



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTONOMA DE MEXICO

Facultad de Ciencias

ESTUDIO DE MICROVARIABILIDAD EN CUASARES
RADIO FUERTES Y RADIO TENUES.

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
ANTONIO RAMIREZ



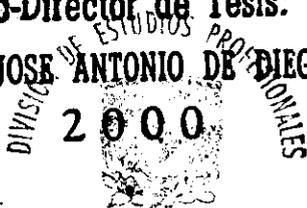
FACULTAD DE CIENCIAS
UNAM

Director de Tesis:

DRA. DEBORAH DULTZIN KESSLER

Co-Director de Tesis:

DR. JOSE ANTONIO DE DIEGO



FACULTAD DE CIENCIAS
SECCION ESCOLAR

281443



Universidad Nacional
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

Biblioteca Central



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

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

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



UNIVERSIDAD NACIONAL
AUTÓNOMA DE
MÉXICO

[Faint, illegible stamp or text]

M. en C. Virginia Abrín Barule
Jefe de la División de Estudios Profesionales de la
Facultad de Ciencias
P r e s e n t e

Comunicamos a usted que hemos revisado el trabajo de Tesis: Estudio de microvariabilidad
en cuasares radio fuertes y radio tenues.

realizado por ANTONIO RAMIREZ

con número de cuenta 8925650-9 , pasante de la carrera de FÍSICA

Dicho trabajo cuenta con nuestro voto aprobatorio.

Atentamente

Director de Tesis

Propietario

DRA. DEBORAH DULTZIN KESSLER

Deborah Dultzin Kessler

Propietario

DR. JOSE ANTONIO DE DIEGO ONSURBE

Jose Antonio de Diego Onsurbe

Propietario

DR. PABLO DE LA MORA Y PALOMAR ASKINASY

Pablo de la Mora y Palomar Askinas

Suplente

DR. JOSE DE JESUS GONZALEZ GONZALEZ

Jose de Jesus Gonzalez Gonzalez

Suplente

DR. MARCO ANTONIO MARTOS NUÑEZ

Marco Antonio Martos Nuñez

Roberto Alejandro Ruelas Mayorga

Consejo Departamental de Física

DR. ROBERTO ALEJANDRO RUELAS MAYORGA

FACULTAD DE CIENCIAS
DEPARTAMENTO DE FÍSICA



A los huelguistas del 99

¡PUF!

Sí, ¡PUF!, pues casi cuatro largos años han transcurrido desde que comencé esta tesis, cuando tímido me aproximé a la Dra. Dultzin preguntándole sobre los cuasares. Muchas botellas de vino y tequila se han vaciado buscando con sus vapores alcanzar esos lugares remotos en el tiempo y el espacio donde sólo podemos llegar viajando a la velocidad del pensamiento.

Casi cuatro años que intentan resumir los sueños de un pequeño niño ciudadano que se fascinaba los sábados a las siete de la noche con la serie "Cosmos" de Carl Sagan.

Sería demasiado pretencioso de mi parte aseverar que este trabajo ha sido sólo mío, pues mucha gente, quizá sin saberlo, ha contribuido en su realización a través de su apoyo. Como no reconocer, por ejemplo, los esfuerzos de mi madre por brindarme lo necesario para mis estudios desde preprimaria hasta licenciatura. O a mis primos y hermanos, que más de una vez recibieron un sablazo cuando me veía en apuros financieros. También hubo personas que mediante su apoyo moral me ayudaron a continuar cuando la vida me abrumaba con su vertiginosa continuidad de acontecimientos. A todos los profesores que he tenido.

Si falta alguien no se me vaya a ofender.

Entrando en materia quisiera agradecer a la gran Jefa del clan NAG, a la Dra. Deborah Dultzin por los conocimientos que me ha brindado durante todo este tiempo. A José Antonio de Diego, sin cuyo esfuerzo y paciencia no habría sido posible esta tesis. También quisiera agradecer a Pablo de la Mora, Jesús Ganzalez y Marco Martos por sus comentarios y sugerencias durante la revisión de este trabajo. A Julieta Fierro, por ser como es.

Así mismo va un agradecimiento al resto de bestias del *zoológico* de NAGs: Yiro-ji (y desde luego a su compañera de campo, Berenice) y Franco (compañeros de mil batallas), Mauricio, Erika Benítez, Eva y la renegada (dicho sea con cariño) Ivette.

Por supuesto a mis hermanas Alicia y Toña (sí, leyeron bien, se llama como yo) y a mi hermano *Vitor* Hugo. No podrían faltar mis primos Martín, Alfredo, Ricardo y Elizabeth, Raúl y Adriana, Armando y Sonia,

Juan Carlos, Isaac, Adriana, Isabel, Fabiola, Ma. Luisa, Lupe, Marco Antonio, Coralia, Mari Carmen y Ma. de los Ángeles. Mis tías Teresa (a quien considero mi segunda madre), Lourdes, Socorro y Alicia; a mis tíos Roberto (que es como mi padre), Sergio, Flavio y Rosendo. Tampoco podría dejar de mencionar a tod@s mis sobrín@s favorit@s Anna Luisa, Nancy, Frida, Karen, Daniela, Emilio, Abraham, Mauricio, Erick, Alejandro, Carlos, Karla, Becha, Israel, Sebastián, Sebastián y Pablo, André y Jonathan.

Indudablemente también debo mencionar a Horacio, cuyos consejos me han consolado bastante cuando *las ingratas* me han destrozado. A mi hermana adoptiva Odette, en cuya sensibilidad y pasión confío, gracias por esos interminables ratos de plática y lectura (aún sigo esperando la escultura del murciélago). Claro que no me olvido de Alma, de Toñito y de Tundra (no, no era así, era...¿Bosque de alta montaña? no, tampoco, ¿acaso... Bosque tropical? no definitivamente eso tampoco, ¡ya sé! ¡Selva, era Selva!), tampoco me puedo olvidar de Selva, ni de Cosette, de Liliانا y Doña Mary.

A los cuates de mi niñez y barrio: *Chiri, Yenyó, Pícaro, Chipotes*, Gerardo, Luis, *Cochicho*, Armando y Raúl (mis primos) con los que pasé interminables aventuras en lejanos y distantes mundos a lo largo y ancho de esta ciudad. A la bola de chavos con los que la pisteadada resultaba exquisita. Los cuates de la fac no pueden pasar desapercibidos: Igor, Fany, Mito, Marquito (no le aunque que sea panista), Alan, Edgar, Foco, Raúl y Julieta.

Al club de estudiantes de posgrado conglomerados en la CEPSI: a los siempre combativos ecológicos Gina, Camilo, Luis, *Tech, la jefa Ale*, Miguel y el exilio. El comité guayabo: Mariana, Selene y Caldo. A las biomédicas Yu y Tomatito, sin faltar por supuesto nuestro charro Néstor. Al Dr. Mario Rebolledo y al telúrico Mario Islas. Al comité de lucha de mate: Dino. Fisiólogos: Quique, Oscar y *la coordinadora de posgrado*. Por el lado de letras: Mario. La parte ultra: Antígona. A la agregada cultural de la H., H., H. y siempre combativa fac de polacas: Tencha.

A Quino por Mafalda, Tolkien por *el señor de los anillos*, Dumas por *los tres mosqueteros* y a Stoker por *Drácula*.

A los antiguos griegos.

A los cuates del instituto: Sol, Iqui, Barbarosaurio, Wilder Chicana (el de las historietas), Selene, Brenda, Maru, Sandra, Anabel, Julia, Mónica, Charly, Lorenzo (Rafael), Erika, Víctor, Smile, Almudena, Luis y Nigoche. A nuestro líder espiritual Alfredo Santillan (con todo y campo magnético).

Un reconocimiento especial a la gente que labora en el Observatorio Astronómico Nacional: A Toya, al Sr. Agustín, Tiqui, Chava, a los choferes que se dan unas matadas subiendo y bajando la montaña y a todo el personal de Ensenada y, sobre todo, al personal de San Pedro por su labor en favor de mantener lo mejor posible las instalaciones en la montaña. Sin su ayuda esta tesis no habría visto la luz. También a los trabajadores en albañilería, que con sacrificios poco a poco van dando forma al nuevo edificio que dará descanso a las cálidas cabañitas.

Sería un malagradecido si no mencionara al apoyo de computo: Alf, Lilliana, Gilberto y Carmelo, así como el apoyo secretarial de Bertha.

A la bondadosa tequila.

A Gaby, por su amor, su pasión y mi amor hacia ella. Largos ratos me he perdido en sus ojos verdes y su menuda figura que me hacen recordar la grandeza de la creación.

A los zapatistas. El amor y el dignidad tienen rostro indígena, no cabe duda.

A la memoria de mi abuela Antonia (esa norteña de mis amores); también a la memoria de mi abuela Mariquita.

Finalmente a mi madre que, como su nombre lo indica, ha sido un consuelo tenerla cerca. Querías que fuera un hombre de bien y mira en lo que me he convertido: un cuasi-astrónomo.

A todos aquellos que me faltaron sin que fuera esa mi intención. Y sí, quizá algunos piensen que esto parece más una despedida de este mundo que una tesis, pero que se le va a hacer.

Para todos ustedes ¡venga una GOYA!

Resumen

El objetivo principal de esta tesis es comparar las propiedades de microvariabilidad, tales como su amplitud y frecuencia en el tiempo, entre cuasares radio-tenues y radio-fuertes.

Los cuasares son un tipo de objetos astrofísicos que pueden presentar una variabilidad temporal en su flujo muy violenta, con escalas de tiempo desde horas hasta años. Se han encontrado, por un lado, correlaciones de variaciones en diversos rangos del espectro electromagnético, con tiempos de retardo característicos de acuerdo a la posible región donde se produzcan los cambios. Por otra parte, hay variaciones en diversas bandas de emisión que no tienen las mismas correlaciones. Se estudiaron los modelos que pudieran dar lugar a diferentes tipos de variabilidad.

Los rangos temporales de mayor interés en el presente trabajo son las escalas rápidas, del orden de horas a días.

El estudio de la microvariabilidad es importante pues ésta puede dar información crucial sobre el tamaño de la región emisora, así como de los fenómenos físicos que se llevan a cabo en estos objetos. Hacer una distinción entre los diferentes mecanismos que producen microvariaciones, pueden ayudar sobretodo a comprender procesos de producción de energía no térmicos (es decir, procesos de producción de energías altas).

En este trabajo se han contemplado dos partes temáticas. En la primera (capítulos 1 y 2), se ha realizado una revisión y compilación bibliográfica sobre los temas de núcleos activos de galaxias (NAG) y de Microvariabilidad. Respecto a los núcleos activos de galaxias, se partió desde una revisión de generalidades y características, para ir luego a la fenomenología observada y modelos físicos que versan en su explicación; sobre todo los concernientes a los objetos del

tipo de los cuasares. En este punto, se hace hincapié en la física y modelos de *agujeros negros* como la teoría más viable para describir la mayor parte de los fenómenos observados en los núcleos activos.

En la segunda parte (capítulos 3 y 4) se presenta el monitoreo de una muestra de cuasares radio-tenues y otra de cuasares radio-fuertes. Los datos analizados corresponden a observaciones llevadas a cabo en el Observatorio Astrómico Nacional de San Pedro Mártir, B.C.N.

Se ha tenido gran cuidado en evitar sesgos provocados por efectos de selección de la muestra, por los instrumentos y las condiciones atmosféricas durante las observaciones. Se presentan la selección y observaciones de las muestras de objetos radio-fuertes y radio-tenues, la aplicación de tests estadísticos para comparar las propiedades del fenómeno de microvariabilidad en radio-fuertes y radio-tenues, así como una discusión de las implicaciones de los resultados obtenidos.

En el apéndice B se puede encontrar una pequeña lista de términos relevantes que puede resultar útil para el lector neófito en el tema NAG.

INDICE

Capítulo 1

1. Núcleos Activos de Galaxias.....	1
1.1 Principales características de NAG.....	9
1.1.1 <i>Galaxias Seyfert</i>	10
1.1.2 <i>LINERs</i>	12
1.1.3 <i>Objetos BL Lac</i>	13
1.1.4 <i>Radio-galaxias</i>	14
1.1.5 <i>Cuasares</i>	15
1.2 Modelos de producción de energía.....	18
1.2.1 <i>Modelo estándar</i>	19
1.2.1.1 <i>Fotoionización</i>	25
1.2.2 <i>Modelo de Brotes Estelares</i>	27
1.3 Esquema Unificado.....	28

Capítulo 2

2. Microvariabilidad.....	31
2.1 Introducción.....	31
2.2 Microvariabilidad.....	37
2.2.1 <i>Modelos de microvariabilidad</i>	39

2.2.1.1 <i>Modelos extrínsecos</i>	40
2.2.1.2 <i>Modelos intrínsecos</i>	45

Capítulo 3

3. Observaciones y reducción de datos.	
3.1 Las observaciones.....	50
3.2 Selección de la muestra.....	52
3.3 La estadística.....	55
3.4 Resultados y comentarios.....	59

Capítulo 4

4. Observaciones y reducción de datos.	
<i>Las temporadas siguientes</i>	70
4.1 Las observaciones.....	71
4.2 Selección de la muestra.....	72
4.3 La estadística.....	76
4.4 Resultados y comentarios.....	82
CONCLUSIONES Y COMENTARIOS	86
APÉNDICE A. TEST DE VARIANZAS ANOVA	90
APÉNDICE B. ABREVIATURAS	97
BIBLIOGRAFIA	99

CAPITULO 1

Núcleos Activos de Galaxias (NAG)

En la actualidad, se conocen diversas fuentes que presentan uno de los fenómenos astrofísicos más fascinantes de los que se tenga noticia: los *Núcleos Activos de Galaxias* ó NAG (fuentes compactas localizadas en el centro de algunas galaxias). Estos NAG, se caracterizan por la emisión de grandes cantidades de energía en regiones tan pequeñas como el sistema solar (ver capítulo 2).

Aunque es posible encontrar en la literatura una gran variedad de términos con los que puede nombrarse a las diferentes fuentes clasificadas como NAG, es posible dar una pequeña, pero significativa, lista de características en términos fenomenológicos de estos objetos. Así, según Brecher (1977), los NAG se distinguen por poseer las siguientes características:

- 1.- Tienen luminosidades muy altas, en el intervalo $10^{38} - 10^{47}$ erg/s.
- 2.- Emisión no térmica con excesos (relativos a galaxias *normales*) en las frecuencias de radio, infrarrojo, ultravioleta, además de exceso en el flujo de energía en rayos X y, en ocasiones, en rayos γ .
- 3.- Variabilidad rápida en la densidad de flujo de energía, y/o un tamaño pequeño.
- 4.- Núcleos ópticos muy brillantes en comparación con el resto de la galaxia.
- 5.- Espectros no estelares con líneas anchas de emisión.

En cuanto al punto 2, aunque la emisión de muchos de los NAG es de origen no térmico (de lo cual se hablará un poco más adelante), también los procesos térmicos juegan un papel

importante, pues es a este tipo de procesos a los que se les atribuye el exceso en el azul (conocido como *goroba azul*, o *blue bump*) (ver sección 1.2.1).

Respecto al punto 5, aunque hay fuentes que presentan líneas anchas de emisión como en los LINERs (ver sección 1.1.2) o en las Seyfert 2 (ver sección 1.1.1), estas líneas no se presentan en todos los tipos de núcleo activo, como es el caso de los objetos tipo BL Lac (ver sección 1.1.3).

A estas características se le pueden añadir otras que son similares a las presentadas por regiones H II, nebulosas planetarias y envolventes de novae y supernovas, pero haciendo una extensión a condiciones físicas de fotones de mayor energía, altas densidades, volúmenes más grandes y velocidades internas altas; además, deben considerarse otras características que sólo se observan en los núcleos activos. Tales propiedades son:

- a) Una fuente central de continuo (producido por procesos térmicos y no-térmicos).
- b) Una región de gas denso con altas velocidades orbitales y que se identifica con la BLR (del inglés *Broad Line Region*, o bien, región de emisión de líneas anchas).
- c) Una región de gas a baja densidad y velocidades orbitales menores, a las presentes en la BLR, que se identifica con la NLR (del inglés *Narrow Line Region*, o bien, región de emisión de líneas delgadas).
- d) Algunos presentan emisión no térmica que, en los objetos radio-emisores (10% del total), se encuentra asociada a un plasma que usualmente presenta una estructura característica de lóbulo doble a distancias de Kpc ó Mpc de la fuente central. Frecuentemente se observa también una fuente compacta de radio en el núcleo a escalas de pc.

Debido a que la clasificación de estos objetos se ha realizado a partir de características observacionales y no de propiedades físicas, el resultado ha sido que exista un verdadero *zoológico* de términos para clasificar a una fuente como núcleo activo.

Los primeros estudios sobre NAG se remontan a 1909, cuando Fath llevó a cabo observaciones de las *nebulosas* espirales más brillantes encontrando que, aunque la mayoría presenta un espectro de líneas de absorción, una de ellas, NGC 1068, mostraba líneas de emisión. Fath reconoció algunas de estas líneas como las líneas características de nebulosas planetarias: $[OII]\lambda 3727$, $[NeIII]\lambda 3869$, H_{β} y $[OIII]\lambda 4363$, 4959, 5007. Poco después, Slipher (1917) obtuvo mejores espectros de NGC 1068 y de otra muy similar a ella, NGC 4151. No obstante estos primeros trabajos, el estudio de los NAG no comenzó, propiamente dicho, sino hasta que en 1943 Seyfert realizó estudios de galaxias espirales con núcleos brillantes y apariencia estelar. Encontró líneas de emisión de H con anchos que, si se debían a ensanchamiento Doppler, representan velocidades del orden de miles de kilómetros por segundo; además, encontró zonas de alta y baja ionización en coexistencia. Estas propiedades se convirtieron con el tiempo en las características distintivas de lo que hoy se conoce como *Galaxias Seyfert*.

Tiempo después, al concluir la Segunda Guerra Mundial y con el surgimiento de la Radioastronomía, se descubrieron objetos de origen extragaláctico que presentan una potente emisión en radio. Estos objetos muestran una estructura doble en forma de lóbulos radioemisores, que son acompañados de una fuente central dominante, que coincide con el centro óptico. Estos objetos son conocidos hoy en día como *Radio Galaxias*. Los radiolóbulos aparecen, aparentemente, uno a cada lado de la galaxia asociada, por lo que se especuló que ésta era, de alguna manera, responsable de proporcionarles energía (Burbidge 1958; Ambartzumian 1958). Con el tiempo se descubrieron fuentes que presentaban chorros o *jets* de material relativista que brotaba del núcleo de algunas galaxias (Baade & Minkowski 1954), con lo que se especuló que era a través de estos chorros que se proporciona material a los lóbulos.

Posteriormente, la Radioastronomía brindó más descubrimientos, pues se encontraron otras fuentes potentes en radio, pero éstas mostraban, a diferencia de las radiogalaxias, apariencia estelar. Una de estas fuentes era el objeto 3C 273, del que se obtuvo un espectro detallado revelando líneas de emisión que no coincidían, según mostraba el análisis, con ninguna transición conocida. Pero en 1963, Schmith (1963) descubrió que las líneas de emisión de 3C 273

poseían en realidad un corrimiento al rojo inusual que, de interpretarse cosmológicamente, debía corresponder a un objeto sumamente lejano. Cuando estos objetos comenzaron a estudiarse era imposible resolver algo que denunciara la presencia de una galaxia huésped. Estos dos últimos puntos (el alto corrimiento al rojo y la *ausencia* de una galaxia) llevaron a la deducción de una enorme luminosidad (del orden de 10^{47} erg/seg). Debido a sus características observacionales, a este tipo de objetos se les nombró como *radio-fuentes cuasi-estelares* (o simplemente, de sus siglas en inglés, *QSR*). En la actualidad (con ayuda de la tecnología de los CCDs) ha sido posible resolver, en algunos de ellos, una nebulosidad que podría ser la galaxia huésped (Hawking 1978).

Con el paso del tiempo se descubrieron en el óptico objetos similares a los QSR, pero carecían de la potente emisión en radio. Presentaban, al igual que los QSR, grandes luminosidades, altos corrimientos al rojo, líneas de emisión, apariencia estelar, etc. A causa de estas características, este tipo de objetos fueron denominados como *objetos cuasi-estelares* (o *QSO*, de sus siglas en inglés). Aunque al conjunto de QSR y QSO se les llama genéricamente *cuasares*, este término se emplea ambivalentemente en la literatura para nombrar sólo a los QSR o bien al conjunto de QSR y QSO. Aquí, se entenderá por cuasar al conjunto de objetos QSR y QSO.

Así como es posible encontrar diferentes términos para nombrar a todas las fuentes que se clasifican como NAG, también lo es para los cuasares. Sin embargo, pueden distinguirse dos grupos de objetos del tipo cuasar: radio-emisores (o radio-fuertes) y radio-callados (o radio-tenues). La división entre cuasares radio-emisores y radio-callados es definida usualmente por un parámetro, R (Strittmatter et al. 1980; Kellerman et al. 1989; Falce et al. 1996), que representa al cociente de flujo radio-a-óptico. Kellermann et al.(1989) sugieren separar a radio-emisores de radio-callados a $R \sim 10$, mientras que otros lo hacen a $R=1$, $R=3$ u otro valor. Así, si tomamos el valor R_{r_0} (ya sea $R_{r_0} = 10, 1, 3$, etc.), entonces un cuasar con $R > R_{r_0}$ se clasifica como radio fuerte, mientras que uno con $R < R_{r_0}$ es considerado como radio-callado.

Esta división que se establece entre los cuasares, en objetos radio-emisores y objetos radio-callados, se extiende en realidad a todos los tipos de NAG, pues para cada uno parece existir una versión radio-emisora y otra radio-callada, excepto quizá para los blazares (ver

sección 1.1.3) ya que casi por definición un blazar es un objeto radio-emisor. Lamentablemente, por el momento se desconoce el por qué de tal dicotomía.

Conforme se fueron realizando observaciones en otras bandas, como infrarrojo y ultravioleta, y los instrumentos de observación se volvieron más sensibles, aumentó el número de fuentes clasificadas como NAG, así como los términos con los que se les puede nombrar al clasificarlas tales como Galaxias N, Galaxias superluminosas IRAS (para los núcleos de galaxias detectadas con el *Infra Red Astronomical Satellite*), NLRG (para las radiogalaxias de líneas delgadas), SSRQ (*Steep Spectrum Radio Quasars*, para cuasares emisores en radio con líneas anchas), o FSRQ (*Flat Spectrum Radio Quasars*) u *OVV* (*Optically Violently Variable*) y otros. La proliferación de términos se debe, quizá como se ha mencionado, a que la clasificación de los NAG es esencialmente empírica y observacional, y se basa en su luminosidad así como sus características espectrales (principalmente en el ancho e intensidad de sus líneas de emisión y el cociente entre ellas). Es decir que, a pesar de que las características espectrales de una fuente son fundamentales para determinar si ésta puede ser considerada como núcleo activo o no, es la complejidad de estas mismas características las que han provocado la falta de orden en la clasificación de estos objetos.

No obstante la existencia del *zoológico* de núcleos activos, puede clasificarse ese pequeño universo en cinco principales grupos: *galaxias Seyfert* (para un estudio más detallado ver Ruano 1992; Fuentes & Krongold 1997) tipos 1 y 2, *radio-galaxias* (ver por ejemplo Carrillo 1988), *objetos BL Lac* (ver por ejemplo de Diego 1994; Benítez 1997), *LINERs*, de *Low Ionization Nuclear Emission Regions* (estudio detallado en Ordoñez 1997) y, por supuesto, cuasares (ver por ejemplo Benítez 1997).

En la figura 1, se presenta la distribución espectral de energía de NAG radio callados, NAG radio-emisores y blazares, desde el radio hasta los rayos X duros. Puede notarse que para la mayoría de los núcleos activos, la emisión dominante se produce en las frecuencias que van desde el cercano infrarrojo hasta los rayos X, aunque para algunos blazares, la parte dominante de la energía se encuentra en rayos γ . De esta figura puede observarse que, para

objetos radio-emisores y radio-callados, la contribución a la luminosidad en frecuencias de radio es muy pequeña. No obstante, es notable la diferencia que existe en la emisión en las bandas del radio entre los objetos radio-fuertes y los radio-callados, ya que estos últimos sólo emiten aproximadamente $10^{-2} - 10^{-4}$ veces el flujo de los radio-fuertes.

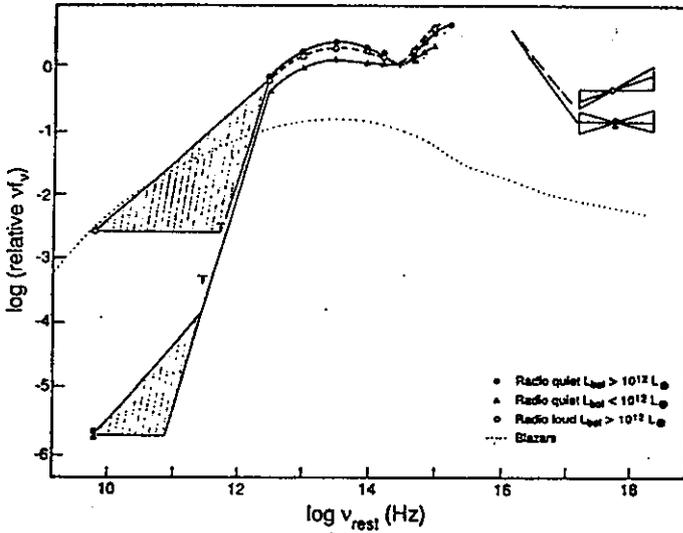


fig. 1.1 Potencia emitida por NAG típicos, desde el radio hasta los rayos x duros vs. ancho de banda logarítmico. Tomado de "Variability of active galactic nuclei", Bregman 1990.

La información espacial del plasma emisor es de importancia fundamental para comprender la región de emisión de continuo de un NAG. Durante la década pasada, surgió la idea de que la emisión térmica del continuo produce mucha de la energía electromagnética observada tanto en NAG radio callados, como en radio emisores. Para entender como se ha desarrollado este concepto, es necesario retroceder una década, poniendo atención en la manera de ver la imagen de un NAG. Muchos de los cuasares más brillantes y mejor estudiados, mostraban claramente evidencia de emisión no térmica. Algunos exhiben variabilidad óptica y en radio,

componentes en radio superlumínicas* y un continuo del radio a rayos X que es usualmente caracterizado por una ley de potencias (ejemplos de todo esto son los cuasares 3C 273 y 3C 345).

En ese entonces se pensaba que todos los núcleos activos eran similares en su estructura básica y que podían ser caracterizados por los más brillantes y *excitantes* NAG. Hoy en día, los estudios que se han realizado, de todos los miembros de la familia NAG, han mostrado que no es así.

En los últimos años ha surgido una nueva imagen, la cual sugiere que hay dos tipos de NAG: aquellos en los cuales la mayor parte de su potencia es de origen no-térmico (como en los blazares) y aquellos en los cuales está dominada por procesos de origen térmico (como en los NAG radio callados).

Para seguir adelante, es necesario hacer una distinción entre lo que es un proceso térmico y uno no-térmico.

Aquí se entenderá como emisión térmica aquella en la que el agente emisor se encuentra en equilibrio termodinámico (TE), o en equilibrio termodinámico local (LTE), es decir, que los átomos del emisor deben seguir una ley de distribución de Maxwell-Boltzmann (M-B). Suponiendo que un átomo que tiene sólo dos niveles energéticos (el 1 y el 2, con el nivel 1 como nivel base), se tiene que la ley de distribución de M-B está dada por la siguiente expresión

$$\frac{n_1}{n_2} = \frac{g_1}{g_2} \exp\left(\frac{h\nu}{kT}\right),$$

donde n_1 es la población en el nivel 1, n_2 es la población en el nivel 2, y g_i es el peso estadístico en el nivel i ($i=1,2$), además de una distribución de velocidades maxwelliana.

La emisión no-térmica estará caracterizada porque las partículas del plasma emisor, por ejemplo, no poseen una distribución maxwelliana de velocidades, o si su población no sigue

* Si la velocidad de una fuente es relativista y la dirección en la que se mueve forma un ángulo pequeño con respecto a la línea de visión, entonces mediremos que la velocidad de la fuente, proyectada en el plano del cielo y perpendicular a la línea de visión, es superior a la velocidad de la luz.

una ley de distribución de Maxwell-Boltzmann, es decir

$$\frac{n_1}{n_2} \neq \frac{g_1}{g_2} \exp\left(\frac{h\nu}{kT}\right),$$

sin embargo, el término *emisión no-térmica* puede ser aplicado también a casos en los que hay dispersión, es decir, el gas o el plasma emisor solo dispersan la radiación que les llega de alguna fuente.

Así, ejemplos de emisión térmica son, además de las estrellas, el polvo interestelar que se encuentra en equilibrio termodinámico o en equilibrio termodinámico local, emisión de cuerpo negro (por ejemplo de un disco de acreción), emisión libre-libre térmica y dispersión Compton por electrones térmicos calientes.

Ejemplos de emisión no térmica, son la emisión sincrotrónica y emisión por efecto Compton-inverso. La emisión sincrotrónica puede llevarse a cabo en un jet, donde se ha comprobado la existencia de campo magnético (el cual posee una magnitud de $\sim 10^5$ gauus, ver Carrillo 1988). Cabe mencionar que el campo magnético es importante para NAG radio-emisores, como los blazares y las radiogalaxias, los cuales presentan alto grado de polarización y emisión no térmica que pueden explicarse mediante el movimiento de electrones relativistas en un campo magnético; además, se ha pensado que el campo magnético podría ser uno de los principales agentes para mantener colimados a estos jets así como de los brillantamientos que sufren estas fuentes (ver capítulo 2).

Una de las características de la luz que nos llega de los NAG es su alto grado de polarización lineal. Esta propiedad, así como la emisión no térmica, también es común para los jets, en los que el grado de polarización lineal en radio, es superior al 40% (Bridle & Perley 1984). El alto grado de polarización implica que existe un gran ordenamiento del campo magnético. Este ordenamiento del campo magnético es visto directamente en mapas del campo aparente B_o derivado de polarimetría en multifrecuencias. En los pocos casos en los cuales se tienen estos datos, se encuentra que existen las siguientes configuraciones de campo magnético en un jet (Bridle & Perly 1984):

- 1) B_o es predominantemente paralelo al eje del jet, a todo lo largo de éste.
- 2) B_o es predominantemente perpendicular al eje del jet a todo lo largo de éste.
- 3) B_o es predominantemente perpendicular al eje del jet en el centro y paralelo al eje del jet en los bordes y cerca de la fuente central.
- 4) B_o no tiene una dirección preferencial.

Para los jets curvos se encuentra que el campo magnético presenta una configuración perpendicular y paralela, al eje del jet, en la región donde se doblan.

1.1 Principales características de NAG

Aunque existen características globales con las que se pueden *definir* los NAG (ver sección anterior), aún no se tiene la comprensión suficiente de los fenómenos que se llevan a cabo en ellos como para dotar a la teoría de un esquema unificado, el cual pudiera describir a todos los tipos de núcleos activos, o algunos grupos de ellos, como consecuencia del mismo fenómeno. Mientras tanto, lo que se puede hacer es describir a cada uno de los tipos de NAG de acuerdo a categorías particulares de objetos, o características particulares en sus espectros.

Con la finalidad de familiarizarse con estos objetos, a continuación se presentan, para cada uno de los cinco grupos mencionados arriba (galaxias Seyfert, LINERs, objetos BL Lac, radio galaxias y cuasares) algunas de las características observables fundamentales (características con las que puede identificarse a una fuente dentro de alguna de las categorías de núcleo activo).

1.1.1 Galaxias Seyfert

Las galaxias Seyfert son los NAG más comunes y cercanos. Se les asocia con galaxias espirales de tipo temprano que hospedan un núcleo activo cuyo espectro tiene líneas de emisión. El espectro puede presentar solamente líneas delgadas o delgadas y anchas.

Las galaxias Seyfert poseen un espectro de emisión en el óptico similar al de las nebulosas gaseosas, pero cubriendo un mayor intervalo de ionización (ver por ejemplo Guichard 1991; Benítez 1997; Fuentes & Krongold 1997).

La luminosidad óptica de los núcleos Seyfert es comparable a la luz integrada de las estrellas de la galaxia subyacente. Esta componente debe restarse para poder estudiar las propiedades nucleares. El continuo en radio de estos objetos es de origen no-térmico (sincrotrónico) y al igual que en los blazares (ver sec. 1.1.3), se representa mediante una ley de potencias. El continuo en la región del infrarrojo presenta un mínimo en $1 \mu m$ y un *bump* o exceso en $5 \mu m$. El continuo infrarrojo es aparentemente una mezcla de procesos térmicos y no térmicos, los primeros debidos a la emisión de polvo y/o estrellas (Dultzin-Hacyan & Benítez 1994; Dultzin-Hacyan & Ruano 1996).

Por otro lado, las galaxias Seyfert puede ser clasificadas en dos tipos, atendiendo a su espectro de líneas de emisión, siguiendo el esquema propuesto por Kachikhian & Weedman (1971).

El espectro característico de una galaxia Seyfert 1 es un espectro de líneas de emisión que incluye tanto líneas permitidas como prohibidas. Las líneas permitidas son anchas, con anchos típicos a intensidad media (FWHM) de 3000 km/s, aunque para diferentes objetos el ancho puede variar de 500 a 7000 km/s. Entre las líneas permitidas que se observan están H_{β} , He I, He II y Fe II. Las líneas prohibidas son delgadas; su ancho característico es de 350 km/s, variando entre 200 y 700 km/s. Entre las líneas prohibidas más brillantes que se observan están: [O III] $\lambda\lambda$ 4959,5007; [N II] $\lambda\lambda$ 6548,6583; [O I] $\lambda\lambda$ 6300,6364; [S II] $\lambda\lambda$ 6716,6731; [Fe VII] λ 6087.

Los núcleos de las galaxias Seyfert 2 son, en promedio, menos luminosos que los Seyfert 1. La diferencia entre ellos es que el espectro de las Seyfert 2 presenta únicamente líneas de emisión delgadas, con anchos típicos de 350 km/s que pueden variar de 200 a 700 km/s (Dahari & Robertis 1988). Entre las líneas que se observan típicamente en estos espectros están las líneas $H\beta$, He I y He II más las mismas líneas prohibidas de las Seyfert 1.

Los espectros de emisión de las galaxias Seyfert han sido ampliamente estudiados en el óptico y son similares a los típicos de las nebulosas gaseosas (aunque estas últimas, no tienen líneas anchas), cubriendo un intervalo de velocidades y de ionización más amplio (ver por ejemplo Osterbrock 1989). Las observaciones en otras longitudes de onda indican que las galaxias Seyfert 1 son fuentes de rayos X duros mientras que las Seyfert 2 no (Elvis et al. 1978). Ambos tipos tienen exceso en el infrarrojo (1-10 μ m) pero la forma característica del perfil de la banda es distinta (Neugubauer et al. 1976; Lawrence et al. 1985). Las Seyfert 2 tienden a ser fuentes de radio más luminosas que las Seyfert 1. De estos espectros también se concluye que las abundancias químicas son básicamente las de la vecindad solar (ver Guichard 1991).

La interpretación estándar de por qué el espectro de las Seyfert 1 presenta líneas de emisión delgadas y anchas y, porque el espectro de Seyfert 2 sólo presenta líneas angostas, es que las Seyfert 1 contienen una BLR y una NLR, mientras que para las Seyfert 2 existen dos interpretaciones: una donde sólo contienen una NLR y otra en la que tienen la NLR más una BLR escondida (las que se observarían sobrepuestas). Sin embargo, la evidencia que se ha ido acumulando está en contra de esta interpretación para todas las galaxias (ver por ejemplo Dultzin-Hacyan 1995; Dultzin-Hacyan & Ruano 1996).

En ocasiones, se mencionan tipos intermedios de galaxias Seyfert, en cuyo caso se les asigna un número entre 1 y 2 para distinguir si se parecen más a una u otra de los tipos principales.

A menudo, estos objetos presentan características similares a las de los cuasares (ver sección 1.1.5). Incluso, hay quienes piensan que entre los QSO y galaxias Seyfert tipo 1 existen

ciertas relaciones por las que parecen ser, en el fondo, fenómenos producidos por el mismo tipo de objeto. Tal suposición se basa en hechos tales como la continuidad en la luminosidad (Arakelian 1971) de estos objetos, la demostración de que los colores de las galaxias Seyfert pueden modelarse como una mezcla de colores de cuasares y galaxias normales (Sandage 1973; Weedman 1973), y la existencia de la galaxia huésped en el caso de los cuasares. La luminosidad de las Seyfert es menor que la de los cuasares. Algunas de las galaxias Seyfert son tan parecidas a algunos cuasares que en ocasiones se diferencian una clase de otra únicamente por la luminosidad (Schmidt & Green 1983). Así, el límite de la luminosidad en el que se acostumbra hacer la diferencia entre galaxias Seyfert de tipo 1 y cuasares radio tenues es $M_v = -23$, que corresponde, aproximadamente, a $10^{11} L_{\odot}$ en esa región del espectro.

1.1.2 LINERs

Aunque los cuasares y galaxias Seyfert son los más conocidos de los núcleos activos, también existen algunos NAG de baja luminosidad, tales como el núcleo de M81, en el que una emisión muy débil y ancha de H_{α} fue detectada por Peimbert & Torres-Peimbert (1981). Basándose en la correlación entre el ancho de H_{α} y la luminosidad en rayos X, Elvis y Van Speybroeck (1982) predijeron que debía detectarse como una fuente de rayos X, y así fue. La mayor parte de los estudios sobre emisión de rayos x comprenden la banda conocida como rayos x suaves ($\sim 0.2 - 4.5 \text{KeV}$).

Entre los NAG de baja luminosidad se encuentran los LINERs. Muchos LINERs han sido identificados. Son núcleos galácticos con un espectro de líneas de emisión que muestra generalmente un nivel más bajo de ionización que una galaxia Seyfert 2, pero con las líneas [O I], [S II] y [N II] fuertes, en relación a las galaxias normales y que son características de un NAG. Muchos de los LINERs presentan líneas de emisión débiles, en relación a las demás bestias del zoológico de NAG, y para detectarlas y medirlas es necesario substrair el espectro de líneas de absorción de la galaxia subyacente.

La característica principal de los LINERs, es la de tener líneas de baja ionización como O I y S II (de donde se toma el nombre de LINERs, acrónimo de Low Ionization Nuclear Emission-Line Region). Estudios de galaxias cercanas (Heckman, Balick & Crane 1980; Ho, Filippenko & Sargent 1997) revelan que aproximadamente 1/3 de todos los núcleos de galaxias espirales presentan líneas débiles de emisión de baja ionización. En algunos casos, los cocientes de intensidad de líneas muestran semejanza con remanentes de supernova. Se ha sugerido (Osterbrock 1991) que, de alguna manera, los LINERs deben estar emparentados con las Seyfert ya que presentan actividad nuclear; en algunos LINERs se han observado líneas anchas en luz polarizada (como en algunas Seyfert 2), y aparecen frecuentemente en espirales tempranas, razón por la que algunos les conocen como Syfert 3 (Lipovetsky et al. 1987).

Además de las espirales, los núcleos de algunas galaxias elípticas tienen un espectro tipo LINERs. Dos ejemplos bien estudiados son las galaxias NGC 1052 y NGC 4278. En NGC 1052 una línea de emisión débil y ancha de H_{α} fue detectada, mostrando de nuevo un núcleo activo similar, en general, a aquellos que se encuentran en las galaxias espirales clasificadas como Seyfert (Filippenko & Sargent 1985).

A pesar de ser tan numerosos, existen pocos trabajos sobre este tipo de objetos, en comparación con la cantidad de trabajos dedicados a galaxias Seyfert y cuasares.

Los LINERs son en general, los núcleos activos más débiles. Son lo que podríamos llamar la transición entre galaxias activas y galaxias consideradas como *normales*. Incluso algunos objetos muestran espectros con líneas de emisión tan débiles que éstas apenas se encuentran por encima del límite de detección.

1.1.3 Objetos BL Lac

En cuanto a potencia radiada o luminosidad, el extremo de los LINERs son los objetos tipo BL Lac.

Los objetos BL Lac se caracterizan fundamentalmente por no presentar líneas de emisión, y en algunos casos también presentan líneas de absorción (Rieke et al. 1976; Burbidge et al. 1976). Tienen grandes corrimientos al rojo, según se ha logrado medir para algunos objetos cuando se encuentran en un mínimo de emisión de continuo, durante el cual se pueden distinguir líneas de emisión estrechas que antes eran *tragadas* por el continuo. El máximo de la luminosidad del continuo está en los rayos γ . En el óptico, el continuo está altamente polarizado, aunque en la región del radio el grado de polarización es menor. A pesar de que en general poseen apariencia estelar, algunos parecen estar en una galaxia elíptica.

Existen objetos muy parecidos a los objetos BL Lac, pero que muestran líneas anchas de emisión: los OVV. A los objetos BL Lac, junto con los objetos OVV, se les conoce como *blazares*.

Angel & Stockman (1980), caracterizan a los blazares por su emisión no térmica, que se cree es producida por radiación sincrotrónica. Los blazares son, por ende, objetos radio-fuertes (ver figura 1). La radiación sincrotrónica va desde el ultravioleta hasta el radio; presentan emisión altamente polarizada [mayor al 3% (de Diego 1994), y puede llegar al 40% en el óptico] y muy variable (en radio-óptico, así como IR, Rayos X y rayos γ). Las variaciones son tanto en flujo como en grado y ángulo de polarización. El flujo total puede variar en todas las escalas de tiempo y en todas las frecuencias del espectro electromagnético. El espectro no-térmico de estos objetos se ajusta a una ley de potencias. Los blazares, así como algunos cuasares, presentan movimientos superlumínicos (ver Carrillo 1989).

1.1.4 Radio-galaxias

La característica fundamental de una radio-galaxia es el poseer dos grandes lóbulos de plasma, situados a distancias de hasta 10^6 pc del núcleo, los cuales emiten en la banda del radio. Se les asocia preferentemente con galaxias elípticas gigantes, cD. Tienen líneas de emisión muy intensas en el óptico. Algunas presentan, además, chorros de materia con velocidades

relativistas (jets relativistas), los que se han supuesto que son la conexión física entre el objeto central y los radiolóbulos, proporcionando energía a éstos.

Algunas radio-galaxias muestran en su espectro líneas delgadas, mientras que otras presentan líneas delgadas y anchas. En esto son análogas a las Seyfert 1 y Seyfert 2. Por este motivo, las radiogalaxias pueden ser divididas en *NLRGs* (de *Narrow Line Radio Galaxy*), si presentan sólo líneas delgadas y, *BLRGs* (de *Broad Line Radio Galaxy*), si tienen también líneas anchas. En las NLRG los anchos de las líneas van de 400 a 800 km s⁻¹ (ver p.e. Osterbrock, 1978), mientras que en las BLRG, van de 5000 a 30000 km s⁻¹.

Las NLRG suelen dividirse en dos clases de fuentes (división hecha por Fanaroff & Riley, 1974): galaxias Fanaroff-Riley de tipo I (FRI) y Fanaroff-Riley de tipo II (FRII). Una NLRG se clasifica como tipo FRI si la luminosidad es menor que $2 \times 10^{25} \text{WHz}^{-1} \text{sr}^{-1}$ y si es mayor a este umbral, entonces el objeto es una galaxia FRII. También se toma en cuenta el tipo morfológico de la galaxia huésped, así como la morfología de sus jets y sus lóbulos. En las FRII, el jet se ve más luminoso conforme uno se aleja del núcleo, mientras que las FRI muestran jets simétricos que son más brillantes cerca de la fuente, los cuales se van disipando hacia los extremos.

1.1.5 Cuasares

Los cuasares suelen encontrarse en regiones con una densidad alta de galaxias (Balick y Heckman, 1982). Ópticamente tienen apariencia estelar, aunque hay evidencia observacional de la presencia de una nebulosidad que podría ser la galaxia huésped (Hawking 1978). Presentan un continuo no térmico, variable en distintas longitudes de onda, que produce un exceso en la emisión ultravioleta; además de este exceso en el ultravioleta, se observa emisión térmica proveniente, según el modelo estándar (ver sección 1.2.1) del disco de acreción (el *blue bump*).

Aunque los cuasares radio-emisores, o QSR, fueron los primeros en descubrirse, y tiempo después se descubrieron objetos ópticamente similares, pero sin emisión en radio (QSO), la mayor parte de los cuasares (90%) son radio-callados, es decir, QSO.

Al igual que para la variedad de NAG puede darse una lista de características que les distingue, las propiedades generales de los cuasares, ya sean QSR, QSO, OVV o BAL (de *Broad Absorption Line quasars*), según algunos autores son las siguientes (ej. Schmidt, 1964; Burbidge, 1967; Hazard 1979):

- a) Ópticamente son parecidos a estrellas azules y en algunos casos se asocian a fuentes de radio.
- b) Son variables en diferentes longitudes de onda y escalas de amplitud y tiempo.
- c) Muestran un exceso de flujo en el ultravioleta y en el cercano y lejano infrarrojo.
- d) Su espectro óptico muestra líneas de emisión permitidas con anchos mayores a 1000 km/s (y en ocasiones de hasta 20,000 km/s), y en algunos casos líneas de absorción (absorción que puede ser atribuida a polvo y gas intrínsecos a la galaxias huésped, si es que ésta existe, o extrínseca. Esto puede distinguirse al determinar el corrimiento al rojo de las líneas esperando que el valor de este corrimiento sea similar al de las líneas de emisión de origen intrínseco a la fuente).
- e) Las líneas del espectro tienen grandes corrimientos al rojo, que de interpretarse como el resultado de la expansión del universo, poseen magnitudes absolutas de $-23 \leq M_v \leq -28$, con lo que serían más brillantes que las galaxias más brillantes de un cúmulo ($-22 \leq M_v \leq -24$).

El espectro de los QSO es muy parecido al de las galaxias Seyfert 1 mientras que los QSR son similares a las radiogalaxias de líneas anchas (tanto en sus líneas como en su emisión en radio; ver Osterbrock 1978), pero la imagen óptica está dominada por un núcleo de apariencia estelar, azulado y luminoso y con líneas de emisión anchas y generalmente no se detectan jets.

Para hacer la distinción entre cuasares radio-emisores y cuasares radio-tenuos puede tomarse un corte en la potencia emitida a 5GHz como $P_{5GHz} = 10^{24.7} W Hz^{-1}$ (Woltjer 1990),

así como en la emisión en rayos X, pues esta emisión es más débil en los QSO que en los QSR, o bien el cociente óptico-a-radio $R_{\nu o}$ (ver la introducción).

En radio, tienden a ser muy variables, además de mostrar frecuentemente polarización lineal. Los más brillantes también muestran emisión de rayos X. La emisión del continuo va desde rayos x hasta radio. Su espectro no se parece a la de un cuerpo negro; su emisión tiene un exceso en las bandas ultravioleta e infra-rojo.

Si la polarización en radio de los cuasares, así como del resto de bestias del zoológico de NAG, es mayor a 3% (Moore & Stockman 1984), se les llama HPQ (*High Polarization Quasar*) y por debajo de este nivel son LPQ (*Low polarization Quasar*). Si bien este límite es en cierto modo arbitrario (en todas las fuentes identificadas como núcleos activos), pues la polarización en algunos objetos varía hasta alcanzar valores a ambos lados de este margen, su uso se justifica porque en los objetos que usualmente se sitúan por encima de él, a menudo se observan otras propiedades que los diferencian claramente del resto. Con muy pocas excepciones, los objetos con polarización alta presentan variaciones cuya mayor amplitud y menor escala temporal difiere mucho de las de otros tipos de NAG.

Los cuasares conocidos como OVV, se clasifican como cuasares radio-fuertes, con líneas de emisión anchas. A este tipo de cuasares también se les puede conocer como HPQ. El flujo de un cuasar tipo HPQ, está dominado por una componente no térmica. Los cuasares radio callados de baja polarización, es decir, del tipo LPQ, presentan espectros electromagnéticos con una componente térmica importante, la cual se observa en la región ultravioleta. En general, la polarización en cuasares radio callados es muy pequeña (Takalo et al. 1992).

Otro aspecto importante de la luz que nos llega de un NAG, es que puede presentar variaciones temporales de brillo en todo el espectro electromagnético (ver p.e. Miller & Wiita, 1990). En particular, en los cuasares de tipo blazar se dan variaciones de hasta varias magnitudes en escalas de años, como el caso del OVV, 3C 279 que en 1937 alcanzó $m_B = 11.3$,

alrededor de 6 magnitudes más brillante de su nivel normal (Kidger et al. 1992), así como variaciones en escalas temporales de días o menos y amplitudes de centésimas e incluso décimas de magnitud (*microvariaciones*, ver capítulo 2).

La importancia del estudio de la microvariabilidad radica en que es una herramienta muy poderosa para poder comprender algunos de los procesos que ocurren en los NAG (ej. Miller & Wiita, 1990; Wagner & Witzel, 1995; Dultzin-Hacyan et al. 1997), así como para darnos una idea del tamaño de la fuente emisora. Someramente, el tamaño de la región emisora no puede exceder a $c\Delta t$, donde c es la velocidad de la luz y Δt es el tiempo que dura la variación; sin embargo, al tomar en cuenta efectos relativistas y cosmológicos el tamaño de la región puede superar este valor (ver capítulo 2).

1.2 Modelos de producción de energía

La luminosidad típica de un NAG es sumamente alta. Un núcleo con $M_B = -23$ posee una luminosidad $L \approx 10^{12}L_{\odot} \approx 10^{45.6} \text{ erg/s}$ integrada sobre las regiones espectrales del ultravioleta, óptico e infrarrojo dentro del intervalo $0.1\mu \leq \lambda \leq 100\mu$ (Edelson & Malkan 1986). Toda esta energía es liberada dentro de una región muy pequeña, con dimensiones típicas menores a 10 días luz, fenómeno que no es posible explicar suponiendo que esta energía proviene de estrellas del tipo que conocemos o de cualquier otro objeto de apariencia estelar en el cual se produzcan reacciones termonucleares.

Para explicar las características que se han observado en los NAG, no sólo las luminosidades tan grandes, sino además la variabilidad en diferentes longitudes de onda, la emisión de líneas de alta ionización, etc., se han propuesto algunos modelos que tratan de explicar los posibles procesos físicos que pueden estar ocurriendo en estos objetos y que darían lugar a las propiedades observadas.

1.2.1 Modelo estándar

Este modelo propone que en el núcleo de las galaxias activas existe un hoyo negro supermasivo ($10^7 M_{\odot} < M_{HN} < 10^{10} M_{\odot}$) rodeado por un disco de acreción que rota en torno a él; este disco de acreción sería la principal fuente de energía en un NAG, mediante la liberación de energía gravitacional (Zeldovich & Novikov, 1964; Salpeter 1964; Shakura & Sunyaev 1973; Blandford & Rees 1992).

La luminosidad de un NAG típico es del orden de $10^{12} L_{\odot}$; ésta, es demasiado grande como para ser emitida por una estrella, pues las estrellas más masivas, de masas del orden de $10^2 M_{\odot}$, tienen luminosidades del orden de $10^5 L_{\odot}$.

En estas estrellas de masa grande, la presión de radiación es dominada por el peso del gas de las capas externas, pero se encuentran muy cerca de cierto límite de inestabilidad. Este límite está determinado por la llamada *luminosidad de Eddington*. Esta luminosidad es la máxima que puede tener un objeto esférico para mantener el equilibrio entre la atracción gravitatoria dada por su propia masa y la presión de radiación. La expresión que nos da el límite de luminosidad de Eddington está determinada por

$$L \leq L_E = \frac{4\pi c G m_H M}{\sigma_T} = 1.3 \times 10^{38} \frac{M}{M_{\odot}} \text{ erg s}^{-1}$$

donde m_H es la masa del protón y σ_T es la sección recta de dispersión electrónica o de Thompson. Debido a esto no pueden existir estrellas con masas mayores que 100 masas solares ($100 M_{\odot}$).

Aunque el límite de Eddington se aplica a objetos con simetría esférica, para geometrías más complicadas éste es tan sólo una estimación. Además, si el objeto no está en equilibrio o en estado estacionario, el límite de luminosidad máxima podría ser algo mayor que el límite de Eddington.

De acuerdo a lo anterior, la fuente central en un NAG con $L = 10^{12} L_{\odot}$ debe tener una masa $M \geq 3 \times 10^7 M_{\odot}$. Los tiempos de variación observados en el continuo de muchos NAG, sugieren que la fuente central de este continuo puede ser muy pequeña (ver capítulo 2), en

algunos casos hasta de una semana luz en el límite óptico o incluso hasta segundos en el límite de rayos X (ver p.e. Kunieda, et al. 1990), aunque puede ser sólo parte de la *máquina central*. Así que, para estudiar a los núcleos activos, debe tenerse en mente la producción de energías enormes que están relacionadas con volúmenes muy pequeños que contienen una gran masa.

En estas condiciones, el escenario físico de un disco de acreción en torno a un hoyo negro es el más simple. La luminosidad producida puede escribirse como

$$L = \eta \dot{M} c^2$$

donde \dot{M} es la tasa de acreción de materia y η es la eficiencia del proceso, es decir, la fracción de masa convertida en energía y que no cae en el hoyo negro. Si $\eta = 0.1$ (Rees 1984), para un hoyo negro con $L = 10^{12} L_{\odot}$ la acreción de masa requerida es del orden de $0.7 M_{\odot} \text{ año}^{-1}$.

Al estudiar las propiedades de los núcleos activos se atribuye la mayor parte, o al menos una parte importante de su emisión, a fuentes de origen no térmico. Esta suposición está justificada por el aspecto del espectro de los objetos, que en mayor o menor medida se ajusta a una ley de potencias y al alto grado de polarización de la emisión. A toda la emisión de una fuente que no puede atribuirse a líneas espectrales se le da el nombre de continuo. El continuo lo forman entonces, no sólo los procesos no térmicos, sino también las componentes térmicas que se ajustan a una emisión de cuerpo negro. Este es el caso del exceso ultravioleta, cuyo origen suele ser atribuido a emisión térmica del disco de acreción en las inmediaciones de un hoyo negro supermasivo (Czerny & Elvis 1987; Wandel & Petrosian 1988).

Cualitativamente hablando, la radiación emitida puede ser determinada comparando los diversos procesos de emisión y absorción de radiación. El principal mecanismo de producción de energía en un disco, que consiste básicamente de un plasma de iones y electrones, son el bremsstrahlung térmico y la radiación no térmica por los procesos sincrotrón y Compton inverso producidos por electrones altamente relativistas. Parte de la radiación no térmica puede producirse cerca del disco, en una corona de plasma, la cual es calentada mecánicamente (por disipación de ondas, por ejemplo; Liang & Price 1977; también puede verse Begelman 1985).

La emisión del continuo ionizante, proveniente de la zona más interna del núcleo de la galaxia activa, tiene la forma de una ley de potencias

$$L_\nu = C\nu^{-\alpha}$$

donde α es un número entre 1 y 2, ν es la frecuencia y C un parámetro distinto para cada objeto (Koski 1978; Osterbrock 1989; Malkan 1983).

Los parámetros más importantes de modelo de disco de acreción son: la masa del agujero negro, la tasa de acreción y la viscosidad (esta última provoca que el material en el borde interno del disco caiga al hoyo negro, además de transportar momento angular hacia afuera y convirtiendo parte de la energía gravitatoria en energía térmica).

Si extraemos energía potencial gravitatoria y momento angular de una partícula inicialmente en órbita circular, ésta empezará a caer hacia el cuerpo central describiendo una espiral. La cantidad de energía que se puede extraer en este proceso es igual a la energía de amarre de la última órbita estable. Para poder extraer energía y momento de un gas sujeto a un campo gravitacional, como es el caso del disco de acreción, se necesita encontrar la manera de redistribuir el momento angular inicial entre las partículas del gas para permitir que algunas caigan en el pozo de potencial. Los discos de acreción brindan esta posibilidad vía la viscosidad del material en el disco. Esto se debe a que cualquier proceso viscoso es capaz de redistribuir momento angular entre elementos del gas. En estas circunstancias, cada elemento del gas se libera de toda la energía (cinética e interna) que puede (se supone que el gas radía eficientemente) por fricción con otros elementos del gas. Este proceso disipativo, el movimiento de cizalla (en inglés se conoce como *shear*: capas adyacentes del gas se deslizan una con respecto a la otra, produciéndose una fricción en el plano de contacto entre las capas, que tiende a frenar el movimiento) provoca que la energía liberada sea disipada en forma de calor, es decir, radiada. De esta manera, la viscosidad hace que el gas pierda energía. Puesto que la única fuente de energía es el potencial gravitacional, esto quiere decir que el gas *se hunde* más

profundamente en el pozo de potencial. De este modo, la viscosidad permite convertir energía potencial (gravitacional) en radiación de una manera eficiente.

El desarrollo inicial de la teoría de los discos y el papel de la viscosidad están relacionados con el problema de la formación del Sistema Solar (Von Weizäcker 1943). A finales de los años 60, el enfoque cambió del estudio dinámico al aspecto energético de los discos. Ya en el caso clásico (no-relativista) pueden obtenerse resultados significativos.

Si Φ es el potencial gravitacional, la luminosidad emitida por el disco, L , será $L \sim \Phi \dot{M}$ (donde $\dot{M} = dM/dt$ es la tasa de acreción). En esta aproximación newtoniana,

$$L \sim \frac{GM}{R} \dot{M}$$

(R es el radio del disco).

Para ver esto considerese un disco delgado, es decir, $h \ll a_D$ (h es la altura del disco y a_D su radio). Se usan, coordenadas cilíndricas polares: (R, Φ, Z). Se puede suponer en una primera aproximación que las velocidades son keplerianas ($v \propto R^{-1/2}$).

En el plano $Z=0$, el equilibrio del disco está dado por el balance entre fuerza gravitacional y la fuerza centrífuga, es decir:

$$\frac{v_\phi^2}{R} = -\frac{d\Phi}{dR} = -\frac{GM}{R^2}$$

donde v_ϕ es la velocidad tangencial al movimiento circular y Ω es la velocidad angular.

En el disco, las velocidades dependen de R y, por lo tanto, hay rotación diferencial. Esta variación de la velocidad a lo largo de la dirección perpendicular al movimiento produce el esfuerzo de cizalla. Este proceso disipativo se debe a la viscosidad cinemática.

Si el disco tiene una densidad superficial $\Sigma(R, t)$, la fuerza viscosa por unidad de longitud W , alrededor de la circunferencia de un anillo del disco, será

$$W = \nu \Sigma A,$$

donde ν es el coeficiente de viscosidad cinemática y A se define como

$$A = R \frac{d\Omega}{dR}.$$

La ecuación del momento angular para un disco alrededor de una estrella de radio R_* , puede expresarse (aproximadamente) como

$$\mu \Sigma = \frac{\dot{M}}{3} (1 - [R_*/R]^{1/2})$$

(Pringle 1981), donde μ es el coeficiente de la viscosidad cinemática.

μ genera disipación de energía, en el disco, a una tasa $D(R)$ por unidad de área y unidad de tiempo:

$$D(R) = \frac{3GM\dot{M}}{4\pi R^3} (1 - [R_*/R]^{1/2}),$$

donde M es la masa del disco.

En la teoría de los discos, la mayor fuente de incertidumbre es la viscosidad, que debe ser cinemática, turbulenta y magnética. En la ecuación que se ha definido para la tasa de disipación no aparece la viscosidad. Esto ha sido a costa de suponer que esta viscosidad se puede autorregular para garantizar un flujo estacionario de masa \dot{M} .

Usando la ecuación para la tasa de disipación puede encontrarse que la luminosidad total del disco es

$$L = \int_{R_*}^{\infty} D(R) dt = \frac{1}{2} \frac{GM}{R_*} \dot{M}.$$

Una manera de dar la vuelta al problema de la ignorancia que se tiene sobre los procesos disipativos está en la formulación de Shakura & Sunyaev (1973), quienes condensaron toda la incertidumbre en un parámetro adimensional llamado α . La viscosidad en términos de α se define como

$$\mu = \alpha C_s h \quad (0 \leq \alpha \leq 1),$$

donde C_s es la velocidad del sonido en el disco; se está suponiendo solamente que la turbulencia es subsónica y que la escala de los remolinos, generados por esta turbulencia, es menor que la altura del disco, h .

Aunque los modelos de disco de acreción en torno a un hoyo negro supermasivo pueden reproducir muy bien la eficiencia en la producción de energía (Woltjer 1990; Netzer 1990; Osterbrock 1991), presentan ciertos problemas teóricos, siendo el más importante el origen mismo del hoyo negro. Por otro lado, un problema relacionado con el disco de acreción radica en la gran cantidad de materia que requieren para alimentar al *monstruo*, en general del orden de $1 M_{\odot} \text{ año}^{-1}$.

Otro problema en los modelos de disco de acreción, es cómo llega masa a la zona más interna del núcleo galáctico. Una forma de resolverlo es suponiendo que las partes externas de un disco de acreción finito, puede extenderse a distancias enormes hasta que el exceso de momento angular es removido, transportandolo hacia afuera mediante la tensión viscosa, (Lynden-Bell & Pringle 1974). Además, aún es una interrogante cómo llega masa constantemente a la parte central de la galaxia, donde pueda alcanzar al disco de acreción.

El disco de acreción de un NAG podría depender de otros agentes para remover el exceso de momento angular, tales como (1) fricción o inestabilidades en la frontera entre el disco y el medio caliente que no rota (Gunn 1979); (2) fricción dinámica con un cúmulo de estrellas que no rota (Ostriker 1983); (3) vientos hidromagnéticos (Blandford & Payne 1982) y (4) vientos calentados por el proceso Compton, los cuales ocurrirían cuando la parte externa del disco es irradiada por rayos X provenientes de zonas más internas (Begelman, Mckee & Shields 1983; Begelman & Mckee 1983).

Aunque un modelo de disco de acreción de radio muy grande, puede resolver el problema del transporte de material hasta las inmediaciones del hoyo negro, estos discos muestran el problema de tender a ser autogavitantes en la dirección perpendicular al plano del disco, en radios comparables, o mayores aún, al de la BLR (Paczyński 1978). Una manera de evitar la

autogravitación en regiones de unos cuantos parsecs es si el disco tiene grumos y se ensancha por causa del movimiento de éstos. Así, de no haber limitaciones en el tamaño del disco, no hay razón para no pensar que éste pudiera emerger lo suficiente al medio interestelar mismo, a escalas de kiloparsecs o aún mayores (Bailey 1980).

1.2.1.1 Fotoionización

En un NAG, la fuente principal de ionización parece ser la fotoionización debida a un espectro electromagnético que se extiende a altas energías (ver p.e. Viegas & Contini 1997). Como se vio en la sección anterior, la hipótesis más aceptada propone que en el núcleo de estos objetos existe un hoyo negro que produce dicho espectro, como una consecuencia de la liberación de energía gravitacional por el material acretaado (ver p.e. Rees 1984).

A pesar de que Shakura & Sunyaev (1973) calcularon el espectro emitido por un disco de acreción, mediante una ley de potencias, en realidad no ha sido posible calcular con exactitud el espectro emergente de fotones ionizantes, pues no se posee un esquema físico lo suficientemente completo sobre la estructura de la fuente de energía que pueda dar la ley de potencias *quebrada* (es decir, la *ley de potencias* presenta diferentes índices espectrales en distintas regiones del espectro) que se ha observado en el espectro de los NAG. Sin embargo, la suposición de una ley de potencias parece correcta debido a que ésta es realmente observada en una buena porción del espectro (Koski 1978; Malkan 1983; Viegas & Contini 1997).

Los núcleos activos se encuentran tan lejos de nosotros que, salvo algunas regiones de emisión de líneas delgadas (las regiones conocidas como ENLR, de Extended Narrow Line Region), no ha sido posible resolverlos (ver p.e. Wilson et al. 1997). Por tal motivo existe muy poca información sobre su forma, simetría, etc.; por ello, para modelarlos, se parte de la hipótesis más simple que es suponer simetría esférica, si se va a modelar una región del NAG completa, o simetría plano paralela, si el modelo es para una nube lo suficientemente lejana a

la región central como para suponer que los fotones llegan paralelos. La situación real de las regiones que conforman un núcleo activo, sin embargo, debe ser mucho más compleja.

Los modelos de fotoionización (Baldwin et al. 1980, 1981; Kwan & Krolik 1981; Stauffer 1982; Ferland & Shields 1985; Rees, Ferland & Netzer 1989) consideran que el gas se encuentra ionizado únicamente por fotones generados por una fuente central. En general, estos modelos reproducen las líneas observadas, en el ancho intervalo de energías. Simulan con facilidad, desde las líneas del [O I] y [S II] de baja ionización, hasta el [NeV] y [FeX] de alta, reproduciendo también la línea de [O III] de gran intensidad.

Los modelos más completos consideran todos los procesos que resultan importantes cuando se tiene fotones de energía alta, así como los procesos normales que se dan en las regiones HII (para esto véase p.e. Osterbrock 1989).

Una buena aproximación para explicar las intensidades de muchas líneas de emisión observadas en núcleos activos resulta ser la fotoionización por un espectro que incluye fotones de energías altas, por lo que ha resultado una buena hipótesis para tratar de tener una idea de la naturaleza física de estos objetos. Sin embargo, como se ha mencionado anteriormente, no reproducen fielmente las intensidades de todas las líneas observadas.

A pesar de ser buenos a primera aproximación, los modelos que sólo consideran fotoionización predicen intensidades para las líneas de alta ionización menores a las observadas. Esto sugiere un mecanismo adicional de inyección de energía. La presencia de ondas de choque en la NLR ha sido usada para resolver este problema (Cox 1972).

Se ha recurrido a un tipo de mecanismo adicional al de la fotoionización para la NLR: ondas de choque (ver por ejemplo, Viegas & Contini 1997). Las imágenes recientes del telescopio espacial Hubble (*HST*), muestran frentes de choque en NLR de Seyfert que indican que los choques juegan un papel importante en las NLR. Se cree que la onda de choque se produce cuando el material que dará origen al jet es expulsado por la *máquina central*, o por el encuentro entre material que se aleja de la fuente con material que se acerca.

Un escenario consistente para las NLR muestra que la luminosidad de las líneas de emisión está dominada por los efectos del choque o por la radiación fotoionizadora primaria (Viegas & Contini 1994;1997). Los efectos del choque dependen de la velocidad del mismo, mientras que los efectos de la radiación fotoionizadora depende de la cantidad de fotones producidos por la fuente central y de su distribución de energías. Además, también las condiciones físicas de la propia nube son un factor muy importante a tener en cuenta.

Los modelos compuestos, que incorporan choques y fotoionización por la fuente central para determinar las condiciones físicas de la NLR, son una poderosa herramienta para analizar estas regiones. Las líneas de ionización alta, la emisión de infrarrojo y la componente de rayo x suaves podría venir de nubes de velocidades altas (Iwasawa et al. 1994; Ptak et al. 1994; Viegas & Contini 1997). Además simulan de manera más satisfactoria las intensidades de las líneas de emisión, que resultaban bajas con los modelos que sólo consideraban fotoionización.

1.2.2 Modelo de Brotes Estelares

Estos modelos tratan de explicar las características más sobresalientes en un NAG usando, en general, únicamente los procesos físicos asociados a los brotes de formación estelar.

Estos modelos no son generalmente aceptados debido a que no pueden explicar ciertas propiedades observadas en los NAG, como son: la existencia de jets y los efectos relativistas asociados a los objetos radio fuertes (Marscher 1993), la emisión de rayos gamma, la microvariabilidad y la variabilidad de la polarización óptica-radio (ver Wagner & Witzel 1995). No obstante, los modelos actuales de brotes estelares (Terlevich et al. 1995; Terlevich, Melnick & Moles, 1987; Terlevich et al. 1993) muestran que la evolución de un cúmulo estelar, en un entorno de alta metalicidad, puede reproducir muchas de las características que presentan los NAG radio callados, tales como la presencia de líneas de emisión anchas y angostas.

Además de los modelos de brotes estelares, se han desarrollado modelos compuestos, que incorporan la presencia de un hoyo negro en el núcleo de la galaxia y brotes estelares

circumnucleares. Estos modelos proponen que, al menos para los NAG menos luminosos, la presencia de brotes estelares es una aportación para la energía observada. Esta aportación puede ser menos importante para los NAG más luminosos (Dyson, Williams & Perry, 1996), donde la mayor parte de la energía puede provenir del disco de acreción (ver también Dultzin-Hacyan 1995).

Sin embargo, las grandes tasas de acreción de masa que se tienen que consumir por año, para el caso de objetos con luminosidades altas no pueden ser explicadas de esta manera. Una solución, podría ser la existencia, necesaria de un cúmulo denso de estrellas rodeando al agujero negro (Williams & Perry 1994), proporcionando la masa necesaria a través de sus vientos.

1.3 Esquema unificado

Los esquemas unificados (Woltjer, 1990; Blandford, 1990; Holt, Neff & Urry, 1992; Lawrence, 1993) surgen como una propuesta para tratar de poner orden en la confusión creada por las explicaciones *ad hoc* que se han dado sobre los fenómenos observados en los diferentes tipos de NAG. Un esquema unificado busca tratar de explicar a dos o más clases de núcleos activos como consecuencia del mismo fenómeno y, entonces, las diferencias entre unos y otros radicaría en cosas tales como la orientación del jet o el entorno de la galaxia huésped, por ejemplo.

Existen varios escenarios de unificación que se basan en la orientación del disco de acreción respecto al observador. Un NAG visto a baja latitud respecto al plano ecuatorial del disco de acreción, aparecerá menos brillante que si se viera de frente a su polo, debido a extinción y absorción del disco o un toro de polvo, que cubriría el núcleo. Como ejemplo está el modelo propuesto por Lawrence (1993), el cual supone que todos los núcleos activos radio-emisores son en realidad fenómenos del mismo tipo de objeto salvo la orientación del jet relativista respecto al observador. La hipótesis central es que el ángulo θ , formado por la línea de visión y el eje de la fuente de radio (perpendicular al plano del disco), es el parámetro decisivo en la determinación de la clasificación de una fuente como núcleo activo.

El esquema más usado para cuasares, propone que cuando el ángulo θ decrece, una radio-galaxia FRII aparecería, primero, como un cuasar ordinario y para θ pequeño como un blazar (Barthel 1989). En un escenario paralelo, una radio galaxia FRI se vería como un objeto BL Lac conforme θ viniera a ser pequeño (ver por ejemplo Browne 1983).

Si se considera un NAG eyectando chorros de plasma, al observar a este objeto de frente al jet, lo que se apreciará, será un flujo luminoso muy intenso y variable, es decir un objeto BL Lac (Blandford & Rees, 1978). Este cuadro es consistente con la ausencia de líneas de emisión (Woltjer, 1989) en los objetos de tipo *lacerta*. En el caso en que el ángulo θ sea grande, se observaría, una radio-galaxia.

Una prueba crucial para unificar a los modelos es determinar los ángulos θ para diferentes tipos de NAG y relacionarlo con las propiedades observadas para los diferentes objetos. Por obvias razones, θ no es medible directamente; aunque, al hacer algunas suposiciones, se puede estimar el valor de θ de fuentes individuales o promedios estadísticos de conjuntos de fuentes y comparar estos con las predicciones de los modelos teóricos (para ver con más detalle: Teräsraanta & Valtaoja 1994).

Otro modelo unificador es el que pretende explicar las diferencias entre galaxias Seyfert 1 y 2 mediante el oscurecimiento de la zona central por un toro de polvo (Antonucci & Miller 1985). Sin embargo, existen resultados cuya interpretación podría oponerse a este esquema citado, como el encontrado por Fuentes & Krongold (1997) quienes hallaron que las galaxias Seyfert 2 tienen un exceso mayor de compañeras de campo respecto a las *de campo* de las Seyfert 1. Según el modelo unificador estaríamos hablando del mismo tipo de objetos y por tanto no debería haber diferencias en sus entornos.

Dultzin-Hacyan & Ruano (1996) estudiaron las propiedades en distintas longitudes de onda de las Seyfert y llegaron a la conclusión de que mientras la intensidad del motor nuclear gravitacional decrece de las Seyfert 1 a las Seyfert 2, la contribución relativa de brotes estelares circunnucleares aumenta en la dirección contraria. Esta conclusión, aunada al resultado de

Fuentes & Krongold (1997), sugiere que la interacción de las galaxias activas con las compañeras de campo favorece la formación estelar en las inmediaciones del núcleo.

Aunque actualmente se conoce relativamente bien la estructura de un NAG, se desconoce gran parte de los fenómenos que dan origen a las características observadas, sobre todo porque es imposible, con la tecnología actual, resolver los núcleos de las galaxias activas (salvo algunas regiones de emisión de líneas delgadas). El propósito del estudio de los núcleos activos es descubrir cuales son las propiedades fundamentales. Para ello, estudios de microvariabilidad y de variabilidad en general son importantes, pues con ellos se pueden deducir tamaños de las regiones internas, así como las posibles causas que producen tales variaciones.

capítulo 2

MICROVARIABILIDAD

2.1 Introducción

Desde su descubrimiento los NAG han cautivado la atención de los astrónomos, pues debido a sus peculiares características (tales como altas luminosidades asociadas a zonas compactas, altos corrimientos al rojo y variabilidad), establecer un marco físico conveniente que pueda explicar las observaciones es un verdadero reto. Y es que para dar una imagen física satisfactoria es necesario recurrir a procesos de producción de energía no convencionales.

De las *propiedades* observacionales que se conocen sobre un NAG el presente capítulo trata sobre la variabilidad temporal del flujo. Estas variaciones son consideradas como una propiedad sumamente importante y útil, debido a que su estudio puede ser utilizado para deducir algunas de las características fundamentales de la fuente central, tales como su tamaño, forma o el movimiento del plasma emisor. En cuanto a la información espacial de este plasma, los estudios de variabilidad en el brillo resultan poseer una importancia singular, ya que si son intrínsecas a la fuente pueden proveer límites superiores a la región emisora.

Como es imposible resolver la región central de las galaxias activas en ninguna longitud de onda, es forzoso determinar su tamaño mediante otras técnicas. Para hacer una estimación del tamaño espacial de la región, ubicándonos en el espacio-fase (figura 2.1) supongamos que tenemos en el origen, la región emisora de tamaño ΔX . A cierta distancia de esta región, se encuentra un observador. Debe suponerse también, por simplicidad, que la distancia entre el observador y la región, no cambia en el tiempo. Ahora bien, al tiempo $t = 0$ ocurre un

evento en el centro de la región ΔX (en ese instante, el centro de ΔX coincide con el origen del espacio-tiempo), evento que producirá cambios en el brillo registrado por el observador al tiempo $t = t_1$ (es importante recordar que la luz se propaga, en el plano espacio-temporal, en una dirección a 45° del eje ct). Mientras tanto, la causa de la variación, se propaga en la región ΔX , hacia afuera, alejándose del centro de ésta, a una velocidad menor a la de la luz (es decir en una dirección entre el eje ct y la línea a 45°), hasta alcanzar los puntos A y B . En estos puntos, la perturbación provoca la emisión de energía, que alcanzará al observador en los tiempos $t = t_3$ (proveniente del punto A) y $t = t_2$ (del punto B). De la figura 2.1 es claro que

$$c(t_3 - t_2) = \Delta X$$

Así que, si $\Delta t = t_3 - t_1$ es el tiempo que dura la variación, según lo mide el observador, entonces el tamaño de la región emisora, ΔX , debe ser menor a

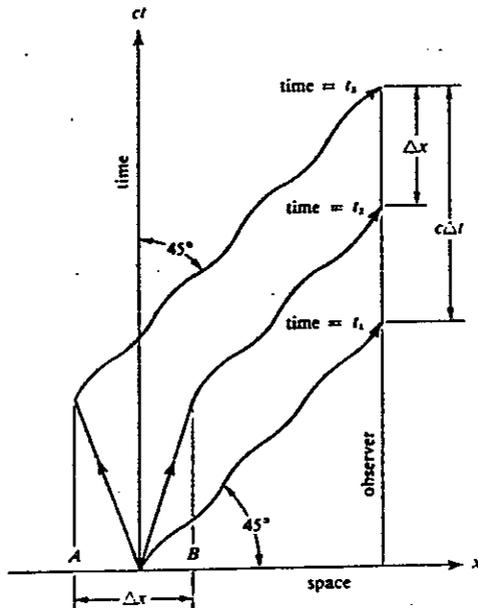


fig. 2.1 Diagrama espacio-tiempo de las variaciones en brillo en un núcleo activo. Tomado de Shu 1990.

$$c(t_3 - t_1) = c\Delta t.$$

Sin embargo, este límite se ha encontrado suponiendo que el observador se encuentra a una distancia constante de la región emisora. Al considerar que la fuente se aleja de nosotros entra una corrección cosmológica:

$$t_{fuente} = \frac{t_{obs}}{(1+z)}$$

(ver p.e. Kolb & Turner 1990) donde t_{obs} es el tiempo que dura la variación según lo medimos nosotros, t_{fuente} es el tiempo que dura la perturbación en el marco de referencia montado en la fuente, y z es el corrimiento al rojo de la fuente.

Además, debe tomarse en cuenta que en los objetos de interés, cuasares y demás NAG, las variaciones observadas podrían deberse a perturbaciones en el jet relativista. Por tal motivo, es necesario introducir una corrección relativista. Así, el tamaño de la región estaría limitado por $2c\Gamma^2\Delta t$ (ver por ejemplo Rybicki & Lightman 1979; también ver Marscher & Gear 1985; Begelman, Rees & Sikora 1994), donde Γ es el factor de Lorentz (para velocidades relativistas $\Gamma \gg 1$) debido a un efecto de *beaming* relativista.

Si bien, como se ha mostrado, puede obtenerse una estimación del tamaño de la región emisora, características tales como la geometría, la orientación respecto al observador y la propagación de la perturbación que introduce la variabilidad, son desconocidas.

Para estudiar los cambios temporales del flujo, limitándose aquí al intervalo óptico, estos suelen dividirse en tres tipos básicos: en primer lugar, están las variaciones que se dan en escalas de tiempo de meses a años y que son fluctuaciones en el brillo de varias magnitudes (por ejemplo MK 421, un objeto del tipo BL Lac, presentó un $\Delta m = 1.5$ mag en 2 años [Sillanpää et al. 1998a]). En segundo lugar se tienen las variaciones que ocurren en escalas temporales de semanas a meses, con cambios en la magnitud menores a las que se dan en las mencionadas anteriormente (como ejemplo: OJ 287 ha presentado un $\Delta m = 0.5$ mags. en 1.5 días y $\Delta m = 0.69$ mags en 2.2 días [Dultzin-Hacyan et al. 1997], $\Delta m = 0.3$ mags. en 35 días

[Sillanpää et al. 1998a] y $\Delta m = 0.7$ mags. en 8 días [Benítez 1997]). Por último se tienen las variaciones que ocurren en escalas de tiempo menores o iguales a un día, en las que los cambios de magnitud son décimas o incluso centésimas de magnitud.

Las variaciones del primer tipo son conocidas en la literatura como *outbursts*, o bien, *abrillantamientos* que son típicas de los blazares (ver p.e. Sillanpää et al. 1988a, 1988b). En este tipo de variaciones hay indicios de posible cuasi-periodicidad en unos pocos objetos, como en el caso de OJ 287 (Sillanpää et al. 1988b), una fuente tipo BL Lac del cual se tienen datos desde finales del siglo pasado, por lo que es el NAG con mayor número de datos fotométricos que se conoce y un buen candidato para estudios de variabilidad.

Las variaciones que ocurren en escalas temporales de semanas a meses, son conocidas con el nombre de *flares*, o ráfagas (ver p.e. Dultzin-Hacyan et al. 1997). Aquí también existen indicios de periodicidad. Algunos de los modelos que tratan de explicar la emisión de estas ráfagas (mecanismos tales como pequeños *abrillantamientos* en la parte interna del disco de acreción [Abramowicz et al. 1992; Wiita et al. 1992]; propagación de choques a lo largo del jet [ver por ejemplo Marscher et al. 1992]), podrían explicar el posible comportamiento periódico; pero hasta ahora sólo se tienen resultados marginales sobre este asunto (Dultzin-Hacyan et al. 1997).

En cuanto a las variaciones que ocurren en escalas de tiempo menores a un día, suele nombrárseles como *microvariabilidad* (en inglés son conocidas como *microvariability*, aunque en ocasiones se usan los términos *intraday variations* [Wagner & Witzel 1995; Begelman et al. 1994] o *intranight variations*). Si bien la característica principal de las microvariaciones es manifestarse como pequeñas fluctuaciones temporales en la magnitud, también se caracterizan por ser azarosas. Aunque parece haber evidencias de cuasi-periodicidad en escalas de ~ 15 min en el objeto OJ 287 (de Diego & Kidger 1990), o las variaciones en rayos X de la galaxia Seyfert NGC 6814, que revela un período de 12 000 segundos (ver Abramowicz et al. 1992; revisar además Scheuer & Readhead 1979), éstas no han sido confirmadas. Existen, en teoría, procesos que pueden explicar la microvariabilidad, así como explicar el por qué son azarosas. Por estas

razones (cambios pequeños en magnitud, tiempo y aleatoridad), a pesar del actual desarrollo, tanto instrumental como en las técnicas de observación, su detección es muy difícil.

Si bien los autores que realizan estudios de variabilidad la clasifican según se ha hecho líneas arriba, algunos lo hacen tomando otros criterios. Un ejemplo de esto son Padrielli et al. (1987), quienes clasifican la variabilidad en función de la longitud de onda, así como de la correlación detectada entre diferentes bandas durante las variaciones (ver p.e. Dultzin-Hacyan et al. 1997). Sin embargo, es importante notar que entre menor sea la escala temporal de la variación las fluctuaciones en magnitud son también menores (Sillanpää et al. 1988a, 1988b; Dultzin-Hacyan et al. 1997; ver también Wagner & Witzel 1995). En este sentido, la microvariabilidad puede ser definida como *cambios en el brillo menores o iguales a una décima de magnitud*, lo que implica de acuerdo a las observaciones escalas de tiempo menores a un día.

En el óptico Moore et al. (1982) encontraron variaciones fotométricas en objetos BL Lac, en período de una semana, con $\Delta = 0.1$ mag. Miller et al. (1989) reportaron ráfagas en escalas temporales de unas cuantas horas. Heidt & Wagner (1996) encontraron microvariabilidad en el 80% de las fuentes de una muestra de objetos BL Lac.

Mientras que las escalas temporales no se pueden correlacionar con las luminosidades o corrimientos al rojo de los objetos, la amplitud de los cambios de magnitud durante microvariaciones se incrementa con la luminosidad.

La extensión de los estudios en el óptico, al cercano infrarrojo, muestran tanto amplitudes como escalas de tiempo similares. En algunos casos, se observa una tendencia de las fuentes a hacerse más azules conforme su brillo aumenta (Takalo et al. 1992; Kidger et al. 1994). En el infrarrojo se han reportado ráfagas muy rápidas, aunque no han sido confirmadas (Wolstencroft et al. 1982).

En el infrarrojo medio, datos tomados con IRAS muestran variabilidad en escalas temporales de 15 a 233 días (Impey & Neugebauer 1988). Las variaciones rápidas en el régimen de los rayos X de núcleos activos han sido reportados con frecuencia. Estas variaciones (las

cuales se han observado en blazares) han sido usualmente descritas como fluctuaciones de baja amplitud en torno a un valor medio, con ráfagas ocasionales superpuestas (Giommi et al. 1990). Utilizando todos los datos disponibles, tomados por el satélite japonés GINGA (*galaxia*), de blazares que presentan microvariabilidad en rayos X, Tashiro (1994) sugiere que hay una evolución temporal sistemática del espectro en la banda de 1 a 10 KeV. Él encontró que las fuentes aumentan su brillo hasta que el espectro es plano, conservándose así durante un tiempo similar al que tardó en aumentar su brillo, para que después disminuya (permaneciendo plano) durante varias horas hasta que el espectro, de nueva cuenta, se empina.

Agrawal & Riegler (1979) reportaron variaciones en escalas de tiempo tan cortas como 1 segundo, las cuales no fueron confirmadas por Snyder et al. (1980). Feigelson et al. (1986) y Kohmura et al. (1994), reportaron variaciones en escalas temporales de ~ 30 segundos. La rapidez extrema con la que se dan estos cambios, pueden ser relacionados con la inyección y aceleración de partículas en un jet relativista (ver p.e. Kirk & Mastichiadis 1992).

En cuanto a los rayos gamma, uno de los primeros resultados del observatorio CGRO (siglas de su nombre en inglés: *Compton Gamma-Ray Observatory*), fue que muchas de las fuentes detectadas con energías entre 100 MeV y 1 GeV son objetos radio callados. Fichtel et al. (1994) observaron 25 blazares, muchos de los cuales son conocidos como fuentes que presentan microvariabilidad en el régimen óptico a radio, son emisores fuertes de rayos gamma de altas energías. Para muchas de estas fuentes se encontró que la emisión en rayos gamma es variable (Michelson et al. 1994). En diversos objetos, se ha reportado microvariabilidad inusual en el óptico durante la detección de radiación de rayos gamma (ver p.e. von Linde et al. 1993).

También se ha observado variabilidad en las líneas de emisión de algunos NAG (Kunieda et al. 1990; Salamanca et al. 1995; Korista et al. 1995). Un resultado interesante es que las fuentes con espectros que presentan líneas de emisión de alta ionización muestran además una respuesta más rápida de éstas a las variaciones del continuo (Korista et al. 1995).

Al igual que la variabilidad del continuo, los estudios de variabilidad de las líneas de emisión anchas tienen como objetivo principal la comprensión de las condiciones físicas de la fuente que las produce. Uno de los principales problemas es localizar la región dónde se emiten las líneas respecto a las otras estructuras de la fuente. También es necesario entender la dinámica del material en la región de emisión de dichas líneas, pues poco se sabe, por ejemplo, de las distribuciones espaciales y de velocidades, si el material se encuentra cayendo o fluyendo desde el centro, o siguiendo órbitas estables en torno a la zona central (Krolik 1994).

2.2 Microvariabilidad

En cuanto a la microvariabilidad, cuando comenzó a estudiarse fue tratada tan sólo como ruido. La interpretación de microfluctuaciones temporales en el brillo era rechazada debido a la manera en que se realizaban las observaciones, pues éstas consistían en estar llevando el telescopio del objeto de interés a una estrella de referencia y viceversa. Con esta técnica existe la posibilidad de cometer errores al centrar el telescopio, lo que resulta en variaciones de magnitud que no son producidas por la fuente. Además, el *seeing* que introduce la atmósfera de la Tierra altera el tamaño aparente de la fuente y produce con ello microvariaciones espúreas. La interpretación de que las microvariaciones de algunos NAG eran causadas por las técnicas de observación perduró hasta la aparición de la tecnología CCD.

Matthews & Sandage (1963) fueron los primeros en dar un reporte de microvariabilidad en NAG. Ellos observaron en el cuasar 3C 48 un cambio de magnitud de 0.04 magnitudes en ~ 15 minutos (lo que implicaría un tamaño de la región emisora menor a 15 minutos luz; como referencia, el semieje mayor de la órbita de Plutón es de unas 5.5 hrs. luz). Este reporte fue ignorado o los resultados reportados se atribuyeron a los errores ya mencionados. Con el

uso intensivo de la nueva instrumentación (CCDs) pronto fue evidente que la microvariabilidad era un fenómeno común para muchos blázares (Kinman 1975); también se reportaron microvariaciones en el infrarrojo, incluso antes de la introducción de la nueva generación de detectores infrarrojos (Lorenzetti et al. 1990; Takalo et al. 1992; Kidger et al. 1992; 1994; Dultzin-Hacyan, Ruelas-Mayorga & Costero 1993; de Diego et al. 1997). Aunque la microvariabilidad en el óptico es un fenómeno común en objetos del tipo blazar, muchos de los NAG radio emisores también presentan este comportamiento (Miller, Carini & Goodrich 1989; de Diego 1994; Wagner & Witzel 1995; Benítez 1997).

Hoy en día, con los detectores bidimensionales y las técnicas de fotometría diferencial, se ha establecido, sin lugar a dudas, la existencia de las microvariaciones producidas en los núcleos activos (ver por ejemplo Quirrenbach et al. 1991; Jang & Miller 1997; de Diego et al. 1998; y también ver Wagner & Witzel 1995). Un hecho que ayuda a constatar que las microvariaciones en NAG son reales es la microvariabilidad simultánea en diferentes bandas, como radio y óptico (ver p.e. Wagner & Witzel 1995).

A pesar de que se había comenzado a reportar desde hace años (~ 30 años) que muchos de los objetos radio-emisores presentan microvariaciones en las bandas del radio y cercano infrarrojo en núcleos activos del tipo radio tenues no se había encontrado microvariabilidad hasta hace poco tiempo (Jang & Miller 1997; de Diego et al. 1998).

De acuerdo a los modelos que tratan de explicar el fenómeno NAG, se piensa que los estudios de microvariabilidad pueden ayudar a comprender las zonas más internas de los núcleos activos. Estos estudios dan información, en principio, sobre características físicas tales como tamaños y estructuras. Algunos de los modelos sugieren que los picos de emisión en las longitudes de onda más largas se producen más lejos de la región central y en zonas más extendidas, es decir, el tamaño de la región emisora se incrementa con la longitud de onda (Shakura & Sunyaev 1973; ver también Pian & Traves 1993).

Si los modelos de disco de acreción son correctos, entonces las zonas más calientes son aquellas que se encuentran más cerca del centro, salvo por *manchas* en otros lugares del disco (inestabilidades locales).

Netzer et al. (1996) sugieren que las escalas de tiempo de las variaciones son inversamente proporcionales a la luminosidad de la fuente, contraponiéndose a la noción general de que los objetos más luminosos indican las mayores fuentes de continuo.

Por otro lado, las observaciones de variabilidad rápida en radio, combinadas con los flujos de rayos X, llevaron a la predicción de movimientos superlumínicos que posteriormente serían confirmados con el VLBI (Pearson et al. 1981).

2.2.1 Modelos de microvariabilidad

A fin de explicar la microvariabilidad detectada en núcleos activos se han desarrollado diversos modelos teóricos que reproducen bien las observaciones. Dependiendo de la causa que se cree que provoca las microvariaciones estos modelos se dividen en dos tipos: extrínsecos (si las variaciones son producidas fuera de la fuente) e intrínsecos (si son producidas en la misma fuente). Las causas extrínsecas más evidentes son el centelleo interestelar en radio (*Interstellar Scintillation*) (ver p.e. Rickett 1990) y los microlentes gravitatorios (Chang & Refsdal 1979; Walsh, Carswell & Weymann 1979; Wisotzki et al. 1995); mientras que las causas intrínsecas se basan principalmente en el jet relativista (Blandford & Königl 1979) y/o en el disco de acreción (Abramowicz et al. 1991; Mangalam & Wiita 1993), como manchas calientes (Chakrabarti & Wiita 1993).

2.2.1.1 Modelos extrínsecos

Las variaciones observadas son tan rápidas en los NAG, que requieren de condiciones extremas dentro de la fuente, si es que éstas son de origen intrínseca. Otra alternativa es que las variaciones sean provocadas por mecanismos extrínsecos. La absorción a lo largo de la línea de visión así como la deflexión de la luz pueden producir variaciones. En el último caso, puede deberse a una distorsión gravitacional del espacio o a efectos difractivos del plasma galáctico a lo largo de la línea de visión. El movimiento de la fuente, el observador o el agente que provoca la deflexión introduce una variación temporal del flujo registrado por el observador.

Los cambios de densidad electrónica en el medio interestelar, a diferentes escalas espaciales, puede introducir dispersión difractiva o refractiva, resultando en un ensanchamiento angular de la fuente compacta, apareciendo la consecuente variabilidad (Rickett 1990; Melrose 1994). Este fenómeno es conocido con el nombre de centelleo interestelar (*Interstellar Scintillation*). La dispersión ensancha la imagen de la fuente y este ensanchamiento será más importante para una fuente pequeña que para una grande.

Heeschen & Rickett (1987) confirmaron que las ráfagas detectadas en algunas fuentes están correlacionadas con la latitud galáctica, lo que apoya el modelo de centelleo interestelar. En general las predicciones detalladas de este modelo no han sido capaces de reproducir las características observacionales. Esto puede indicar, no que el medio interestelar quede descartado como explicación de microvariaciones, sino que la comprensión del centelleo interestelar es muy pobre (Spangler et al. 1993).

Una característica particular del centelleo interestelar es el tener una fuerte dependencia con la frecuencia de la luz emitida por la fuente. Esta dependencia se explica de la siguiente manera, haciendo para facilitar el análisis las siguientes aproximaciones: 1) se desprecia el movimiento térmico de los electrones y de los iones, 2) los iones son estáticos (hay que recordar que se trata de un plasma) y sólo los electrones se mueven en respuesta al cruce de la onda

electromagnética y 3) se desprecian las colisiones entre iones y electrones. Entonces, si el movimiento de cada electrón se realiza de manera que cumpla la ecuación

$$\mathbf{F} = m_e \mathbf{a} = m_e \ddot{\mathbf{x}},$$

por un lado (m_e es la masa del electrón), mientras que por otro debe cumplirse que

$$\mathbf{F} = -e\mathbf{E}(\mathbf{x}, t)$$

donde $-e$ es la carga del electrón y $\mathbf{E}(\mathbf{x}, t)$ es el campo eléctrico de la radiación electromagnética incidente, el cual puede representarse como una onda plana:

$$\mathbf{E}(\mathbf{x}, t) = \mathbf{E}_0 \exp[-i(\omega t - \mathbf{k} \cdot \mathbf{x})].$$

Ahora bien, al tratar de hacer

$$\mathbf{F} = m_e \ddot{\mathbf{x}} = -e\mathbf{E}(\mathbf{x}, t)$$

se tendrían problemas debido a la \mathbf{x} que aparece en la exponencial del campo eléctrico. Por este motivo se debe hacer una cuarta aproximación: 4) la longitud del desplazamiento de los electrones es mucho menor que la longitud de onda perturbadora, es decir,

$$x_0 k \ll \omega T,$$

(hay que tomar en cuenta que $\omega = \lambda k / T$, donde λ es la longitud de onda, k es el número de onda y T es el período de la onda).

De esta manera se puede proponer la solución

$$\mathbf{x} = -\frac{e}{m_e} \mathbf{E}_0 \left(\frac{-1}{i\omega}\right) \left(\frac{-1}{i\omega}\right) \exp[-i\omega t]$$

obteniendo que

$$\ddot{\mathbf{x}} = -\frac{e}{m_e} \mathbf{E}_0 \exp[-i\omega t].$$

Al sacar el módulo

$$|\mathbf{x}| = x = \frac{eE_0}{m_e \omega^2}.$$

Ahora bien, se sabe que $\omega_0 = \frac{2\pi}{T}$, donde T es el período de la onda, mientras que ω_0 es la frecuencia característica de oscilación de cada electrón en el medio interestelar. Entonces, en un período

$$\omega T = 2\pi$$

de donde se obtiene que

$$x_0 \ll \frac{2\pi}{k}$$

y x_0 es la *distancia característica* que recorre el electrón que oscila con frecuencia característica ω_0 , es decir,

$$x_0 = \frac{eE_0}{m_e \omega_0^2}$$

Entonces, se obtiene un resultado importante:

$$\frac{eE_0}{m_e \omega^2} \ll \lambda,$$

es decir que, el efecto de centelleo interestelar sólo afecta a longitudes de onda grandes, en el rango del radio (ver p.e. Wagner & Witzel 1995).

El modelo de centelleo interestelar no puede explicar todas las observaciones por lo que comúnmente debe desecharse para explicar los datos. El argumento más convincente para excluirlo como el mecanismo dominante en las microvariaciones es la correlación observada en muchos casos entre las bandas del radio y el óptico pues, como se ha visto, el medio interestelar no afecta a longitudes de onda cortas. La microvariabilidad en el régimen de los milímetros (Wagner et al. 1995), por ejemplo, no puede ser causada por centelleo interestelar.

Si la fuente es suficientemente compacta se espera que sea susceptible a la dispersión difractiva, es decir, que muestre microvariabilidad por centelleo interestelar, lo que no se ha observado aún.

Aunque el medio interestelar puede provocar variabilidad aparente en radio, debido a la dispersión de la luz, para las variaciones en el óptico el fenómeno extrínseco más aceptado es

el de las lentes gravitatorias. Este fenómeno es una consecuencia de la teoría de la Relatividad General (Einstein 1916), la cual predice que la luz es desviada al pasar cerca de un objeto masivo compacto que se encuentra entre la fuente y el observador.

Chang & Refsdal (1979), sugirieron que el efecto de lente gravitatoria sobre cuasares distantes podrían no sólo ser provocado por la deflexión de la luz debida al potencial gravitacional de la *galaxia lente*; además, la deflexión será provocada por la estructura a fina escala dentro del mismo potencial, es decir, por estrellas individuales u objetos compactos (como hoyos negros, enanas blancas, estrellas de neutrones, etc.) que se encuentren dentro de la *galaxia lente*. Estos objetos deberán encontrarse al igual que para las macrolentes gravitatorias, lo suficientemente cerca de la línea de visión como para producir la deflexión de la luz. El cambio de las posiciones relativas de la fuente, de los lentes o del observador, puede resultar en variaciones del factor de amplificación de la lente gravitatoria y, entonces, causar variabilidad.

El factor de amplificación de una lente gravitatoria, se define como

$$\mu = \frac{S_{\nu I}}{S_{\nu o}} = \frac{d\omega_I}{d\omega_o}$$

donde

$$S_{\nu o} = I_o d\omega_o$$

es el flujo en el plano de la fuente (este es el plano que se encuentra a la misma distancia del observador que la fuente y perpendicular a la línea de visión), I_o es el brillo superficial y $d\omega_o$ el ángulo sólido subtendido por la fuente, también en el plano fuente; mientras que

$$S_{\nu I} = I_o d\omega_I$$

es el flujo de la fuente en el plano de la lente. Al igual que en el plano de la fuente, este plano se encuentra a la misma distancia que la *galaxia lente*, perpendicular a la línea de visión, mientras que $d\omega_I$ es el ángulo sólido subtendido por la fuente en el plano de la lente.

En esta teoría, se tiene que la deflexión no altera ni la frecuencia de la onda electromagnética, ni su intensidad. Así que, el cambio en el flujo, de la imagen respecto a la fuente,

está dado por el factor de amplificación μ (ver por ejemplo Argote 1997). La desviación diferencial de la luz en un campo gravitatorio altera la sección recta de un haz de rayos luminosos. Así mismo, el número de fotones se conserva (el ángulo en que se devía la luz es independiente de la absorción o emisión), y la intensidad específica es constante a lo largo del rayo.

Es posible demostrar que entre las imágenes producidas por una lente gravitatoria, al menos una de ellas tendrá $\mu \geq 1$ (Schneider 1984; Blandford & Narayan 1986). En la teoría de lentes gravitatorias se espera que el efecto sea más notorio cuando la fuente luminosa, el objeto que servirá de lente y el observador, se encuentren bien alineados (ver p.e. Argote 1997).

Así, se espera que un sistema cuasar-lente-observador, esté alineado lo mejor posible, de manera que el flujo continuo sea amplificado por este efecto. Un ejemplo de esto podría ser el caso de los objetos BL Lac, como fue sugerido por Nottale (1986) y Schneider & Weiss (1987). Entonces, las estrellas y objetos compactos en la galaxia lente desviarán la luz, produciendo el efecto microlente e introduciendo, microvariaciones. Lo que se propone es que los objetos de la galaxia lente produzcan micro-imágenes de la fuente; el observador no las puede resolver y, entonces, lo que se observa es la superposición de las micro-imágenes como si fuera tan sólo una. Debido al tránsito de los objetos compactos en la galaxia y cerca de la línea de visión, las micro-imágenes cambian dando lugar a fluctuaciones de la intensidad de la imagen compuesta.

Una característica importante en la teoría de las microlentes gravitatorias es la acromaticidad (Schneider 1984; Blandford & Narayan 1986; ver también Argote 1997), es decir, las microvariaciones no producen cambios en el color del objeto. Sin embargo, a pesar de que los efectos producidos por lentes gravitatorias son básicamente acromáticos, la forma e intensidad de los eventos de microlentes dependen del tamaño de la fuente, digamos un cuasar, produciendo con ello efectos crómicos indirectos. Esto se debe a que, en una fuente tipo NAG, es posible que la longitud de onda de la energía radiada depende del tamaño de la región emisora.

No obstante la fuerte evidencia observacional que existe a favor de los macrolentes, la evidencia en torno a microlentes es sólo circunstancial (Wisotzki et al. 1995). Para mayor detalle sobre microlentes gravitatorias puede verse Argote (1997).

2.2.1.2 Modelos intrínsecos

Durante la década de 1980, se sugirió la idea de que la emisión térmica del continuo es la responsable de la mayor parte de la energía proveniente de un NAG radio-callado y de algunos radio-emisores (ver p.e. Bregman 1990), donde los espectros tenían una ley de potencias debido a la superposición de muchas planckianas con diferentes temperaturas. Hoy en día se tiende a un marco físico que sugiere la existencia de dos tipos de NAG: aquellos en los que la producción de energía es predominantemente no térmica (como en los blazares), y aquellos en los que es de origen térmico (NAG radio callados). La discusión de este modelo está dirigida a las propiedades de objetos radio-callados y a los métodos que pueden utilizarse para distinguir entre emisión térmica y no-térmica. Los rayos x serían producidos por la reemisión de polvo, el cual es calentado por la radiación primaria proveniente del disco de acreción.

La teoría indica que si las variaciones son intrínsecas a la fuente, los cambios en el flujo observado corresponden a cambios significativos en la luminosidad. Supóngase por ejemplo, que se tiene una radio-fuente típica con una luminosidad de 10^{46} erg/s ; al haber un cambio de 0.1 magnitudes durante 24 horas, se requiere una energía total, suponiendo emisión isotrópica, de $\sim 10^{51} \text{ erg}$ (el Sol, emitiendo con su luminosidad actual, tardaría $\sim 5 \times 10^9$ años en radiar toda esa energía).

Debido a que las escalas de tiempo son cortas, implicando volúmenes pequeños para la región que está emitiendo, se ha supuesto que las ráfagas se producen en la región central del núcleo de una galaxia activa. Un lugar obvio para la producción de las microvariaciones es el disco de acreción, postulado en el modelo estándar de un NAG (ver capítulo 1).

Algunos de los modelos que se han basado en manchas, ráfagas o disturbios en el disco de acreción fueron sugeridos por Abramowicz et al. (1991), Mangalam & Wiita (1993), y Chakrabarti & Wiita (1993). Los modelos de disco de acreción son viables para explicar algunos fenómenos vistos en el rango del óptico a rayos X, pero no pueden explicar la microvariabilidad en radio (hay que recordar que el disco de acreción emite como cuerpo negro).

Uno de los primeros modelos (Vila 1979), propone que el disco presenta pulsaciones que pueden producir abrillantamientos. También se ha sugerido que un gran número de manchas calientes o ráfagas en el disco, pueden dar origen a la mayor parte de los cambios observados en las bandas de rayos X (Abramowicz et al. 1991; Zhang & Bao 1991), y en el óptico-UV (Mangalam & Wiita, 1993). Estas manchas calientes podrían producirse, por ejemplo, como consecuencia de cambios en la tasa de acreción, inducida por la interacción gravitatoria sobre el disco por parte de algún objeto, como una galaxia (Chakrabarti & Wiita 1993); sin embargo, para las variaciones simultáneas observadas en las bandas del óptico a radio, se descartan estos modelos.

Otros trabajos, tratan de reproducir los datos observacionales utilizando choques en el disco de acreción (Sponholz & Moteni 1994), puesto que en los objetos radio-callados no se observan evidencias de un jet (Antonucci, Barvainis & Alloin 1990; Miller, Raulings & Saunders 1993; Kellerman et al. 1994), a diferencia de los radio-fuertes. Entonces, la detección de microvariabilidad óptica en los cuasares radio-callados (Jang & Miller 1997; de Diego et al. 1998), favorece a los modelos basados en el disco de acreción, así como a los que proponen causas extrínsecas.

Bregman (1991) sugiere que el espectro de los cuasares radio callados posee las siguientes componentes: a) el continuo en $0.1-0.5 \mu\text{m}$ se debe a la emisión producida en un disco de acreción delgado y autogravitante; b) la emisión en $0.5-1 \mu\text{m}$ se debe a emisión libre-libre cuya energía proviene de la región interna del disco de acreción; c) la emisión en $1-200 \mu\text{m}$ es producida por polvo termalizado que reemite la radiación que proviene del disco; por último d) la emisión en rayos x se debe a dispersión Compton en un medio *rarificado* en torno al disco de acreción. Con

este esquema, el tamaño de la región emisora se incrementa rápidamente con la longitud de onda, como λ^2 o $\lambda^{4/3}$ (ver Bregman 1991). Entonces, las propiedades de variabilidad de cada una de las regiones emisoras podrían reflejar su tamaño.

Algunos autores sugieren (ver por ejemplo Marscher & Gear 1985; Begelman 1994), que el plasma emisor, donde se llevan a cabo los procesos que darán origen a las microvariaciones, es un flujo que se mueve a velocidades relativistas en un chorro (o jet) de material eyectado y que emite radiación sincrotrónica. Por tal motivo, se han sugerido otros modelos, modelos de *jet* relativista, para explicar la microvariabilidad.

Una dificultad en estos modelos es que se requiere la aceleración del plasma dentro del mismo jet para explicar la existencia de partículas altamente relativistas a distancias muy lejanas del núcleo. Lo que ocurre es que el tiempo que han estado viajando las partículas inyectadas, para alcanzar el lugar donde las observamos, es de varias magnitudes mayor a la vida radiativa de éstas. La suposición más común involucra la aceleración en frentes de choque (Blandford & Königl 1979). La ventaja de esto es que los choques no sólo sirven como el medio para explicar la aceleración de partículas en los jets relativistas, sino que además funcionan como el mecanismo mediante el cual puede explicarse la variabilidad en las bandas del radio.

En estos modelos se sugiere que los choques, propagándose a lo largo del jet asociado a la fuente, interaccionan con regiones turbulentas dentro de este chorro de material. Además, las variaciones de densidad y velocidad en el jet producen cambios en el flujo de material. A pesar de que existen modelos basados en las teorías de choques para explicar las variaciones en escalas de años, en cuanto a la polarización y el ángulo de polarización, se han hecho pocos intentos para explicar las microvariaciones.

En los modelos de choques en jets (*shock-in-jet models*), existen algunos problemas para explicar la microvariabilidad. Wagner et al. (1995) apuntan que la correlación en las variaciones de las regiones que emiten en radio y en óptico corresponden a extensiones espaciales similares, mientras que de la teoría de choques se obtienen tamaños diferentes.

Otros modelos, que también se basan en el jet relativista, son los que tratan sobre el efecto faro (Camenzind, 1992; Camenzind & Krockenberger, 1992). Estos modelos se usan en los jets de blazares y proponen la inyección de nódulos (*knots*), de mayor densidad, en el jet. En estos modelos, los nódulos siguen las líneas del campo magnético (perpendiculares, *en promedio*, al disco de acreción), por lo que su trayectoria es una helicoidal, debido al movimiento hacia afuera del plano del disco y el movimiento circular que traían al ser inyectados. Este movimiento provoca que, la polarización del flujo sufra un cambio con el tiempo. Para un observador cercano al eje del jet, el haz se mueve a lo largo de la línea de visión, introduciendo ráfagas debido a este efecto. Si se superponen las contribuciones de algunos nódulos, pueden producirse curvas semiperiódicas o, si son muchos los nódulos que han sido eyectados, las curvas que pueden trazarse podrían ser sumamente complejas. Hay observaciones que apoyan este modelo, como la rotación del ángulo de polarización durante variaciones ópticas y de radio en blazares (Efimov & Shakhovskoy, 1994).

Si la velocidad de los nódulos es mayor que el resto del flujo de materia en el jet, estos nódulos producirán choques en el mismo. Además, se espera que las componentes del campo magnético paralelas al plano del disco (ver capítulo 1), es decir, perpendiculares al eje del jet, son amplificadas por compresión debida a los choques. Esto se debe a que el jet está formado por un plasma que arrastra al campo magnético consigo, de manera que las componentes del campo magnético perpendiculares al eje del jet podrían aumentar su intensidad (Hughes et al. 1985).

Casi todos los autores sugieren que los modelos actuales no explican bien las observaciones, y que deben realizarse trabajos de observación mejores y más precisos, en busca de bases de datos más completas y, de esta manera, desarrollar modelos superiores a los actuales.

Sin importar el mecanismo detallado que produce la microvariabilidad, ésta es una herramienta muy importante para el estudio de las regiones más internas del núcleo. La microvariabilidad no sólo es un reto en cuanto a desarrollos teóricos, sino además a estudios de resolución. La densidad de fotones, la distribución espectral de energía y las propiedades de

polarización de ráfagas son muy parecidas a las características de los estados de emisión de los blazares y, proveen pistas importantes para un entendimiento más profundo de los procesos de radiación bajo las condiciones extremas reinantes en todas las *bestias del zoológico* de núcleos activos.

CAPÍTULO 3

En los siguientes dos capítulos se presenta el trabajo de investigación sobre microvariabilidad en cuasares con datos obtenidos en las instalaciones del Observatorio Astronómico Nacional en San Pedro Mártir, B.C., México. Este trabajo, en el que el autor de esta tesis participó colaborando en las observaciones así como en la reducción y análisis de datos, culminaría con la publicación de un artículo en una revista arbitrada de renombre internacional.

Observaciones y reducción de datos

Primera temporada

3.1 Las observaciones

El objetivo de este trabajo es comparar el estado de microvariabilidad de una muestra de cuasares radio-callados con el comportamiento de una muestra control de cuasares radio-emisores. De esta comparación se pretende hallar las causas posibles que dan origen a la microvariabilidad (ver cap. 2). En los objetos radio emisores, como ya se ha mencionado, ha sido posible establecer sin lugar a dudas, la detección de microvariaciones. Mientras tanto, en los objetos QSOs, sólo recientemente ha sido posible la detección de microvariabilidad (Jang & Miller 1997; de Diego et al. 1998).

La detección de microvariabilidad en QSOs, y su posterior comparación con objetos radio-emisores, es importante para dar un paso más en la comprensión del fenómeno NAG, en esta ocasión, sobre la dicotomía de objetos radio-tenues y radio-emisores. Los NAG, y particularmente los cuasares, pueden tener en general características observacionales diversas (como grandes rangos en luminosidad y corrimiento al rojo). Por este motivo se ha hecho un

gran esfuerzo para eliminar sesgos debidos tanto a efectos de selección en las muestras, como aquellos que pudieran ser introducidos por las condiciones atmosféricas durante las observaciones; además, se han tomado en cuenta los posibles efectos relacionados con los aparatos de observación.

Así, algunos de los sesgos son eliminados, tales como diferencias introducidas por la luminosidad absoluta y el corrimiento al rojo. De esta manera, el análisis de los datos podrían dar mejores estimaciones de las diferencias entre ambas muestras, si estos efectos tienen alguna influencia en las microvariaciones.

En cuanto a los sesgos que podrían ser provocados por las condiciones atmosféricas e instrumentales, se busca eliminarlos mediante la fotometría diferencial utilizando el reductor focal del telescopio para tener un mayor campo y consiguientemente más estrellas de comparación. La estrella de brillo más parecido al cuasar (la cual se supone que no varía) es utilizada para comparar su curva de luz con la de éste, tras corregir por la diferencia de brillo, mientras que las demás estrellas de campo sirven para *construir* (ver página 60) una estrella de referencia lo más brillante posible, y que sirva para quitar ruido a las observaciones. De esta manera, se espera que los cambios en la magnitud, de ser detectados, sean debidos a la fuente y no a otras condiciones.

Las observaciones de los objetos que componen ambas muestras (una de objetos radio-emisores y otra de objetos radio-callados) se realizaron con el telescopio de 1.5 m del Observatorio Astronómico Nacional en San Pedro Mártir, B.C.N., México. Éstas, se llevaron a cabo durante la temporada del 18 al 26 de marzo de 1996. En esta temporada las observaciones fueron realizadas con el detector CCD Thomson THX 31156. Esta pieza tiene 1024×1024 pixeles, cada uno con un área de $19 \times 19 \mu m^2$ (cubriendo un campo, durante las observaciones, de $6' \times 6'$), y tiene una cubierta de metacromo II para mejorar la respuesta en el azul.

Las observaciones se realizaron con aproximadamente una hora de seguimiento, sin filtro, con el obturador abierto y con el objeto cruzando el meridiano. El motivo por el que no se utilizó

ningún filtro fue el querer captar la mayor cantidad de luz (debido a que las microvariaciones son muy difíciles de detectar se requiere poseer la mayor cantidad de luz que sea posible). Pero al no utilizar filtro alguno, pueden introducirse efectos provocados por la extinción atmosférica, al cambiar la masa de aire durante el seguimiento del objeto. Este efecto es tanto mayor cuanto más diferentes sean los colores entre el objeto estudiado y la estrella de referencia, y cuanto mayores sean los cambios en la masa de aire durante las observaciones. Es por esto que las observaciones se llevaron a cabo con los objetos cruzando el meridiano, ya que durante el tránsito por el meridiano la masa de aire varía muy poco.

Al realizar las observaciones, se tomó la precaución de observar a cada componente de una misma pareja durante períodos de tiempo similares ($\sim 1hr.$), y durante la misma noche cuando fue posible (la única excepción es la pareja identificada como 1 en la tabla 3.1). Aunque en los objetos presentados en la tabla 1, no se detectó microvariabilidad, éstos sirvieron de base para un trabajo posterior en el que sí se pudo detectar el fenómeno de microvariabilidad en cuasares radio-callados (de Diego et al. 1998, ver además capítulo 4).

3.2 Selección de la muestra

Los objetos fueron seleccionados del catálogo Veron-Cety & Veron (1987). La única condición que se les impuso para ser seleccionados, es que fueran más brillantes que $V = 17$, además de que pudieran ser observados desde las instalaciones en San Pedro Mártir. Después de esto, las muestras fueron comparadas y se eligieron solamente las parejas de QSRs y QSOs con corrimiento al rojo y brillo similares en un rango de $\pm 10\%$.

Las muestras que se eligieron consistieron de media docena de cuasares radio-emisores (muestra control) y media docena de cuasares radio-callados (muestra de la población que se someterá a prueba). Tanto en la selección de las muestras, como en las observaciones, se intentó

eliminar los posibles sesgos que pudieran ser introducidos por la misma selección de los objetos, o las condiciones atmosféricas e instrumentales. Esta es la razón por la que se eligieron las parejas de forma que tuvieran en común, tanto magnitud como corrimiento al rojo. Así, la única diferencia entre cada miembro de una pareja, es la emisión en radio.

En la tabla 3.1 se muestran los objetos seleccionados que conforman la muestra. En la primera columna se presentan los nombres con los que se identifica a cada objeto en este trabajo; entre éstos, los señalados con la letra *a* son QSRs, mientras que los señalados con *b* son QSOs. En la segunda columna se dan los nombres de catálogo de cada objeto; en la tercera columna se identifica a cada objeto como radio-emisor, *re*, o radio-tenué, *rt*; en la cuarta se muestran las magnitudes aparentes; finalmente, en la quinta se muestra el corrimiento al rojo, *z*, de cada objeto.

Objeto	Nombre de catálogo	Emisión radio	Mag (V)	<i>z</i>
1a	3c334.0	<i>re</i>	16.4	0.555
1b	US1867	<i>rt</i>	16.4	0.513
2a	PKS0736+01	<i>re</i>	16.4	0.191
2b	US995	<i>rt</i>	16.4	0.226
3a	PKS1103-006	<i>re</i>	16.4	0.426
3b	US737	<i>rt</i>	16.3	0.456
4a	PKS1022-102	<i>re</i>	17.0	2.00
4b	CSO233	<i>rt</i>	17.0	2.03
5a	PKS1050-184	<i>re</i>	17.0	0.544
5b	1130+106Y	<i>rt</i>	16.9	0.51
6a	PKS1011-282	<i>re</i>	16.8	0.253
6b	US1107	<i>rt</i>	16.7	0.259

Tabla 3.1. Las muestras. En la tabla se presentan datos relevantes de los objetos que conforman las muestras. Notese que las parejas poseen brillo y corrimiento al rojo similares.

En la tabla 3.2 se muestra nuevamente el código de identificación de los objetos en la primera columna; en la segunda se presenta el tiempo total en que se observó cada objeto; en la tercer columna, se muestra la fecha de observación; en la cuarta se presenta la ascensión recta (J2000); finalmente, en la quinta columna se da la declinación (J2000).

Objeto	Tiempo integrado (s)	Fecha	A.R. (J2000)	Dec. (J2000)
1a	3 350	24/03/96	16:20:21	+17:36:29
1b	3 260	25/03/96	08:53:34	+43:49:01
2a	3 040	23/03/96	07:39:18	+01:37:05
2b	3 080	23/03/96	09:48:59	+43:35:18
3a	2 300	24/03/96	11:06:31	-00:52:52
3b	2 200	24/03/96	09:35:02	+43:31:12
4a	3 780	22/03/96	10:24:35	-10:31:44
4b	3 240	22/03/96	09:39:35	+36:40:01
5a	3 870	23/03/96	10:52:33	-18:45:17
5b	3 630	23/03/96	11:33:30	+10:52:23
6a	3 053	25/03/96	10:13:29	-28:31:23
6b	3 550	25/03/96	09:55:39	+45:32:19

Tabla 3.2. Bitácora. En la tabla se presentan datos sobresalientes de las observaciones de las muestras.

El haber elegido las muestras de objetos de la forma que se efectuó, hace que el análisis de los datos pueda dar una mejor estimación de las diferencias entre ambos grupos de objetos (radio-callados y radio-emisores). Esto es debido a que se anulan las posibles diferencias que

tengan que ver con causas como la evolución y la luminosidad, en caso de que éstas pudieran introducir efectos que influyeran de alguna manera en la microvariabilidad.

Los cuasares radio-emisores que fueron elegidos son aquellos que aparecen como *core dominated* (fuentes no resueltas en las que domina el núcleo y a las cuales, en este trabajo, se les denominará como *fuentes puntuales en radio*). El seleccionar así a los objetos de la muestra de emisores potentes en radio presenta dos ventajas: la primera consiste en que si las microvariaciones son producidas en el jet, éstas podrían ser realizadas mediante un efecto relativista, ya que el jet se encuentra, según se presume para estos objetos, en un ángulo cercano a la línea de visión (ver p.e. Benítez 1997). La segunda ventaja es que si se seleccionara un conjunto de cuasares radio-emisores cualesquiera, se podrían introducir sesgos debidos a las distintas orientaciones de los jets. Por el contrario, se espera que las fuentes puntuales sean lo más homogéneas que se pueda, desde el punto de vista observacional. En cuanto a las propiedades físicas, se espera que los objetos puntuales en radio sean una buena representación de la población de QSRs (ver el capítulo 1).

El realizar las observaciones con el reductor focal sirvió para captar un campo más grande, así como para optimizar el tiempo de observación, ya que en fotometría diferencial no se recurre a estándares. El reductor focal permitió, de esta manera, asegurar que tuviéramos estrellas de comparación en el campo del objeto de interés. Y aunque esto no permitió la calibración del flujo absoluto, para los fines del proyecto es irrelevante.

3.3 La estadística

Una revisión de los conceptos que aquí se trabajan, pueden encontrarse en diferentes libros de estadística; ver p.e. Scheffler 1998; Canavos 1992 y Clarke and Cooke 1992.

Para cada objeto se buscó indicios de microvariaciones usando un test de comparación de varianzas basado en la distribución F. Este test consiste en establecer dos hipótesis llamadas nula y alternativa, las cuales surgen del conocimiento previo del fenómeno. La hipótesis nula establece que no hay diferencias entre las varianzas del objeto y de la estrella de comparación, lo que implicaría que los cuasares no varían (se presume que la estrella de comparación no varia). Si el resultado del test muestra un nivel de significación pequeño ($< 0.1\%$), implica que la probabilidad de que las varianzas sean iguales es también pequeña (igual que el nivel de significación). En tal caso, se rechazará la hipótesis nula y se aceptará la hipótesis alternativa: la varianza del cuasar es mayor que la de la estrella de comparación, lo que implica que el cuasar es una fuente variable. Técnicamente, se trata de un test de los llamados de *cola superior*, ya que estamos interesados en el resultado para el cual la varianza del cuasar es mayor que la de la estrella, y no al revés.

El test F puede aplicarse a comparar (dividir) la varianza, σ^2 (σ es la desviación estándar), de dos muestras, en este caso la varianza del cuasar respecto a la de la estrella de comparación (lo que es una manera de *normalizar* las varianzas de los objetos a la unidad ya que, de no variar los objetos, esa es precisamente la razón esperada). Esto puede llevarse a cabo siempre y cuando sean iguales la magnitud de la estrella de comparación y la magnitud del cuasar. Esto último no ocurre con frecuencia, por lo que es necesario introducir un factor de corrección.

Dicho factor de corrección, al cual se le denomina en este trabajo como *factor de corrección K*, se emplea para escalar la magnitud de la estrella de comparación a la de una estrella de brillo similar al promedio encontrado para el cuasar, cuando éstas no son iguales. Esto debe efectuarse, ya que el error de medición es una función del brillo del objeto, por lo que la comparación de las varianzas no podría llevarse a cabo con dos objetos de magnitudes diferentes, ya que la parte de la varianza debida al error de medida es mayor en el objeto más débil (cuando las medidas se expresan en magnitudes).

La expresión que se tiene para K es

$$K = \frac{\sigma_{obj}}{\sigma_*} = 10^{-0.2(m_* - m_{obj})}.$$

La deducción de esta expresión puede verse en el apéndice B de la tesis doctoral de Erika Benítez (1997).

Entonces, la hipótesis nula, H_o , puede ser escrita como

$$H_o : \sigma_{obj}^2 = (K\sigma_*)^2,$$

es decir, las varianzas son iguales (no hay variación alguna); mientras que, la hipótesis alternativa, H_A , nos dice que el objeto sí varía

$$H_A : \sigma_{obj}^2 > (K\sigma_*)^2$$

Antes de seguir adelante es necesario hacer una aclaración acerca del uso del término *nivel de significación*. Este término se usa como la probabilidad de obtener un resultado espúreo. Alternativamente se puede indicar el nivel de significación en unidades de σ . Así, una detección de 3σ corresponde a un nivel de significación de aproximadamente 0.1%.

En el caso que aquí se trata, se tiene una muestra con los datos del objeto del que se quiere saber si es variable o no y, por otro lado, una muestra con los errores de medición de la estrella de comparación. De estas muestras estimamos las varianzas σ_{obj}^2 y σ_*^2 del objeto y la estrella de comparación, respectivamente.

Con el valor calculado para $F (= [\sigma_{obj}/K\sigma_*]^2)$, se tomó la probabilidad de cola superior, es decir, la probabilidad de obtener un resultado más improbable que el observado si el objeto no varía. Cuanto menor sea el valor de esta probabilidad, más difícil será atribuir el resultado a errores de medida, y tanto más seguridad se tendrá de la variabilidad de la fuente.

En los test de hipótesis, al rechazar la hipótesis nula, implícitamente se está aceptando la hipótesis alternativa. Si se presenta indeterminación no se puede rechazar la hipótesis nula.

En el caso aquí tratado, si los resultados muestran que las varianzas no son iguales, se tendrá entonces que los cuasares varían. El test no tiene en cuenta el caso en que fuera la estrella de comparación la que variase, ya que este resultado sólo nos interesa en el sentido que podría indicar problemas instrumentales o de reducción, en cuyo caso sería mejor descartar los datos o volverlos a reducir.

Una vez que se estudia el comportamiento individual de cada cuasar, lo siguiente es comparar el comportamiento global de cada población de objetos, radio callados y radio emisores, utilizando para ello las muestras que se observaron. Para llevar a cabo tal comparación se utiliza un test de parejas, el cual se basa en comparar los resultados entre dos sujetos similares sometidos a dos condiciones distintas o que difieren únicamente en la propiedad que se desea poner a prueba; emparejar sujetos tiende a reducir las variaciones al azar. En este test, se restan las varianzas normalizadas de cada uno de los QSOs con su respectiva pareja en la muestra de QSRs. Entonces, se obtiene un promedio de estas diferencias, esperando que el promedio sea cero en caso de que las muestras tengan las mismas propiedades de microvariabilidad. Aquí, se obtiene el resultado basándose en la distribución *t-student*.

Cuando se aplica el test de parejas a las muestras de cuasares radio-emisores y radio-callados, la hipótesis nula es que la microvariabilidad no depende de las propiedades en radio de los objetos censados, esto es,

$$H_0 : F_{QSR} - F_{QSO} = 0$$

y por consiguiente no hay diferencias intrínsecas entre ambos conjuntos. Se toma la diferencia media $\bar{d} = \frac{\sum_i |D_i|}{6}$ (donde $D_i = F_{iQSR} - F_{iQSO}$, $i = 1, 2, 3, 4, 5, 6$), la cual da información acerca de las diferencias de microvariabilidad entre los dos grupos de objetos.

3.4 Resultados y comentarios

A partir de los datos extraídos de las observaciones, se obtuvo la desviación estándar de cada uno de los objetos y sus correspondientes estrellas de comparación.

En la tabla 3.3, se presentan los valores para F y las diferencias entre tales valores para QSOs y QSRs. En la primer columna se muestra el número de cada pareja, para identificarla dentro de este trabajo. En la columna dos se muestra el cociente de la varianza del objeto radio emisor entre la varianza escalada de la estrella de comparación (es decir, multiplicada por el factor de escala K), al que se le ha denotado con F_{QSR} . En la columna tres se muestra el mismo cociente que en la columna dos, pero ahora para los cuasares radio callados, al que se le ha denotado con F_{QSO} . Finalmente, en la última columna se da la resta de los valores que aparecen en la segunda y tercer columna, es decir, F_{QSR} y F_{QSO} .

# obj.	a) F_{QSR}	b) F_{QSO}	D
1	0.8908	1.8779	-0.9870
2	1.4052	1.1162	0.2889
3	1.5813	2.1270	-0.5457
4	0.4617	0.9401	0.0216
5	0.6073	0.6008	0.0065
6	0.9953	1.1842	-0.1889

Tabla 3.3 Distribución F de QSRs y QSOs.

En las figuras 3.2 se presentan las curvas de luz (tiempo vs. diferencia en magnitudes) para cada cuasar y su respectiva estrella de comparación. En estas curvas de luz, se utilizaron cuadros para representar los datos de cada cuasar, mientras que los puntos representan a la estrella de comparación. El nombre que aparece para cada estrella de comparación, es el usado

para identificarla durante la reducción de datos. Así, por ejemplo, para el cuasar 3C 334, la estrella de campo que se utilizó fue la que se identificó como E4(1a) (ver figura 3.1; el termino entre parentesis significa que es la estrella de comparación del objeto 1a).

Aparte, se hace una estrella de referencia, con el resto de estrellas de campo que fueron elegidas, quitando las estrellas identificadas como E3 y E5 porque no tienen una base de datos completa. La fórmula utilizada para formar la estrella es:

$$F_e = \Sigma 10^{-2.5m}$$

$$m_e = \log(F_e / (-2.5))$$

donde F_e es el flujo de la estrella de referencia y m_e es su magnitud. Después se resta esta magnitud al cuasar y a la estrella E4, haciendo la estadística de ambos grupos y obteniendo los valores que se muestran en la tabla 3.4.

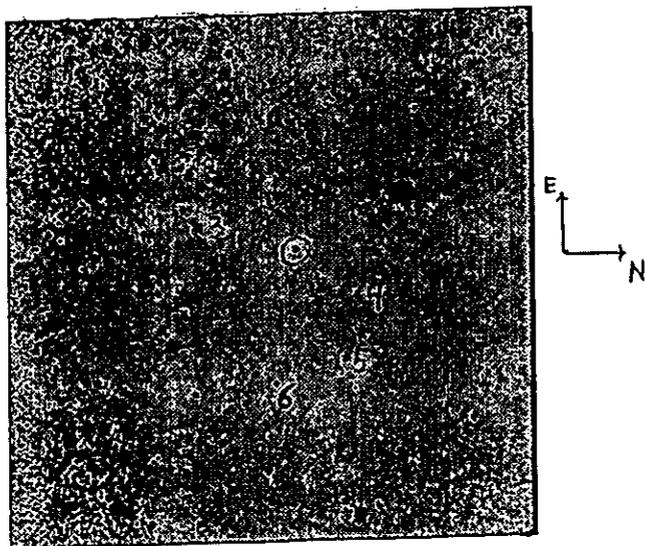


Figura 3.1. Campo de 3C 334, donde se identifica este objeto con un círculo y con números a las estrellas de campo que se utilizaron para formar la estrella de referencia. En este caso, la estrella 4 fue tomada como estrella de comparación.

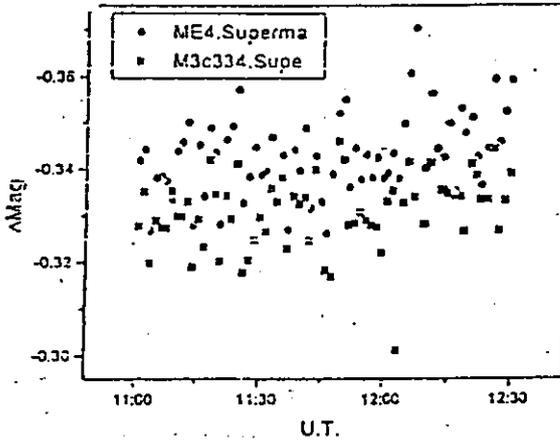


fig. 3.2a. 3C 334 Se utilizó una estrella de campo con brillo similar al cuasar como estrella de comparación.

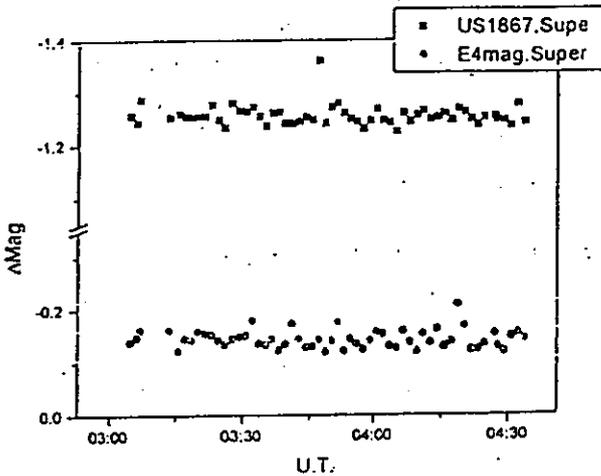


fig. 3.2b. US 1867 La estrella de referencia está construida con dos estrellas de campo. Se utilizó una estrella más como estrella de comparación. Para otra de las estrella de campo se tienen pocos datos, por lo que no se ha utilizado.

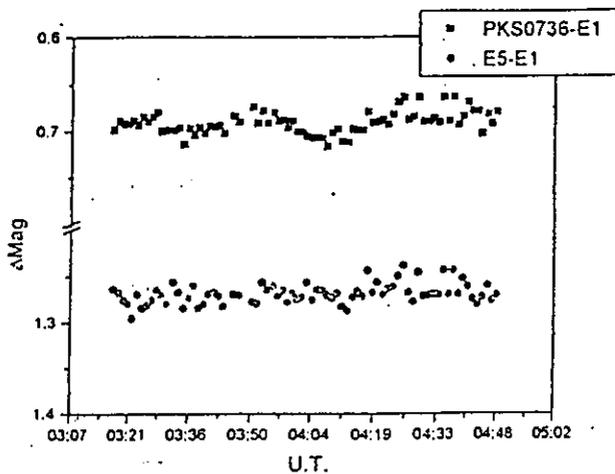


fig. 3.2c. PKS 0736+01 Como estrella de referencia sólo se ha tomado una estrella de campo, pues es relativamente brillante.

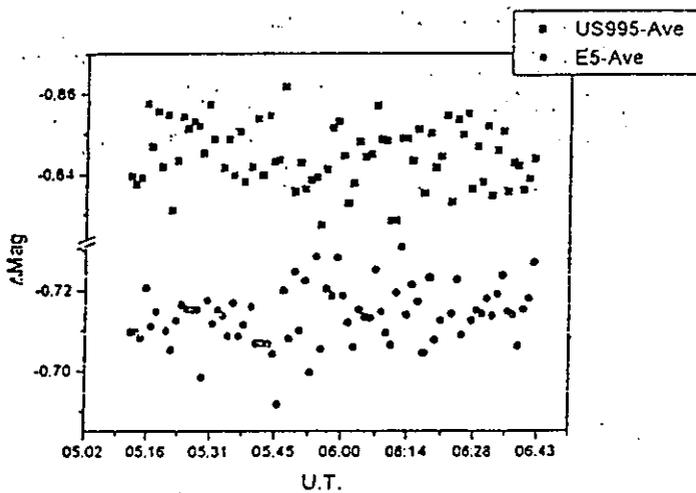


fig. 3.2d. US 995 Como estrella de referencia se tomó el promedio de cuatro de las estrellas de campo.

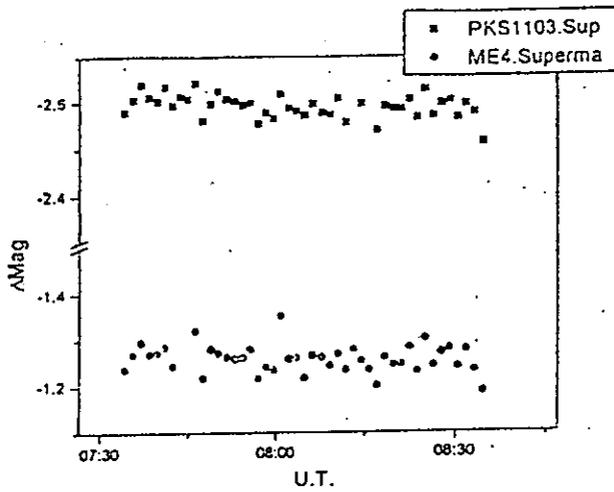


fig. 3.2e. PKS 1103-006 Dos de las estrellas de campo no tiene la base de datos completa, por lo que no pueden ser utilizadas para firmar la estrella de referencia; sin embargo, se utilizan el resto de las estrellas para formar esta estrella excepto la estrella de comparación de brillo similar al cuasar.

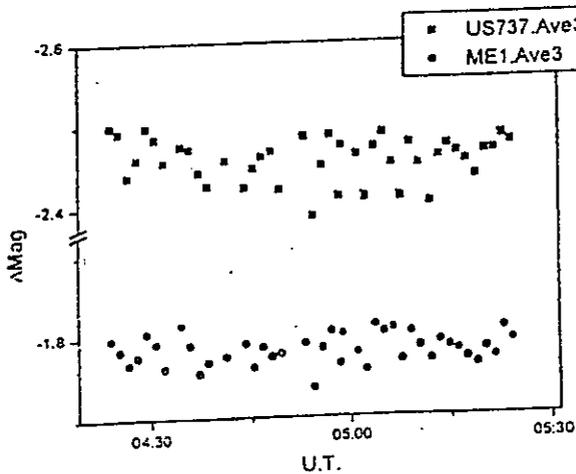


fig. 3.2f. US 737 Se contruyó la estrella de referencia con tres de las estrellas.

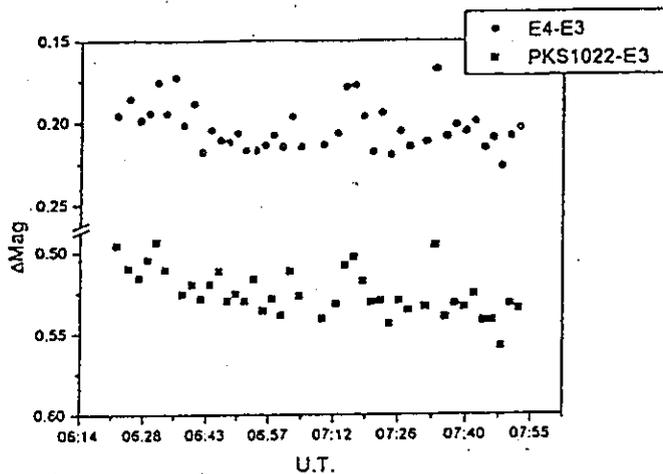


fig. 3.2g. PKS 1022-102 Como estrella de referencia se ha utilizado a la estrella más brillante del campo. Es motivo de preocupación ver que existe una clara correlación entre las curvas de luz del objeto y de la estrella de comparación, lo cual debe ser introducido por la estrella de referencia.

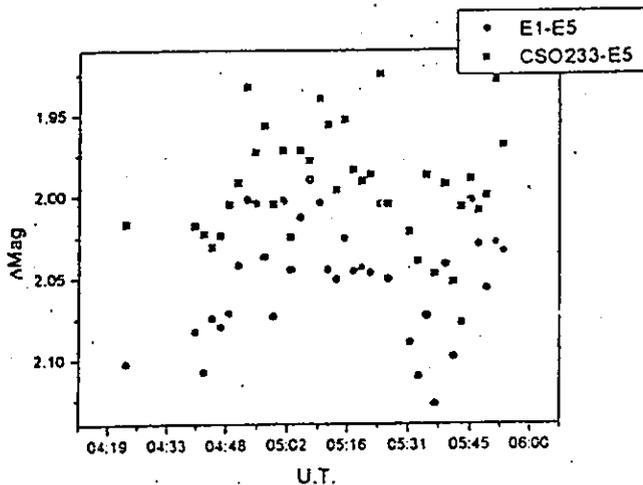


fig. 3.2h. CSO 233 Como estrella de referencia se utilizó la estrella más brillante que aparece en el campo. Se observa bastante correlación entre las curvas de luz del objeto y de la estrella de comparación, lo cual puede ser introducido por la estrella de referencia.

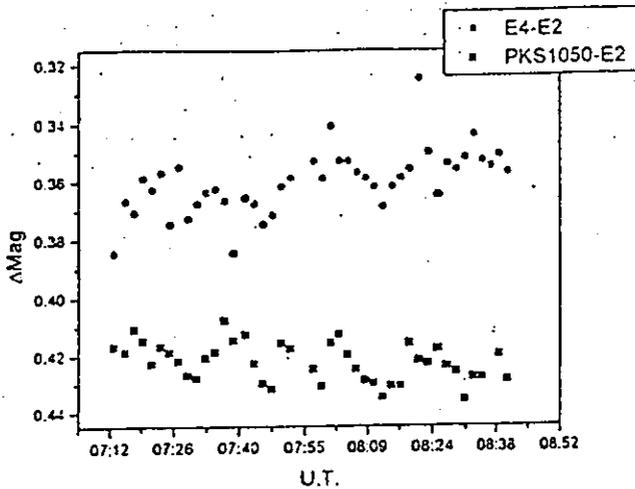


fig. 3.2i. PKS 1050-184 Las graficas de las estrellas E4-E2 (estrellas de campo), muestra muy claramente una tendencia hacia *arriba*. En cambio, para PKS 1050-184-E2 (E2 es la estrella de comparación) la tendencia es inversa. En la grafica de todas las estrellas (sin sustraer la de comparación) no se aprecia ningun efecto. Una posible explicación podría ser que un calentamiento gradual del CCD hiciera aumentar el bias y disminuir la sensibilidad en alguna dirección de la imagen o que hubiese un pequeño efecto de extinción atmosférica, teniendo en cuenta que no se utilizaron filtros. No parece muy lógico que alguna de las estrellas (la E2 o la E4, varíe en escalas de tiempo de 1:30 hrs.

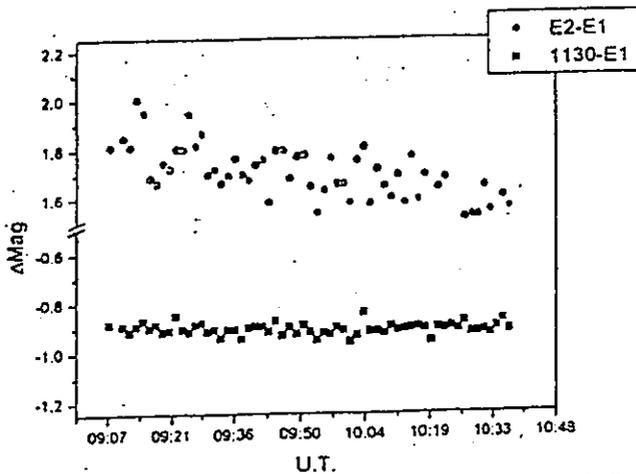


fig. 3.2j. 1130+106Y En el campo sólo se encuentran tres esrellas. La estrella más brillante fue utilizada como referencia. La estrella de comparación es mucho menos brillante que 1130+106Y, por lo que su señal es mucho peor.

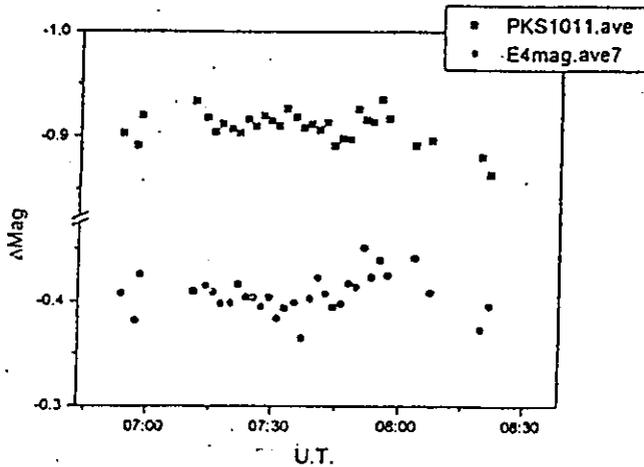


fig. 3.2k. PKS 1011-282 Se hizo un promedio para todas las estrellas de campo menos la que se utilizó para comparación.

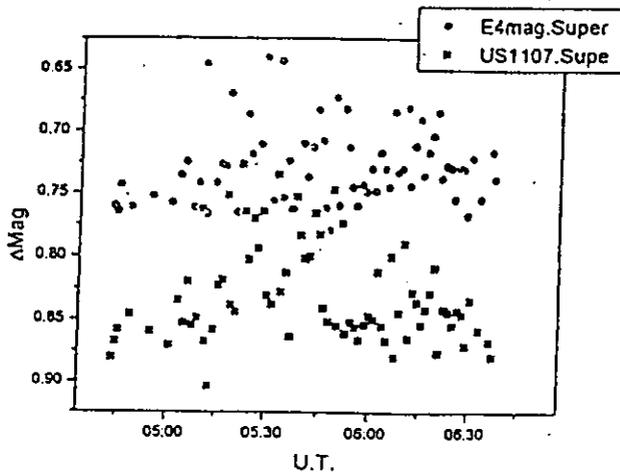


fig. 3.2l. US 1107 Con tres de las estrellas de campo se construyó la estrella de referencia, mientras que una más fue utilizada para comparar.

En la tabla 3.4 se muestran el nombre de identificación del objeto y de su respectiva estrella de comparación (primera columna); la diferencia media en el brillo (segunda columna); el valor calculado para la desviación estándar (tercera columna) y, finalmente, el número de observaciones (imágenes de cada objeto) que fueron tomadas (cuarta columna).

Objeto	Media	Sd	N
1a	-0.33084	0.00783	65
E4(1a)	-0.34315	0.00874	66
1b	-1.25483	0.01935	57
E4(1b)	-0.14226	0.01720	57
2a	0.69113	0.01165	75
E5(2a)	1.26937	0.01082	75
2b	-0.84421	0.00837	76
E5(2b)	-0.71443	0.00796	77
3a	-2.59105	0.02578	44
E4(3a)	-1.25742	0.03013	44
3b	-2.45560	0.02726	41
E1(3b)	-1.78165	0.01748	41
4a	0.52419	0.01543	42
E4(4a)	0.20331	0.01384	42

Tabla 3.4. varianzas

Objeto	Media	Sd	N
4b	1.99194	0.03284	36
E1(4b)	2.05069	0.03589	36
5a	0.42260	0.00680	42
E4(5a)	0.36044	0.01088	43
5b	-0.90885	0.02232	60
E2(5b)	1.68685	0.12277	60
6a	-0.90819	0.01478	32
E4(6a)	-0.40641	0.01871	32
6b	0.83035	0.03946	75
E4(6b)	0.72753	0.03178	68

Tabla 3.4. varianzas

De los objetos que se trabajaron en este capítulo, solamente dos de ellos mostraron indicios de microvariabilidad. Estos objetos son 1b, que muestra tales indicios hasta un valor significativo de 2σ . El otro objetos es 3b, quien muestra indicios hasta un nivel de significación de 2.3σ . Esto implica solamente pruebas marginales de microvariación y bien podría decirse que la hipótesis nula no puede ser rechazada, es decir, ninguno de los objetos censados presentó indicios claros de microvariaciones.

En cuanto al test de parejas, el valor encontrado para \bar{d} fue

$$\bar{d} = 0.3397$$

con lo que se tiene que la hipótesis nula no puede ser rechazada, implicando que no hay diferencia significativa, en cuanto a la variabilidad, entre las muestras de QSOs y QSRs, es decir, ambos grupos tienen el mismo comportamiento.

Si bien los resultados encontrados en esta parte de la investigación sólo constituyen pruebas marginales de microvariabilidad, puede obtenerse información valiosa acerca de como es necesario modificar el diseño de las observaciones. En particular, este trabajo probó que las microvariaciones, en caso de producirse, son muy difíciles de detectar en un período de tiempo del orden de una hora, por lo que el seguimiento de cada objeto debe prolongarse lo máximo posible, probablemente más de tres horas. Tomando en cuenta que al seguir un objeto durante más de tres horas, la masa de aire puede cambiar considerablemente, debe utilizarse un filtro V para evitar efectos de extinción.

En el siguiente capítulo se presenta el nuevo diseño de observación, el cual llevó a descubrir microvariabilidad en objetos radio tenues y cuyos resultados ya han sido reportados por de Diego, Dultazin-Hacyan, Ramírez & Benítez (1998).

CAPITULO 4

Observaciones y reducción de datos

Las temporadas siguientes

En el capítulo 3 se obtuvieron resultados que constituyen tan sólo pruebas marginales de microvariabilidad en QSOs. Si bien no pudo confirmarse la detección de microvariabilidad, la primer temporada, discutida en el capítulo anterior, sirvió de base para un nuevo y mejor diseño de las observaciones, así como de los métodos estadísticos empleados para el análisis de los datos. En el nuevo diseño, se toman tandas de cinco imágenes consecutivas del mismo objeto en lugar de tomar las más de cien imágenes en una hora, tal y como se hacía antes. Las tandas están separadas temporalmente por, aproximadamente, una hora. Así, se cubre un tiempo de observación, considerablemente mayor, respecto a las observaciones presentadas en el capítulo 3 (3 hrs. como mínimo, en lugar de 1hr. como lo era antes). Al *aumentar* así el tiempo de observación, se debe utilizar un filtro, ya que puede haber efectos de extinción provocados por el cambio de la masa de aire durante el seguimiento de los objetos. Se eligió para este fin el filtro V (longitud de onda central: 5400 Å; ancho de banda: 900 Å).

Con el nuevo diseño, la búsqueda de microvariabilidad en objetos radio tenues dió un enorme paso, pues se pudieron detectar microvariaciones en cinco fuentes clasificadas como QSOs.

4.1 Las observaciones

La selección de *objetos* que formaran una muestra en un determinado estudio estadístico puede introducir sesgos en dicho estudio. Tal es el caso de la búsqueda de microvariabilidad en cuasares radio-tenues. Lo anterior atiende a que los NAG tienen, en general, características observables muy diferentes, desde grandes rangos de luminosidad y corrimiento al rojo hasta diferentes características en el espectro electromagnético que presentan. Además, cambios en los instrumentos y condiciones atmosféricas pueden introducir sesgos observacionales. Para minimizar estos efectos, tanto en la selección de las muestras como durante las observaciones, se hizo lo siguiente:

Para evitar efectos de selección, que se pueden introducir por la diferencia en luminosidad y corrimiento al rojo de los objetos observados, las muestras de QSRs y QSOs fueron seleccionadas de manera que, para un determinado QSRs, se eligió un QSOs que posee tanto luminosidad como corrimiento al rojo similar al objeto radio callado. Los dos miembros de un dado par fueron monitoreados aproximadamente el mismo período de tiempo, usualmente más de tres horas, mientras que la frecuencia de las observaciones fueron de tres a nueve por noche, observando entre tres y seis objetos por hora. Por último, los miembros del par fueron observados la misma noche y, cuando fue posible, de forma solapada.

Las observaciones se realizaron con el telescopio de 1.5 m en San Pedro Mártir, Baja California Norte, México, durante tres temporadas: del 11 al 13 de noviembre de 1996, del 7 al 10 de febrero de 1997 y del 12 al 16 de mayo del mismo año. En la temporada de 1996, el detector usado fue, al igual que la *primera temporada*, el CCD Thompson THX 31156. En las temporadas correspondientes a 1997 se utilizó un CCD Tektronix TK1024AB, el cual está formado por un arreglo de 1024×1024 pixeles, recubierto, de manera semejante que el THX 31156, de una capa de Metacromo II para mejorar la respuesta en el azul; el tamaño del pixel es de $24 \times 24 \mu m^2$.

4.2 Selección de la muestra

De nueva cuenta, los objetos fueron *extraídos* del catálogo de Veron-Cetty & Veron (1987) (*V & V*), eligiendo aquellos que cumplieran únicamente con las dos condiciones siguientes: ser más brillantes que $V = 17$ y que pudieran ser observados desde San Pedro Mártir.

De esta selección se obtuvieron dos muestras, una de 17 QSRs y otra de 17 QSOs. Al igual que para la muestra del capítulo 3, la selección de los cuasares que conforman la muestra de QSRs, fue de aquellos que se observan como fuentes puntuales en radio. Recuérdese que esto tiene el objetivo de evitar posibles sesgos introducidos por la orientación del jet de los objetos radio emisores y, a priori, seleccionar los cuasares de manera que los que presenten los efectos relativistas más grandes, y el efecto de microvariación se vea amplificado en el caso dado de que este fenómeno tenga su origen en el jet relativista.

En la tabla 4.1 aparecen las muestras de objetos con algunos datos relevantes. En la columna uno se muestra el nombre con el que se identificará a cada uno de los miembros de un par de objetos (se continúa utilizando la nomenclatura introducida en el capítulo 3); en la columna dos, el nombre de catálogo de cada objeto; en la columna tres se indica si el objeto es radio-emisor, *re*, o radio-tenué, *rt*; en las columnas cuatro y cinco pueden verse las coordenadas de cada objeto; en la columna seis se especifica la magnitud en *V* de cada objeto, según el catálogo *V & V* y, finalmente, en la columna siete se proporciona el valor del corrimiento al rojo para cada uno de los objetos.

Obj.	Nombre de catálogo	Emisión en radio	A.R. (J2000.0)	Dec (J2000.0)	Mag V	z
1a	3C 334.0	re	16:20:21	+43:49:01	16.4	0.555
1b	US 1867	rt	08:53:34	+17:36:29	16.4	0.513
2a	3C 298	re	14:19:07	+06:28:35	16.7	1.439
2b	1628.5+3808	rt	16:30:13	+37:58:21	16.8	1.461
3a	PKS 0421+019	re	04:24:08	+02:04:30	17.0	2.048
3b	1222+023	rt	12:25:17	+02:06:56	17.0	2.05
4a	PKS 0736+01	re	07:39:18	+01:37:05	16.4	0.191
4b	US 995	rt	09:48:59	+43:37:18	16.4	0.226
5a	PKS 1217+02	re	12:20:11	+02:03:42	16.5	0.240
5b	1E 15498+203	rt	15:52:02	+20:14:02	16.5	0.250
6a	PKS 1103-006	re	11:06:31	-00:52:52	16.4	0.426
6b	US 737	rt	09:35:02	+43:31:52	16.3	0.456
7a	3C 110	re	04:17:16	-05:53:49	15.9	0.781
7b	CSO 179	rt	12:53:17	+31:53:49	16.0	0.78
8a	PKS 1022-102	re	10:24:56	-10:31:44	17.0	2.00
8b	CSO 233	rt	09:39:35	+36:40:44	17.0	2.03
9a	PKS 1127-14	re	11:30:07	-14:49:27	16.9	1.187
9b	CSO 21	rt	09:50:45	+30:25:19	17.0	1.19
10a	PKS 1327-21	re	13:30:07	-21:42:04	16.7	0.528
10b	TON 156	rt	13:21:16	+28:47:04	16.6	0.549

Tabla 4.1. Las muestras. Datos relevantes de los objetos que conforman las muestras. Notese que, al igual que en el capítulo 3, las parejas de objetos poseen brillo y corrimiento al rojo similares.

Obj.	Nombre de catálogo	Emisión en radio	A.R. (J2000.0)	Dec (J2000.0)	Mag V	z
11a	3C 281	re	13:07:53	+06:42:13	17.0	0.599
11b	TON 133	rt	12:51:53	+30:25:42	17.0	0.65
12a	PKS 0514-16	re	05:16:15	-16:03:08	16.9	1.278
12b	CSO 18	rt	09:46:36	+32:39:51	17.0	1.3
13a	PKS 2247+14	re	22:50:25	+14:19:50	16.9	0.237
13b	E 0111+388	rt	01:13:54	+30:07:45	16.7	0.234
14a	PKS 2349-01	re	23:51:56	-01:09:13	15.3	0.173
14b	MRK 1014	rt	01:59:50	+00:23:41	15.6	0.163
15a	PKS 2243-123	re	22:46:18	-12:06:51	16.4	0.630
15b	Q0050-253	rt	06:52:44	-25:06:51	16.1	0.626
16a	PKS 0003+15	re	00:05:59	+16:09:49	16.4	0.450
16b	US 3150	rt	02:49:51	-00:59:31	16.8	0.467
17a	PKS 0122-042	re	01:24:34	-04:01:05	17.0	0.561
17b	US 3472	rt	02:24:34	-00:37:36	16.6	0.532

Tabla 4.1. Las muestras (continuación).

En la tabla 4.2 se muestra la bitácora de observación. En la columna uno aparecen enlistados los nombres clave de los objetos; en la columna dos se da la duración total del monitoreo para cada objeto y en la columna tres puede verse la fecha de observación.

Obj.	Tiempo de monitoreo (h:mm)	Fecha	Obj.	Tiempo de monitoreo (h:mm)	Fecha
1a	2:52	07/02/97	6a	4:09	08/02/97
1b	2:51	"	6b	3:58	"
2a	2:02	07/02/97	7a	3:08	08/02/97
2b	1:50	"	7b	3:25	"
2a	3:15	08/02/97	7a	3:36	09/02/97
2b	3:02	"	7b	2:29	"
2a	7:51	12/05/97	8a	6:25	09/02/97
2b	4:42	"	8b	6:22	"
2a	5:50	14/05/97	9a	4:55	09/02/97
2b	5:58	"	9b	5:01	"
3a	3:20	09/02/97	10a	4:37	13/05/97
3b	3:09	"	10b	3:48	"
4a	4:35	07/02/97	10a	3:42	15/05/97
4b	4:23	"	10b	3:23	"
4a	3:27	08/02/97	11a	4:14	13/05/97
4b	3:15	"	11b	4:16	"
5a	4:21	12/05/97	11a	5:01	15/05/97
5b	4:27	"	11b	5:03	"
5a	4:05	14/05/97	12a	3:29	08/02/97
5b	4:46	"	12b	1:57	"
5a	16/05/97	12a	3:16	09/02/97
5b	5:17	"	12b	3:41	"

Tabla 4.2. Bitácora. Datos sobresalientes de las observaciones.

Obj.	Tiempo de monitoreo (h:mm)	Fecha	Obj.	Tiempo de monitoreo (h:mm)	Fecha
12a	2:36	10/02/97	16a	5:47	11/11/96
12b	"	16b	5:51	"
13a	3:19	12/11/96	16a	4:39	13/11/96
13b	3:44	"	16b	5:47	"
14a	3:19	12/11/96	17a	5:44	11/11/96
14b	4:09	"	17b	5:49	"
15a	2:21	12/11/96	17a	6:55	13/11/96
15b	3:52	"	17b	6:41	

Tabla 4.2. Bitácora (continuación).

4.3 La estadística

El objetivo de este trabajo es comparar el estado de microvariabilidad entre los objetos clasificados como QSOs y QSRs, estimando el número de objetos que presentan microvariaciones en cada grupo.

Para cada objeto, tomando en cuenta la experiencia del capítulo 3, la búsqueda de microvariaciones se realizó a través del análisis de varianza *ANOVA de un sentido* (este test está bien explicado en diversos libros sobre estadística; ver p.e. Scheffer 1998, también apéndice). Brevemente lo que se hace es lo siguiente: se calcula la varianza de las medias de cada grupo de cinco observaciones, así como el promedio de las varianzas de los grupos. Después se calcula el cociente entre estas varianzas y se multiplica por el número de observaciones en cada grupo

(es decir, 5). El número obtenido se toma como la estadística F, la cual se convierte en probabilidades fácilmente calculables que vienen tabuladas en libros de estadística.

Considerando los objetos en los que se registra la mayor probabilidad de variación (es decir, aquellos en los que la probabilidad de variaciones espúreas es menor al 1%) se encuentra que 8 de los 17 QSRs y 5 de los 17 QSOs manifestaron microvariabilidad durante las observaciones. Restringiendo el límite a un nivel de 3σ , el cual es el valor que usualmente se adopta para decir que la detección se ha llevado a cabo o no, el número de objetos que presentan microvariabilidad se reduce a cinco en ambas muestras.

Además, se compara la cantidad de objetos variables en cada muestra utilizando un test para homogeneidad χ^2 , para ver si las muestras podrían pertenecer a la misma población o no. Este test es utilizado para comparar dos o más propiedades cualitativas en diversas muestras cuando el número de elementos en cada muestra es fijo. En el caso aquí tratado, se dividen los elementos de las dos muestras, la de QSRs y la de QSOs, en aquellos que muestran variaciones y aquellos que no. El procedimiento del test está descrito en muchos libros sobre estadística (ver p.e. Scheffler 1988; Canavos 1992). Cada observación se ha considerado como independiente, aunque algunas de estas observaciones pertenezcan al mismo objeto. Lamentablemente, al hacer esto, pueden ser introducidos algunos efectos indeseables, debido a que existe la posibilidad de que las observaciones del mismo objeto no sean completamente independientes. Este podría ser el caso de algunos QSOs o QSRs que fueran más variables, intrínsecamente, que el resto, lo cual es imposible de saber *a priori*.

De un total de 29 monitoreos que se efectuaron para cada clase de objetos (ver tabla 4.3), hay 14 observaciones de QSOs y 9 de QSRs en los que las variaciones se muestran hasta un nivel de significación del 10%; 11 observaciones de QSOs y 8 de QSRs lo muestran hasta un nivel de significación del 5%; y 9 observaciones de los QSOs y 5 de los QSRs presentan varia-

Objeto	Fecha	N	Probabilidad	Microv.
1a	07/02/97	6	2.2×10^{-4}	Sí
1b	,	6	4.2×10^{-1}	
2a	07/02/97	5	1.3×10^{-1}	
2b		5	6.9×10^{-2}	
	08/02/97	7	7.7×10^{-1}	
		7	3.9×10^{-1}	Sí
2a	12/05/97	6	4.8×10^{-6}	Sí
2b		5	9.1×10^{-2}	
	14/05/97	6	5.0×10^{-1}	
		9	7.9×10^{-4}	Sí

Tabla 4.3. Observaciones y probabilidades. En la tabla se muestran datos sobre las observaciones así como las probabilidades de detectar microvariaciones.

ciones hasta un nivel de significación del 1%. En cuanto al test de homogeneidad, se ha elegido el último límite (1%) ya que representa, proporcionalmente, las mayores diferencias entre QSOs y QSRs, para decidir cuando se han detectado las microvariaciones y cuando no.

Objeto	Fecha	N	Probabilidad	Microv.
3a	09/02/97	4	2.0×10^{-1}	
3b		4	6.3×10^{-1}	
4a	07/02/97	7	2.5×10^{-1}	
4b		7	1.4×10^{-4}	Sí
	08/02/97	6	1.7×10^{-2}	
		6	4.9×10^{-1}	
5a	12/05/97	4	1.6×10^{-1}	
5b		5	5.2×10^{-3}	Posibl.
	14/05/97	6	5.7×10^{-2}	
		7	1.9×10^{-1}	
	16/05/97	
		4	4.0×10^{-1}	
6a	08/02/97	8	3.9×10^{-1}	
6b		8	9.3×10^{-4}	Sí
7a	08/02/97	5	9.4×10^{-6}	Sí
7b		7	1.2×10^{-1}	
	09/02/97	4	1.0×10^{-1}	
		4	4.4×10^{-1}	
8a	09/02/97	7	1.6×10^{-1}	
8b		6	1.4×10^{-2}	
9a	09/02/97	6	3.4×10^{-1}	
9b		5	9.2×10^{-2}	

Tabla 4.3. Observaciones y probabilidades (continuación).

- 79 - ESTA TESIS NO DEBE
SALIR DE LA BIBLIOTECA

Objeto	Fecha	N	Probabilidad	Microv.
10a	13/05/97	4	7.6×10^{-1}	
10b		4	2.9×10^{-1}	
	15/05/97	5	3.6×10^{-1}	
		5	6.9×10^{-4}	
11a	13/05/97	4	1.8×10^{-2}	
11b		4	6.3×10^{-3}	Posibl.
	15/05/97	6	3.2×10^{-1}	
		6	3.5×10^{-2}	
12a	08/02/97	6	1.9×10^{-1}	
12b		5	1.9×10^{-1}	
12a	09/02/97	4	3.6×10^{-1}	
12b		4	8.1×10^{-1}	
	10/02/97	3	6.9×10^{-7}	Sí
		
13a	12/11/96	4	3.8×10^{-1}	
13b		4	2.6×10^{-1}	
14a	12/11/96	4	1.8×10^{-4}	Sí
14b		4	3.8×10^{-1}	
15a	12/11/96	4	4.3×10^{-1}	
15b		4	8.9×10^{-1}	
16a	11/11/96	5	2.5×10^{-1}	

Tabla 4.3. Observaciones y probabilidades (continuación).

Objeto	Fecha	N	Probabilidad	Microv.
16b		5	8.4×10^{-1}	
	13/11/96	6	1.1×10^{-2}	
		7	1.7×10^{-8}	Sí
17a	11/11/96	5	4.7×10^{-1}	
17b		5	6.5×10^{-1}	
	13/11/96	8	8.5×10^{-1}	
		9	1.2×10^{-4}	Sí

Tabla 4.3. Observaciones y probabilidades (continuación).

En la tabla 4.4 puede verse para ambas muestras, la de QSOs y la de QSRs, el número de posibles eventos (microvariaciones) observados en cada tipo de objeto, hasta un nivel de significación del 1% (columna 1); el número de observaciones que no mostraron evidencia de microvariaciones (columna 2); el número total de observaciones (columna 3); y la frecuencia esperada para que se presente microvariaciones bajo la hipótesis nula (es decir, ambos tipos de objetos tienen las mismas propiedades respecto a la microvariabilidad, columnas 4 y 5). Las frecuencias esperadas fueron calculadas multiplicando el subtotal de cada renglón y cada columna y dividiendo por el número total de observaciones. El test de homogeneidad muestra que la probabilidad para los resultados mostrados en la tabla 4.4 puede ser obtenida el 44% de las veces si las dos muestras son extraídas de una misma población, es decir, parecería que ambos tipos de objetos pertenecen a la misma población *madre*.

cuasar	Observada			Esperada	
	$P \leq 1\%$	$P > 1\%$	Total	$P \leq 1\%$	$P > 1\%$
QSRs	5	24	29	7	22
QSOs	9	20	29	7	22
Total	14	44	58	14	44

Tabla 4.4 Frecuencias observada y esperada de variabilidad.

4.4 Resultados y comentarios

Aunque el test de homogeneidad no muestra diferencias en la ocurrencia de microvariabilidad entre las muestras de QSOs y QSRs, es necesario hacer un test sobre los valores cuantitativos de las varianzas de ambas muestras para ver si las microvariaciones son mayores en un tipo de objetos que en otro. En principio, la varianza observada de los datos podría ser utilizada para esta comparación, pero una mejor estimación de las diferencias entre QSOs y QSRs puede hacerse si se considera que las varianzas están formadas por dos componentes, una es el cuadrado de los errores y la otra la varianza intrínseca asociada a las variaciones del flujo en las fuentes.

Los errores introducidos en el proceso de observación y reducción de datos para un determinado cuasar, pueden estimarse empíricamente por medio de la dispersión media en cada grupo de cinco observaciones. Estos errores podrían incluirse dentro de la dispersión de datos, provocando la detección de microvariabilidad aun cuando el cuasar no es variable. Alternativamente, por la propagación de errores, puede demostrarse que, para los datos presentados en este trabajo, la varianza observada V_o es el resultado del cuadrado del error e^2 pesado por el número de observaciones en cada grupo (es decir, 5) más la varianza intrínseca V_f de la fuente.

Así, la varianza intrínseca *estimada* del cuasar, o la parte de la varianza observada que no se debe al error, es:

$$V_r = V_o - e^2/5 \geq 0$$

donde la restricción de ser mayor o igual a cero, surge de consideraciones físicas.

El test *t de Student* se aplica usualmente para encontrar diferencias entre las medias de dos muestras de datos. Para ello debe suponerse que estos datos están normalmente distribuidos, lo cual es aproximadamente el caso para las diferencias de las varianzas intrínsecas para los datos de los QSOs y QSRs. Para estos datos, se ha calculado un *test de parejas* (e.g. Scheffler 1988), en el cual la media de la distribución de estas diferencias no debería ser *significativamente* diferente de cero si ambas muestras son extraídas de la misma población *madre*.

El test da una probabilidad cercana al 30% de que las diferencias observadas ocurran por azar. Es importante notar que repitiendo el test *t de Student* directamente de las dos muestras de varianzas intrínsecas (es decir, sin el cálculo de las diferencias hechas entre las observaciones relacionadas), se obtiene no sólo la misma diferencia media sin los errores, lo cual se esperaba, sino además la misma incertidumbre para estas diferencias. Esto es importante porque indica que el brillo intrínseco y el corrimiento al rojo de cada objeto tiene un pequeño efecto, si lo hay, sobre el fenómeno de microvariabilidad, contrario a los resultados de los monitoreos de escala temporal larga. Una consecuencia directa es que, si el brillo y la distancia pueden ser identificados como parámetros de evolución para estos objetos, entonces la evolución podría no estar relacionada con las microvariaciones.

Los resultados de los test que se han discutido son insuficientes para encontrar diferencias en el comportamiento de microvariabilidad entre QSRs y QSOs, contrario a los resultados obtenidos por Jang & Miller (1997), quienes encontraron que las variaciones de corta escala temporal son más comunes en los objetos del tipo QSRs que en los del tipo QSOs.

Con el nuevo diseño, tomando cinco imágenes cada hora aproximadamente, se ha encontrado microvariabilidad en 5 objetos radio-callados. Este resultado se reporta en de Diego et

al. (1998). Los resultados sugieren que la variabilidad en los QSOs es un fenómeno más común de lo que sugerían previas investigaciones, como la de Jang & Miller.

De los resultados presentados en este capítulo, y que constituyen los resultados más sobresalientes sobre microvariabilidad en QSOs, se concluye que la microvariabilidad puede tener su origen en el disco de acreción o en el fenómeno de microlentes, aunque no se descarta la posibilidad de que en algunos objetos radio tenues se pueda producir en el jet relativista.

Para discernir el origen de cierto evento dado de microvariaciones, es necesario realizar un estudio de color, en al menos tres bandas. Además, será necesario mejorar el tiempo de monitoreo con el fin de buscar diferencias en las escalas de tiempo y patrones de microvariabilidad originados por los diferentes mecanismos propuestos.

Nótese que la proporción de QSOs que muestran microvariaciones en un nivel de 3σ en este trabajo (5/17) no es muy diferente del encontrado por Jang & Miller (2/10). Debe resaltarse, sin embargo, que en nuestro caso la selección de la muestra de QSRs, consta solamente de objetos puntuales en radio. Si esta muestra sí es representativa de la población de QSRs, la similitud en microvariabilidad entre objetos radio emisores y radio tenues debe contemplarse como una evidencia de que las microvariaciones sean provocadas por causas que no están relacionadas con el jet, contrario a lo que concluyen Jang & Miller. No obstante, si estos objetos no son representativos de la población de QSRs, pueden introducirse efectos muy importantes, que podrían invalidar las conclusiones a las que se han llegado.

Falcke, Sherwood & Patnaik (1996) plantean que los cuasares puntuales en radio pueden ser QSRs intrínsecamente más brillantes en radio o QSOs con el jet apuntando hacia nosotros. El cociente entre los flujos en radio y óptico van desde varias centenas a unos cuantos miles para los QSRs y de decenas a centenas para QSOs. Todos los objetos QSRs en la muestra que se ha utilizado tienen cocientes de flujo cercanos o arriba de 1000. Con esto, todos ellos pertenecerían a la población de cuasares radio emisores bajo el criterio de Falcke et al. (1996).

Así, las únicas diferencias en el comportamiento de microvariación entre las muestras de QSOs y QSRs, sugieren fuertemente que éstas pueden originarse en el disco de acreción o debido al efecto de microlentes gravitatorias más que a fenómenos en el chorro de plasma relativista.

CONCLUSIONES Y COMENTARIOS

A través de este trabajo se han revisado las características principales de los núcleos activos de galaxias. Se ha pretendido mostrar que estos objetos presentan enormes retos para los especialistas del tema debido a que debe recurrirse a procesos no convencionales de producción de energía (las reacciones nucleares en el interior de las estrellas, por ejemplo) para explicar las observaciones de estos objetos. En particular, uno de los problemas de mayor dificultad es cómo se puede explicar que la producción de energía se lleve a cabo en espacios tan pequeños, de tan sólo algunos días luz o incluso menos, comparable al tamaño del sistema solar.

Además, se ha podido ver que la variabilidad del flujo es una propiedad común en los núcleos activos de galaxias, cuya importancia ha venido a notarse sólo recientemente. La amplitud de las variaciones de la magnitud dependen de los tiempos considerados. Para las escalas de tiempo más largas son comunes los cambios de varias magnitudes en los objetos más variables. Para escalas de tiempo de minutos a horas, las amplitudes de las variaciones son típicamente de varias centésimas de magnitud. Estas últimas son conocidas como microvariaciones. La microvariabilidad puede observarse como un evento aislado, pero también puede confundirse con parte de una variación de mayor tiempo, es decir, sobrepuestas a éstas. La importancia de la microvariabilidad reside en el hecho de que, de ser intrínseca a la fuente, puede proveer límites al tamaño de la región más interna del objeto y que es la zona emisora en la que se lleva a cabo el fenómeno que da origen a la variación.

Pero los estudios de microvariabilidad pueden brindar información importante, no sólo sobre el tamaño de la región interna de la fuente de energía (en caso de que la variación se deba a causas intrínsecas), sino además porque, de acuerdo a los modelos establecidos, puede brindar indicios de la misma causa que la provoca, ya sea externa (microlentes gravitatorias) o por interna (perturbaciones en el jet, o en el disco de acreción).

Hasta hace poco, solamente se había reportado la detección de microvariabilidad en NAGs radio-emisores, lo que sugería que la causa de la variación residía en el jet relativista; pero estudios recientes (Jang & Miller 1997), y este mismo trabajo (resultados ya publicados en de Diego, Dultzin-Hacyan, Ramírez & Benítez 1998), han reportado la detección de microvariabilidad en objetos radio-tenues. Esto favorece los modelos de microvariabilidad originada en el disco de acreción y por microlentes gravitatorios.

La detección de microvariaciones es un objetivo difícil. Los NAG tienen en general diversas características observables, tales como un gran rango de luminosidades y corrimientos al rojo, por lo que los efectos de selección pueden afectar los estudios de microvariabilidad. Además, cambios en los instrumentos y en las condiciones de observación pueden introducir sesgos indeseables en las observaciones que pueden provocar la detección de *microvariabilidad falsa*, es decir, no a una variación propia de la fuente. Para los objetos reportados aquí, se pretendió minimizar los efectos de todo lo anterior, cuidando tanto la manera de seleccionar las muestras como la de realizar las observaciones.

Para eliminar posibles sesgos en la selección de las muestras, éstas fueron seleccionadas emparejando los objetos de la siguiente manera: la muestra de QSRs se eligió de manera que a cada miembro de ésta, le correspondiera un QSO similar en brillo y corrimiento al rojo. Por otro lado, para eliminar posibles sesgos introducidos por los instrumentos y durante las observaciones, se procuró observar cada pareja la misma noche durante intervalos de tiempo similares y, cuando fue posible, en observaciones solapadas.

Aunque en la primera temporada sólo se encontró evidencia marginal de microvariabilidad, esta experiencia sirvió para mejorar el diseño de observación, lo que llevó a la *detección de microvariabilidad en cinco objetos radio tenues* y en cinco radio emisores, aplicando tests estadísticos tanto a cada objeto como a ambas muestras.

Como test de probabilidad en un objeto dado, se utilizó el procedimiento ANOVA de un sólo sentido. Con este test se encontró microvariabilidad en cinco QSOs y cinco QSRs, así

como evidencia de variabilidad en otros tres QSOs. Un test χ^2 para probar la homogeneidad de las muestras, comparando la *ocurrencia* de microvariabilidad en cada una de las muestras de QSOs y QSRs, muestra que no existen diferencias significativas, es decir, el comportamiento en microvariabilidad de ambos grupos es similar. Este resultado contrasta con la creencia general manifestada en los resultados obtenidos por Jang & Miller (1997), en el que la microvariabilidad es preferentemente un fenómeno de objetos radio emisores.

Se realizó un *test de parejas*. En este test, la media de la distribución de las diferencias de las varianzas intrínsecas (para los datos de las muestras de QSRs y QSOs) muestra no ser *significativamente* diferente de cero. Esto implica que ambas muestras podrían haber sido extraídas de la misma población *madre*.

Al realizar los cálculos, la incertidumbre es la misma si se tienen o no en cuenta las parejas. Este resultado es importante, pues indica que si el brillo intrínseco y el corrimiento al rojo de cada objeto influyen sobre el fenómeno de microvariabilidad, esta influencia es pequeña. Este resultado es contrario a los resultados de los monitoreos de escala temporal larga.

Jang & Miller se basaron en un número mucho mayor de noches que las reportadas en este trabajo, encontrando que la microvariabilidad es más frecuente en cuasares radio-emisores que en cuasares radio-callados, la metodología utilizada aquí (desde la selección de las muestras, el procedimiento de observación hasta el análisis de los datos) fue diseñada para optimizar la eficiencia de este estudio. Como los objetos fueron emparejados por su brillo absoluto y corrimiento al rojo, puede encontrarse otro resultado importante: si estos parámetros pueden tomarse como indicadores de la evolución de estos objetos, entonces la microvariabilidad no depende del estado evolutivo de éstos.

Para discernir qué fenómeno produce un evento dado de microvariabilidad es necesario hacer un estudio de color en al menos tres bandas. Además, es necesario mejorar el tiempo de monitoreo para encontrar diferencias en las escalas de tiempo y el patrón de microvariaciones originadas por los diferentes mecanismos propuestos.

A partir de los resultados que se han presentado en este trabajo se concluye que la microvariabilidad puede tener su origen tanto en el disco de acreción como en el fenómeno de microlentes, aunque no se excluye que algunas microvariaciones puedan ser originadas en el jet de algunos QSRs.

APÉNDICE A

TEST DE VARIANZAS ANOVA

Sean $\mu_1, \mu_2, \dots, \mu_k$ las medias de k poblaciones, y sea μ la media de todas las poblaciones. Se define el efecto τ_j del j -ésimo tratamiento (es decir, la condición experimental de la variable de interés, condición bajo la cual se observará la respuesta medible) como la desviación de la j -ésima población con media μ_j respecto a la media global μ . De esta forma,

$$\tau_j = \mu_j - \mu, \quad j = 1, 2, \dots, k.$$

En el mismo sentido, al tomar k muestras correspondientes a las k poblaciones, el error aleatorio correspondiente ϵ_{ij} de la observación Y_{ij} (es decir, el elemento i -ésimo de la muestra j -ésima) es la desviación de la Y_{ij} con respecto de la j -ésima media μ_j , es decir,

$$\begin{aligned} \epsilon_{ij} &= Y_{ij} - \mu_j, & j &= 1, 2, \dots, k, \\ & & i &= 1, 2, \dots, n_j. \end{aligned}$$

De acuerdo con lo anterior, para las observaciones, se puede dar el siguiente modelo

$$Y_{ij} = \mu + \tau_j + \epsilon_{ij} \quad j = 1, 2, \dots, k; \quad i = 1, 2, \dots, n_j \quad (1)$$

donde puede verse que la muestra j -ésima posee n_j elementos. El modelo dado por la ecuación (1) puede escribirse de la siguiente manera

$$Y_{ij} = \mu + (\mu_j - \mu) + (Y_{ij} - \mu_j). \quad (1a)$$

o

$$Y_{ij} - \mu = (\mu_j - \mu) + (Y_{ij} - \mu_j). \quad (1b)$$

La igualdad dada por la ecuación (1b) establece, en forma explícita, que cualquier desviación de una observación con respecto a la media global se debe a dos posibles causas: a las condiciones bajo las que se efectúa el experimento (τ_j) o a un error aleatorio (ϵ_{ij}). La hipótesis nula dada por

$$H_0 : \tau_j = 0, \text{ para toda } j, \quad (2)$$

establece que no existe ningún efecto de las condiciones experimentales sobre la respuesta, lo que a su vez implica que las k medias de la población son iguales entre sí, es decir, $H_0 : \mu_1 = \mu_2 = \dots = \mu_k$. Si se rechaza la hipótesis nula los datos de la muestra indicarían que la parte de la desviación total que se debe a la diferencia en el tratamiento es, significativamente, más grande que la desviación causada por el error aleatorio. De esta forma, la técnica del análisis de varianzas es en realidad un *análisis de la variación de las medias* y éste se logra mediante la participación en la variación total en las observaciones de los componentes especificados por el modelo matemático (1). Esto permite determinar una estadística apropiada de tal manera que pueda tomarse una decisión con respecto a la hipótesis $H_0 : \tau_j = 0$.

Los parámetros $\mu_1, \mu_2, \dots, \mu_k$ y μ no son conocidos, pero pueden estimarse con base en observaciones de k muestras aleatorias. Para la información de la muestra dada en la tabla 1 se define lo siguiente:

$$\begin{aligned} T_j &= \sum_{i=1}^{n_j} Y_{ij} \quad j = 1, 2, \dots, k, \\ \bar{Y}_j &= T_j/n_j, \quad j = 1, 2, \dots, k, \\ T_{..} &= \sum_{j=1}^k T_j, \\ N &= \sum_{j=1}^k n_j, \\ \bar{Y}_{..} &= T_{..}/N. \end{aligned}$$

Se emplea la notación de punto para indicar que la suma se lleva a cabo sobre el correspondiente subíndice. En particular, T_j es la suma de las n_j observaciones en el j -ésimo

tratamiento, \bar{Y}_j es la media de la muestra del j-ésimo tratamiento, $T_{..}$ es la suma de las N observaciones e $\bar{Y}_{..}$ es la media de la muestra de todas las observaciones.

Al sustituir las estadísticas \bar{Y}_j e $\bar{Y}_{..}$ en la ec. (1b) para los parámetros μ_j y μ , respectivamente, se obtiene la correspondiente igualdad en la muestra

$$Y_{ij} - \bar{Y}_{..} = (\bar{Y}_j - \bar{Y}_{..}) + (Y_{ij} - \bar{Y}_j). \quad (3)$$

La esencia de la ecuación (3) para una muestra es la división de la desviación de una observación Y_{ij} del promedio de la muestra total \bar{Y} en dos componentes: la desviación de la media de la muestra del tratamiento \bar{Y}_j de la media de la muestra de todas las observaciones $\bar{Y}_{..}$, y la desviación de Y_{ij} de su propia media de tratamiento \bar{Y}_j . De acuerdo con lo anterior, puede argumentarse en forma lógica que entre mayor sea la desviación entre \bar{Y}_j e $\bar{Y}_{..}$ se tiene más inclinación a rechazar la hipótesis nula dada por (2).

Para determinar una estadística de prueba apropiada, supóngase que se toma el cuadrado de ambos miembros de la ecuación (3) y se suman sobre todos los i y j. De esta forma,

$$\begin{aligned} \sum_{j=1}^k \sum_{i=1}^{n_j} (Y_{ij} - \bar{Y}_{..})^2 &= \sum_{j=1}^k \sum_{i=1}^{n_j} (\bar{Y}_j - \bar{Y}_{..})^2 + \sum_{j=1}^k \sum_{i=1}^{n_j} (Y_{ij} - \bar{Y}_j)^2 + \\ &+ 2 \sum_{j=1}^k \sum_{i=1}^{n_j} (Y_j - \bar{Y}_{..})(Y_{ij} - \bar{Y}_j). \end{aligned}$$

Pero

$$\begin{aligned} \sum_{j=1}^k \sum_{i=1}^{n_j} (Y_j - \bar{Y}_{..})(Y_{ij} - \bar{Y}_j) &= \sum_{j=1}^k (\bar{Y}_j - \bar{Y}_{..}) \left[\sum_{i=1}^{n_j} (Y_{ij} - \bar{Y}_j) \right] \\ &= \sum_{j=1}^k (\bar{Y}_j - \bar{Y}_{..}) \left[\sum_{i=1}^{n_j} Y_{ij} - n_j \bar{Y}_j \right] \\ &= 0. \end{aligned}$$

dado que $\sum_{i=1}^{n_j} Y_{ij} = T_j = n_j \bar{Y}_j$.

Como resultado se obtiene la ecuación

$$\sum_{j=1}^k \sum_{i=1}^{n_j} (Y_{ij} - \bar{Y}_{..})^2 = \sum_{j=1}^k \sum_{i=1}^{n_j} (\bar{Y}_j - \bar{Y}_{..})^2 + \sum_{j=1}^k \sum_{i=1}^{n_j} (Y_{ij} - \bar{Y}_j)^2 \quad (4)$$

la cual establece que la suma total de los cuadrados de las desviaciones con respecto a la media global se descompone en la suma de los cuadrados de las desviaciones de las medias de los tratamientos en relación con la media global, y la suma de los cuadrados de las desviaciones de las observaciones con respecto a sus propias medias de tratamiento. La ecuación (4) se conoce como la **ecuación fundamental del análisis de varianza**. El término en el lado izquierdo de tal ecuación es la *suma total de cuadrados* y se denota por **STC**. El primer término del lado derecho de la ecuación es la *suma de los cuadrados de los tratamientos* y se denota por **SCTR**. El último término es la *suma de los cuadrados de los errores* y se denota por **SCE**. Por lo tanto, la ecuación (4) puede escribirse como

$$STC = SCTR + SCE. \quad (4a)$$

SCE mide la cantidad de variación en las observaciones debida a un error aleatorio. Si no hubiera error aleatorio, entonces $SCE = 0$. De acuerdo con lo anterior, entre más grande es SCE, mayor es la variación en las observaciones que puede atribuirse a un error aleatorio (ver la ecuación (1)). SCTR mide la extensión de la variación, en las observaciones, que se debe a las diferencias entre los tratamientos. Si todas las medias de los tratamientos son iguales entre sí, entonces $SCTR = 0$. De esta forma, entre más grande es el valor de SCTR, mayor es la diferencia que existe entre las medias de los tratamientos y la media global (ver la ecuación (1)).

Puede demostrarse que bajo la hipótesis nula $H_0 : \tau_j = 0$ y la suposición de que $\epsilon_{ij} \sim N(0, \sigma^2)^*$, $SCTR/\sigma^2$ y SCE/σ^2 son dos variables aleatorias independientes con una distribución chi-cuadrada. Los grados de libertad se obtienen al separar la suma total de cuadrados. SCT tiene $N-1$ grados de libertad debido a que se pierde un grado de libertad al ser necesario que la suma de las desviaciones $(Y_{ij} - \bar{Y}_{..})$ para toda i y j sea cero. La suma de los cuadrados de los tratamientos tiene $k-1$ grados de libertad debido a que se impone la restricción $\sum_{j=1}^k n_j(\bar{Y}_{.j} - \bar{Y}_{..}) = 0$ para las k desviaciones $(\bar{Y}_{.j} - \bar{Y}_{..})$. Esta restricción surge debido a que el interés

* Esta notación significa que ϵ_{ij} se encuentra distribuida normalmente con media 0 y desviación estándar σ

radica en la respuesta que se obtiene para ciertos valores de la variable que se ha seleccionado de antemano, por lo que $\tau_1, \tau_2, \dots, \tau_k$ se consideran parámetros fijos tales que $\sum_{j=1}^k n_j \tau_j = 0$. Entonces, con base en la ecuación (4a), el número de grados de libertad para SCE será igual a la diferencia entre el número de grados de libertad para STC y SCTR, es decir,

$$\begin{aligned} gl(SCE) &= gl(STC) - gl(SCTR) \\ &= N - 1 - (k - 1) \\ &= N - k. \end{aligned}$$

Una suma de cuadrados dividida entre sus grados de libertad da origen a lo que se conoce como *cuadrado medio*. De acuerdo con lo anterior, el cuadrado medio del tratamiento es

$$CMTR = SCTR/(k - 1),$$

y el cuadrado medio del error es

$$CME = SCE/(N - k).$$

Ahora se puede argumentar que, dado que $SCTR/\sigma^2$ y SCE/σ^2 son dos variables aleatorias independientes chi-cuadrada con $k-1$ y $N-k$ grados de libertad, respectivamente, entonces el cociente de las medias cuadráticas tiene una distribución F con $k-1$ y $N-k$ grados de libertad. Este cociente es la estadística apropiada para probar la hipótesis nula

$$H_0 : \tau_j = 0.$$

Lo anterior puede verificarse al examinar los valores esperados, E , de los cuadrados medios. Puede demostrarse que

$$E(CME) = \sigma^2$$

y

$$E(CMTR) = \sigma^2 + \frac{\sum_{j=1}^k n_j \tau_j^2}{k - 1},$$

en donde σ^2 es la varianza común de los errores. Como resultado se tiene que el cuadrado medio del error es un *estimador no sesgado* de σ^2 sin importar si la hipótesis nula es cierta. Por otro lado, si H_0 es cierta, $\tau_j = 0$ para toda j , y $\sum n_j \tau_j^2 = 0$. Entonces $E(CMTR) = \sigma^2$; es decir, bajo H_0 , tanto CME como CMTR son estimadores no sesgados de la varianza del error. Pero si la hipótesis nula no es cierta, CMTR tiende generalmente a ser mayor que CME, dado que el término $\sum n_j \tau_j^2$ será positivo. En otras palabras, entre más grande sea la diferencia entre las medias de los tratamientos y la media global, mayor será CMTR. Pero una *ocurrencia* de este tipo sugiere que las medias de los k tratamientos no son todas iguales entre sí y de esta forma debe rechazarse la hipótesis nula. De acuerdo con lo anterior, la hipótesis nula será rechazada cuando el valor del cociente

$$F = \frac{\sum_{j=1}^k \sum_{i=1}^{n_j} (\bar{Y}_{.j} - \bar{Y}_{..})^2 / (k - 1)}{\sum_{j=1}^k \sum_{i=1}^{n_j} (Y_{ij} - \bar{Y}_{.j})^2 / (N - k)}$$

se encuentre dentro de una región crítica superior de tamaño α .

Las fuentes de variación, grados de libertad, sumas de cuadrados, cuadrados medios, y el cociente F juntos, constituyen lo que se conoce como tabla de análisis de varianza (*ANOVA*) que se presenta en la tabla a.

Debe notarse que la hipótesis nula $H_0 : \mu_1 = \mu_2$, para el caso de dos muestras, también puede manejarse con el método del análisis de varianza.

TABLA a

f fuente de variación	gl	SC	CM	Estadística F
Tratamientos	k-1	$\sum \sum (\bar{Y}_{.j} - \bar{Y}_{..})^2$	$\sum \sum (\bar{Y}_{.j} - \bar{Y}_{..})^2 / (k-1)$	$F = \frac{\sum \sum (\bar{Y}_{.j} - \bar{Y}_{..})^2 / (k-1)}{\sum \sum (\bar{Y}_{ij} - \bar{Y}_{.j})^2 / (N-k)}$
Error	N-k	$\sum \sum (\bar{Y}_{ij} - \bar{Y}_{.j})^2$	$\sum \sum (\bar{Y}_{ij} - \bar{Y}_{.j})^2 / (N-k)$	
Total	N-1	$\sum \sum (\bar{Y}_{ij} - \bar{Y}_{..})^2$		

Tabla a. *Tabla de análisis de varianza ANOVA*

APÉNDICE B

ABREVIATURAS

Las abreviaturas que se listan a continuación corresponden a los términos en lengua inglesa salvo el caso de NAG.

BAL: *Broad Absortion Line Quasars.*

Blazar: Una clase de NAG que incluye objetos BL Lac y cuasares del tipo OVV. Su nombre se deriva de la contracción de los términos BL Lac y cuasar.

BLR: *Broad Line Region.*

BLRG: *Broad Line Radio Galaxy.*

CCD: *Charge-Coupled Device.*

CGRO: *Compton Gamma-Ray Observatory.*

FRI: Radio galaxias de líneas delgadas del tipo Fanaroff-Riley de tipo I.

FRII: Radio galaxias de líneas delgadas del tipo Fanaroff-Riley de tipo II.

FSRQ: *Flat Spectrum Radio Quasars.*

GINGA: Telescopio japonés para observar en frecuencias de rayos gama (GINGA es un vocablo japonés que significa *galaxia*).

HPQ: *High Polarization Quasar.*

HST: *Hubble Space Telescope.*

IRAS: *Infra Red Astronomical Satellite.*

LINERs: *Low Ionization Nuclear Emission Regions.*

LPQ: *Low Polarization Quasar.*

NAG: *Núcleo Activo de Galaxia.*

NLR: *Narrow Line Region.*

NLRG: *Narrow Line Radio Galaxy.*

OVV: *Optically Violently Variable.*

QSO: *Quasi-Stellar Objects.*

QSR: *Quasi-Stellar Radio-source.*

SSRQ: *Steep Spectrum Radio Quasar.*

VLBI: *Very Long Baseline Interferometry.*

BIBLIOGRAFÍA

- Abartzumian, 1958, en *La estructura et Evolución de l'universe*, (eds. R. Stoops, Bruselas), p. 241.
- Abramowicz, M. A.; Bao, G.; Lanza, A. & Zhang, X. H., *A&A*, 1991, 245, 454.
- Abramowicz, M.A. et al. 1992, *Nature*, 356, 41.
- Agrawal, P.C. & Riegler, G.R., 1979, *Ap.J.Lett.* 231, L25.
- Angel, J.R.P. & Stockman, H.S., 1980, *ARA&A*, 18, 321.
- Antonucci, R.R.J., 1983, *Nature*, 303, 158.
- Antonucci, R.R.J., Barvainis, R. & Alloin, D., 1990, *Ap.J.*, 353, 416.
- Antonucci, R.R.J. & Miller, J.S., 1985, *Ap.J.*, 297, 621.
- Arakilian, 1971, *Astrofizika*, 7, 457.
- Argote C., Mauricio, *Efectos de microlentes gravitacionales en cuasa-res*. 1997. Tesis de Licenciatura, Facultad de Ciencias, UNAM.
- Baade, W. & Minkowsky, R. 1954, *Ap.J.*, 119, 206.
- Bailey, M.E., 1980, *M.N.R.S.*, 191, 195.
- Baldwin, J. A.; Carswell, R. F.; Wampler, E. J.; Smith, H. E.; Burbidge, E. M. & Boksenberg, A., 1980, *Astrophys. J.*, 236, 388.
- Baldwin, J.A.; Phillips, M.M. & Terlevich, R., *PASP*, 1981, 93, 5.
- Balick & Heckman, 1982, *Ann. Rev. Astr.*, 20, 431.
- Barthel, P. D., 1989, *ApJ*, 336, 606.
- Begelman, M.C., *Ap.J.*, 1985, 297, 492.
- Begelman, M. C. & McKee, C.F., 1983, *Ap.J.*, 271, 89.
- Begelman, M. C., McKee, C.F. & Shields, G.A., 1983, *Ap.J.*, 271, 70.
- Begelman, M. C., Rees, M.J. & Sikora, M., 1994, *Ap.J. Lett.*, 429, L57.
- Benítez L., Erika, *Variabilidad de Núcleos Activos de Galaxias*. 1997. Tesis doctoral, IA, UNAM.
- Blandford, R. D. 1990, en *Active Galactic Nuclei*, Saas-Fee Advanced course 20 eds, R.D. Blandford, H. Netzer & L. Woltejer, Springer-Verlag, Berlin, 1961.
- Blandford, R. D. & Königl, A., 1979, *ApJ*, 232, 34.
- Blandford, R. D. & Narayan, R., 1986, *ApJ*, 310, 568.
- Blandford, R. D. & Payne, D.G., 1982, *M.N.R.A.S.*, 199, 833.
- Blandford, R. D. & Rees, M.J., 1978, *Pittsburgh Conf. on BL Lac Objects*, ed. A.M. Wolfe, (Univ. of Pittsburgh), p. 328.
- Blandford & Rees, 1992, en *Testing the AGN Paradigm*, eds. S. S. Holt et al. (AIP), p. 3.
- Brecher, K., 1977, en *Frontiers of Astrophysics*, ed. E.H. Avrett (Harvard University Press: Cambridge), p. 438.
- Bregman, J. N., *Variability and the Origin of continuum Emission in AGN*, ver Miller & Wiita 1991.
- Bridle, A.H. & Perley, R.A., 1984, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 22, 319.
- Browne, I. W. A., 1983, *MNRAS*, 204, 23p.
- Burbidge, 1958, *Astr. J*, 128, 1.
- Burbidge, E. M., 1967, *Ann. Rev. Astron. Astrophys.*, 5, 399.
- Burbidge, E.M.; Caldwell, R.D.; Smith, H.E.; Liebert, J. & Spinrad, H., 1976, *Ap.J.*, 205, 117.
- Camenzind, M., 1992, en *Extragalactic Radio Sources-from beams to jets*, Ed. J. Ruland; H. Sol & G. Pelletier, *Cambridge: Cambridge Univ. Press*, 71.
- Camenzind, M. & Krockenberger, M. 1992, *A&A*, 255, 59.
- Canavos, G. C., *Probabilidad y Estadística. Aplicaciones y métodos*. Ed. McGraw-Hill, 1992.
- Carrillo Moreno, R., *Jets en núcleos Activos de Galaxias*. 1988. Tesis de Licenciatura, Fac. de Ciencias, UNAM.
- Chakrabarti, S. K. & Wiita, P. J., 1993, *ApJ*, 140, 119.
- Chang, K. & Refsdal, S., 1979, *Nature*, 282, 561.
- Clarke, D & Cooke, D., *A basic course in STATISTICS. Third Edition*. Ed. Edward Arnold, A Division of Hodder & Stoughton. tercera edición, 1992.
- Cox, D. P., 1972, *ApJ*, 178, 142.
- Czerny, B. & Elvis, M., 1987, *Ap.J.*, 321, 305.
- Dahari & de Robertis, 1988, *Ap J Suppl.*, 67, 249.
- de Diego, J. A., 1994, *Núcleos de Galaxias Altamente Polarizados*, Tesis doctoral, Instituto de

Astrofísica de Canarias, Universidad de La Laguna.

- de Diego, J.A., Dultzin-Hacyan, D., Ramírez, A. & Benítez, E., 1998, Ap.J., 501, 69.
- de Diego, J.A. & Kidger, M., Ap & SS, 1990, 171, 97.
- de Diego, J. A., Kidger, M. R., González-Pérez, J. N. & Letho, H. J., 1997, A&A, 318, 331.
- Dultzin-Hacyan, D., 1995, 3, 31.
- Dultzin-Hacyan, D. & Benítez, E., 1994, A&A, 291, 720.
- Dultzin-Hacyan, D. & Ruano, C., 1996, A&A, 305, 719.
- Dultzin-Hacyan, D.; Ruelas-Mayorga, A. & Costero, R., 1993, RMA& A, 25, 143.
- Dultzin-Hacyan, D., Takalo, L.O., Benítez, E., Sillanpää, A., Purisimo, T., Letho, H. & de Diego, J.A. RMxAA, 33, 17-23 (1997).
- Dyson, J.E., Williams, J.R. & Perry, J.J. 1996, Ap&SS, 237, 187.
- Edelson & Malkan, 1986, ApJ, 324, 701.
- Efimov, Y. S. & Shakhovskoy, N. M. 1994, en *Two Years of Intensive Monitoring of OJ 287, and 3C66A*, Ed. L. O. Takalo, (Finland: Turku Univ. Press), 176, 32.
- Einstein, A., 1916, *The Foundation of the General Theory of Relativity*, Annalen der Physik, 49, Compilado en *The Principle of Relativity. A collection of original memoirs on the special and general theory of relativity*. Lorentz, H., Einstein, A., Minkowski, H. & Weyl, H., Dover Publications, 1952, USA, 109.
- Elvis, M.; Maccacaro, T.; Wilson, A.S.; Ward, M.J.; Penston, M.V.; Fosbury, R.A.E. & Perola, G.C., 1978, MNRAS, 183, 129.
- Elvis, M. & Van Speybroeck, L., 1982, Astrophys. J. Lett., 321, 233.
- Falcke, Sherwood & Patnaik, 1996 ApJ...473L.13.
- Fanaroff, B. L. & Riley, J. M., 1974, MNRAS, 167, 31.
- Fath, 1909, Lick Obs. Bull., 5, 71.
- Feigelson, E.D., Bradt, H., McClintock, J., Remillard, R., Urry, C.M., et al. 1986, Ap.J., 302, 337.
- Ferland, G.J. & Shields, G.A., 1985, en *Astrophysics of Active Galaxies and Quasi-Stellar Objects*, ed. J.S. Miller (Mill Valley: University Sciences Books), 157.
- Fichtel, C.E., Bertsch, D.L., Chiang, J., Dingus, B.L., Esposito, J.A., et al. 1994, Ap.J. Suppl. 97, 551.
- Filippenko, A.V. & Sargent, W.L.W., 1985, Ap.J., 57, 503.
- Fuentes & Krongold, *Compañeras de campo de galaxias Seyfert*. 1997. Tesis de Licenciatura, Facultad de Ciencias, UNAM.
- Giommi, P., Barr, P., Garilli, B., Maccagni, D. & Pollock, A.M.T., 1990, Ap.J., 356, 432.
- Guichard, 1991, Tesis Doctoral, UNAM.
- Gunn, J.E., 1979, en *Active Galactic Nuclei*, editado por C. Hazard & S. Mitton (Cambridge Univ. Press), p. 213.
- Hawking, 1978, MNRAS, 182, 361.
- Hazard, 1979, *Active Galactic Nuclei*, eds. C. Hazard & S. Mitton, (Cambridge, Cambridge Univ. Press), p 1.
- Heckman; Balick & Crane, 1980, A&A suppl., 40, 295.
- Heeschen, D.S. & Rickett, B.J., 1987, Astron. J., 93, 589.
- Heidt, J. & Wagner, S.J., 1996, A&A, 305, 42.
- Ho, L.C.; Filippenko, A.V. & Sargent, W.L.W., 1997, ApJ, 487, 568.
- Holt, S.S., Neff, S.G. & Urry, M. (eds) 1992, en *Testing the AGN Paradigm* (New York, AIP).
- Huges, P.A., Aller, H.D. & Aller, M.F., 1985, Ap.J., 298, 301.
- Impey, C.D., & Naugebauer, G., 1988, Astron. J., 95, 307.
- Iwasawa, K.; Yaquob, T., Awaki, H., & Ogasaka, Y., 1994, PASJ, 46, L167.
- Jang, M. & Miller, H. R., 1997, Ap. J., 114, 565.
- Kellermann, K.I., Sramek, R.A., Schmidt, M., Green, R.F. & Shaffer, D.B., 1994, AJ, 108, 1163.
- Kellermann, K. I.; Sramek, R.; Schmidt, M.; Shaffer, D. B. & Green, R., 1989, AJ, 98, 1195.
- Khachikhan & Weedman, 1971, Astrifizika, 7, 389.
- Kidger, M. R.; García-Lario, P & de Diego, J. A., 1992 A & AS, 93, 391.
- Kidger, M. R.; Takalo, L. O. & de Diego, J. A., 1994, A&A, 282, 369.
- Kinman, T. D., 1975, Proc. IAU Simp. 67, ed. V. E. Sherwood & Plant, L., Dordrecht, Reidel, 573.
- Kirk, J.G. & Mastichiadis, A., 1992, Nature, 360, 135.
- Kohmura, Y., Makishima, K., Tashiro, M., Ohashi, T. & Urry, C.M., 1994, Publ. Astron. Soc. Jpn., 46, 131.
- Kolb, E.W. & Turner, M.S., 1990, *The Early Universe*. Addison-Wesley Publishing Company. The Advanced Book Program.
- Korista, K.T. et al. 1995, Ap.J. Suppl. Ser. 97, 285.
- Koski, A. T., 1978, ApJ, 223, 56.

- Krolik, J. H., 1994, en *Multi-wavelength continuum emission of AGN*, ed. T. J.-L. Couvoiser & A. Blecha, 1994, *Símpoio de la IAU 159*, (Dordrecht: Kluwer Acad. Publisher), 163.
- Kunieda, H.; Turner, T. J.; Awaki, H.; Koyama, K.; Mushutzky, R. & Tsusuka, Y., 1990, *Nature*, 345, 786.
- Kwan, J. & Krolik, J.H., 1981, *Ap.J.*, 250, 478.
- Lawrence, A.; Ward, M.; Elves, M.; Fabbiano, G.; Willner, S.P.; Carleton, N.P. & Longmore, A., 1985, *Ap J*, 291, 117.
- Lawrence, A., 1993, en *The Nearast Active Galaxies*, ed. J. Beckman, L. Colina & Netzer, H., *Colección Nuevas Tendencias*, Vol. 22, csic, Madrid, 3.
- Liang, E.P.T. & Price, R.H., 1977, *Ap.J.*, 218, 247.
- Lipovetsky, V.A., Neizvestny, S.I. & Neizvetsnaya, O.M., *Catalogue of Seyfert galaxies*, Obs. Astrof. Esp., Académi de Ciencias, URRS, 1987.
- Lorenzetti, D.; Massaro, E., Perola, G. C. & Spinoglio, L., 1990, *A&A*, 235, 35.
- Lynden-Bell, D. & Pringle, J.E., 1974, *M.N.R.A.S.*, 168, 603.
- Malkan, M.A., 1983, *ApJ*, 268, 582.
- Mangalam, A. V. & Wiita, P. J., 1993, *ApJ*, 406, 420.
- Marscher, A.P., 1993, en *Astrophysical Jets*, ed. D. Burgarella, M. Livio & C. O'Dea, *STSCI SS 6*, 73.
- Marcher, A.P., Gear, W.K., & Travis, J.P. 1992, en *Variability of Blazars*, ed. E. Valtaoja & M. Valtonen (Cambridge: Cambridge Univ. Press), 85.
- Marscher, A. P. & Gear, W.K., 1985, *Ap.J.*, 298, 114.
- Mathews, T. A. & Sandage, A. R., 1963, *ApJ*, 138, 32.
- Melrose, D.B., 1994, en *The Physics of Active Galaxies*, ed. G.V. Bicknell, M.A. Dopita & P.J. Quinn, *PASP Conf. Ser.* 54, 91.
- Michelson, P.F., Chiang, J., Fierro, J.M., Lin, Y.C., Nolan, P.L., et al. 1994, en *The second Compton Symposium*, ed. C.E. Fichtel, N. Gehrels, J.P. Norris, *A.I.P. Conf. Proc.* 304, 602, New York, Am. Inst. Phys.
- Miller, H. R.; Carini, M. T. & Goodrich, B. D., 1989, *Nature*, 337, 627.
- Miller, P., Rawlings, S. & Saunders, R., 1993, *M.N.R.A.S.*, 263, 425.
- Miller, H.R. & Wiita, P.J. (editores), *Variability of active galactic nuclei*, 1991, (Cambridge University Press).
- Moore, R., McaGraw, J.T., Angel, J.R.P., Duerr, R., Lebofsky, M.J., et al. 1982, *Ap.J.*, 260, 415.
- Moore, R. & Stockman, H., 1984, *ApJ*, 279, 465.
- Netzer, H., 1990, en *Active Galactic Nuclei, Saas-Fee Advanced course 20*, ed. R. D. Blandford, H. Netzer & L. Woltjer, 57.
- Netzer, H.; Heller, A.; Loinger, F.; Alexander, T.; Baldwin, J.A.; Wills, B.J.; Han, M.; Frueh, M. & Higdon, J.L. 1996, *MNRAS*...279..429N
- Neugebauer et al., 1976, *Ap J*, 205, 29.
- Nottale, L., 1986, *Astron. Astrophys.*, 157, 383.
- Ordoñez Nischli, R., *Catálogo y estudio estadístico de emisión en multifrecuencias de Núcleos Activos de Galaxias de baja luminosidad (LINERs)*. Tesis de licenciatura, Fac. de Ciencias, UNAM, 1997.
- Osterbrock, D. E., 1978, *Proc. Nat. Acad. Sci. USA*, 75, 540.
- Osterbrock, D. E., 1991, *Rep. Prog. Phys.*, 54, 579.
- Osterbrock, Donal E., *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei*, Ed. University Science Books. USA 1989.
- Ostriker, J.P., 1983, *Ap.J.*, 273, 99.
- Paczyński, B., 1978, *Acta Astr.*, 28, 241.
- Padrielli, L.; Aller, M.F.; Aller, H. D.; Fantì, C.; Fantì, R.; Ficarra, A.; Gregorini, L.; Mantorani, F. & Nicolson, G., 1987, *A&A*, 67, 63.
- Pearson, T.J.; Unwin, S.C.; Cohen, M.H.; Linfield, R.P.; Readhead, A.C.S.; Seielstad, G.A.; Simon, R.S. & Walker, R.C., 1981, *Nature*, 290, 365.
- Peimbert, M. and Torres-Peimbert, S., 1981, *Astrophys. J.*, 245, 845.
- Pian & Treves, 1993 *ApJ*...416..130.
- Pringle, J.E., 1981, *Ann. Rev. of Astron. and Astrph.*, 19, 137.
- Ptak, A.; Yaqoob, T.; Serlemits, P.; Mushotzky, R. & Otani, C., 1994, *ApJ*, 436, L31.
- Quirrenbach, A., Witzel, A., Wagner, S., Sanchez-Pons, F., Krichbaum, T.P., et al. 1991, *Ap.J. Lett.* 372, L71.
- Rees, M. J., 1984, *ARA&A*, 22, 471.

- Rees, M. J.; Ferland, G. J. & Netzaer, H., 1989, ApJ, 347, 640.
- Rickett, B.J., 1990, Annu. Rev. Astron. Astrophys., 28, 561.
- Rieke, G.H.; Grasdalen, G.L.; Kinman, T.D.; Hintzen, P.; Wills, B.J. & Wills, D., 1976, Nature, 260, 754.
- Ruano Cavazos, C., 1992, tesis de Licenciatura, *Estudio Estadístico de Galaxias Seyfert, tipos 1 y 2 en Multifrecuencias*, UNAM.
- Rybicki, G.B. & Lightman, A.P., 1979, *Radiative Processes in Astrophysics*. A Wiley-Interscience Publication. John Wiley & sons. New York Chichester Brisbane Toronto.
- Salamanca, I., Alloin, D. & Pelat, D., 1995, Astron. Astrophys. Suppl. Ser., 111, 283.
- Salpeter, 1964, ApJ, 140, 796.
- Sandage, 1973, Ap J, 180, 687.
- Scheffer, W. C., 1998, en *Statics. Concepts and Applications, Menlo Park (CAL-USA): The Benjamin/Cummings Publishing Company, Inc.*
- Scheuer, P.A.G. & Readhead, A.C.S., 1979, Nature, 277, 182.
- Schmidt, 1963, Nature, 197, 1040.
- Schmidt, M., 1964, en *Quasars and High Energy Astronomy, Second Texas Symposium on Relativistic Astronomy*, ed. K. N. Douglas, I. Robinson, A. Schild, E. L. Schucking, J.A. Wheeler, N. J. Woolf, (Gordon and Breach, New York), p 55.
- Schmidt, M. & Green, R.F., 1983, Astrophys. J., 269, 352.
- Schneider, P., 1984, A&A, 140, 119.
- Schneider, P. & Weiss, A., 1987, Astron. Astrophys., 171, 49.
- Seyfert, C. K., 1943, Astrophys. J., 97, 28.
- Shakura, N. I. & Sunyaev, R. A., 1973, A&A, 24, 337.
- Shu, Frank H., *The Physical Universe. An Introduction to Astronomy*. University Science Books, Sausalito, California, pags. 286-331.
- Sillanpää, A., Haarala, S. & Korhonen, T., 1988, Astron. Astrophys. Suppl. Ser. 72, 347.
- Sillanpää, A., Haarala, S., Valtonen, M.J., Sundelius, B. & Byrd, G.G., 1988, Ap.J., 325, 628.
- Slipher, 1917, Lowell Obs. Bull., 3, 59.
- Snyder, W.A., Davidsen, A.F., Wood, K., Kinzer, R., Smathers, H., et al. 1980, Ap.J. Lett. 237, L11.
- Spangler, S.R., Eastman, W.A., Gregorini, L., Mantovani, F. & Padrielli, L., 1993, Astron. Astrophys., 167, 213.
- Sponholz & Moteni, Mon. Not. R. Astron. Soc. 271, 233-242 (1994).
- Stauffer, J.R., 1982, Astrophys. J., 262, 66.
- Strittmatter, P. A.; Hill, P.; Pauliny-Toth, I. I. K.; Steppe, H. & Witzel, H., 1980, A&A, 88, 42.
- Takalo, L. O.; Kidger, M. R.; de Diego, J. A.; Sillanpää, A. & Nilsson, K., 1992, AJ, 104, 40.
- Tashiro, M., 1994, ver Wagner, S.J. & Witzel, A., 1995, Annu. Rev. Astrophys., 33, 163.
- Teräsranata & Valtaoja, 1994 A & A...283.51.
- Terlevich, R.J. & Boyle, B.J., 1993, M.N.R.A.S., 262, 491.
- Terlevich, R., Melnick, J. & Moles, M., 1987, en Proc. IAU Symp. No. 121, *Observational Evidence of Activity in Galaxies*, ed. E.Y. Khachikian, K.J. Friche & J. Melnick. (Drdrect Reidel), 499.
- Terlevich, R., Tenorio-Table, G., Rózycka, J. & Melnick, J., 1995, MNRAS, 272, 198.
- Veron-Cetty, M.P. & Veron, P., 1987, ESO Scientific Report, 5.
- Viegas & Contini, "Shocks and Photoionization in the Narrow-Line Region", en *Emission Lines in Active Galaxies: New Methods and Techniques, IAU Colloquium 159 (1997)*.
- Viegas, S. M. & Contini, M., 1994, ApJ, 408, 113.
- Vila, S. C. 1979, ApJ, 234, 636.
- von Linde, J., Borgeest, U., Schramm, K-J, Graser, U. & Heidit, J. et al. 1993, Astron. Astrophys., 267, 23.
- Von Weizäcker, C.F., 1943, Z. Astrophys., 23, 319.
- Wagner, S.J.; Camenzind, M.; Dressigacker, O.; Borgeest, U.; Brinkann, W.; Holl, U.; Schramm, K.J. & von Linde, J., 1995 A & A...298..688

- Wagner, S., 1996, *A&A*, 120, 495.
- Wagner & Witzel, *Intraday Variability in quasars and BL Lac objects*, *Rev. Astron. Astrophys.*, 33, 163-197, 1995.
- Walsh, D., Carswell, R. F. & Weymann, R. J., 1979, *Nature*, 279, 381.
- Wandel, A. & Petrosian, V., 1988, *Ap.J.*, 329, 11.
- Weedman, 1973, *Ap J*, 183, 29.
- Wiita, P.J., Miller, H.R., Gupta, N. & Chakrabarti, S.K., 1992, en *Variability of Blazars*, ed. M. Valtonen & E. Valtaoja (Cambridge Univ. Press), 311.
- Williams, R. J. R. & Perry, J. J., 1994, *MNRAS*, 269, 538.
- Wilson, Andrew S., "The Narrow-Line Regions of Seyfert and Radio Galaxies", en *Emission Lines in Active Galaxies: New Methods and Techniques*, IAU Colloquium 159 (1997).
- Wisotzki et al., 1995 *A & A*...297L..59.
- Wolstencroft, R.D., Gilmore, G. & Williams, P.M., 1982, *M.N.R.A.S.*, 201, 479.
- Woltjer, L., 1989, *J.A.*, 34, 24.
- Woltjer, L., 1990, en *Active Galactic Nuclei*, rf. T. J.-L., Courvoisier & M. Mayor, (Berlin, Springer), 57.
- Zeldovich & Novikov, 1964, *Doklady Acad. Nauk. SSSR*, 158, 811.
- Zhang, X. H. & Bao, G., 1991, *A&A*, 146, 21.