidas para NGC 7714 en el cercano infrarrojo tienen la forma típica del infrarrojo de una galaxia *starburst*: en los filtros J, H, K y L aproximadamente planos; y aunque para NGC 7714 no están determinados, los flujos en las bandas N y Q de galaxias *Starburst* presentan un aumento en el flujo de energía. Lawrence *et al.* (1985) indican que probablemente este espectro sea el resultado de la combinación de emisión estelar y emisión térmica debida al polvo calentado por las estrellas. Los flujos en las bandas J, H,

K y L para una apertura de  $8''$ , determinados por estos autores se presentan en la siguiente *Tabla*, incluimos en ellas los flujos para las bandas del lejano infrarrojo observados con el satélite IRAS y nuestro valor para  $8''$  en la banda K.

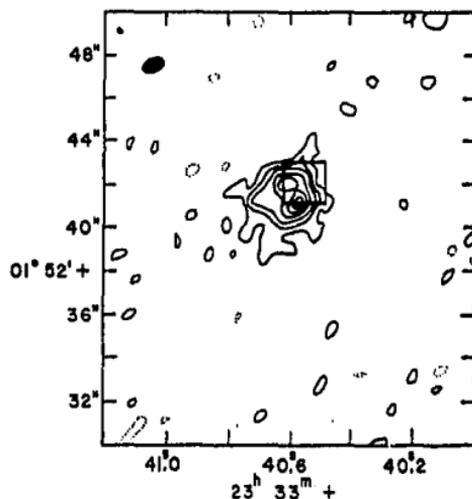


Fig. 4.7.2. Mapa en Radio para NGC 7714. tomado de Woodman et al (1981).

Tabla 4.7.2.

Flujos de energía para NGC 7714.

Filtro	Flujo (miliJy)	Referencia
J	24.8	Lawrence et al. (1985)
H	29.9	Lawrence et al. (1985)
K	26.1	Lawrence et al. (1985)
K	24.21	Nosotros
L	24.4	Lawrence et al. (1985)
$12 \mu\text{m}$	500	IRAS
$25 \mu\text{m}$	2810	IRAS
$60 \mu\text{m}$	11070	IRAS
$100 \mu\text{m}$	10920	IRAS

Un estudio muy útil para nosotros es el realizado por Bushouse y Werner (1990), pues obtienen imágenes en J, H, K, R y H $\alpha$  de varias galaxias interactuantes, entre otras, NGC 7714; y con un sistema fotométrico similar al nuestro: un telescopio de 2.1 metros, con una cámara infrarroja de 58 X 62 elementos de In Sb, una distancia focal de  $f/15$ , imágenes de  $47'' \times 44''$ , escala de placa de  $0.76'' \text{ pix}^{-1}$  y un seeing de entre 1.2 y 1.8. Comparando las características del sistema fotométrico de Bushouse y Werner (1990) con las de nuestro sistema fotométrico (ver capítulo 3), es evidente que la verificación de nuestros resultados será muy valiosa.

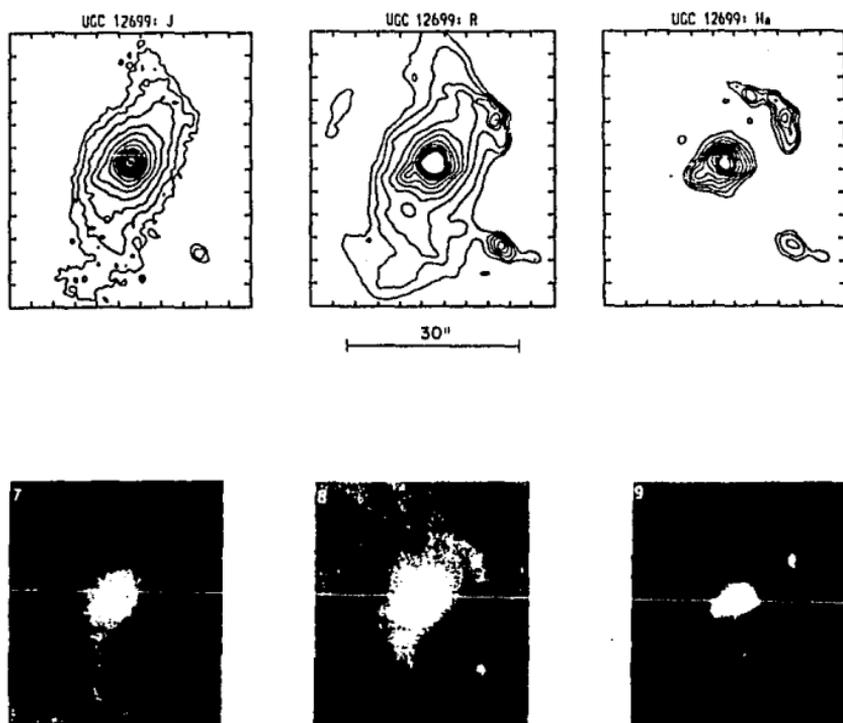


Fig 4.7.3. Imágenes de NGC 7714 tomadas de Bushouse y Werner (1990).

Tabla 4.7.3.

Magnitudes para NGC 7714, obtenidas con IRAF a diferentes aperturas.

Apertura (arcsec)	Mag (K)	Error (mag)
1.6	12.73	± 0.012
3.2	11.73	± 0.009
4.8	11.36	± 0.010
6.4	11.17	± 0.011
8.0	11.04	± 0.012
9.6	10.94	± 0.013
11.2	10.87	± 0.015
12.8	10.81	± 0.016
14.4	10.76	± 0.018
16.0	10.73	± 0.020
17.6	10.70	± 0.022
19.2	10.67	± 0.024
20.8	10.65	± 0.027
22.4	10.63	± 0.029
24.0	10.61	± 0.032
25.6	10.60	± 0.034
27.2	10.59	± 0.037
28.8	10.59	± 0.041
30.4	10.60	± 0.045
32.0	10.61	± 0.049

En la Fig 4.7.3-a presentamos la imagen de NGC 7714 en tres bandas: J, R y H  $\alpha$  obtenidas por Bushouse y Werner (1990). La contraparte de las imágenes de estas galaxias en isocontornos puede verse en la Fig 4.7.3b. Es fácil notar como para la imagen en J la estructura es suave y difusa. Esta es una característica típica de las imágenes de galaxias en el cercano infrarrojo. Asimismo, en el filtro H $\alpha$  pueden notarse las regiones H II al suroeste y noroeste de la galaxia. La primera, siendo un complejo muy luminoso, alcanza a detectarse inclusive en el filtro J. De acuerdo con estos autores, una de las características más importantes de las imágenes en el cercano infrarrojo, es la existencia del semi-anillo largo localizado al este de la galaxia, el cual tiene índices de color similares a los del disco

de la galaxia. Una conclusión básica respecto a esto es el hecho de que este anillo no tiene población joven distinguible en el infrarrojo. Más adelante regresaremos a este punto.

Tabla 4.7.4.

Flujos de energía para NGC 7469, obtenidas con IRAF a diferentes aperturas.

Apertura (arcsec)	Flujo K (Jy)	Error Porcentual %
1.6	5.1	± 1.2
3.2	12.9	± 0.9
4.8	18.1	± 1.0
6.4	21.4	± 1.1
8.0	24.2	± 1.2
9.6	26.6	± 1.3
11.2	28.4	± 1.5
12.8	30.0	± 1.6
14.4	31.3	± 1.8
16.0	32.4	± 2.0
17.6	33.3	± 2.2
19.2	34.1	± 2.4
20.8	34.8	± 2.7
22.4	35.3	± 2.9
24.0	36.0	± 3.2
25.6	36.5	± 3.4
27.2	36.8	± 3.7
28.8	36.7	± 4.1
30.4	36.3	± 4.5
32.0	36.2	± 4.9

Recientemente se ha comenzado a hablar de galaxias con característica de emisión Wolf-Rayet. En 1991, Conti incluye a NGC 7714 como galaxia de este tipo, pues presenta la débil característica de emisión He II  $\lambda 4686$ . Dado el hecho de que la NGC 7714 es el prototipo de *galaxia starburst*, la confirmación de existencia de estrellas tipo Wolf-Rayet en esta galaxia es de suma importancia.

En un modelo de evolución propuesto por Smith y Wallin (1992) sobre el sistema Arp 284, se predice en buena aproximación la morfología del mismo y el campo de velocidades del gas. Lo sorprendente en este caso es la gran simplificación: un modelo de tres cuerpos, con dos masas puntuales rodeadas de partículas de prueba sin masa distribuidas alrededor de las masas puntuales de acuerdo a un perfil de disco. Con este modelo, Smith y Wallin (1992) reproducen la morfología y la cinemática del sistema - suponiendo que la velocidad de las estrellas es similar a la velocidad medida en 21 cm para el hidrógeno neutro - proponiendo una colisión retrógrada entre dos masas diferentes.

Un dato importante que comentan estos autores es el hecho de que el encuentro se produce cerca de la orilla del disco ( $r_{\min} = 0.85 \pm 0.2$ ), y las compresiones radiales formadas pueden no ser suficientemente intensas como para producir formación estelar en el anillo (1) (ver Fig 4.7.1), hecho que es confirmado por las observaciones en el cercano infrarrojo hechas por Bushouse (1990).

Por su parte, Yoshiaki *et al.* (1993) señalan que la interacción entre estas galaxias forma un potencial gravitacional ovalado - o barrado - el cual produce una barra en la región interior de la galaxia. Es debido a esta barra que una onda de choque se produce en el gas interestelar de esta galaxia, convirtiéndose en una rápida acreción hacia el centro, e induciendo formación de estrellas masivas.

Asimismo, en base a observaciones de CO(1-0) sobre una muestra de galaxias interactuantes entre las que se encuentran NGC 7714 y NGC 7715, Yoshiaki *et al.* (1993) concluyen que la cantidad de gas molecular en el centro no está afectado significativamente por la interacción, pero que tanto la tasa de formación estelar como la eficiencia de la misma sí se encuentran significativamente afectadas por el grado de interacción entre los objetos.

Las imágenes obtenidas durante Septiembre de 1991 en San Pedro Mártir, (ver Fig 4.7.4) pueden compararse con las imágenes de Bushouse y Werner (1990) (Fig 4.7.3). Notamos que nosotros, una vez más, no detectamos emisión extendida a causa de los tiempos de exposición cortos. Sin embargo, podemos notar una ligera elongación del núcleo en dirección SSE-NNO tanto en las imágenes J y R de Bushouse y Werner (1990) como en nuestras imágenes. Las escalas de placa son similares, y se muestran en ambas Figuras.

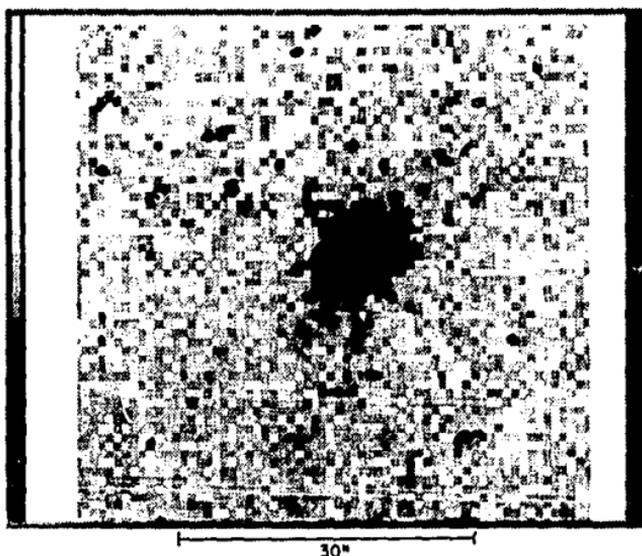


Figura 4.7.4. Imagen en K del núcleo de NGC 7714.

Los datos de la fotometría de multiapertura realizada en el presente trabajo se muestran en la *Tabla 4.7.3* y *4*. De nuevo, podemos notar que la mayor parte de la emisión proviene del núcleo. No existen grandes variaciones de flujo para más de 8 segundos de arco. Asimismo, la distribución espectral de energía para este objeto se grafica en las *Gráficas 4.7.1* y *4.7.2*. Puede notarse en dichas *Figuras* que de nuevo hay emisión similar a la de cuerpo negro, con un máximo local cerca de J.

Por último, calculamos la extinción por corrimiento al rojo y por el polvo de nuestra galaxia. Para el primero, de las ecuaciones (26) y (27) tenemos:

$$z = \frac{v}{c} = \frac{2,799}{300,000} = 0.009$$

por lo que

$$K_{corr} = 3.3 z = 0.031$$

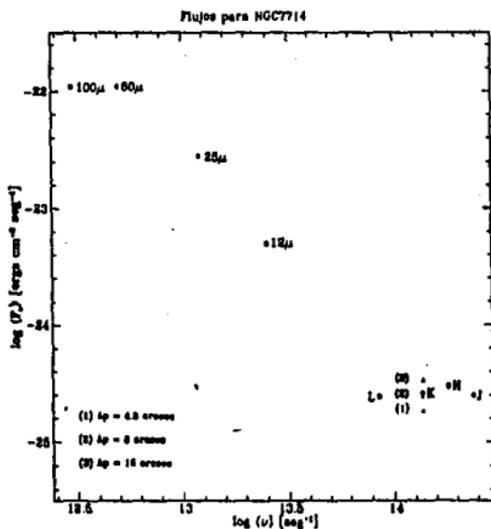
Para las correcciones por polvo de nuestra galaxia, de acuerdo con la ecuación (24) tenemos:

$$A_K = \frac{0.38 \times A_B}{4.1} \quad (2)$$

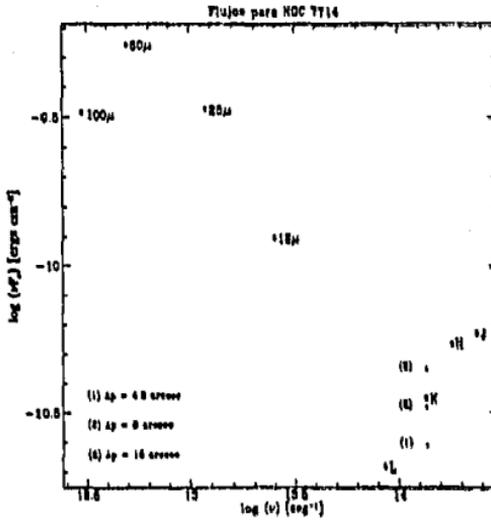
y, de acuerdo con los datos dados en la *Tabla 4.7.1*,

$$A_K = 0.013$$

Estos valores se han tomado en cuenta en las *Tablas 4.7.3 y 4*.



Gráfica 4.7.1.  $F_\nu$  vs  $\nu$ .



#### 4.8. ARP 102.-

Mientras que para los siete objetos presentados anteriormente se encontró una cantidad de referencias considerable, para este objeto únicamente fueron localizadas en NED tres referencias. ARP 102 es un par interactuante, cuyas posiciones se presentan en la siguiente *Tabla*:

**Tabla 4.8.1.**  
Posiciones para el sistema Arp 102, tomadas de NED.

Nombre de la fuente	Ascensión Recta (1950)	Declinación (1950)
1 ARP 102 A	17 <sup>h</sup> 17 <sup>m</sup> 36.3 <sup>s</sup>	+49°01'50"
2 ARP 102 B	17 <sup>h</sup> 18 <sup>m</sup> 06.0 <sup>s</sup>	+49°03'30"

En su atlas de galaxias interactuantes, Arp (1966) comenta que el sistema presenta características morfológicas débiles, las cuales están distorsionadas y fragmentadas. La galaxia ARP 102 A es una galaxia elíptica, mientras que ARP 102 B es una espiral. Una fotografía del sistema se presenta en la *Figura 4.8.1* y sus características principales en la siguiente tabla, obtenida de NED.

Las referencias encontradas no nos permiten decir mucho más en relación a la galaxia ARP 102 A, la componente elíptica. Respecto a la componente espiral, ARP 102 B, encontramos algunas cosas interesantes: en un artículo reciente, Cassidi y Raine (1993) clasifican los perfiles de líneas de emisión de este objeto. Al parecer, esta galaxia presenta un doble pico en sus líneas de emisión. Dichos perfiles son atribuidos generalmente a discos de emisión, cuyas líneas se separan debido al efecto de rotación cuando son vistos de canto, y la separación entre los picos rojo y azul es atribuida a la velocidad de rotación del disco en la región más externa de emisión.

Tabla 4.8.2.  
Características de Arp 102a, tomados de NED.

ARP 102 A	
Diámetros (arc sec)	0.9 × 0.7
Tipo morfológico	E0
Tipo de Actividad	<i>Seyfert 1</i>
Velocidad de recesión ( $km\ s^{-1}$ )	~ 7250
Extinción Galáctica (B mag)	0.06
ARP 102 B	
Diámetros (arc sec)	0.8 × 0.5
Tipo morfológico	SABb pec
Velocidad de recesión ( $km\ s^{-1}$ )	~ 7182
Tipo de Actividad	<i>LINER-BLRG</i>

Un perfil de este tipo no presenta gran problema de interpretación. La cuestión fundamental en este caso se debe a que este perfil es temporal: se ha detectado que el pico azul llega a desaparecer por completo a bajos flujos de continuo. El interpretar la

dependencia temporal de estos perfiles es un problema abierto hoy en día, y de acuerdo con Cassidi y Raine, quienes determinan las propiedades del hipotético disco, esta dependencia temporal debe tener origen fuera del disco mismo.

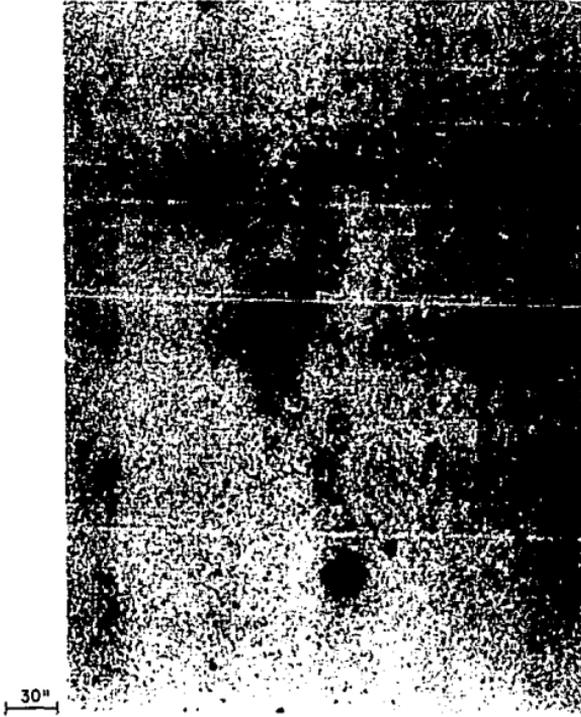


Fig. 4.8.1. Imagen de ARP 102, tomada de Arp (1966).

Las observaciones de este objeto realizadas durante la temporada de Septiembre de 1991 corresponden a ARP 102 A, es decir, a la galaxia elíptica, la cual presenta actividad de tipo Seyfert. La galaxia espiral (ARP 102B) es considerablemente más débil, ( $\sim 15^{\text{mag}}$ ) lo cual está por debajo del límite de detección de la cámara infrarroja (ver Capítulo 3). Para este objeto, las magnitudes y flujos se presentan a continuación *Tablas 4.8.3 y 4*. Como se mencionó anteriormente, para este objeto se encontraron únicamente tres referencias,

en las cuales no se encontraron magnitudes ni flujos. Es por esta razón que en el presente trabajo no se presentan comparaciones de estas, ni distribuciones espectrales de energía.

En la *Tabla 4.8.3* y *4.8.4* presentamos los flujos de energía para este objeto obtenidos para la banda K a 20 aperturas diferentes.

**Tabla 4.8.3.**

Magnitudes para Arp 102, obtenidas con IRAF a diferentes aperturas.

Apertura (arcsec)	Mag (K)	Error %
1.6	13.90	± 0.018
3.2	12.79	± 0.013
4.8	12.36	± 0.013
6.4	12.12	± 0.014
8.0	11.96	± 0.015
9.6	11.86	± 0.016
11.2	11.77	± 0.018
12.8	11.70	± 0.020
14.4	11.60	± 0.022
16.0	11.63	± 0.024
17.6	11.60	± 0.027
19.2	11.57	± 0.029
20.8	11.56	± 0.032
22.4	11.55	± 0.036
24.0	11.55	± 0.039
25.6	11.59	± 0.045
27.2	11.61	± 0.050
28.8	11.64	± 0.056
30.4	11.66	± 0.062
32.0	11.68	± 0.068

En un artículo publicado en 1983 sobre ARP 102 B, Stauffer, Schild y Keel indican que el espectro de líneas de emisión se parece al de una BLRG (*Broad Line Radio Galaxy*), aunque difiere de estas porque la contribución de una fuente de ley de potencias a su continuo óptico es menor a lo usual. Igualmente, las líneas de emisión de baja ionización

son más fuertes que lo acostumbrado para las NLRG (*Narrow Line Radio Galaxy*). De acuerdo con estos autores, esta galaxia pudiera estar en un estado transitorio entre una galaxia tipo *LINER* y una tipo *BLRG*.

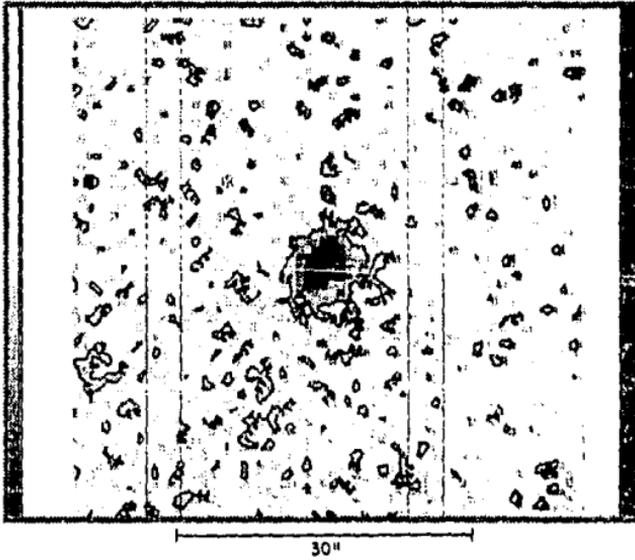


Figura 4.8.2. Imagen en K del núcleo de ARP 102.

Para este objeto, las correcciones de magnitud por extinción de la galaxia fueron, de acuerdo con la ec (24) y con los datos dados en la *Tabla 4.7.2*,

$$A_K = 0.006$$

Asimismo, la corrección por corrimiento al rojo, de acuerdo con las ecuaciones (26) y (27) es:

$$z = \frac{v}{c} = \frac{7,245}{300,000} = 0.02415$$

de donde

$$K_{corr} = 3.3 z = 0.0797$$

Tabla 4.8.4.

Flujos de energía para Arp 102, obtenidas con IRAF a diferentes aperturas.

Apertura (arcsec)	Flujo K (mJy)	Error Porcentual %
1.6	1.7	± 1.8
3.2	4.9	± 1.3
4.8	7.2	± 1.3
6.4	9.0	± 1.4
8.0	10.4	± 1.5
9.6	11.4	± 1.6
11.2	12.4	± 1.8
12.8	13.2	± 2.0
14.4	13.7	± 2.2
16.0	14.2	± 2.4
17.6	14.5	± 2.7
19.2	14.9	± 2.9
20.8	15.1	± 3.2
22.4	15.1	± 3.6
24.0	15.1	± 3.9
25.6	14.6	± 4.5
27.2	14.3	± 5.0
28.8	14.0	± 5.6
30.4	13.7	± 6.2
32.0	13.5	± 6.8

En la *Figura 4.8.3* presentamos el mapa de este objeto en el filtro K, mientras que las magnitudes y flujos de energía en el filtro K para 20 aperturas diferentes se presentan en las *Tablas 4.8.1* y *4.8.2*.

## Conclusiones.-

Si bien la muestra de galaxias presentada en este trabajo es pequeña, algunos puntos importantes pueden señalarse:

De las 8 galaxias estudiadas, en cuatro casos encontramos estructura del núcleo similar a la estructura de su contraparte óptica, o a la estructura en el cercano infrarrojo publicada por otros autores. Sin embargo, en ningún caso fue posible encontrar emisión extendida. Sabemos que para  $n$  frames diferentes la suma de estos produce un incremento proporcional a  $n$  en la intensidad de un objeto, mientras que produce un incremento proporcional a  $\sqrt{n}$  en el ruido. Por esta razón se sumaron las imágenes con la intención de encontrar emisión extendida, pero no fue posible detectarla debido primordialmente a que la emisión extendida es considerablemente más débil, lo cual dificulta su detección en intervalos de integración cortos y al hecho de que esta estructura se vuelve más difusa aún debido al efecto del *seeing* atmosférico.

En el caso de NGC 6814 (ver *Figs 4.2.1 y 4*), el núcleo presenta la misma elongación en dirección NNE-SSW que la contraparte óptica. Nuestra imagen en K presenta además otras dos características similares: por un lado, las regiones más brillantes que se encuentran justo al Norte del núcleo y que pertenecen al brazo espiral que emana de esta región parecen detectarse en nuestra imagen, aunque esto en realidad está justo por encima del nivel del ruido. Una característica detectada de manera más confiable es lo que pudiera ser una región H II que parece formar parte del mismo brazo espiral y que se encuentra unos 30" de arco al Oeste del núcleo (ver *Figs*).

En el caso de NGC 7469 (ver *Figs 4.4.1 y 3*), encontramos igualmente una elongación del núcleo; en este caso en dirección ENE-WSW. Claramente la mayor emisión en K se concentra en la región central de este núcleo (ver *Fig 4.2.4*). En este caso vale la pena señalar que contamos tan solo con 2 imágenes, una de 1 seg y otra de 5 seg de tiempo de integración. En la primera, el núcleo no parece estar tan elongado como en la segunda, y desde luego, el número de cuentas fue considerablemente más bajo. La imagen presentada aquí fue la de 5 segundos, *Fig 4.4.3*.

Para NGC 7217 (Figs 4.9.1 y 2), encontramos gran similitud entre las imágenes óptica e infrarroja, aunque desde luego no fueron detectados los tenues brazos filamentosos.

El caso más interesante morfológicamente hablando lo presenta NGC 7592, que mostró gran similitud entre las partes infrarrojas presentadas aquí y las presentadas por Bushouse (1990 y 1991) (ver Figs 4.5.2 y 3). Haciendo un análisis comparativo entre estas imágenes, es claro que existe una envolvente que cubre las dos componentes y se extiende al Sur, hacia donde se encuentra la región que Rafanelli y Marziani (1992) definen como región H II. Sin embargo, la emisión de esta región no alcanza a ser detectada por nosotros, quedando justo por encima del nivel del ruido. La contraparte en K de Bushouse (1990 y 1991), según este autor, sí presenta dicha región H II. Debemos notar que el detector usado por estos autores parece un poco más sensible que el nuestro, permitiendo detectar la emisión que se extiende al Norte de la componente Oeste de la envolvente de la que hablamos. Igualmente, al parecer con nuestro equipo pudimos detectar hasta el tercer isocontorno (en orden ascendente, i. e. del más débil al más intenso) respecto al detector de Bushouse (1990 y 1991), lo cual es bastante aceptable si recordamos que nuestro detector es de calidad de ingeniería y las imágenes de Bushouse (1990 y 1991) fueron realizadas con un excelente seeing atmosférico.

En los cuatro casos restantes no puede hablarse de estructura del núcleo, y desde luego, tampoco de la emisión extendida.

En cuanto a los resultados numéricos, nuestra precisión fotométrica, como se mencionó en el capítulo 3, es del  $\sim 93\%$ . Sin embargo, de los ocho casos estudiados nuestros flujos coinciden con los publicados por los autores referidos en solo 4 casos dentro de esta precisión: para NGC 6814, dentro del 98%; para NGC 6764 y NGC 7714, dentro del 93%; y para NGC 7592 B, dentro del 91%. Para los casos restantes tenemos desviaciones mayores del 10%: NGC 7592 A, con un 87%, todavía no tan lejos; NGC 7674, 75%; NGC 7469, 67%; y el caso más grave, NGC 7217, donde nuestro flujo está por debajo del flujo detectado por otros autores cerca del 54%.

A este respecto deben señalarse varias cosas:

- i) Los resultados fueron publicados por diferentes autores y diferentes aperturas, lo cual puede ser fuente de error y diferentes tipos de detectores (p. ej. monodetectores).

- ii) Los resultados de estos autores no incluyen los valores de las incertidumbres.
- iii) Nuestros valores tienen corrección por corrimiento al rojo y extinción de la galaxia, mientras que los resultados de otros autores fueron tomados sin estas correcciones, aunque estas correcciones en realidad fueron pequeñas.
- iv) De los casos analizados, NGC 7592 A no parece ser un caso demasiado alejado y no debe preocupar mucho. En el caso de NGC 7674 cuyas imágenes fueron adquiridas la misma noche que NGC 7592, NGC 7714 y NGC 6764 (ver *Tablas 3.1 y 3*); y cuyos datos por lo tanto fueron procesados de manera simultánea, no es claro cuál es la fuente de error. En el caso de NGC 7469 se obtuvieron únicamente dos imágenes en una noche, una de éstas presentaba características ligeramente diferentes a la otra: como se mencionó anteriormente, el núcleo no estaba claramente elongado. En ese sentido, dicha imagen tenía un tiempo de integración 5 veces menor, por lo cual una posible explicación es que en esta imagen no se hayan detectado características del núcleo que contribuyan significativamente a la emisividad del mismo, aunque en principio los valores arrojados están normalizados en el tiempo a 1 segundo y por lo tanto el flujo obtenido con un frame de 5 segundos de exposición debe ser igual al obtenido con un segundo de exposición. Otra posible explicación es la existencia de variabilidad: Dultzin, Ruelas y Costero (1993) han detectado variabilidad en infrarrojo (banda H) en escalas cortas de tiempo para NGC 7469. Por último, el caso de NGC 7217 parece ser un problema serio, pues esta galaxia es en principio la galaxia más normal, y presenta sin embargo la mayor desviación.

Debemos concluir quizá que un estudio más completo de los flujos medidos por muchos otros autores se debe realizar, para determinar si la discrepancia es simplemente por la comparación con un solo autor en cada caso, o si realmente se debe a problemas de nuestro detector (actualmente hay publicadas mayores cantidades de datos en catálogos infrarrojos como el editado por Gezari *et al.* 1993).

Es importante recordar que estos resultados encontrados se obtuvieron con un detector de nueva tecnología, con calidad de ingeniería y cuyos parámetros, como son su respuesta, los intervalos de linealidad, etc.; hubo que caracterizar. En la fecha en la que fueron obtenidas las imágenes (1991) este tipo de detectores comenzaba a dar los primeros resultados. Actualmente se trabaja ya con detectores de  $256 \times 256$  y comienzan a aparecer detectores mayores. La astronomía bidimensional en el cercano infrarrojo comienza apenas a caracterizarse y a arrojar sus primeros frutos, y se espera que mayores logros provengan de las futuras generaciones de detectores.

## Referencias

---

- Arp A. 1966. *Astrophysical Journal Suppl.* **14**. 1-20.
- Baldwin, J. A.; Phillips, M. M.; Terlevich, R. 1981. *Publication of the Astronomical Society of the Pacific*. **93**; 5-19.
- Barvainis, R. 1987. *Astrophysical Journal*, **320**. 537-544.
- Burbidge, Burgidge, Sandage. 1963. *Rev. Mod. Phys.* **35**. 947.
- Bushouse, H. A.; Werner, M. W. 1990. *Astrophysical Journal*, **359**. 72-85.
- Bushouse, H. A. 1990. *Astrophysics with IR Arrays*. Ed by Elston, R. 50.
- Carico, D. P. Sanders, D. B.; Soifer, B. T.; Elias, J. H.; Matthews, K. Neugebauer, G. 1988. *Astronomical Journal*. **95**. Vol. 2. 356-373.
- Carrasco, L., Recillas, E. García-Barreto, A., Cruz-González, I. Serrano, A. 1991 *Reporte técnico* **309**. Instituto de Astronomía, UNAM.
- Carrillo, R. 1988. *Jets en núcleos activos de Galaxias*. Tesis de licenciatura, FCUNAM-IAUNAM. México.
- Condon, J. J. 1980. *Astrophysical Journal*. **242**. 894-902.
- Condon, J. J.; Condon, M. A.; Gisler, G., Puschell, J. J. 1982. *Astrophysical Journal*. **252**. 102-129.
- Conti, P. S. 1991. *Astrophysical Journal*, **377**. 115-125.
- Cutri, R. M.; Rudy, R. J.; Rieke, G. H.; Tokunaga, A. T.; Willner, S. P. 1984. *Astrophysical Journal*, **280**. 521-527.
- Cruz-González, I.; 1984. *Continuum Distributions of Active Galactic Nucleus*. PhD. Thesis, Harvard University.
- Davis, L. E. 1989. *A User's Guide to the Iraf Apphot Package*. NOAO.
- Davis, L. E. 1989. *Specifications for the Aperture Photometry Package*. NOAO
- Devereux, N. A.; Becklin, E. E.; Scoville, N. 1987 *Astrophysical Journal*, **312**. 529-541
- Done, C.; Madejski, G. M.; Mushotsky, R. F., Turner, T., J.; Koyama, K.; Kuncida, H. 1992. *Astrophysical Journal*, **400**. 138-152.
- Doroshenko, V. T. 1988. *Astrofizika*. **28**. #2. 465-475.
- Doroshenko, V. T. 1988. *Astrofizika*. **28**. # 2. 233-242.
- Dultzin, D., Ruelas, A., Costero, R. 1993. *Rev. Mex. Astron. Astrofis.* **25**. 145-148.
- Eckart, A.; Cameron, M.; Jackson, J. M.; Genzel, R.; Harris, A. I.; Wild, W.; Zinneker, H. 1991. *Astrophysical Journal*, **372**. 67-80.
- Edelson, R. A., Malkan, M. A., Rieke, G. H. 1987. *Astrophysical Journal*, **321**. 233-250
- Elias, J. H., Frogel, J. A. 1982. *Astronomical Journal*, **87** # 7. 1029-1034.
- Elmegreen, D. M. 1981. *Astrophysical Journal Supplement*, **47**. 229-233.
- Feldmann F. R.; Weedman, D. W.; Balzano, V. A.; Ramsey, L. W. 1982. *Astrophysical Journal*, **256**. 427-434.
- Gezari, D. Y.; Schmitz, M; Mead, J. M. 1992. *Catalog of Infrared Observations. Part I. Data*.
- Hazard C. 1979. *Active Galactic Nuclei*. Ed by Hazard C., Milton S. Cambridge University Press.
- Henden, A. A., Kaitchuck, R. 1982. *Astronomical Photometry*. Ed. Van Nostrand Reinhold Company.
- Hickson, P.; Oliveira, C. M.; Huchra, J. P.; Palumbo, G. C. G. 1992. *Astrophysical Journal*, **399**. 353-367.
- Huges, D. H., James, S. D.; Robson I. 1990. *Astrophysics with IR Arrays*. Ed by Elston, R. 21.
- Kuffman, W. J. 1991. *Universe*. Freeman and Company. Nueva York.
- Keel, W. 1983. *Astrophysical Journal*, **269**. 466-486.
- Kitchin, C.R. 1981. *Astrophysical Techniques*, Editorial Adam Hilger LTD, Bristol.
- Kotilainen, J. K.; Ward, M. J.; Boisson, C.; DePoy, D. L.; Smith, M. G. 1992. *M.N.R.A.S.* **256**. 149-165.

- Laurikainen, E.; Moles, M. 1988. *Astronomical Journal*, **96**. # 2, 470-480.
- Lawrence, A.; Ward, M.; Elvis, M.; Fabiano, G.; Willner, S. P.; y Carleton, N. P. 1985. *Astrophysical Journal*, **291**. 117-127.
- Lipovetskii, V. A.; Shapovalova, A. I.; Dobrodii, O. A. 1986. *Astrofizika*, **24**. #3, 437-444.
- Markaryan, B. E. y Lipovetskii, V. A. 1973. *Astrofizika* **9**. # 4; 487-494.
- Malkan, M. A.; Filippenko, A. V. 1983. *Astrophysical Journal*, **275**. 477-492.
- Massey, P., Davis, L.E. 1992. *A User's Guide to Stellar CCD Photometry with Iraf*. NOAO.
- McAlary C. W.; Mc. Laren R. A.; Mc Gonegal, R. J.; Maza, J. 1983. *Astrophysical Journal Supplement*, **52**. 341-362.
- McAlary, C. W.; Ricke, C. H. 1988. *Astrophysical Journal*, **333** 1-13.
- Mihalas, D.; Binney, J. 1981. *Galactic Astronomy. Structure and Kinematics*, 2nd. ed. Freeman and Company.
- Mirabel, F. 1982. *Astrophysical Journal*, **260**. 75-80.
- Osterbrock, D. E.; Cohen, R. D. 1982. *Astrophysical Journal*, **261**. 64-69.
- Osterbrock, D. E. 1989. *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei*. University Science Books. Mill Valley, California.
- Osterbrock, D. E.; Tran, H. D.; Veilleux, S. 1992. *Astrophysical Journal*, **389**. 196-207.
- Pease, F. G. 1917. *Astrophysical Journal*, **46**. 24-55.
- Person, S. E.; Frogel, J. A., Aaronson, M. 1979. *Astrophysical Journal Supplement*, **39**. 61-87.
- Pogge, R. W. 1989. *Astrophysical Journal*, **345**. 730-751.
- Rafanelli, P.; Marziani, P. 1992. *Astronomical Journal*, **103**. # 3. 743-756.
- Roth, M., Iriarte, A., Tapia, M., Reséndiz, G. 1984. *Rev. Mex. Astron. Astrof.* **9**, 25.
- Rouan, D.; Gallais, P.; Boisson, C.; Lacombe, F. 1990. *Astrophysics with IR Arrays*. Ed by Elston, R. 82-84.
- Ruano, C. 1992. *Estudio estadístico de galaxias Seyfert tipos 1 y 2 en multifrecuencias*. Tesis de Licenciatura. IAUNAM-FCUNAM.
- Rubin, V. C.; Thonnardm N; Ford, K. Jr. 1975. *Astrophysical Journal*, **199**. 31-38.
- Ruelas R. A., Noriega-Mendoza, H. 1993. *Rev. Mex. Astron. Astrof.* **25**. 103-110.
- Sandage, A. 1961. *The Hubble Atlas of Galaxies*. Carnegie Institution of Washington, Washington D. C.
- Sanders, D. B.; Phinney, E. J.; Neugebauer, G.; Soifer, B. T.; Matthews, K. 1989. *Astrophysical Journal*, **347**. 29-51.
- Savage B. D.; Mathis J. S. 1979. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* **17**. 73-111.
- Seyfert, C. K. 1943. *Astrophysical Journal*, **97**. 28-40.
- Shuder, J. M.; Osterbrock, D. E. 1981. *Astrophysical Journal*, **250**. 55-65.
- Smith, B. J. y Wallin J. F. 1992. *Astronomical Journal*, **393**. 544-558.
- Sofue, Y.; Wamatsu, K.; Taniguchi, Y.; Nakai, N. 1993. *Publ. Astron. Soc. Japan*. **45**. 43-55.
- Stauffer, J., Schild, R., y Keel, W. 1983. *Astrophysical Journal*, **270**. 465-470.
- Surace, J. A.; Mazarella, J.; Soiffer, B. T.; Wehrke, A. E. 1993. *Astronomical Journal*, **103**. # 3. 864-875.
- Thompson, K. L. 1990. *Astrophysics with IR Arrays*. Ed by Elston, R. 82-84.
- Turner, T. J.; Done, C., Mushotakky. R., Madejski, G.; Kuneida, H. 1992. *Astrophysical Journal*, **391**. 102-110.
- Unger, S. W.; Pedlar, A.; Axon, D. J.; Graham, D. A.; Harrison, B. A.; Saikia, D. J.; Wittle, M.; Meurs, E. J. A.; Dyson, J. E.; Taylor, D. 1988. *M.N.R.A.S.* **234**. 745-754.
- Ulvestad J. S., Wilson, A. S., Sramek, R. A. 1981. *Astrophysical Journal*, **247**. 419-442.
- Ward, M. J.; DePoy, D. L.; Aspin, C. 1990. *Astrophysics with IR Arrays*. Ed by Elston, R. 82-84.
- Weedman, 1977. *Ann. Rev. Astron. Astrophys.* **15**. 69-95.
- Weedman, D. W.; Feldman, F. R.; Balzano, V. A. y Ramsey, L. W.; Sramek, R. A.; Wu, C. C. 1981. *Astrophysical Journal*, **248**. 105-112.
- Wilson, A. S. Baldwin, J. A. Sze-Dung, S. Wright, A. E. 1986. *Astrophysical Journal*, **310**. 121-135.
- Wilson, A. S. Helfer, T. t., Haniff, C. A.; Ward, M. J. 1991. *Astrophysical Journal*. **318**. 79-84.
- Yates, M.; Meisenheimer, K.; Roser, H. J. 1990. *Astrophysics with IR Arrays*. Ed by Elston, R. 82-84.
- Zitelli, V.; Granato, G. L. Mandolesi, N. Wade, R. Danese, L. 1993. *Astrophysical Journal Suppl.* **84**. 185-199.
- Zwicky F, Humason, M. L. 1961. *Astrophysical Journal* **133**. 794