

00386

1
21.



**UNIVERSIDAD NACIONAL AUTONOMA
DE MEXICO**

**FACULTAD DE CIENCIAS
DIVISION DE ESTUDIOS DE POSGRADO**

**ESTUDIOS DE VARIABILIDAD EN
NUCLEOS ACTIVOS DE GALAXIAS**

T E S I S

**QUE PARA OBTENER EL GRADO ACADEMICO DE
DOCTOR EN CIENCIAS (ASTRONOMIA)**

P R E S E N T A

ERIKA MARIA BENITEZ LIZAOLA

DIRECTOR DE TESIS: DRA. DEBORAH DULTZIN KESSLER

**TEL. CON
FALLA DE ORIGEN**



Universidad Nacional
Autónoma de México



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

Todo el material contenido en esta tesis 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.

Facultad de Ciencias

Universidad Nacional Autónoma de México

ESTUDIOS DE VARIABILIDAD EN NUCLEOS ACTIVOS DE GALAXIAS

Erika María Benítez Lizaola

Instituto de Astronomía, U.N.A.M.

Director de Tesis: *Dra. Deborah Dultzin Kessler*
Instituto de Astronomía, U.N.A.M.

Resumen

El objetivo principal de esta tesis es estudiar la variabilidad óptica, en diferentes escalas de tiempo, que presentan los objetos conocidos como blazares y galaxias tipo Seyfert 1. Estudiaremos también los efectos de la interacción gravitatoria entre galaxias y su relación con la inducción de actividad (tanto de brotes estelares como actividad no térmica), a través de dos ejemplos: el par Arp298 y el entorno cercano al blazar OJ 287. La tesis se estructura en la forma que se refiere a continuación.

El capítulo 1 presenta una introducción general sobre los núcleos activos de galaxias. En particular se describen las características más sobresalientes de los blazares y de las galaxias tipo Seyfert 1. Se mencionan brevemente los principales modelos teóricos desarrollados hasta la fecha con el fin de explicar la fenomenología de éstos objetos.

El capítulo 2 resume las características más generales de la variabilidad óptica en los núcleos activos de galaxias. Se mencionan los modelos más utilizados para explicar las variaciones del continuo en los blazares, y también los que explican la variabilidad en los objetos tipo Seyfert 1. En éstos últimos se observan, además de variaciones en el continuo, variaciones de líneas de emisión.

El capítulo 3 se compone de un estudio detallado del blazar OJ 287. Se presentan los resultados más relevantes concernientes a la variabilidad, microvariabilidad, y periodicidad de este objeto. Finalmente se incluye un estudio de variabilidad realizado al blazar 3C 66A.

El capítulo 4 trata exclusivamente del estudio de la variabilidad y microvariabilidad óptica de la galaxia Seyfert 1 NGC7469. Se observan variaciones noche a noche de la fuente y, posteriormente, microvariaciones con escalas temporales de tan sólo unos cuantos minutos. Un monitoreo realizado tres años después revela la desaparición del fenómeno de microvariabilidad en el núcleo de esta galaxia.

El capítulo 5 contiene un estudio de variabilidad óptica de la Seyfert 1 NGC5548. En particular, se describe la relación entre la variabilidad del continuo y la variabilidad de las líneas de emisión en esta galaxia. Se muestra cómo es que esta relación proporciona información acerca de la estructura de la región que emite dichas líneas.

El capítulo 6 presenta un análisis de mapas de color del par Arp298 (formado por las galaxias NGC7469 e IC5283), con el propósito de confirmar la presencia de interacciones gravitatorias en este sistema. También se incluye un estudio fotométrico del entorno cercano del blazar OJ 287, realizado con imágenes bidimensionales. Los resultados se analizan en el contexto de interacción entre galaxias cercanas a estos núcleos como posibles detonantes de actividad.

Las conclusiones de este trabajo se presentan por separado al final. Esta tesis contiene 3 apéndices:

- Apéndice A: Cinemática Relativista en los Blazares
- Apéndice B: La Prueba F Aplicada a Microvariabilidad
- Apéndice C: Publicaciones Arbitradas

Facultad de Ciencias
Universidad Nacional Autónoma de México

VARIABILITY STUDIES OF ACTIVE GALACTIC NUCLEI

Erika María Benítez Lizaola
Instituto de Astronomía, U.N.A.M.

Director de Tesis: *Dra. Deborah Dultzin Kessler*
Instituto de Astronomía, U.N.A.M.

Abstract

The main goal of this thesis is to study the optical variability at various time-scales, of two types of Active Galactic Nuclei (AGN): blazars and type 1 Seyfert galaxies (Sy1). We shall also study the effects of gravitational interactions between galaxies, and its relation to the induction of nuclear activity (both starburst, and non-thermal activity). The later study will be illustrated by means of two particular examples: the isolated pair of galaxies Arp 298, and a study of the close environment of the blazar OJ 287. The structure of this thesis is as follows:

In chapter 1, a general introduction on AGN is given. More particularly, the main characteristics of blazars and Sy1 galaxies are revised. We also briefly describe the main theoretical models that have been developed to explain the phenomenology of these types of objects.

In Chapter 2, we summarize the general characteristics of optical the variability in AGN. We briefly describe the models most commonly used to explain continuum variability in blazars, and also those that may explain variability in Sy1 galaxies, for both continuum and line variations.

Chapter 3 is dedicated to the detailed study of the blazar OJ 287. We describe the results of our search for variability, microvariability, and periodicity. We also include a similar study carried out for the blazar 3C 66A.

Chapter 4 is dedicated to the study of optical variability and microvariability in the Sy1 galaxy NGC7469. Night-to-night variations were first detected, and then intra-night variations with time-scales of a few minutes detected (microvariability). We discuss the result of another monitoring, carried out three years later, that showed the microvariability had disappeared in the nucleus of this galaxy.

Chapter 5 contains a study of optical variability of the Sy1 galaxy NGC5548. In particular, we focus on the relationship between continuum and line variability. We show how this relationship can shed light into the size and structure of the emission region.

In chapter 6, we analyze the color maps we obtained for the pair of galaxies Arp 298 (which consists of galaxies NGC7469 and IC5283), in order to search for traces of gravitational interaction. We include, as well, a photometric study of the close environment of blazar OJ 287, carried out on bidimensional images. The results of this study are also analyzed in the context of the possible detonation of activity by gravitational interactions with nearby galaxies.

The main conclusions of this work are given separately at the end.

This thesis contains also three appendices:

- Appendix A: Relativistic Kinematics in Blazars
- Appendix B: F Test Applied to Microvariability
- Appendix C: Publications in Refereed Journals

AGRADECIMIENTOS

Quiero agradecer, de manera muy especial, a Deborah Dultzin por haberme considerado desde un principio como parte de su grupo de trabajo. Le agradezco sus enseñanzas, su apoyo incondicional, su confianza en mi trabajo y, sobre todo, su amistad.

Deseo agradecer al IAUNAM por las facilidades prestadas para la realización de esta tesis. Agradezco igualmente el apoyo económico que me brindó la DGAPA-UNAM para poder realizar mis estudios de maestría y doctorado, así como la distinción y el estímulo económico que me otorgó el SNI.

A los miembros del jurado: A Deborah Dultzin, por aceptar la dirección de este trabajo y por la enorme paciencia que siempre me tuvo. A Manuel Peimbert, por sus enseñanzas y su apoyo siempre que lo necesité, a Irene Cruz-González y Margarita Rosado, quienes siempre mostraron interés por mi trabajo, a José Antonio de Diego, quien además de enseñarme a escribir en castellano y a utilizar técnicas estadísticas, se dió a la tarea de revisar las primeras versiones (poco legibles) de este trabajo, a José Antonio García-Barreto, por sus valiosos comentarios y sugerencias y, finalmente, a Manuel Torres por su amistad incondicional.

A mis profesores del IAUNAM, Elfezo Ruiz, Alan Chelli, José Franco, Silvia Torres, Luis Felipe Rodríguez, Irene Cruz-González, Vladimir Escalante, Gloria Königsberger, Octavio Cardona, Antonio Sarmiento, Alex Ruelas, Elsa Recillas, Alfonso Serrano, Arcadio Poveda, Christine Allen y Mauricio Tapia, por sus enseñanzas. En especial mi agradecimiento a dos estupendos astrónomos observacionales, por su gran apoyo en el OAN-SPM: Rafael Costero y William Schuster. Quisiera agradecer el interés mostrado por mi trabajo, y también por sus comentarios a: Aimo Sillanpää, Leo Takalo, Jochen Heidt, Roberto Terlevich, Josefa Masegosa, Jack Sulentic y Jesús González. Quiero agradecer

a todo el personal del OAN-SPM por su trato amable y cordial, y por las múltiples atenciones que tienen conmigo durante mis temporadas de observación. En especial deseo agradecer a Salvador Monrroy, Felipe Montalvo y Gabriel García, por su solidaridad y ayuda durante las observaciones. A mis compañeros y amigos, que me apoyaron siempre con alegría y optimismo: Rene Carrillo, Gabriella Piccinelli, José Ghichard, Sandra Ayala, Maru Contreras, Lorenzo Olguín, Daniel Peña, Fernando Angeles, Sergio Mendoza, Luis López, Mari Paz Miralles, César Esteban, Matilde Fernández, Elena Pian, Tapio Pursimo, Julia Espresate, Valentina Luridiana, Paola D'Alessio, Alfredo Santillán y Luis Neri. También deseo agradecer el apoyo de Elizabeth Thempsel, Alberto García, Eloísa Villanueva, Verónica Mata, Gloria, Juanita Oorta, Bertha, Guillermina, Raúl, Pilar, Eduardo Almendra y Playita. Al equipo de cómputo del IAUNAM, por resolverme los problemas con la SUN, el IRAF, el Latex, y con todas las "gracias" de mi cuenta: Luis Artemio Martínez, Gilberto Zavala, Franco Toledo, Hervé Pages y Carmelo Guzmán.

A mis amigos de la Facultad de Ciencias, que dejaron de preguntarme cuando terminaba la tesis, para que pudiera terminarla...Marcela Beltrán, Gonzálo González, Guillermo Espinosa, Manuel Torres, Cecilia Colomé, Juan Manuel Méndez. A mis queridos primos, por su cariño y amistad: Cristi, Luis, Alberto, Rebe, Julieta, Marcos y Martha Elena.

A mi madre Susana, por ser una gran mujer, y por todo lo que me ha dado y me sigue dando. A mi padre Ricardo, por aprobar siempre mis decisiones así como mi interés por la Astronomía. A mi esposo, Alex, por respetar y apoyar mi carrera y, sobre todo, por ser como eres. A mis hermanos David y Aaron por su apoyo. A mi hermano Pablo y a su esposa Elvia, por su cariño, y por compartir con todos su tesoro más grande: Ximena.

INDICE

Resumen	i
Agradecimientos	vi
Capítulo 1: Núcleos Activos de Galaxias	1
1.1 Introducción	1
1.1.1 Clasificación de los NAG	1
1.1.2 Blazares	5
1.1.3 Galaxias Seyfert 1	10
1.1.4 Modelo Estándar para los NAG	14
1.1.5 Modelos de Fotoionización	15
1.1.6 Modelos de Brotes Estelares para NAG	16
1.1.7 Esquemas Unificados	18
Capítulo 2: Variabilidad de Núcleos Activos de Galaxias	23
2.1 Introducción	23
2.2 Estudios de Variabilidad	23
2.2.1 Escalas de Variabilidad en el Óptico	25
2.2.2 Microvariabilidad	26
2.3 Modelos para Microvariabilidad	28
2.3.1 Modelos Extrínsecos	28
2.3.2 Modelos Intrínsecos	29
2.4 Variabilidad de Líneas de la BLR	31
Capítulo 3: Variabilidad de los Blazares OJ 287 y 3C 66A	34
3.1 Resumen	34
3.2 El Blazar OJ 287	34
3.3 Observaciones Multifrecuencia de OJ 287	35

3.4	El Seguimiento Internacional OJ 94	39
3.5	Seguimiento Fotométrico en el OAN-SPM	40
	3.5.1 Observaciones y Reducción de Imágenes	40
	3.5.2 Fotometría Promedio de OJ 287	42
	3.5.3 Resultados e Interpretación	45
3.6	La Curva de Luz del proyecto OJ-94	47
	3.6.1 Variabilidad Periódica	48
	3.6.2 Resultados de OJ-94	49
3.7	Fotometría Diferencial de OJ 287	51
	3.7.1 Curvas de Fotometría Diferencial	58
	3.7.2 Detección de Microvariabilidad: La Prueba F	58
	3.7.3 Resultados e Interpretación	60
3.8	El Blazar 3C 66A	75
3.9	Observaciones y Reducción de Datos	76
	3.9.1 Fotometría Promedio de 3C 66A	77
	3.9.2 Resultados e Interpretación	78
3.10	Fotometría Diferencial de 3C 66A	78
	3.10.1 Curvas de Fotometría Diferencial	78
	3.10.2 Resultados e Interpretación	83
Capítulo 4: Variabilidad de NGC7469		104
4.1	Resumen	104
4.2	El núcleo de NGC7469	104
4.3	Fotometría Fotoeléctrica de NGC7469	106
4.4	Resultados	106
4.5	Fotometría CCD de NGC7469	109
4.6	Resultados e Interpretación	113
Capítulo 5: Variabilidad de NGC5548		120
5.1	Resumen	120
5.2	Introducción	120
	5.2.1 Mapeo por Reverberación	121

5.3	NGC5548	123
5.4	El Seguimiento Internacional de NGC5548	123
5.4.1	El Seguimiento Internacional de 1993	126
5.4.2	Observaciones y Reducción de Datos	126
5.4.3	Resultados e Interpretación	127
Capítulo 6: Actividad Inducida en NAG		134
6.1	Resumen	134
6.2	Introducción	134
6.2.1	Actividad Inducida en Galaxias Seyfert	136
6.3	El Sistema Arp298	138
6.3.1	Observaciones y Reducción de Datos	139
6.4	Resultados e Interpretación	140
6.5	El Ambiente cercano a OJ 287: Nebulosidad Subyacente y Posible Jet Optico	152
6.5.1	Observaciones, Reducción y Procesamiento de Imágenes	153
6.5.2	Fotometría	154
6.5.3	Resultados e Interpretación	160
Conclusiones		164
Apéndice A: Cinemática Relativista en los Blazares		168
A.1	Movimiento Superlumínico	168
A.2	Direccionamiento por Efecto Doppler	171
A.3	Amplificación por Efecto Doppler	173
Apéndice B: La Prueba F Aplicada a Microvariabilidad		175
B.1	Estimación del Factor de escala K en las Varianzas	175
B.1.1	Caso (a): La estrella de referencia no es mucho más brillante que el objeto y la estrella de comparación	176
B.1.2	Caso (b):La estrella de referencia es mucho más brillante que el objeto y la estrella de comparación	177

Apéndice C: Publicaciones Arbitradas	179
Lista de Figuras	181
Lista de Tablas	188
Bibliografía	190

Capítulo 1

NÚCLEOS ACTIVOS DE GALAXIAS

1.1 Introducción

Los Núcleos Activos de Galaxias (NAG de aquí en adelante) son fuentes compactas localizadas en los centros de las galaxias, las cuales emiten grandes cantidades de radiación sobre un amplio intervalo del espectro electromagnético. La naturaleza de dichas fuentes sigue siendo hasta ahora incierta. Usualmente las luminosidades en los NAG ($\sim 10^{44-47} \text{erg s}^{-1}$) suelen explicarse mediante procesos diferentes a los estelares, debido a que éstos no son capaces de reproducir los valores observados. En la actualidad estos objetos distan mucho de ser comprendidos teóricamente, es decir, no sabemos con certeza cómo se formaron, cuál es su estructura, ni cómo evolucionan.

1.1.1 Clasificación de los NAG

El conjunto de fuentes clasificadas como NAG está constituido por una gran variedad de nombres que tienen en algunos casos su origen en criterios de detección, características espectrales, estados de polarización y de variabilidad. Una de las clasificaciones más famosas basadas en las características espectrales de los NAG la proporcionaron Khachikian & Weedman (1971). Estudiando a las denominadas galaxias Seyfert, encontraron que había principalmente dos tipos de objetos: galaxias tipo Seyfert 1 y galaxias tipo Seyfert 2. Las Seyfert 1 son objetos que presentan un espectro con un intenso continuo. Sobrepuesto a éste, se observan líneas de emisión permitidas con anchos del orden de 10^3km s^{-1} . Estas líneas se cree que tienen su origen en una zona conocida como región de líneas anchas (BLR de aquí en adelante, de sus siglas en inglés "Broad Line Region"). También se encuentran en los espectros de estas galaxias líneas de emisión prohibidas, cuyos anchos son del orden de 10^2km s^{-1} . Estas últimas se piensa que tienen su origen en una zona denominada como la región

de líneas angostas (NLR de aquí en adelante, de sus siglas en inglés "Narrow Line Region"). Por otro lado, las galaxias Seyfert 2 presentan un continuo más débil, en comparación con las de tipo 1. Sobrepuetas al continuo encontramos únicamente líneas de emisión angostas tanto permitidas como prohibidas. La clasificación de los NAG se fue extendiendo conforme se fueron realizando observaciones en otras bandas y con instrumentos más precisos, hasta llegar a un punto en que se tiene una gran variedad de fuentes clasificadas como NAG con características específicas.

Recientemente Urry & Padovani (1995) han organizado a los NAG, siguiendo la propuesta de Lawrence (1987), de acuerdo a las características que presentan sus espectros en las frecuencias del óptico, y a la luminosidad en radio. De esta manera, si los objetos tienen líneas de emisión anchas, es decir, del orden de miles de kms^{-1} , se clasifican como objetos tipo 1. Por otro lado, si los objetos presentan únicamente líneas de emisión angostas, es decir, del orden de cientos de kms^{-1} , se clasifican como tipo 2. Los objetos que en general no presentan líneas de emisión (como es el caso de los objetos clasificados como tipo lacértidos o BL Lac), o presentan líneas de absorción, se clasifican como de tipo 0. Ahora bien, tomando en cuenta la emisión de radio continuo que presentan los NAG, éstos suelen dividirse en radio callados y radio fuertes. Al final de este capítulo presentamos la tabla 1.1, la cual muestra la clasificación de los NAG de acuerdo a estas propiedades. En la columna (1) están los objetos clasificados como tipo 2, en la columna (2), los de tipo 1 y, en la columna (3), los clasificados como de tipo 0. Además mostramos la división existente entre objetos radio callados y radio fuertes.

En la tabla 1.1 encontramos entre los objetos clasificados como tipo 1 a las galaxias Seyfert 1 y a los cuasares radio callados (QSO de aquí en adelante, de sus siglas en inglés "Quasi Stellar Objects"). Existe en la literatura un poco de confusión con el término inglés "quasar". En realidad existen dos clases de cuasares, los que tienen una emisión en radio muy intensa (en inglés, "Quasi Stellar Radio Sources" o "quasars"), y los cuasares radio callados o QSO. Woltjer (1990) define un corte en la emisión de radio a 5GHz de estos objetos dado por: $P = 10^{24.7} Whz^{-1}$. De esta manera, los cuasares que emiten por debajo de este valor automáticamente se clasifican como radio callados, mientras que los que emiten por arriba del mismo son radio fuertes. Algunos autores acostumbran diferenciar entre ellos utilizando las siglas "RLQ" para cuasares radio fuertes y "RQQ" para los radio callados (e.g., Blundell et al. 1996),

pero esto no es una costumbre frecuente. En esta tesis nos referiremos siempre a los objetos tipo "cuasar" como aquellos que pertenecen a la clase de los radio fuertes, a menos que se indique otra cosa.

En el caso particular de los objetos conocidos en inglés como "Steep Spectrum Radio Quasars" o SSRQ, vemos que son cuasares radio fuertes de tipo 1, al igual que los "Flat Spectrum Radio Quasars" o FSRQ. Estos últimos se conocen también como "Optically Violently Variable" u OVV. Moore & Stockman (1984) realizaron observaciones de cuasares altamente polarizados, los cuales denominaron como "High Polarization Quasars" o HPQ. El flujo de radiación de los HPQ está dominado por procesos de origen no-térmico. Actualmente, gracias al incremento en la sensibilidad de los fotopolarímetros, se sabe que la mayoría, sino es que todos los HPQ, son objetos tipo OVV o FSRQ (Robson 1996). Existen también los cuasares radio callados de baja polarización (LPQ, de sus siglas en inglés "Low Polarization Quasars"), los cuales presentan espectros electromagnéticos con una componente térmica importante, la cual se observa en la región ultravioleta. En general la polarización en los cuasares radio callados es muy pequeña. Finalmente, se puede observar que dentro del grupo de objetos clasificados como tipo 1 y que presentan gran emisión en radio, están las radio galaxias con líneas anchas de emisión (BLRG, de sus siglas en inglés "Broad Line Radio Galaxies").

Entre los objetos de tipo 2 y radio callados, tenemos a las galaxias Seyfert 2, a las galaxias con líneas delgadas en emisión (NELG, de sus siglas en inglés "Narrow Emission Line Galaxies") y a los llamados cuasares infrarrojos (o IR QSO). Por otro lado, entre los radio fuertes, encontramos a las radio galaxias con líneas de emisión delgadas (NLRG, de sus siglas en inglés "Narrow Line Radio Galaxies"), las cuales suelen dividirse en dos clases de fuentes: galaxias Fanaroff-Riley de tipo I (FRI) y Fanaroff-Riley de tipo II (FRII). Esta división fue introducida por Fanaroff & Riley (1974). Básicamente se clasifica una NLRG como tipo FRI si su luminosidad L_{178MHz} es menor que $2 \times 10^{25} W Hz^{-1} sr^{-1}$ y, si es mayor a este umbral, entonces el objeto es una galaxia tipo FR II. Además de este umbral la clasificación toma en cuenta el tipo morfológico asociado a la galaxia huésped y, algo muy importante en esta división, es la morfología que presentan sus chorros de emisión o jets (ver figura 1.1).

Mencionaremos finalmente a los cuasares con líneas de absorción anchas (BAL QSO, de sus siglas en inglés "Broad Absorption Line Quasi-Stellar Objects") y a los

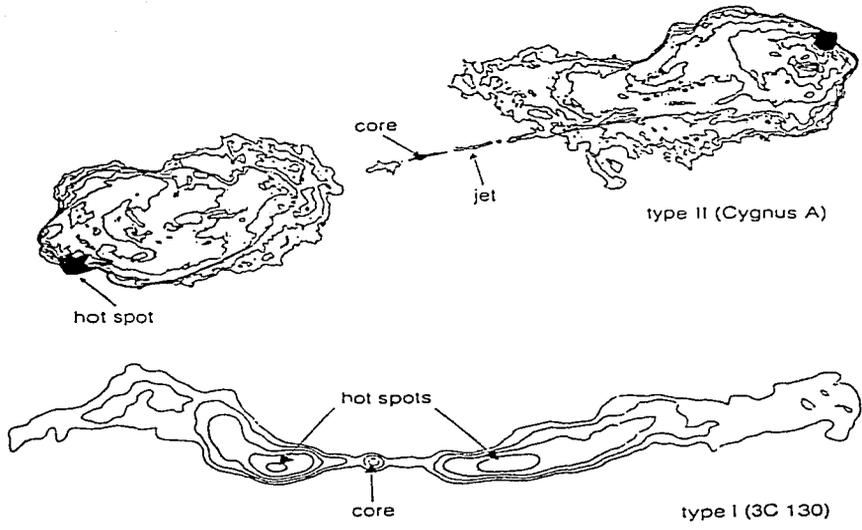


Figura 1.1: La galaxia Cygnus A (figura superior) es una radio galaxia del tipo FR II. El jet se ve más luminoso conforme nos alejamos del núcleo. La radio galaxia 3C 310 (figura inferior) es del tipo FR I. Muestra jets simétricos que son más brillantes cerca de la fuente, los cuales se van disipando hacia los extremos.

“Blazars” (de aquí en adelante nos referiremos a ellos como blazares) como objetos peculiares que no pueden asociarse ni a los tipo 1 ni a los tipo 2, debido a que no siempre presentan líneas de emisión. Esta manera de dividir a los NAG nos dice que las diferencias entre ellos no son muy claras, pues tenemos que hay objetos tipo FSRQ que pueden ser de tipo 1 o de tipo 0, dependiendo de si presentan o no líneas anchas de emisión. Por otro lado, los objetos conocidos anteriormente como cuasares, se han dividido en dos clases: los SSRQ y los FSRQ, la cual es una división hecha en base exclusivamente a la forma que presenta su espectro en radio.

En la figura 1.2 presentamos la distribución espectral de energía (SED de aquí en adelante) de los NAG desde el radio hasta los rayos X duros. Podemos notar que, para la mayoría de los NAG (tanto en los objetos radio callados como en los radio fuertes), la emisión dominante en estas fuentes se produce en las frecuencias que van desde el cercano infrarrojo hasta los rayos X. Esto quiere decir que, para ambos tipos de objetos, la contribución a la luminosidad en radiofrecuencias es muy pequeña. Sin embargo, 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 éstos últimos tan sólo emiten aproximadamente 10^{-3} - 10^{-4} veces el flujo de los radio fuertes.

En cuanto a los objetos tipo blazar, tenemos que Angel & Stockman (1980) proponen el término en inglés “Blazar” (combinación de las palabras BL Lac y “quasar”) para definir a aquellos objetos que presentan emisión altamente polarizada (es decir, por lo menos mayor al 3% en las bandas del óptico. De Diego 1994), la cual muy a menudo es variable y, además de esto, presentan gran variabilidad en su flujo desde el radio hasta los rayos X.

En este trabajo, nos concentraremos específicamente en el estudio de ciertos tipos de NAG, es decir, Seyferts 1 y blazares, por lo que describiremos con más detalle las propiedades observadas en estos objetos en las siguientes secciones. La caracterización de cada uno de los objetos que conforman el “universo” de los NAG es un tema muy extenso, el cual consideramos que está fuera de los propósitos de la presente tesis.

1.1.2 *Blazares*

Una pequeña fracción de objetos radio fuertes muestran una actividad evidentemente extrema: variabilidad muy rápida, polarización inusualmente alta y variable, altas temperaturas de brillo y movimientos “superlumínicos” (ver la siguiente sección) de-

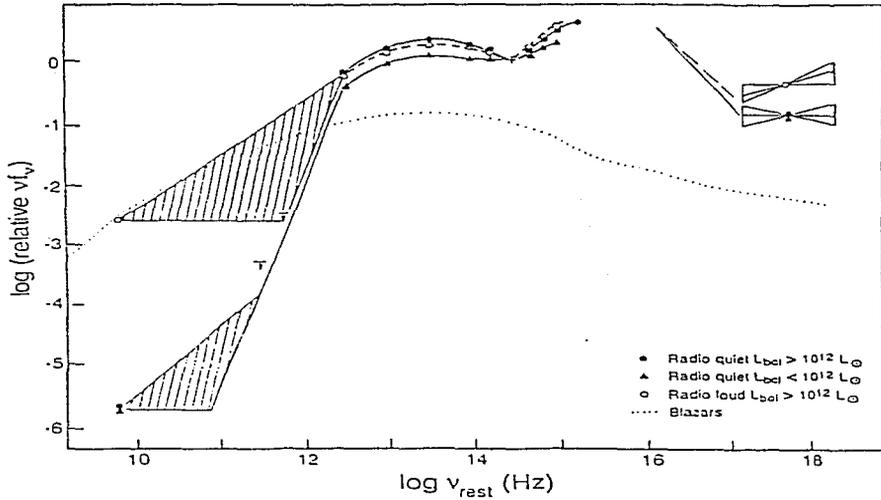


Figura 1.2: Potencia emitida por NAG típicos (desde el radio hasta los rayos X duros) vs. el ancho de banda logarítmico. Tomado de Collin-Souffrin (1993).

tectados en sus núcleos de radio continuo compactos. Este conjunto de fuentes forma lo que se conoce como blazares. Podemos dividir a esta clase de fuentes en objetos de tipo 1 (OVV o HPQ, FSRQ o cuasares superlumínicos) y objetos tipo BL Lac. Las diferencias principales entre los objetos tipo BL Lac y los FSRQ son, a primer orden, que los FSRQ están más lejos, son más luminosos y tienen líneas de emisión más intensas.

Los blazares son, por consiguiente, objetos radio fuertes. En algunos casos se ha encontrado que tienen como galaxia subyacente o huésped a galaxias de tipo elíptico (Ulrich 1989). Dentro de los blazares tipo BL Lac, algunos autores proponen la existencia de dos clases de BL Lac. Por ejemplo, Valtaoja et al. (1991) los dividen en los de alto corrimiento al rojo $z > 0.3$, y los de bajo corrimiento al rojo $z < 0.3$. De acuerdo a esta clasificación los BL Lac presentarían diferentes tipos de galaxias subyacentes. También se ha propuesto distinguir entre los RBL (BL Lac con alta emisión en radio) y los XBL (BL Lac con alta emisión en rayos X), ver Garilli et al. (1990). Esta última división se basa en que los RBL y los XBL difieren en su espectro electromagnético. La tendencia es que los XBL no son tan fuertemente variables ni están tan polarizados como los RBL (Stoche et al. 1985).

Las características más importantes que presentan los blazares son las siguientes: emiten radiación sincrotrónica desde el ultravioleta hasta el radio; presentan emisión altamente polarizada y muy variable, al menos en las bandas del óptico y radio; el flujo total de estas fuentes es capaz de variar en todas las escalas temporales y en todas las frecuencias del espectro electromagnético. El espectro no térmico de estos objetos suele ajustarse mediante una ley de potencias del tipo:

$$F_\nu \propto \nu^{-\alpha}, \quad (1.1)$$

donde F_ν es la radiación emitida en la frecuencia ν y α es el denominado índice espectral.

El ajuste de una ley de potencias al espectro de los blazares se logra sobre un limitado rango de frecuencias, ya que la pendiente cambia abruptamente en el rango de longitudes de onda entre el infrarrojo lejano y el submilimétrico, debido a los procesos de autoabsorción de la radiación sincrotrónica. En cuanto a la emisión en otras bandas, tenemos que los blazares han sido estudiados por ejemplo con el satélite ROSAT, en las frecuencias de los rayos X suaves (Lamer et al. 1996) y, en la de los rayos

gamma, utilizando el detector EGRET (de sus siglas en inglés, "Energetic Gamma Ray Experiment"). Este detector es parte del satélite de rayos gamma GRO (de sus siglas en inglés, "Gamma Ray Observatory"). Se ha encontrado que los blazares emiten rayos gamma con energías que van de los 30MeV a los 5GeV (Von Montigny et al. 1995). En la figura 1.3 mostramos el espectro en multifrecuencias del blazar 3C279 (Hartman et al. 1992), en el cual puede observarse que la radiación detectada por EGRET es enorme en comparación con las demás frecuencias espectrales.

Efectos Relativistas en los Blazares

A principios de los años setenta se descubrieron varias fuentes de radio que presentaban emisión en forma de "nubes" o "nódulos" de plasma expandiéndose con velocidades aparentemente mayores a la de la luz, las cuales se conocen como fuentes superlumínicas. Este fenómeno se puede explicar cuando la velocidad del plasma es relativista y la dirección en que se mueve forma un ángulo pequeño con respecto a la línea de visión del observador. Esta detección fue posible utilizando el arreglo de radiotelescopios conocido como VLBI (de sus siglas en inglés, "Very Long Baseline Interferometer", ver Pearson & Zensus 1987). En particular, en los objetos tipo BL Lac suelen observarse jets o chorros de material en expansión, cuyos nódulos se mueven superlumínicamente (Zensus 1989). La emisión de las fuentes superlumínicas se observa en forma de jets o chorros de materia expulsados aparentemente por sus núcleos. El movimiento superlumínico aparece siempre como una expansión, nunca como una contracción y se encuentra típicamente alineado al jet. Se han medido diferentes velocidades en componentes individuales, así como también aceleraciones y desaceleraciones. Las trayectorias observadas pueden aparecer curvadas, aunque los jets asociados a los BL Lac casi nunca presentan esta forma. Esto último está sujeto, en muchos casos, a la resolución de las imágenes obtenidas en el radio con el VLBI.

Tanto los movimientos superlumínicos, como las altísimas temperaturas de brillo (T_b) observadas en los blazares, se interpretan mediante diversos tipos de efectos relativistas. Los más importantes son: el direccionamiento por efecto Doppler (en inglés, "Doppler beaming") y la amplificación por efecto Doppler (en inglés, "Doppler boosting"). El primero se refiere a que, cuando una fuente emite radiación a velocidades ultra relativistas, ésta tiende a concentrarse en un ángulo pequeño $\theta \propto \gamma^{-1}$, donde $\gamma = (1 - \beta^2)^{-1/2}$. Por otro lado, la amplificación por efecto Doppler ocurre

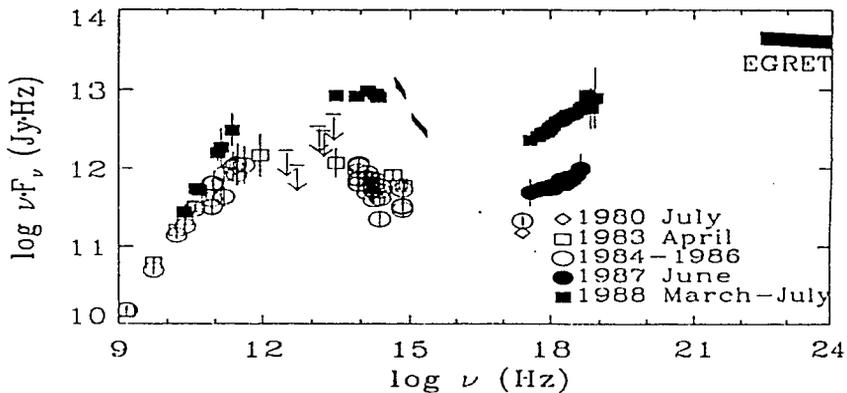


Figura 1.3: Representación del espectro del blazar 3C279 en multifrecuencias. Los puntos sin rellenar representan estados de baja actividad del objeto. Los puntos llenos representan estados de máxima actividad. Los diferentes tipos de puntos indican diferentes observaciones. Tomado de Hartman et al (1992).

cuando una fuente que se mueve hacia el observador, nuevamente con velocidades ultra relativistas y con $\theta \propto \gamma^{-1}$, produce que la intensidad de la radiación se vea aumentada por un factor Doppler D^3 , donde $D = \gamma^{-1}(1 - \beta \cos(\theta))^{-1}$. Más argumentos que hacen necesario considerar estos efectos se dan en la sección 1.1.7, y una explicación más detallada de la expansión superlumínica, el direccionamiento por efecto Doppler, y la amplificación por efecto Doppler, se presenta en el apéndice A.

Una combinación de estos efectos, con una orientación particular de los objetos con respecto al observador, parece proporcionar una interpretación adecuada a la fenomenología. El hecho de que los BL Lac no presenten líneas en su espectro plantea dos posibilidades: (1) no tienen gas asociado y (2) el continuo es muy intenso y no permite ver las líneas por efecto de contraste. Blandford & Rees (1978) se inclinaron por esta última posibilidad, argumentando que los BL Lac son objetos tipo cuasares radio fuertes que tienen apariencia estelar, con jets vistos casi de frente. Esto se conoce como el modelo de direccionamiento relativista (en inglés "Relativistic Beaming Model"), el cual es una especie de modelo estándar para los blazares. Dentro de este modelo los fenómenos de direccionamiento y amplificación por efecto Doppler explican por qué la radiación sincrotrónica producida en el jet, desde el radio hasta los rayos X, domina sobre cualquier otro proceso asociado a estos objetos.

Otra manera de explicar los fenómenos asociados a los blazares es mediante el modelo de lenteado (del inglés, "lensing"). Este modelo sugiere que los BL Lac son en realidad cuasares que se ven afectados por un lente o microlente gravitatorio, según se trate de una galaxia o de estrellas dentro de una galaxia, (Ostriker & Vietri 1985), localizada(s) frente al cuasar. Si este modelo es correcto, entonces la galaxia frente al cuasar sería identificada como la galaxia huésped del BL Lac, y no necesariamente estaría centrada con respecto a la fuente compacta (Stocke et al. 1995). Este "descentrado" entre el núcleo del BL Lac y la galaxia huésped se considera como una evidencia observacional (potencial) a favor de este modelo (Wurtz et al. 1993).

1.1.3 Galaxias Seyfert 1

Como puede apreciarse en la tabla 1.1 los objetos clasificados como Seyferts son radio callados. La luminosidad óptica del núcleo de las galaxias Seyfert es comparable y, a veces mucho más débil, que la luz integrada de las estrellas de la galaxia subyacente. Es por ello que el continuo óptico está dominado por luz de estrellas. Esta componente

debe restarse para poder estudiar las propiedades nucleares. En la figura 1.2 podemos observar que el continuo en radio de estos objetos es no térmico (sincrotrónico) y, al igual que en los blazares, se representa mediante una ley de potencias del tipo $F_\nu \propto \nu^{-\alpha}$. El continuo en la región del infrarrojo presenta un mínimo en $1\mu\text{m}$ y un "bump" o exceso en $5\mu\text{m}$. El continuo infrarrojo es aparentemente una mezcla de procesos térmicos y no térmicos, los primeros debidos muy probablemente a la emisión de polvo y/o estrellas (Adams & Weedman 1975; Lawrence & Elvis 1982; Dultzin-Hacyan & Benítez 1994; Dultzin-Hacyan & Ruano 1996). Por otro lado, el continuo óptico-ultravioleta está compuesto por: (a) continuo subyacente representado por una ley de potencias; (b) el gran exceso azul (en inglés "Big Blue Bump"), el cual se representa mediante un cuerpo negro con una temperatura de 10^4 K (radiación presumiblemente emitida por un disco de acreción, como se explica más adelante); (c) el pequeño exceso azul (en inglés "Small Blue Bump"), compuesto por una mezcla de líneas de FeII y continuo de Balmer, ambos producidas en la BLR. Por lo que respecta a la región de los rayos X, el continuo se puede representar con una ley de potencias, pero con diferentes índices espectrales según la frecuencia en rayos X observada. Si estamos observando la región que va de los 2Kev hasta varias decenas de Kev (rayos X duros) tiene un índice espectral medio ~ 0.3 . La región que va de 0.2 Kev hasta 2Kev (rayos X suaves) presenta valores del índice espectral $\sim 2-3$. Para más detalles sobre el continuo en estos núcleos, véase el simposio "Central Activity in Galaxies" editado por Aa. Sandqvist & T.P. Ray (1993).

Como se mencionó en la sección 1.1.1, una de las características que definen a las galaxias Seyfert 1 (y también a los cuasares radio callados) es la presencia de líneas de emisión muy intensas en la región óptico-ultravioleta. Estas líneas de emisión aparecen en dos regiones aparentemente "separadas", que tienen diferentes densidades, extensión espacial y distribución de velocidades a lo largo de la visual. Una de ellas es la BLR y la otra es la NLR. En la tabla 1.2 presentamos las características que distinguen a cada región: En la columna (1) está el nombre de la región, en la (2) la densidad, en la (3) la temperatura electrónica, en la (4) la velocidad del gas y, en la última columna, la extensión de la región (Lawrence 1987; Osterborck 1991).

Los espectros de los NAG son, hasta cierto punto, similares a los observados en las nebulosas gaseosas, aunque en los primeros el continuo es más intenso y las líneas más anchas. Una distinción importante entre las nebulosas gaseosas ordinarias y

las regiones de emisión en los NAG, es la coexistencia en estas últimas de líneas de muy baja y de muy alta excitación, por lo que el estudio de sus condiciones físicas es más complejo. En un principio, se utilizaron los mismos métodos que explican las condiciones físicas de las nebulosas gaseosas para describir, en una primera aproximación, la emisión producida por los NAG. En particular, en las nebulosas gaseosas se ha observado que el gas ionizado está distribuido inhomogéneamente, es decir, se encuentra formando condensaciones de mayor densidad o nubes, por lo que se supone que el mismo tipo de estructuras existen tanto en la NLR como en la BLR de los NAG (Osterbrock 1991). Esto ha sido confirmado observacionalmente, ya que en los NAG puede observarse parte del continuo ionizante ultravioleta generado en el núcleo activo, lo cual sugiere que hay regiones “huecas” por las que puede viajar libremente la radiación ultravioleta, y otras de mayor densidad que absorben dicha radiación (Osterbrock 1989;1991). Debido a esto, se supone que tanto la BLR como la NLR están formadas por nubes. Otro concepto surgido de la teoría de las nebulosas gaseosas, es el relacionado con el factor de llenado f el cual nos da la fracción del volumen ocupado por las nubes. En las nebulosas típicas se supone que $f \propto 10^{-2}$. Este valor para el factor de llenado es el que suele utilizarse para las nubes que se encuentran tanto en la NLR como en la BLR (ya que hasta ahora no podemos resolver espacialmente estas regiones) lo que significa que alrededor del 1% del gas está en forma de nubes.

Las galaxias Seyfert 1 se asocian con galaxias huésped con tipos morfológicos que corresponden a espirales tempranas. Según los trabajos de Pica & Smith (1983) y Hook et al. (1994), las Seyfert 1 son más variables que los QSO. Las líneas permitidas observadas en los espectros de la mayoría de las Seyferts 1 son variables (tanto en intensidad como en la forma del perfil). Las escalas de variabilidad para estas líneas van de días a años. El continuo de estas galaxias también es variable y, en cuanto a las líneas prohibidas, se ha encontrado que varían en escalas de tiempo del orden de decenas de años, dado que se producen en regiones de menor densidad ($n \sim 10^2 - 10^6 \text{ cm}^{-3}$). Este hecho se ha utilizado mucho en los estudios de variabilidad de líneas permitidas, ya que al observarse variaciones que ocurren en algunas semanas o meses, se puede suponer que en ese lapso de tiempo las líneas prohibidas como las del $[OIII]5007\text{Å}$ no varían, por lo que se utilizan como patrón de referencia (ver por ejemplo, el trabajo de Stirpe & de Bruyn 1991). Sin embargo esto debe tomarse con

cierta reserva, ya que se han observado casos como el de la galaxia Fairall 9, en la cual el perfil de la línea prohibida del $[OIII]5007\text{\AA}$ presentó variaciones en escalas de 30 minutos en una misma noche y día a día (Fairall 1983). Existen varios trabajos que muestran evidencia observacional a favor de la variabilidad de las líneas angostas en galaxias Seyfert, en escalas de tiempo tan cortas como semanas: Lyutyi & Pronik (1975); Pronik (1980,1987); Peterson (1988); y Pronik & Pronik (1992), entre otros.

Miller & Antonucci (1983) descubrieron un fenómeno interesante asociado con las galaxias Seyfert. En ese trabajo se estudia a la galaxia Seyfert 2 NGC1068, y se encuentra que muestra en su espectro de luz polarizada líneas de emisión anchas, por lo que los autores infieren que en la región nuclear existe un objeto tipo Seyfert 1, el cual está oscurecido por la presencia de un toroide de gas y polvo que lo rodea. Esta especie de "esquema unificado para las Seyferts" sugiere que el fenómeno Seyfert depende, tal y como lo sugiere el modelo unificado para los NAG radio fuertes (ver sección 1.1.7), exclusivamente de la orientación de éstos objetos con respecto a la línea de visión del observador. Sin embargo, esta interpretación ha ido perdiendo fuerza con el tiempo, puesto que en primer lugar, el descubrimiento de este fenómeno en algunos objetos no necesariamente implica que todos las Seyfert 2 esconden un núcleo tipo Seyfert 1. Además, posteriormente se ha observado (ver Goodrich et al. 1994) la ausencia de líneas anchas en luz polarizada en Seyferts 2 previamente catalogadas como Seyfert 1 oscurecidas, por lo tanto, el fenómeno puede ser variable.

Además de tener las características espectrales de los objetos tipo 1, muchos núcleos Seyfert están rodeados por regiones de gas ionizado que se extienden hasta escalas de kpc. Estas regiones se conocen como regiones extendidas de líneas angostas (ENLR de aquí en adelante, de sus siglas en inglés "Extended Narrow Line Regions"). El estado de ionización, la energética y la morfología de la ENLR, han constituido las pruebas más poderosas para apoyar la existencia de interacción entre el núcleo Seyfert y su entorno. Tradicionalmente la ENLR en Seyferts ha sido estudiada utilizando imágenes CCD tomadas a través de filtros de interferencia que logran aislar la emisión de $H\alpha + [NII]$ y $[OIII]5007\text{\AA}$. Estas líneas proporcionan información acerca del estado de ionización de este gas (Pogge 1989; Haniff, Ward & Wilson 1988).

1.1.4 Modelo Estándar para los NAG

Durante las décadas de los setentas y ochentas, los modelos que se desarrollaron para explicar las características más relevantes de los NAG se basaron en el “modelo estándar”, el cual propone que en el núcleo de estos objetos existe un agujero negro supermasivo (esto es, con una masa entre $10^7 - 10^{10}M_{\odot}$), rodeado de un disco de acreción (Zeldovich & Novikov 1964; Lynden-Bell 1969; Rees 1984; Blandford 1990), el cual es la principal fuente de energía de los NAG. En particular, Rees (1984) calculó que para una fuente que radía $10^{46} \text{erg s}^{-1}$, el límite de Eddington (luminosidades mayores a ésta implican que la presión de radiación excedería la atracción gravitatoria y, por tanto, el disco se destruiría) está dado por:

$$L_{EDD} \equiv \frac{4\pi G M m_p c}{\sigma_T} \approx 1.3 \times 10^{46} M_{\odot} \text{erg s}^{-1}, \quad (1.2)$$

donde M es la masa del agujero central, M_{\odot} es la masa del agujero en unidades de 10^8 masas solares, m_p es la masa de los protones (se acretan protones y electrones, pero la masa de éstos últimos es despreciable frente a la de los protones), G es la constante gravitatoria y σ_T es la sección recta de Thompson. La masa del agujero negro debe ser $M \geq 10^8 M_{\odot}$ y, para mantener esa luminosidad, se debe acretar materia a una tasa de acreción \dot{M} dada por $\dot{M}_{EDD} = 2.3 \frac{M_{\odot}}{\eta_{0.1}} \geq 1.8 M_{\odot} \text{año}^{-1}$, donde $\eta_{0.1}$ es la eficiencia del proceso, la cual se toma como del orden del 10% (Rees 1984).

El descubrimiento del gran exceso azul en la mayoría de los NAG (Malkan & Sargent 1982; Malkan 1983), provocó que los modelos que utilizan discos de acreción tomaran fuerza. El disco de acreción es un medio viscoso y, probablemente, ópticamente grueso (Shakura & Sunayev 1976; Rees 1984; Blandford 1990; Collin-Souffrin 1992; Malkan 1992). La viscosidad provoca que la materia en la parte interna del disco caiga hacia el agujero negro, transportando su momento angular hacia afuera y, al mismo tiempo, convirtiendo parte de su energía gravitatoria en energía térmica. La disipación de energía en el disco de acreción aumenta en dirección hacia el agujero negro, como resultado de tener un campo de velocidades Kepleriano en el disco. Esto provoca un aumento de la temperatura efectiva hacia el centro y, por tanto, los fotones más energéticos se producen en el borde interno del disco de acreción. El espectro producido por el disco (en radios diferentes) ha sido calculado teóricamente por Czerny & Elvis (1987) y por Wandel & Petrosian (1988), entre otros. Finalmente, es en el disco de acreción donde se supone que se origina la radiación óptico-ultravioleta-rayos

X suaves que domina el gran exceso azul.

El modelo estándar ha demostrado ser capaz de reproducir gran parte de las características observadas en los NAG (Woltjer 1990; Netzer 1990; Osterbrock 1991). Sin embargo, el modelo presenta ciertos problemas teóricos, el más importante de los cuales es el origen mismo del agujero negro supermasivo. Se ha argumentado que éste podría tener un origen primordial, en la época previa a la formación de galaxias (Carr & Hawking 1974; Hacyan 1979; Rees 1992; Loeb 1993), o bien podría ser el resultado natural del colapso gravitatorio (inevitable según Rees 1984) de cúmulos estelares densos que se forman en los núcleos de muchas galaxias. Por otro lado, un problema relacionado con los discos de acreción, radica en la gran cantidad de gas que requieren para alimentar la “máquina central”, en general del orden 1 a $100 M_{\odot} \text{año}^{-1}$.

1.1.5 Modelos de Fotoionización

Los modelos de fotoionización (e.g. Kwan & Krolik 1981; Ferland & Shields 1985; Rees, Netzer & Ferland 1989; Collin-Souffrin 1992), relacionan la fenomenología de los diferentes NAG con el estado del gas que produce las líneas de emisión. Estos modelos se basan en la existencia de tres regiones diferenciadas en la zona nuclear: (a) una intensa fuente central que emite el continuo ionizante, el cual se supone que es de origen no-térmico (su espectro sigue una ley de potencias del tipo $F_{\nu} \propto \nu^{-\alpha}$), es altamente variable, y se extiende desde el óptico hasta el ultravioleta; (b) una zona de gas denso, $n_e \sim 10^9 - 10^{11} \text{cm}^{-3}$, que se mueve a grandes velocidades y que se identifica con la BLR; (c) una región más extendida de gas emisor de baja densidad $n_e \sim 10^2 - 10^7 \text{cm}^{-3}$, que se mueve con velocidades menores y que se identifica con la NLR.

En estos modelos se resuelven las ecuaciones de equilibrio térmico y balance de ionización en cada punto de una “rebanada” de gas (que se supone se halla en forma de nubes) iluminada solamente de un lado, por el continuo ionizante. Se calcula el espectro de líneas emergente como función de un conjunto de parámetros, para poder compararlo con el espectro observado, y con los diagramas de diagnóstico (Osterbrock 1989). Los parámetros más importantes son: la forma del espectro ionizante, el cual se supone es emitido o re-emitido por el disco de acreción; el denominado parámetro de ionización $\Gamma = \frac{QH}{4\pi r^2 n_e}$, donde Q(H) es la densidad de fotones ionizantes y n_e es la densidad de electrones libres; el valor de la densidad (que se supone constante); las

abundancias químicas del gas; y la profundidad óptica de las nubes.

Se han desarrollado modelos de fotoionización pura para explicar exclusivamente la emisión de la NRL (e.g. el de Ferland & Netzer 1983; Stasinska 1984a, 1984b; Binette 1985; Collin-Souffrin & Dumont 1989). También se han desarrollado modelos híbridos (ver Viegas-Aldrovandi & Contini 1989 y referencias ahí citadas) los cuales toman en cuenta, de manera conjunta, la existencia de fotoionización y ondas de choque para determinar las condiciones físicas de las nubes que emiten el gas de la NRL. Por otro lado, existen también modelos para explicar exclusivamente la emisión de la BLR (e.g. Collin-Souffrin & Lasota 1989; Netzer 1990). La BLR tiene la particularidad de presentar líneas de emisión con muy diferentes grados de ionización simultáneamente. En el ultravioleta: $Ly\alpha$, $NV\lambda 1238$, $CIV\lambda 1549$, $HeII\lambda 1640$, $MgII\lambda 2800$, y $FeII$. En el óptico: $H\alpha$, $H\beta$, $HeI\lambda 5875$, $HeII\lambda 4686$, y $FeII$. En el infrarrojo tenemos la serie de Paschen y de Bracket del $H I$, $O I\lambda 8446$, $HeI\lambda 10830$.

Collin-Souffrin (1988) propuso por primera vez dividir a la BLR en dos regiones: la que produce las líneas de alta ionización (HIL de aquí en adelante, de sus siglas en inglés "high ionization lines"), y la que produce las líneas de baja ionización (LIL de aquí en adelante, de sus siglas en inglés "low ionization lines"). En este trabajo se propone que la HIL es emitida por nubes ópticamente delgadas, iluminadas por un continuo de rayos X suaves, mientras que las LIL se producen en un medio ópticamente grueso, iluminado principalmente por rayos X duros.

Los modelos de fotoionización para la BLR tienen varios problemas importantes: (1) los cálculos de fotoionización son incapaces de explicar la presencia simultánea y en una misma zona de LIL y HIL (ver Dumont & Collin-Souffrin 1990); (2) no se entiende bien el origen de los mecanismos que dan lugar a la emisión del $FeII$ (Dumont & Collin-Souffrin 1990); (3) dentro del marco del modelo estándar se supone la existencia de nubes densas moviéndose alrededor del agujero negro central, sin embargo se conoce poco el origen, la geometría y los mecanismos de aceleración de dichas nubes (ver Marziani et al. 1996 y referencias ahí citadas).

1.1.6 Modelos de Brotes Estelares para NAG

Los primeros trabajos que se hicieron con el propósito de explicar las características más relevantes de los cuasares, utilizando únicamente los procesos físicos asociados a los brotes de formación de estrellas, fueron desarrollados por Shklovskii (1960), Field

(1964), McCrea (1976), entre otros. Estos modelos fueron desechados debido a que no podían explicar ciertas propiedades asociadas a estos objetos, como por ejemplo, la variabilidad óptica y la presencia de líneas de emisión anchas y angostas (Terlevich et al. 1993).

Trabajos más recientes, conocidos como modelos de brotes estelares (en inglés, "starburst models"), han sido propuestos por Terlevich & Melnick (1985), Terlevich, Melnick & Moles (1987), Terlevich et al. (1993). Estos trabajos han demostrado 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. En particular, en un trabajo reciente de Terlevich et al. (1995) se explica la emisión de las líneas en la BLR y su variabilidad, a partir de remanentes compactos de supernova. Se cree que estos remanentes tienen su origen en el centro de galaxias espirales muy masivas que están presentando fuertes brotes de formación estelar.

Existe en la actualidad un gran debate alrededor de los modelos de formación estelar pura, ya que para muchos astrónomos es muy difícil desechar, como proponen dichos modelos, el modelo estándar disco de acreción-agujero negro. Esto se debe en parte a que el modelo estándar explica algunas características muy importantes observadas en los NAG. En el trabajo de Cid Fernández et al. (1992) se revisan las evidencias que existen a favor y en contra de los modelos de formación estelar pura. Los resultados que apoyan fuertemente esos modelos son: la existencia de los remanentes compactos de supernovas de tipo II y su gran parecido espectral con las galaxias Seyfert 1 (Fillipenko 1989; 1992); la detección en el infrarrojo del triplete de calcio, el cual se produce en una población de supergigantes rojas jóvenes (Terlevich, Díaz & Terlevich 1990). También está la evidencia de emisión en el infrarrojo cercano, medio y lejano dominada por el polvo calentado por estrellas para las Seyfert 2 (Dultzin-Hacyan, Moles & Masegosa 1988; Dultzin-Hacyan, Masegosa & Moles 1990; Dultzin-Hacyan & Benítez 1994; Mouri, Kawara & Taniguchi 1997) y para varias Seyfert 1 (Gu et al. 1997). Por otro lado, existen características observadas en los NAG que este tipo de modelos no han podido aún explicar, como son: la existencia de jets y de efectos relativistas asociados a los NAG radio fuertes (Marscher 1993), la emisión de rayos gamma (Thompson et al. 1994), la microvariabilidad y la variabilidad de la polarización óptica-radio (Wagner & Witzel 1995).

Recientemente, además de los modelos de brotes estelares, se han desarrollado

“modelos compuestos” para los NAG, los cuales proponen que al menos para los NAG menos luminosos, el medio interestelar y/o la pérdida de masa de las estrellas en la galaxia que tiene un núcleo activo, puede proveer suficiente masa para encender la máquina central (Dyson, Williams & Perry 1996). Sin embargo, las enormes tasas de masa que se tienen que consumir por año, para el caso de objetos que presentan altas luminosidades (por ejemplo en los cuasares), no pueden ser explicadas de esta manera, y la existencia de un cúmulo denso de estrellas rodeando al agujero negro parece necesario (Williams & Perry 1994). Por otro lado, en los trabajos de Dultzin-Hacyan (1995) y Dultzin-Hacyan & Ruano (1996), se explica la diferencia entre las galaxias tipo Seyfert 1 y 2 mediante un esquema que consiste en suponer que la intensidad de la energía que proviene del núcleo activo, decrece de Seyfert 1 a Seyfert 2, conforme la contribución relativa de un brote de formación circunuclear se incrementa (ver también Mas-Hesse et al. 1995;1996). En todos estos trabajos, se utilizan conjuntamente los modelos estándar y de brotes de formación estelar para explicar algunos tipos de NAG.

1.1.7 *Esquemas Unificados*

Los esquemas unificados (Woltjer 1990; Blandford 1990; Holt, Neff & Urry 1992; Lawrence 1993, entre otros) surgen con el propósito de explicar la fenomenología de los diferentes NAG. En particular, el esquema unificado de Lawrence (1993) se basa en la suposición de que todos los NAG tienen un núcleo tipo cuasar, el cual consiste de dos partes: una fuente central que radía en la región que va desde el infrarrojo hasta los rayos X suaves (el “monstruo”); una región iluminada por la parte central que produce la BLR, y otra región iluminada también por el cuasar, localizada a distancias mucho mayores, que es la que produce la NLR. Los NAG son de dos tipos: radio callados y radio fuertes. Los NAG radio fuertes tienen una componente adicional, el jet relativista. Todos los NAG están rodeados por un toroide de gas y polvo (ver figura 1.4) y, en este modelo, la idea es que el ángulo de visión del toroide con respecto al observador determina su apariencia. Por ejemplo, cuando el ángulo de visión $i \sim 0^\circ - 60^\circ$, tenemos que el cuasar está totalmente oscurecido por el toroide que rodea al sistema disco de acreción-agujero negro y, en este caso, tenemos un objeto tipo 2 (ver figura 1.4 y tabla 1.1). Si el ángulo de visión $i \sim 60^\circ - 80^\circ$, veremos un objeto tipo 1. Conforme el ángulo de visión aumenta, $\sim 80^\circ - 88^\circ$, la contribución

de la emisión que proviene del jet (la cual es amplificada por efecto Doppler, como se explica en el apéndice A) va aumentando, y veremos objetos tipo cuasar o blazar. Cuando el ángulo de visión respecto del observador es cercano a los 90° , estaremos observando un objeto BL Lac, en el que la emisión que proviene del jet relativista domina sobre todo lo demás.

En los NAG radio fuertes se observa radiación sincrotrónica (electrones relativistas que emiten al moverse a través de un campo magnético), la cual es autoabsorbida vía el efecto Compton inverso (los electrones ceden energía a los fotones) y posteriormente re-emitada en las bandas de los rayos X. Conociendo la potencia de la fuente en radiofrecuencias y su tamaño angular, es posible inferir la densidad de la radiación sincrotrónica y el flujo en rayos X. Este último resulta ser superior al flujo de rayos X observado (Marscher et al. 1979). Este hecho se conoce como la catástrofe Compton. Un argumento relacionado con esto es la temperatura de brillo observada, $T_b \geq 10^{12} K$, la cual se obtiene a partir de observaciones de las variaciones rápidas en radio (que delimitan el tamaño de la región emisora), y que resulta mayor al límite dado por:

$$T_B = \frac{I_\nu c^2}{2k\nu^2} \leq 10^{11} K. \quad (1.3)$$

De aquí que la densidad de fotones del sincrotrón debe ser menor que la inferida suponiendo emisión isotrópica. Es por esta razón que la anisotropía que propone el modelo unificado, aunada a los efectos relativistas (apéndice A), resuelve el problema de la catástrofe Compton.

La emisión anisotrópica (jets) observada en los NAG radio fuertes se explica muy bien utilizando los esquemas unificados. Esto se ha sugerido por las observaciones realizadas con el telescopio espacial Hubble a la radio galaxia NGC4261 = 3C270, las cuales revelan la presencia de un toroide de gas que rodea posiblemente al núcleo de esta fuente (Jaffe et al. 1993). Esta galaxia está localizada en el cúmulo de Virgo, a una distancia ~ 14.7 Mpc. Las imágenes permiten resolver el toroide y estimar el tamaño proyectado en el cielo de su ejes mayor ($1.79''$) y menor ($0.77''$). Este toroide se presume que está relacionado con el disco de acreción, el cual es el responsable de la colimación de los jets en radio observados en esta fuente.

Sin embargo, los modelos unificados parecen no funcionar tanto en el caso de objetos radio callados, en los que la conexión entre líneas anchas y angostas vía su orientación no es tan simple, y en los que los procesos térmicos son también

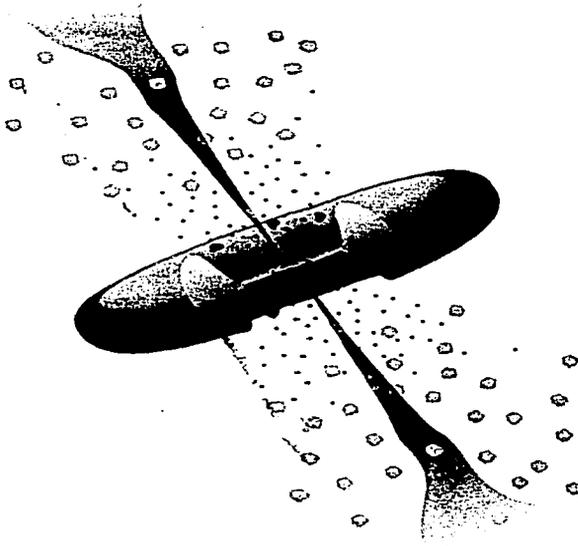


Figura 1.4: La figura representa el esquema que se tiene actualmente de los NAG radio fuertes. Esta figura no está a escala. La BLR está representada por las nubes negras dentro del disco de acreción, el cual a su vez está rodeado de un disco más grueso o toroide. Las nubes de la NLR están representadas por nubes grises a distancias grandes del agujero negro supermasivo localizado en el centro. Vemos los radio jets emanando del centro del agujero negro. Tomado de Urry & Padovani (1995).

importantes.

Actualmente la estructura aproximada de un NAG se conoce relativamente bien, pero gran parte de la física asociada se encuentra literalmente oculta al observador debido a las escalas espaciales (imposibles de resolver directamente), y a la gran anisotropía que presentan estos objetos en su emisión. El propósito de los estudios relacionados con los NAG es poder descubrir, en el marco de estos modelos, cuáles son sus propiedades fundamentales como por ejemplo: La fuente de energía desde el radio hasta los rayos X (y en ocasiones rayos gamma); la fuente de la energía ionizante; la masa del agujero negro y la tasa de acreción; la contribución de procesos estelares; condiciones físicas y cinemáticas de las regiones de emisión; el tipo de galaxia subyacente a estos núcleos y su interacción con objetos ubicados en su entorno cercano, entre otras. Una de las grandes incógnitas es: ¿ por qué hay objetos radio callados y radio fuertes?

Tabla 1.1: Clasificación de los NAG de Acuerdo a las Propiedades que presentan sus Líneas de Emisión Ópticas y su Luminosidad en Radio

	Tipo 2	Tipo 1	Tipo 0
Radio Callados	Seyfert 2 NELG IR QSO	Seyfert 1 QSO(LPQ)	BAL QSO
Radio Fuertes	NLRG {FR I, FR II}	BLRG SSRQ FSRQ (OVV,HPQ)	Blazares{BL Lac +(FSRQ,OVV,HPQ)}

Tabla 1.2: Características de la BLR y la NLR

Región	n_e	T_e	V	Tamaño
BLR	$\sim 10^{9-11} \text{ cm}^{-3}$	$\sim 10^4 \text{ K}$	5000 – 30000 km s^{-1}	$\sim 1 \text{ pc}$
NLR	$\sim 10^{2-7} \text{ cm}^{-3}$	$\sim 10^4 \text{ K}$	200 – 1000 km s^{-1}	$\sim 1000 \text{ pc}$

Capítulo 2

VARIABILIDAD DE NÚCLEOS ACTIVOS DE GALAXIAS

2.1 Introducción

Durante los últimos años ha sido posible estudiar diferentes tipos de NAG en casi todas las bandas del espectro electromagnético. Se han utilizado satélites como el IUE, EXOSAT, GINGA, GRO, IRAS; también se han realizado estudios con el equipo a bordo del telescopio espacial Hubble; con telescopios que operan desde tierra para estudiar emisión en las bandas del cercano infrarrojo, óptico-ultravioleta, así como arreglos interferométricos y antenas para las bandas del radio (ver el simposio editado por Courvoiser & Blecha 1994). Sin embargo, resulta frustrante darse cuenta que aun con las técnicas de observación más modernas, es imposible resolver espacialmente la región más interna de los NAG. Debido a esto, es necesario estudiarlos a través de métodos indirectos que nos permitan descubrir algunas de las propiedades fundamentales de la llamada "máquina central". Uno de estos métodos, usado frecuentemente durante los últimos años, es el estudio de la variabilidad, la cual ha sido considerada como una propiedad sumamente importante de los NAG. Su estudio nos sirve para deducir ciertas características fundamentales de la fuente central, como su tamaño, forma, y movimiento del plasma emisor (e.g. Peterson 1988; Bregman 1992).

2.2 Estudios de Variabilidad

La variabilidad es considerada como una de las herramientas más poderosas para abordar la física de los NAG. Los primeros estudios de variabilidad realizados en una sola banda espectral, sirvieron para conocer el tamaño de la fuente y la densidad de energía nuclear, de tal manera que dieron lugar a la creación del modelo estándar disco de acreción-agujero negro (e.g. Edelson 1994, ver sección 1.1.4). Por otro lado, las observaciones de la variabilidad rápida en radio, combinada con los flujos de rayos

X observados en los SSRQ, llevaron a la predicción de movimientos superlumínicos, los cuales se confirmaron posteriormente con el VLBI (e.g., Pearson et al. 1981).

Hasta hace poco tiempo ha sido posible construir la SED de los NAG combinando observaciones simultáneas adquiridas en diferentes longitudes de onda, y con distintos telescopios. Estas instantáneas tomadas en casi todas las bandas del espectro electromagnético, han resultado ser sumamente valiosas, ya que han permitido formular modelos para explicar las condiciones físicas y los mecanismos de emisión que operan en el centro de los NAG (ver Bregman 1994; Maraschi, Ghisellini & Celotti 1994).

Para poder muestrear correctamente a los NAG muchos astrónomos han observado objetos particulares solicitando para ello largas temporadas de observación en distintos observatorios localizados en Europa, América y Asia, y en combinación con satélites operando simultáneamente en el UV, los rayos X y los rayos gamma. Estos estudios tienen como fin estudiar la variabilidad del continuo (con observaciones simultáneas en varias bandas para verificar si existen variaciones del índice espectral), y de las líneas de emisión (permitidas) de los NAG. Un ejemplo de esto, es el estudio de la galaxia Seyfert 1 NGC5548, el cual comenzó en 1989. Esta fue la primera campaña internacional organizada para estudiar la variabilidad (tanto del continuo como de las líneas de emisión) de un sólo objeto en las bandas del óptico-ultravioleta. Las observaciones ópticas de esta galaxia se realizaron con varios telescopios situados alrededor del mundo, con el fin de obtener una cobertura temporal de 24 horas, y simultáneamente con observaciones realizadas por el satélite IUE (Clavel et al. 1991; Peterson et al. 1991) y, más adelante, con el telescopio espacial Hubble. Otras Seyferts I muy estudiadas son NGC4151 (Bochkarev, Shapovalova & Zhekov 1992; Edelson et al. 1994), y NGC3783 (Reichert et al. 1994; Santos-Lleó, Alloin & Peterson 1994). En cuanto a los blazares, se han organizado varias campañas para estudiar su variabilidad. Por ejemplo, en 1991 se decidió estudiar al blazar PKS 2155-304, lo cual sirvió para mejorar los modelos basados en la autoabsorción de la radiación sincrotrónica para esta fuente (Ghisellini, Maraschi & Treves 1985), y también los que se basan en el modelo de disco de acreción (Wandel & Urry 1991).

En los capítulos 3 y 5 describiremos las campañas internacionales organizadas para estudiar a NGC5548 y al blazar OJ 287 en 1993 y 1994, respectivamente.

2.2.1 Escalas de Variabilidad en el Óptico

La luminosidad de los NAG varía desde centésimas de magnitud, hasta varias magnitudes. Se han observado variaciones del continuo en todas las escalas de tiempo posibles: minutos, horas, días, semanas, meses y años (y en todas las bandas del espectro electromagnético, ver las conferencias editadas por Miller & Wiita 1991 y Valtaoja & Valtonen 1992). Al menos dos tipos de variaciones se encuentran presentes simultáneamente en una fuente, las cuales se componen de variaciones que ocurren en tiempos cortos (semanas-meses) y de variaciones que ocurren en tiempos más largos (años). Las variaciones más cortas no son periódicas, mientras que existen indicaciones de que las variaciones que ocurren en tiempos mayores suelen ser cuasi-periódicas (Wallinder, Kato & Abramowicz 1992).

En algunos objetos se han observado variaciones en el índice espectral las cuales parecen estar correlacionadas con el estado de actividad del NAG. Por ejemplo, el blazar 3C 66A presenta un espectro más plano en la banda K del cercano infrarrojo cuando su flujo aumenta. En general se acepta que este aplanamiento del espectro está relacionado con el espectro de energía de los electrones relativistas inyectados durante el aumento de luminosidad (De Diego 1994). En cuanto a la variabilidad observada en las líneas de emisión, se ha encontrado que los objetos que tienen en su espectro líneas de emisión anchas (tanto radio callados como radio fuertes), presentan variaciones de dichas líneas en escalas de tiempo del orden de algunas semanas (nos referimos a Seyferts tipo 1 y QSO, ver Wiita & Miller 1990; Bochkarev, Shapovalova, & Zhekov 1991; Pronik, Metik & Merkulova 1997) y, de algunos meses, en el caso de las BLRG y SSRQ (Yee & Oke 1981; Tadhunter et al. 1986; Edelson et al. 1990; Gondhalekar 1992; Zheng 1996), entre otros.

Tipos de Variaciones

En esta tesis nos referiremos a diferentes tipos de variaciones según sea la amplitud (en magnitudes) y duración temporal que presenten. Por ejemplo, si observamos variaciones en una fuente que implican varias magnitudes, y que ocurren en intervalos de tiempo de varios meses o incluso varios años, las denotaremos como *abrilantamientos* (en inglés, "outbursts"). Si las variaciones que presenta la fuente son menores en flujo a las anteriores, y ocurren en tiempos que van de algunas semanas a meses, las

llamaremos ráfagas (en inglés "flares"). Si las variaciones son muy pequeñas (décimas o centésimas de magnitud) y ocurren en escalas de tiempo menores a un día, serán consideradas como microvariaciones (en inglés, "intraday variations" o también "flickering").

2.2.2 Microvariabilidad

Se dice que una fuente presenta microvariabilidad, cuando observamos variaciones en su flujo $\sim 1 - 30\%$, y con escalas de tiempo menores a un día (horas o minutos). En un trabajo de Matthews & Sandage (1963) encontramos el primer reporte de microvariabilidad en cuasares. Estos autores realizaban un estudio en el óptico de variabilidad (estudiaban abrillantamientos), cuando detectaron variaciones con $\Delta V = 0.044\text{mag}$ en un intervalo temporal $\Delta t = 15\text{min}$, las cuales denominaron "short term fluctuations". Durante diez años este trabajo permaneció desapercibido y, aún cuando tiempo después se "re-descubrió" la microvariabilidad en blazares, nadie citó esta primera detección hasta 30 años después (ver Dultzin-Hacyan, Ruelas-Mayorga & Costero 1993).

Las microvariaciones son además de pequeñas (tanto en amplitud como en tiempo), azarosas: es decir, aparecen y desaparecen de manera impredecible. Ambas características hacen que la microvariabilidad sea un fenómeno muy difícil de detectar. Los primeros estudios de variabilidad se realizaron con monodetectores (fotometría fotoeléctrica) mediante la técnica de fotometría diferencial, la cual se utiliza para estudiar estrellas variables. Esta técnica consiste en medir fotométricamente al objeto problema, luego a la estrella estándar, nuevamente al objeto problema, luego a la estrella de control, se regresa sobre el objeto problema, etc., repitiendo esta secuencia durante toda la noche. Para más detalles ver el capítulo 3. En consecuencia, durante la noche se tiene que mover el telescopio de un campo (el del objeto) a otro(s) (el de las estándares), lo cual introduce un error en el centrado cuando se regresa a medir nuevamente al objeto, sobre todo si se trata del núcleo de una galaxia extendida (ver el caso de NGC7469 en el capítulo 4). Este posible descentrado de la fuente puede provocar la detección de microvariaciones espúreas, las cuales no son producidas por la fuente. También efectos del "seeing" (o turbulencia atmosférica) pueden alterar el flujo y producir microvariaciones. Ambos efectos fueron utilizados por mucho tiempo para explicar microvariaciones o el llamado "flickering" observado en los NAG, es de

cir, por mucho tiempo se pensó que la microvariabilidad no era otra cosa más que ruido.

El uso de los detectores bidimensionales conjuntamente con la técnica de la fotometría diferencial han contribuido a establecer, sin lugar a dudas, la existencia de la microvariabilidad en los NAG previamente reportada (Mathews & Sandage 1963; Viswanthan & Elliot 1973; Miller, Clont & Folsom 1974; Carrasco, Dultzin-Hacyan & Cruz-González 1985). La microvariabilidad es una herramienta muy útil pues nos proporciona información relacionada con la parte más interna de los NAG (Dultzin-Hacyan et al. 1992; Krishan & Wiita 1994). En ocasiones se ha observado variabilidad simultánea en diferentes bandas, por ejemplo en óptico y radio, reafirmando el fenómeno de microvariabilidad (Wagner 1991; Krichbaum, Quirrenbach & Witzel 1992).

La microvariabilidad óptica es un fenómeno típico en los objetos radio fuertes de tipo 0 (es decir, en los blazares, ver tabla 1.1), según lo demuestran los trabajos de Miller, Carini, & Goodrich (1989); Carini (1990); Carini et al. (1991);(1992); Miller et al. (1992); Wagner & Witzel (1995), entre otros. Muchos blazares muestran microvariaciones en las bandas de radio las cuales ocurren con tiempos mínimos del orden de un día (Quirrenbach et al. 1989a; Quirrenbach 1991; Krichbaum, Quirrenbach & Witzel 1992). También en el ultravioleta se han buscado microvariaciones utilizando el IUE, pero únicamente se han encontrado en la fuente PKS 2155-304 (Edelson et al. 1991), la cual mostró variaciones en su flujo $\sim 10\%$ en tiempos menores a un día. Existen también evidencias de microvariabilidad en las bandas del cercano infrarrojo (Kidger, Takalo, & De Diego. 1994; Kidger, González-Pérez & Sadun 1996). En cuanto a los objetos radio callados, hasta hace unos años se ha podido confirmar la existencia de microvariaciones en la galaxia Seyfert 1 Akn120 (cuyo núcleo es radio callado, ver Barvainis & Antonucci 1989), la cual presentó variaciones $\Delta m \sim 0.04$ en $\Delta t \sim 5\text{hr}$ (Miller & Noble 1994; Noble et al. 1994), y también en algunas Seyfert 1 (cuyos núcleos son radio fuertes) como el caso de NGC4151 (Lyutyi et. al. 1989) y NGC7469 (Doroshenko et al. 1989; Dultzin-Hacyan et al. 1992). En algunos cuasares radio callados se han buscado microvariaciones (Gopal-Krishna, Wiita & Altieri 1992; Gopal-Krishna, Sagar & Wiita 1993). Se ha confirmado que, en al menos dos cuasares radio callados (0946 + 301 y 1206 + 459), existen microvariaciones (Gopal-Krishna, Sagar & Wiita 1995).

2.3 Modelos para Microvariabilidad

Las explicaciones teóricas sobre el fenómeno de variabilidad y microvariabilidad del continuo en los NAG suelen ser de dos tipos: extrínsecas e intrínsecas. En particular, para el caso de la microvariabilidad los procesos de tipo extrínseco como el centelleo refractivo interestelar (Heeschen et al. 1987), el cual es relevante sólo en las bandas del radio, o los microlentes gravitatorios (Gopal-Krishna & Subramanian 1991), pueden contribuir a los cambios del flujo observados. Sin embargo, éstos efectos no pueden ser considerados, en general, como la única explicación de la variabilidad observada en los NAG. Entre los procesos de tipo intrínseco, encontramos que existen básicamente dos tipos de modelos: aquellos basados en el jet relativista y los que hacen énfasis en los discos de acreción.

2.3.1 Modelos Extrínsecos

Para el caso de las microvariaciones ópticas, tenemos que el fenómeno extrínseco más relevante es el producido por los llamados microlentes gravitatorios. La teoría de la relatividad general predice, entre otras cosas, que la luz se curva ante la presencia de cuerpos de gran masa. En el trabajo de Einstein (1936), se demostró teóricamente que una imagen puede ser altamente magnificada si el observador, la fuente y el objeto que actúa como lente, están lo suficientemente bien alineados. En el caso del fenómeno de microlente gravitatorio (Schneider, Ehlers & Falco 1992), se espera que un cuasar se encuentre suficientemente alineado con una galaxia cercana frente a él. Las estrellas (y también objetos compactos como enanas café y agujeros negros) en esta galaxia, desviarán la luz siempre y cuando la distancia entre el cuasar y la galaxia no sea demasiado grande, pues de lo contrario, el fenómeno sería indetectable.

En los trabajos de Ostriker & Vietri (1985;1990) se plantea la posibilidad de que el efecto producido por estrellas (que actúan como microlentes gravitatorio) en el halo de una galaxia que se encuentre frente a un FSRQ, puede convertir a éste en un BL Lac (una especie de esquema unificado para los BL Lac y los FSRQ). Esto explicaría por que los BL Lac presentan líneas de emisión débiles, ya que la región más compacta que emite el continuo sería magnificada, mientras que la región más extendida que emite las líneas no sería susceptible a este efecto. Para que ocurra el fenómeno de microlente gravitatorio, en este caso, la galaxia lente y el FSRQ deben estar asociados (tal vez

formando un par físico), pero no necesariamente con sus respectivos núcleos alineados. La luz del FSRQ es magnificada por las estrellas de la galaxia y entonces se producen las micro-imágenes. El observador no puede resolverlas de manera individual, pues tienen tamaños del orden de micro segundos de arco (Chang & Refsdal 1979), y lo que ve es la superposición de estas micro-imágenes en una imagen (la macro-imagen). Como las posiciones relativas del FSRQ, la fuente, y el observador pueden cambiar con el tiempo, entonces se espera que las posiciones de las micro-imágenes cambien también, dando lugar a cambios en la intensidad de la macro-imagen. Esto quiere decir que movimientos relativos dan lugar a variaciones en el factor de amplificación de la lente gravitatoria y, con ello, producen variabilidad. Otra característica importante es que la microvariabilidad producida por el fenómeno de microlentes es acromática (Wagner & Witzel 1995), es decir, no produce variaciones de color.

Trèves et al. (1997) afirman que la microvariabilidad acromática observada en el cuasar PKS 2155-304 puede explicarse con el modelo de microlentes gravitatorios. Los autores refieren que se han observado varias líneas de absorción ($L\alpha$) en el ultravioleta con el IUE en la dirección de esta fuente, las cuales tienen diferentes valores de corrimiento al rojo. Dado que se desconoce la naturaleza del material que está absorbiendo esta radiación, y que imágenes profundas en el óptico (con una resolución menor a 1 segundo de arco) no han revelado la presencia de galaxias frente a este cuasar, sólo puede ser que sean estrellas asociadas a una galaxia enana (ésta última localizada frente al cuasar) las que estén produciendo dichas absorciones. Los autores suponen que la galaxia enana contiene $\sim 10^9$ estrellas con $M \sim 1M_{\odot}$, y encuentran que pueden reproducir las microvariaciones (con amplitudes $\sim 10-30\%$ y con tiempos de 12 a 24 horas) observadas simultáneamente con el IUE y el ROSAT.

2.3.2 Modelos Intrínsecos

Los modelos intrínsecos para explicar variabilidad en las bandas del radio se basan en el modelo del jet relativista, el cual fue propuesto inicialmente por Blandford & Königl (1979). Estos modelos, los cuales funcionan bastante bien para los BL Lac, se conocen en la literatura como los “shock-in jet models”, ya que sugieren la presencia de choques propagándose a lo largo del jet asociado a dichas fuentes.

Existen modelos muy detallados basados en esta teoría (Marscher & Gear 1985; Hughes, Aller & Aller 1985; 1991) que reproducen bastante bien las variaciones en

flujo y en polarización (en tiempos de años) observadas en las bandas del radio. Sin embargo, existen muy pocos intentos para explicar microvariabilidad utilizando este tipo de modelos (Krishan & Wiita 1994). Para explicar microvariaciones, se supone que los choques intaraccionan con regiones turbulentas dentro del jet. Los diferentes valores de densidad y velocidad en el jet, producen variaciones en el flujo (Marscher, Gear & Travis 1992). Se ha propuesto otro tipo de modelo, también basado en el jet relativista, conocido como el efecto faro (del inglés, "the lighthouse effect") en los jets relativistas de los blazares. El modelo ha sido desarrollado por Camenzind (1992) y Camenzind & Krockenberger (1992).

Por otro lado, existen varios modelos teóricos que explican variabilidad utilizando la hipótesis de que el origen de las variaciones es el disco de acreción. Por ejemplo se ha sugerido que un gran número de manchas calientes (del inglés, "hot spots") o ráfagas en el disco pueden proveer la mayor parte de los cambios rápidos observados en las bandas de los rayos X (Abramowicz et al. 1991; Zhang & Bao 1991), y en el óptico-ultravioleta (Wiita et al. 1991, 1992; Mangalam & Wiita 1993). Las manchas calientes pueden producirse como consecuencia de cambios en la tasa de acreción inducida por la interacción gravitatoria entre un objeto perturbante y el disco de acreción (Chakrabarti & Wiita 1993), logrando explicar la microvariabilidad óptico-ultravioleta. Sin embargo, para el caso de las variaciones simultáneas observadas en las bandas del óptico-radio, este tipo de modelos no son los adecuados.

Una característica importante que presentan los objetos radio callados es que no tienen asociado, como en el caso de los blazares, un intenso jet relativista (Antonucci, Barvainis & Alloin 1990). Por tanto, cualquier evidencia de microvariabilidad óptica en los cuasares radio callados, favorecería los modelos basados en las manchas calientes en los discos de acreción (Gopal-Krishna, Wiita & Altieri 1992; Gopal-Krishna, Sagar & Wiita 1995). Estos estudios tienen como objetivo principal el poder discriminar entre los modelos teóricos basados en el jet relativista, y los que utilizan el disco de acreción. La detección de microvariabilidad en objetos radio callados es una prueba contundente de que los modelos de disco de acreción son los más adecuados para explicar microvariabilidad óptica en este tipo de NAG.

En algunos trabajos se ha propuesto que si el disco de acreción tiene una corona similar a la del Sol, entonces procesos similares a los que ocurren en ésta pueden ser importantes para explicar las variaciones rápidas de los NAG (Krishan & Wiita

1990). El modelo estándar de los NAG supone que la mayor parte del espectro de estos objetos es una combinación de radiación sincrotrónica pura y radiación sincrotrónica autoabsorbida por efecto Compton (la cual proviene del jet), y emisión térmica (principalmente del disco de acreción y procesos de re-radiación del polvo). Sin embargo, existen varios modelos basados en procesos de emisión coherente en los plasmas, para explicar ciertas partes del continuo (por ejemplo, Krishan & Wiita 1990), y también la variabilidad (Benford 1992; Lesch & Pohl 1992; Krishan & Wiita 1994).

Podemos concluir que, aunque existen varios caminos para explicar teóricamente la variabilidad en los NAG, ninguno de los modelos intrínsecos que hemos mencionado provee parámetros susceptibles de comparar con las observaciones (nos referimos específicamente a las bandas del óptico). Ninguno ha sido detallado adecuadamente, por lo que requieren de un mayor refinamiento.

2.4 Variabilidad de Líneas de la BLR

Los estudios sobre las variaciones observadas en las líneas anchas de emisión que se producen en la BLR, tienen como fin el comprender las condiciones físicas de la(s) fuente(s) que las producen. Uno de los problemas principales es localizar la región que produce las líneas de emisión con respecto a las otras estructuras de la fuente. También es necesario entender la dinámica del material que emite dichas líneas. No sabemos si la distribución de velocidades tiene una orientación espacial con respecto al centro del NAG, es decir, no sabemos si el material se encuentra cayendo hacia el centro, fluyendo desde el centro, o siguiendo órbitas estables (Krolik 1994).

Los primeros intentos por comprender los procesos físicos asociados con la BLR se encuentran en los trabajos de Bahcall & Kozlovsky (1969); Davidson (1972); MacAlpine (1972). La idea fundamental de estos autores es suponer que las líneas de la BLR son producidas por fotoionización. Basados en esto, construyeron los llamados modelos de fotoionización (ver sección 1.1.5) con el fin de reproducir, a primera aproximación, las intensidades relativas observadas. En los modelos de fotoionización se encuentra convencionalmente el tamaño de la BLR utilizando argumentos de equilibrio de ionización. La energía que le llega a la BLR depende de la tasa de fotones ionizantes ($Q(H)$) que produce la fuente central:

$$Q(H) = \int_{\nu_1}^{\infty} \frac{L_{\nu} d\nu}{h\nu}, \quad (2.1)$$

donde L_{ν} es la luminosidad específica de la fuente. Los modelos requieren también conocer la forma del espectro ionizante, la composición química, la densidad de las nubes (n_e) y el valor del parámetro de ionización (Γ) dado por:

$$\Gamma = \frac{Q(H)}{4\pi r^2 c n_e} \sim 10^{-2}. \quad (2.2)$$

Los valores de $Q(H)$, n_e y Γ se ajustan en los códigos de fotoionización de manera que puedan reproducir lo mejor posible los cocientes de línea observados. En general se ha encontrado que la densidad columnar de las nubes es $\sim 10^{22-23} \text{cm}^{-2}$, y que el parámetro de ionización es menor a 1 (Kwan & Krolik 1981; Rees, Netzer & Ferland 1989). Conociendo estos parámetros para una fuente particular y resolviendo la ecuación 2.2 para r , se puede estimar la separación que existe entre las nubes de la BLR y la fuente que produce el continuo ionizante, es decir, el tamaño de la BLR.

En estos modelos se supone que la escala de tiempo para que un elemento de volumen pequeño responda a una fluctuación del continuo, está determinada por el tiempo de recombinación τ_R , el cual es el tiempo necesario para reducir la densidad de iones por un factor de dos:

$$\tau_R \sim \frac{1}{n_e \alpha_B} \sim 1.1 n_9^{-1} h\tau, \quad (2.3)$$

donde n_9 es la densidad de electrones en unidades de 10^9cm^{-3} , y α_B es el coeficiente de recombinación para el caso B (Osterbrock 1989).

La respuesta de toda la región que ocupa la BLR a la variación del continuo está regulada por el tiempo que tardan los fotones en recorrer dicha región. Esto se conoce en la literatura como “light crossing time”, y es igual a:

$$\tau_{LT} = \frac{r}{c}. \quad (2.4)$$

En los modelos de fotoionización se propone que la densidad del gas de la BLR es $\sim 10^9 \text{cm}^{-3}$. Este valor se estima a partir de la presencia de la línea ancha del $CIII\lambda 1909$, la cual desaparece debido a las desexcitaciones colisionales del nivel excitado.

Un método alternativo para estimar el tamaño de la BLR, basado también en la idea de que las líneas son producidas vía la fotoionización, pero que utiliza las observaciones de variabilidad del continuo y de líneas de emisión, es el de mapeo por reverberación o por eco (ver capítulo 5). Este método fue propuesto conceptualmente por Bahcall, Kozlovsky & Salpeter (1972), y desarrollado matemáticamente por Blandford & McKee (1982). La ventaja de este método es que sólo es necesario conocer la luminosidad del continuo y la de las líneas de emisión, sin necesidad de extrapolar el continuo óptico-ultravioleta, lo cual se hace siempre para introducir el continuo ionizante en los códigos de fotoionización.

A partir de estudios del continuo de los NAG (en particular los menos luminosos, i.e. Seyferts y QSO), se ha encontrado que éste es muy variable en las bandas del óptico y el ultravioleta (Krolik 1994; Peterson 1994). Existe una excelente correlación (sin retraso temporal) entre las variaciones observadas en el continuo óptico y el ultravioleta no-ionizante (Krolik et al. 1991) en NAG de baja luminosidad. Este resultado sugiere que el continuo ionizante sigue la misma curva de luz que el continuo observado en las bandas del óptico, y que la respuesta de las líneas de emisión (observadas en el óptico) debe variar conforme lo hace el continuo ionizante. Como respuesta a la variación del continuo, se espera que el gas tarde un cierto tiempo en recuperar el equilibrio de ionización (los modelos de fotoionización calculan que es del orden de unos cuantos minutos), provocando un cierto retraso en la aparición de variabilidad en las líneas. En consecuencia, la curva de luz que obtenemos a partir de medir el flujo en la línea de emisión, estará retrasada con respecto a la curva del continuo. Este retraso en el tiempo es el que se utiliza para estimar el tamaño de la región (i.e., el de la BLR). Hablaremos con más detalle sobre este tema en el capítulo 5.

Capítulo 3

VARIABILIDAD DE LOS BLAZARES OJ 287 Y 3C 66A

3.1 *Resumen*

El presente capítulo describe el monitoreo realizado a los blazares OJ 287 y 3C 66A en el Observatorio Astronómico Nacional (OAN-SPM de aquí en adelante), simultáneo al proyecto internacional OJ-94. El objetivo principal de este monitoreo es el estudio de la variabilidad y microvariabilidad óptica de ambos objetos.

3.2 *El Blazar OJ 287*

En la década de los años sesenta se descubrió a OJ 287 (0851+202) como una fuente de radio intensa. Se encontró que presentaba una emisión de continuo con espectro de frecuencias plano (FSRQ), y que era variable. Posteriormente fue clasificada como un objeto tipo BL Lac, pues al igual que el prototipo de esta clase de fuentes, presentaba una apariencia estelar, carencia aparente de líneas de emisión, y un espectro continuo no-térmico desde el ultravioleta hasta el radio. Esta emisión resultó ser altamente variable, tanto en flujo como en polarización, en las bandas de radio y óptica. Debido a todas estas propiedades, se define a OJ 287 como un objeto que pertenece a la clase de los blazares (ver sección 1.1.2) y, en este trabajo, nos referiremos a OJ 287 como un objeto tipo BL Lac o blazar, indistintamente.

Haciendo estudios espectroscópicos es posible detectar líneas de emisión débiles asociadas a OJ 287, cuando el objeto presenta una disminución en su brillo. Miller et al. (1978) mostraron la presencia de una línea espectral muy débil asociada a OJ 287, localizada en 6538Å, la cual resultó ser la línea del [OIII]5007Å con un corrimiento al rojo $z = 0.306$. Posteriormente, observaciones espectroscópicas (e.g. Sitko & Junkkarinen 1985; Stickel, Fried & Kühr 1989; De Diego et al. 1994; Falomo, Scarpa & Bersanelli 1994) han confirmado este resultado. El hecho de detectar gas

en emisión asociado a los objetos tipo BL Lac presupone la existencia de nebulosidades subyacentes asociadas con estos objetos (ver capítulo 6).

3.3 Observaciones Multifrecuencia de OJ 287

Existen numerosos trabajos en la literatura que muestran el comportamiento de OJ 287 en varias regiones del espectro electromagnético (ver las memorias de los congresos sobre este blazar editadas por Kidger & Takalo 1994; Takalo 1996, y las referencias ahí citadas). En la siguiente sección describimos brevemente los resultados más relevantes relacionados con estos estudios.

Rayos X

Los objetos tipo BL Lac emiten débilmente en las bandas de los rayos X duros (i.e. por arriba de los 2KeV). Sin embargo, se han hecho algunas observaciones de OJ 287 en esta región espectral utilizando el satélite llamado EXOSAT (de sus siglas en inglés, "Einstein X-Ray Observatory Satellite"), ver Owen, Helfand & Spangler (1981); Madejski & Schwartz (1983,1988), Giommi et al. (1990). Estos trabajos describen variaciones de OJ 287 en las bandas de los rayos-X, las cuales ocurren sólo en escalas de tiempo de meses o más.

Recientemente Urry et al. (1996) estudiaron a OJ 287 con el satélite ROSAT (de sus siglas en alemán, "Röntgen Satellite"), el cual estudia la emisión de rayos X suaves (en los rangos de energía que van de 0.1 a 2.0 KeV). Los resultados más relevantes de este estudio son: (a) El objeto mostró variabilidad en las dos épocas en las que se le observó. Las variaciones se presentan tanto en la intensidad como en el índice espectral. (b) El espectro de OJ 287 en este rango espectral puede ajustarse relativamente bien con una ley de potencias. (c) Se encontró que esta fuente tiende a presentar un espectro más empinado (en inglés, "steeper") conforme aumenta su brillo. Esto parece extraño, dado que lo normal en los objetos tipo RBL (ver sección 1.1.2), es que tienden a presentar un espectro que se aplanan conforme el brillo aumenta. Una explicación probable para este fenómeno, según estos autores, es el suponer que cuando la fuente está menos brillante los procesos producidos por efecto Compton dominan. y el espectro se ve más plano. Cuando el objeto aumenta su brillo, la componente sincrotrónica resulta la dominante, incluso sobre el aplanamiento producido por el

Compton inverso y, por tanto, el espectro se empina.

Ultravioleta

En cuanto al ultravioleta, OJ 287 ha sido estudiado con el satélite IUE en más de 20 ocasiones (ver Edelson et al. 1992), la mayoría de las observaciones se hicieron a mediados de los años ochenta. Por ejemplo, Maraschi et al. (1986) detectaron variaciones en el UV y del índice espectral de OJ 287 con escalas de tiempo de algunos días, sin hallar correlación alguna entre las variaciones del índice espectral y la variabilidad del brillo.

Óptico

Los primeros datos registrados en el óptico datan de 1891, a partir de observaciones hechas con placas fotográficas sensibles al azul, las cuales pertenecen a la Colección de Harvard (ver Visvanathan & Elliot 1973). En la curva de luz histórica (ver figura 3.1) es evidente la presencia de eventos en los que el objeto presentó variabilidad de brillo. El primer abrillantamiento que pudo estudiarse con mayor regularidad, ocurre entre 1972-1973. En esa ocasión se organiza una campaña internacional para monitorear lo mejor posible a este blazar (ver Webb et al. 1988; Sillanpää 1991; Xie et al. 1992). Un segundo abrillantamiento importante sucede entre los años 1983-84. En la curva de luz histórica existen también varios mínimos de brillo, los cuales se han observado en 1976, 1985, 1987-88 y 1989 (Takalo et al. 1990 y Kidger et al. 1991).

OJ 287, como es característico de la clase de los blazares, presenta microvariabilidad óptica. Esto fue observado por primera vez en la década de los setentas (Folsom et al. 1971; Epstein et al. 1972; Smith et al. 1975; Veron & Veron 1975, entre otros) y, posteriormente, utilizando detectores bidimensionales se reportan microvariaciones de esta fuente en Sillanpää et al (1992); Carini et al. (1992); Benítez, Dultzin-Hacyan & Argaiz (1994), González-Pérez, Kidger & De Diego (1996), entre otros. Existen también varios trabajos que reportan microvariabilidad periódica, entre ellos Visvanathan & Elliot (1973); Carrasco, Dultzin-Hacyan & Cruz-González (1985); De Diego & Kidger (1990); Deshpande et al. (1991), siendo éste último el que reporta el menor período (seis minutos).

Por otro lado, Kinman (1976) fue el primero que reportó la existencia de variaciones de color en OJ 287. Takalo & Sillanpää (1989) encontraron variabilidad a gran escala

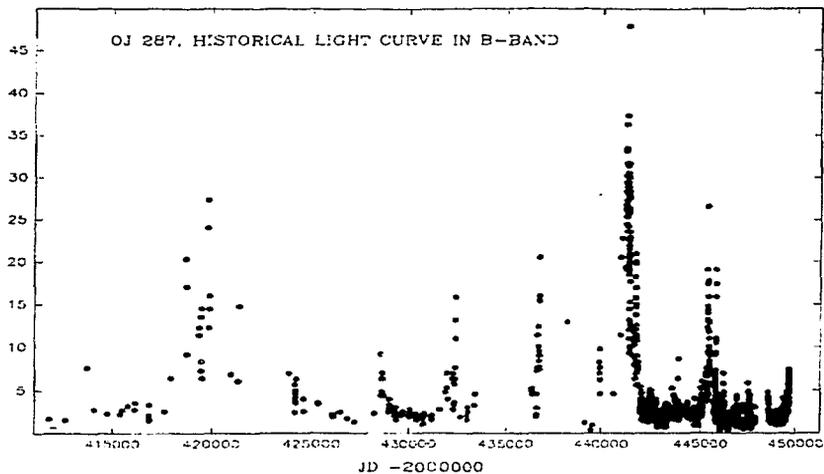


Figura 3.1: Curva de luz histórica de OJ 287 en la banda B, obtenida con datos recopilados de la literatura desde 1891 hasta 1994.

del índice espectral en el óptico a partir del abrillantamiento de 1972: el índice de color B-V cambió de -0.8 a -2.0. Existe una correlación entre el índice de color B-V y la banda V, de tal manera que cuando OJ 287 está más débil, el color B-V es mayor y el espectro es más empinado.

Infrarrojo

Se han observado grandes fluctuaciones de brillo en OJ 287 en las bandas del cercano infrarrojo (Takalo et al. 1992; Gear et al. 1993, entre otros). En un trabajo reciente, Zhang & Xie (1996) reportan por primera vez la curva de luz "histórica" de OJ 287 en la banda K ($2.2\mu\text{m}$) del cercano infrarrojo. Para ello los autores hacen una recopilación en la literatura de las observaciones JHK de OJ 287 a partir de 1971. Posteriormente, comparan esta curva con la curva histórica en el óptico presentada por Takalo & Sillanpää (1989) (ver figura 3.1), y confirman la existencia de abrillantamientos y ráfagas en el infrarrojo que coinciden temporalmente con variaciones observadas en el óptico. Encuentran que la emisión del cercano infrarrojo y el óptico puede ajustarse muy bien mediante una ley de potencias con índices espectrales idénticos. Esto los lleva a suponer que existe una única fuente, capaz de producir la variabilidad infrarroja-óptica en OJ 287, la cual es sincrotrónica. Un resultado parecido ha sido reportado por Hagen-Thorn et al. (1994); Marchenko et al. (1997). En ambos trabajos se propone que una fuente sincrotrónica variable produce los abrillantamientos observados en el cercano infrarrojo, óptico y ultravioleta.

Radio

Para algunos radioastrónomos, OJ 287 es en muchos aspectos el objeto radio fuerte más extremo de los BL Lac hasta ahora detectados. Dentro de las casi cien fuentes estudiadas y analizadas en los programas de seguimiento de Metsähovi y SEST, OJ 287 exhibe las variaciones en densidad de flujo más rápidas con las temperaturas de brillo más altas asociadas con los abrillantamientos en radio (Teräsraanta & Valtaoja 1994).

Estudios en radio (utilizando el arreglo conocido como VLBI) han mostrado que OJ 287 es una fuente superlumínica (Roberts, Gabuzda & Wardle 1987; Gabuzda, Wardle & Roberts 1989). Además, en este último trabajo, los autores encuentran que OJ 287 consiste de un núcleo y tres nódulos con movimiento superlumínico (ver

Apéndice A), con un factor $\beta_{apparente} = v_{app}/c \approx 3.3h_0^{-1}$, para $z = 0.306$, $H_0 = 100 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ y $q_0 = 0.5$. Los nódulos se encuentran formando un radio-jet cuyo ángulo de posición (P.A. de aquí en adelante) es $\theta \sim -100^\circ$.

Existen estudios que muestran una clara correlación entre la variabilidad óptico-radio. Se encuentra que el retraso es, en general, del orden de unos cuantos meses (e.g. Valtaoja et al. 1987, Tornikoski et al. 1994 y Clements et al. 1995).

3.4 El Seguimiento Internacional OJ 94

Los estudios de variabilidad requieren de observaciones en varias frecuencias simultáneas. Durante los inviernos de 1993-94 y 1994-95 se observó a OJ 287 dentro del proyecto internacional OJ-94, al cual le fue asignado 5% del tiempo de todos los telescopios del Observatorio Roque de los Muchachos, localizado en la Isla de la Palma, en España. Además del tiempo asignado en este observatorio, se hizo una invitación general para participar con observaciones realizadas en otros sitios, a fin de tener gran cobertura del objeto durante el mayor número de tiempo posible (ver Takalo et al. 1996). Los objetivos principales del proyecto OJ-94 (en el cual participamos con observaciones realizadas en el OAN-SPM) son los siguientes:

- Obtener el más completo espectro de potencias de OJ 287, realizando observaciones en Asia, Europa y América, con escalas de tiempo que van de un año a varios minutos, con el fin de tener la mejor cobertura espacio-temporal posible para este objeto.
- Estudiar el fenómeno de microvariabilidad de este BL Lac en diferentes frecuencias y estados de actividad, con el fin de buscar posibles correlaciones entre la ocurrencia de este fenómeno y los estados de actividad de OJ 287.
- Verificar la ocurrencia del abrillantamiento predicho para el otoño-invierno de 1994 (ver sección 3.6). Las observaciones contemplan el estudio de la polarización y la variabilidad del objeto en diferentes niveles de flujo.

La tabla 3.1 resume las características de los observatorios que participaron en el proyecto OJ-94. En la columna (1) presentamos el nombre del observatorio, en la (2) el telescopio empleado para realizar las observaciones, en las (3) y (4) el diámetro del

espejo primario y el instrumento que se usó y, finalmente, en la columna (5) la región del espectro electromagnético observada.

3.5 Seguimiento Fotométrico en el OAN-SPM

El seguimiento realizado en el OAN-SPM tiene como fin estudiar la variabilidad y también la microvariabilidad de OJ 287 (y de 3C 66A, del cual hablaremos en la sección 3.8). La fotometría bidimensional se hizo con el telescopio de 2.1m y, acoplado a éste, una cámara con un detector CCD (ver sección 3.5.1) en el modo de imagen directa. En la tabla 3.2 presentamos las temporadas asignadas. La columna (1) indica el año en que se realizaron las observaciones, la (2) las noches asignadas, la (3) el formato del detector que utilizamos en cada una de ellas, en las columnas (4) y (5) presentamos el número de noches de observación asignadas y efectivas, y finalmente en la (6) el número de imágenes obtenidas en cada temporada.

3.5.1 Observaciones y Reducción de Imágenes

En las temporadas de observación utilizamos dos detectores de carga acoplada (CCD, de sus siglas en inglés, "Charge Couple Device") para estudiar a OJ 287. El primero que usamos (en enero de 1992), tiene un tamaño de 384×586 pixeles (nos referiremos a este detector como "CCD italiano"). El segundo, es un chip de 1024×1024 pixeles (nos referiremos a este como "CCD mil"). Estos detectores se acoplan a una cámara, la cual a su vez se monta al telescopio de 2.1m con el propósito de obtener imágenes de los objetos a estudiar. Utilizamos para nuestro estudio únicamente el filtro V de Johnson, el cual está centrado en $\lambda_{c\text{en}} \sim 5500 \text{ \AA}$ y tiene un ancho de 1000 \AA . La escala de placa que se obtiene con el CCD italiano (usando un "binning" de 3×3) es de $0.95''/\text{pix}$, y con el CCD mil es de $0.26''/\text{pix}$ (cada pixel mide 23×23 y 19×19 micras, respectivamente).

Para muestrear correctamente a OJ 287, es indispensable cumplir con los requisitos del teorema de muestreo, es decir, si estamos buscando variaciones del orden de veinte minutos, debemos obtener imágenes cada diez minutos. Considerando el tiempo que tarda en hacerse la lectura de conteos en el detector, formarse la imagen, y guardarse en la computadora, nuestros tiempos de integración fueron de 8, 10 y 15 minutos, según el CCD utilizado en las diferentes temporadas y el brillo del objeto en cada

caso. Con estos tiempos logramos obtener, como mínimo, alrededor de 3000 conteos en el núcleo de OJ 287, lo cual equivale a un valor del cociente señal/ruido ~ 50 . En cuanto al monitoreo de OJ 287, las observaciones son muy sencillas, ya que en la misma imagen está el objeto de estudio y las estándares de comparación. Las estándares que se observaron junto con OJ 287 fueron la 4, 10 y 11 (ver figura 3.2), de la secuencia fotométrica publicada por Smith et al.(1985).

Los datos obtenidos se procesaron utilizando el paquete de reducción "Image Reduction and Analysis Facility", IRAF de aquí en adelante (ver Barnes 1993; Massey 1992 y Massey & Davies 1992). Primeramente se restó a cada imagen el "bias", el cual es una imagen con cero tiempo de integración y representa el nivel del detector (el cual es aproximadamente constante) previo a cualquier detección. Este "bias" en realidad es el promedio de varios "bias" obtenidos durante la noche. Posteriormente se trabajó con las imágenes de campo plano, las cuales se obtuvieron utilizando el brillo del cielo durante el crepúsculo y solamente con el filtro V, en un campo libre de estrellas. Se construye un campo plano a través de la rutina IRAF/FLATCOMBINE, con el cual se corrigen las imágenes por las variaciones de sensibilidad que existen entre un pixel y otro en el detector. Cada imagen fue dividida por este campo plano. Ambos procesos (el restar el bias y el dividir por el campo plano) pueden realizarse utilizando el programa IRAF/CCDPROC.

El siguiente paso en la reducción es utilizar el programa IRAF/PHOT. Este es un programa que nos permite hacer fotometría de apertura para campos en el cielo no muy abundantes en objetos. Para el caso de OJ 287 este programa es ideal. El primer paso es escribir los parámetros del sistema de detección (en la subrutina llamada DATAPARS), tales como el ruido de lectura, la ganancia del sistema, la escala de placa, y el ancho a media altura (FWHM de aquí en adelante, de sus siglas en inglés "Full Width at Half Maximum"), del objeto problema en pixeles. Este procedimiento tiene que efectuarse para cada una de las imágenes obtenidas, pues recordemos que en cada integración podemos tener variaciones en las condiciones atmosféricas (como el seeing que suele variar durante la noche). Una vez hecho esto, editamos (sólo una vez) los parámetros de FITSKYPARS, con lo cual se escoge el tamaño del anillo en pixeles para medir los conteos del cielo. En este caso, el tamaño utilizado para los radios interno y externo del anillo es 20 y 30 pixeles, respectivamente. Posteriormente, editamos los parámetros de PHOTPARS, los cuales

definen el tamaño de la apertura que queremos utilizar para realizar la fotometría. En este caso utilizamos una apertura de 2" la cual corresponde a ≈ 8 pixeles. Una vez hecho esto, se puede aplicar la rutina PHOT a cada imagen. La salida de este programa proporciona el valor de la magnitud instrumental del objeto problema, y de cada una de las estrellas estándares, así como el error asociado a cada magnitud.

En la tabla 3.3 presentamos las observaciones por temporada. En la columna (1) está la fecha universal, en la (2) el número de horas que duró el monitoreo, en la (3) el número total de imágenes obtenidas y en la (4) el valor del seeing promedio en cada noche. Por otro lado, los resultados del programa IRAF/PHOT obtenidos a partir de los datos de las temporadas de observación de OJ 287, se encuentran de la tabla 3.4 a la 3.14. En estas tablas presentamos en la columna (1) la fecha juliana de cada imagen, en la (2) la magnitud instrumental de la estrella 4 y su error, en la (3) la magnitud instrumental de la estrella 11 y su error, en la (4) la magnitud instrumental de la estrella 10 y su error y, finalmente, en la (5) la magnitud instrumental de OJ 287 y su error.

3.5.2 Fotometría Promedio de OJ 287

Una vez que tenemos las magnitudes instrumentales del objeto problema y de las estándares (tablas 3.4 a 3.14), necesitamos calibrarlas para obtener la magnitud de OJ 287 en cada imagen, y luego un valor de la magnitud promedio del objeto por noche, es decir, estimaremos el promedio de las magnitudes calculadas en cada imagen durante una noche.

Para calcular la magnitud de OJ 287 fuera de la atmósfera, usamos la magnitud calibrada de una de las estrellas de la secuencia fotométrica de Smith et al. (1985), es decir, hicimos fotometría relativa al sistema definido por una las estrellas estándares (ver Hardie 1962). Decidimos calibrar con la estrella estándar 11 porque es la más similar en brillo a OJ 287. Debido al gran número de imágenes que tenemos en cada noche, hicimos un programa de reducción propio para calcular el valor del punto cero y la magnitud de OJ 287 en cada imagen y, posteriormente, el valor promedio de la magnitud de OJ 287 por noche.

Para calcular el punto cero, utilizamos la siguiente relación:

$$P_{cero}^i = (m_{11}^{lit} - m_{11}^{instrum(i)} + K_V * X^i), \quad (3.1)$$

donde $P_{i,zero}^i$ es el punto cero de cada imagen i , m_{11}^{lit} es la magnitud de la estrella 11 reportada por Smith et al. (1985), $m_{11}^{instrumental(i)}$ es la magnitud instrumental de la estrella 11 que obtenemos con PHOT, K_V es el coeficiente de extinción promedio en la banda V (para el OAN-SPM), publicado por Schuster (1982) y, finalmente, X^i es la masa de aire en cada imagen. El valor $m_{11}^{lit} = 14.96 \pm 0.05$, y el coeficiente de extinción promedio es $K_V = 0.141$. El error asociado al punto cero en cada imagen es $\sigma_{i,zero}^i$, el cual se calcula sumando cuadráticamente el error reportado en la literatura (σm_{11}^{lit}), con el error de la magnitud instrumental ($\sigma m_{11}^{instrumental(i)}$) (de la estrella 11) obtenido con PHOT:

$$\sigma_{i,zero}^i = \sqrt{(\sigma m_{11}^{lit})^2 + (\sigma m_{11}^{instrumental(i)})^2}. \quad (3.2)$$

Ahora calculamos el valor de $m_V^{o(i)}$, es decir, la magnitud fuera de la atmósfera en cada imagen:

$$m_V^{o(i)} = (m_{OJ}^{instrumental(i)} + P_{i,zero}^i - K_V * X^i). \quad (3.3)$$

El error asociado a esta magnitud es nuevamente la suma cuadrática de los errores del punto cero en cada imagen, y el error asociado a la magnitud instrumental de OJ 287 obtenido con PHOT:

$$\sigma m_{OJ} = \sqrt{(\sigma_{i,zero}^i)^2 + (\sigma m_{OJ}^{instrumental(i)})^2}. \quad (3.4)$$

Usando los valores de la magnitud en el filtro V fuera de la atmósfera en cada una de las imágenes, calculamos la magnitud promedio por noche $\langle m_V \rangle$:

$$\langle m_V \rangle = \frac{\sum_{i=1}^n m_V^{o(i)}}{n}, \quad (3.5)$$

y su error, que es la desviación respecto al valor promedio, está dado por:

$$\sigma \langle m_V \rangle = \sqrt{\frac{\sum_{i=1}^n (m_V^{o(i)} - \langle m_V \rangle)^2}{n}}. \quad (3.6)$$

En la tabla 3.15 presentamos los resultados de la fotometría promedio de OJ 287. En la columna (1) tenemos la fecha (en tiempo universal), en la (2) el día juliano heliocéntrico, y en la (3) la magnitud promedio que obtenemos por noche y su error asociado.

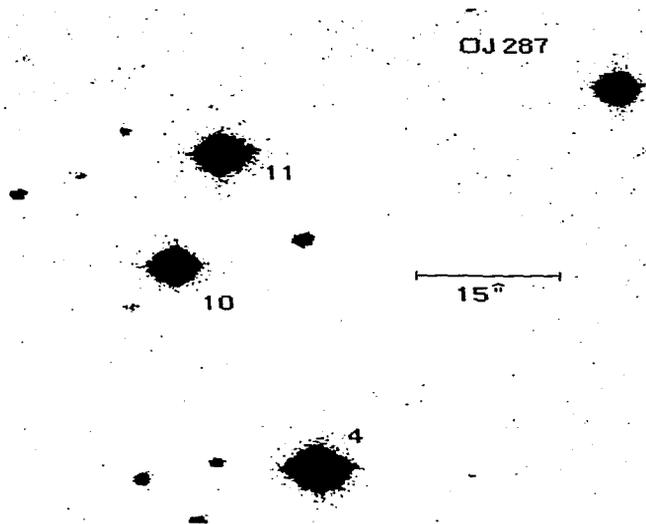


Figura 3.2: Mapa que muestra la posición de OJ 287 en el cielo y la algunas de sus estrellas de comparación. Las magnitudes de estas estrellas son: 4 = 14.14, 10 = 14.56, 11 = 14.96 (secuencia fotométrica de Smith et al. 1985). El campo es de aproximadamente 4 minutos de arco cuadrado. El Norte es hacia arriba, y el Este hacia la izquierda.

3.5.3 Resultados e Interpretación

Utilizando los resultados de la fotometría promedio de enero de 1994, podemos estimar la variabilidad máxima de brillo que presentó OJ 287. Escogimos estos datos pues son nuestra base temporal más larga, en comparación con las temporadas de enero 1992 y marzo 1994. Podemos estimar la distancia a OJ 287 a través del corrimiento al rojo reportado para este objeto (ver sección 3.2), podemos calcular la variación intrínseca de la luminosidad por segundo del blazar durante las noches en que lo observamos. En la tabla 3.15 podemos ver que la magnitud máxima es $m_1 = 15.42$ y la mínima es $m_2 = 16.10$. La ecuación para el módulo de distancias es:

$$M - m = 5 - 5 \log R. \quad (3.7)$$

Tomando un valor para $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$, obtenemos una distancia $R = 1800 \text{ Mpc}$. Con la ecuación anterior encontramos que $M_1 = -25.96$ y que $M_2 = -25.28$. Por otro lado, sabemos que:

$$M_2 - M_1 = 2.5 \log \frac{L_1}{L_2}. \quad (3.8)$$

Con la ecuación 3.8 podemos conocer la luminosidad correspondiente tanto a M_1 como a M_2 en luminosidades solares: $L_1 = 2.10 \times 10^{12} L_{\odot}$, $L_2 = 1.12 \times 10^{12} L_{\odot}$. Con ambos valores calculamos ΔL_{max} en $\Delta t = 8$ (días). Posteriormente calculamos el cociente de estas dos cantidades para saber cuanto varió la luminosidad por unidad de tiempo (en el sistema en reposo):

$$\frac{\Delta L}{\Delta t} = \frac{3.82 \times 10^{45} \text{ erg s}^{-1}}{52924.61 \text{ s}} = 7.21 \times 10^{40} \text{ erg s}^{-2} \quad (3.9)$$

A partir de los resultados de la fotometría promedio, podemos decir que OJ 287 presentó variabilidad en escalas de tiempo del orden de días. La amplitud máxima de la variación es $\Delta V = 0^m.7 \pm 0^m.05$ en 8 días, lo cual implica un gran cambio en la luminosidad según hemos calculado en 3.9. Podemos concluir que OJ 287 estuvo declinando en brillo durante nuestras observaciones, alcanzando un valor mínimo el día 21 de enero de 1994 (ver Takalo & Sillanpää 1989).

Hemos mencionado en la sección 1.1.4 que el llamado modelo estándar para los NAG propone la existencia de un disco de acreción ópticamente grueso orbitando alrededor de un agujero negro central. Este sistema está caracterizado por tres

parámetros fundamentales: la masa del agujero negro central, la tasa a la cual el agujero negro acreta material y la viscosidad en el disco. La masa de un agujero negro supermasivo se encuentra en un rango que va de $10^7 M_{\odot}$ a $10^{10} M_{\odot}$, con una tasa de acreción que va desde $10^{-2} \dot{M}_{EDD}$ a $10 \dot{M}_{EDD}$, y un parámetro de viscosidad α que toma valores entre $10^{-3} \leq \alpha \leq 10^{-2}$. Estos modelos suponen que los discos tienen un embudo o chimenea y que pueden tener luminosidades mayores al límite de Eddington, ya que al ser mayor la fuerza centrífuga respecto a la fuerza de gravedad, los gradientes de presión y la rotación del disco son los que determinan el equilibrio (ver Frank, King & Raine 1992).

Los esfuerzos viscosos actúan contra el movimiento laminar o también conocido como fuerza de cizalla en el disco (en inglés, "shear"), liberando energía del material acretado en forma de radiación térmica. La teoría predice que dicha radiación se intensifica cerca del agujero negro central (Abramowicz 1991), i.e. para distancias entre:

$$3r_g \leq r \leq 10r_g, \quad (3.10)$$

donde r_g es el radio gravitacional o radio de Schwarzschild. Esta radiación la observamos en la región óptico-ultravioleta y rayos X. Por otro lado, los procesos no-térmicos que ocurren en la corona asociada a la parte superior del disco (la cual es ópticamente delgada) pueden producir fotones en las bandas de los rayos X duros y los rayos gamma.

En el marco de este modelo, podemos suponer que la variación en brillo que hemos observado se debe a procesos que ocurren cerca del borde interno del disco de acreción, es decir, a una distancia $r \sim 3r_g$. Una posibilidad es suponer que tenemos manchas calientes girando en el borde interno del disco de acreción, las cuales producen el cambio en luminosidad que hemos observado. Podemos calcular a partir de nuestras observaciones una cota superior a la masa del agujero negro central, la cual depende del tiempo en el que ocurren las variaciones. Para ello, necesitamos conocer el valor del radio gravitatorio $r_g = ct/3$. En este caso, suponiendo que el intervalo de tiempo de observación es un tiempo característico de la variabilidad, (i.e. $t_{variac} = 8$ días), obtenemos que $r_g = 5.29 \times 10^{14} \text{cm}$. Utilizando la métrica de Schwarzschild (Schwarzschild 1916), la cual supone que la carga y el momento angular del agujero negro valen cero, nos queda que:

$$r_g = 1.48 \times 10^5 \frac{M_{BH}}{M_\odot}, \quad (3.11)$$

donde M_{BH} es la masa del agujero negro en unidades de la masa solar (M_\odot). Para OJ 287, encontramos que $M_{BH} = 3.57 \times 10^9 M_\odot$.

Las estimaciones que hemos presentado en esta sección suponen algunas ideas que son hasta cierto punto debatibles. Por ejemplo, no podemos atribuir como tiempo de variación de la ráfaga o flare al tiempo en que la fuente varió desde el máximo al mínimo, simplemente porque sabemos que antes de empezar nuestras observaciones OJ 287 estaba variando día a día y, además, no tenemos una cobertura de 24 horas. También estamos suponiendo que la variabilidad observada es atribuible únicamente a procesos relacionados con el objeto central (ver sección 2.3.2). No obstante, recordemos que existe la posibilidad de que sea una fuente sincrotrónica la que puede estar produciendo las variaciones observadas en la región que va desde el infrarrojo hasta el ultravioleta (Marchenko et al. 1997). En este caso, los modelos relacionados con el jet relativista (por ejemplo, el modelo de Marscher et al. 1992, que propone la propagación de choques a lo largo del jet), deberían ser los indicados para explicar este tipo de variaciones.

Sin embargo, dado que los modelos más desarrollados para explicar la variabilidad en este tipo de objetos (los cuales se basan en el modelo estándar para los blazares, ver la sección 1.1.2), no son capaces de proporcionar parámetros susceptibles de comparar con las observaciones (al menos en la región del óptico), sentimos que las estimaciones que hemos realizado basadas en el modelo estándar del disco de acreción-agujero negro, nos permiten tener una idea aproximada de la masa del objeto central asociado a OJ 287.

3.6 La Curva de Luz del proyecto OJ-94

Hemos dicho que la curva de luz de cualquier objeto variable debe estar lo mejor muestreada posible (ver capítulo 2). Esto nos permite verificar algunos de los modelos teóricos que existen para comprender la variabilidad observada en los NAG. Un gran logro del proyecto OJ-94 ha sido precisamente el hecho de poder obtener, a partir de miles de datos colectados desde fines de 1993 hasta el invierno de 1995-96 (más de 8000 en el óptico, ver Pursimo & Lehto 1996), la curva de luz más completa que

existe hasta ahora para OJ 287, y para cualquier otro blazar.

3.6.1 Variabilidad Periódica

OJ 287 presenta un sin número de propiedades poco usuales que lo distinguen de entre los demás objetos de su tipo (Takalo 1994). En particular, haciendo un análisis de Fourier de la curva de luz histórica de este objeto (figura 3.1), Sillanpää et al. (1988) encuentran que el objeto presenta abrillantamientos cada 11.65 años. La evidencia sugiere que algo dentro de OJ 287 es capaz de generar y mantener una periodicidad estable, al menos durante un siglo, y que posiblemente este blazar tiene una diferencia física que le permite tener “memoria” en largos períodos temporales. Ningún otro objeto de este tipo ha mostrado una actividad comparable en su curva de luz, aunque existen algunos NAG que presentan variaciones similares: el cuasar 3C273 varía con un cuasi-período de 13.4 años; la galaxia tipo Seyfert 1 3C120 y la radio galaxia 3C390.3 varían con períodos de 12.5 y 18 años, respectivamente (ver Babadzhanyants, Baryshev & Belokon 1992), aunque estos objetos están submuestreados en comparación con OJ 287.

Sillanpää et al. (1988) propusieron un modelo para explicar la repetición de abrillantamientos presentes claramente en la curva de luz. Dicho modelo propone la existencia de un sistema binario de agujeros negros localizados en el centro del BL Lac OJ 287. A través de evidencias indirectas, calculan que la masa del agujero negro más masivo es de $5 \times 10^9 M_{\odot}$ y, la del secundario de $2 \times 10^7 M_{\odot}$. Ambos se supone que orbitan uno alrededor del otro, en una órbita excéntrica cuyo período es de 11.65 años. Los abrillantamientos se explican bajo este modelo como producidos por la interacción de marea entre los discos de acreción que rodean a este par de agujeros negros. El modelo propone específicamente que el disco de acreción del agujero negro secundario (menos masivo y localizado en el mismo plano que el disco del primario) es quien provoca las perturbaciones de marea globales en el disco de acreción del primario. Dicha interacción genera un aumento en la tasa de acreción del agujero negro más masivo, ocasionando así un considerable aumento de brillo. En este modelo se supone que la órbita del secundario no precesa y, se estima que la ocurrencia de un nuevo abrillantamiento de OJ 287 sucederá a mediados de 1994, con una incertidumbre de aproximadamente tres meses. Esta incertidumbre se debe al muestreo (muy pobre) que se tiene de este objeto previo al seguimiento de los años

setenta.

Recientemente se ha desarrollado un modelo parecido al anterior para explicar los abrillantamientos de OJ 287, considerando que existen ráfagas (aumentos en el brillo del blazar hasta en un factor dos) durante los abrillantamientos periódicos, los cuales tienden a confundir la determinación del período exacto. Este modelo se basa en el modelo original de Sillanpää et al. (1988), sin embargo predice además la ocurrencia de los abrillantamientos, ráfagas, eclipses y pericentros de OJ 287 tomando en cuenta que el secundario se mueve a través del disco del primario. Dicho modelo es capaz de reproducir las observaciones de OJ 287 y predecir su comportamiento variable hasta el año 2008 (ver Tabla 1 en Lehto & Valtonen 1996). En este modelo se asocian también las ráfagas más grandes con los tiempos en los que el secundario cruza el disco de acreción del primario, y se supone que el secundario se mueve alrededor del primario con un período (P), una excentricidad (e) y una tasa de precesión (Ω). El primario está rodeado por un disco que forma un ángulo de 90° relativo al plano orbital del secundario. En este trabajo se determinan de manera única los parámetros de la órbita binaria: la excentricidad, que resulta ser igual a 0.68; el período (corrido al rojo) que es de 12.07 años; el período de precesión relativista, que es de 130 años, y la inclinación del disco de acreción en el cielo, $\sim 4^\circ$. El modelo hace una estimación de la masa del secundario: $\sim 1 \times 10^8 M_\odot$, y de la masa del primario: $\sim 1.7 \times 10^{10} M_\odot$ y, también, del eje mayor de la órbita: ~ 0.056 pc.

La curva de luz histórica de OJ 287 ha sido modelada, como ya hemos dicho, por Sillanpää et al. (1988) y, posteriormente, por Lehto & Valtonen (1996). Estos modelos proponen la existencia de un sistema de agujeros negros binario para explicar la variabilidad periódica observada en este blazar y, hasta ahora, son los únicos modelos que existen en la literatura capaces de predecir eventos asociados con el comportamiento variable de este blazar. En la sección siguiente analizaremos los resultados más relevantes de las observaciones obtenidas durante el proyecto OJ-94 en el marco de estos dos modelos teóricos.

3.6.2 Resultados de OJ-94

Analizando los datos obtenidos durante el proyecto OJ-94 vemos que desde diciembre de 1993, hasta mediados de 1994, ha habido al menos 3 abrillantamientos (ver figura 3.3), con una amplitud de $\sim 3mJy$ y, sobre-puestos a éstos, varias ráfagas. Durante

estos meses, se pudo comprobar que OJ 287 no presentó variaciones de color (ver figura 3.4), lo cual sugiere que las variaciones observadas son acromáticas, y pueden deberse a fenómenos relacionados con los microlentes gravitatorios (ver sección 2.3.1). Sin embargo, los efectos en la variabilidad ocasionados por la presencia de microlentes gravitatorios siguen siendo muy discutidos. Un estudio profundo del entorno cercano de OJ 287 es esencial para resolver este asunto, ya que nos serviría para descubrir la posible existencia de dos núcleos “descentrados” en este objeto, uno atribuible al BL Lac y el otro a la galaxia localizada frente al BL Lac. Discutiremos con mayor detalle este punto en el capítulo 6.

En la figura 3.3 se puede ver que el flujo de OJ 287 se incrementó (de manera casi lineal) a partir de finales de septiembre de 1994 hasta alcanzar un valor máximo, el cual ocurrió a principios del mes de noviembre (1994 75), dentro del intervalo de tiempo (1994.6 ± 0.3 meses) encontrado en el análisis hecho por Sillanpää et al. (1988) y, también, coincidiendo con lo estimado (1994.77) por Letho & Valtonen (1996). El comportamiento de OJ 287 durante el abrillantamiento es completamente diferente al observado durante la primera mitad de 1994. El valor del flujo medido durante el pico (ocurrido el 10 de noviembre de 1994) fue de 10.5 mJy, el cual resulta ser el punto más brillante de OJ 287 desde su anterior máximo (ocurrido entre 1983-84, ver figura 3.5), exactamente hace 11.8 años. Los resultados más importantes relacionados con la periodicidad observada en OJ 287 dentro del proyecto OJ-94, se encuentran publicados en Sillanpää et al. (1996).

El abrillantamiento del 10 de noviembre de 1994 fue observado también en altas energías (Rayos-X usando el satélite ASCA, Inoue et al. 1994), y rayos gamma (Shrader et al. 1995), lo cual coloca a OJ 287 entre las fuentes tipo blazar que presentan emisión de rayos gamma. Este comportamiento indica que la variabilidad periódica está asociada con procesos relacionados con el disco de acreción del agujero negro más masivo, y no con procesos de origen sincrotrónico. Esto último explica por qué el abrillantamiento no fue observado en el radio (Valtaoja et al. 1996, ver figura 3.6). Dentro del modelo estándar para los blazares (sección 1.1.2), se supone que la emisión de radio se origina en el jet relativista y no está relacionada con procesos que ocurren en el borde interno del disco de acreción.

A diferencia de los resultados en radio, durante el monitoreo realizado en el ultravioleta con el IUE por Pian et al. (1996) durante el otoño de 1994, se encuentra que

OJ 287 mostró un gran aumento de brillo en las frecuencias correspondiente a 2650Å y 1550Å. Estos máximos se observaron alrededor de noviembre 10-11 de 1994 (ver figura 3.7), lo cual coincide exactamente con el abrillantamiento en el óptico. Posteriormente se observó un debilitamiento de alrededor de dos magnitudes durante una semana. El flujo máximo detectado en el ultravioleta fue considerablemente menor al máximo detectado durante el abrillantamiento anterior de 1983, y lo mismo ocurre con el abrillantamiento en el óptico, el cual es sensiblemente menor al observado en 1983.

Recientemente se ha sugerido la existencia de una especie de “espín” asociado a cada uno de los agujeros negros del sistema binario, cada uno de los cuales pueden precesar geodésicamente alrededor del eje de rotación del sistema binario (ver Sillanpää et al. 1996; Katz 1997). Si esto es real para OJ 287, tendríamos una componente principal con un disco de acreción con precesión y, por tanto, un jet relativista con precesión (ver modelo de Lehto & Valtonen 1996 y de Katz 1997). De acuerdo con el modelo estándar para estos objetos, la energía que observamos proviene del jet relativista, el cual está emitiendo radiación casi en la dirección de la línea de visión del observador, la cual varía de acuerdo al movimiento helicoidal del jet. Entonces, cualquier variación en la orientación en el jet puede originar un cambio apreciable en la amplificación por efecto Doppler (ver Apéndice A) y, por tanto, generar variaciones moduladas periódicamente. El período de precesión relativista de OJ 287 es de 130 años. Este valor se ha estimado a partir de la variabilidad observada del ángulo de polarización de este blazar (Sillanpää et al. 1991a; Lehto & Valtonen 1996).

Estos resultados reflejan que el proyecto OJ-94 ha servido para comprobar, entre otras cosas, la predicción de abrillantamientos periódicos en OJ 287 y, con ello, la posibilidad de que los modelos que proponen la existencia de un sistema binario de agujeros negros para este blazar (Sillanpää et al. 1988; Lehto & Valtonen 1996; Sillanpää et al. 1996) nos brinden una visión muy cercana de lo que realmente está ocurriendo en la parte central de este NAG.

3.7 Fotometría Diferencial de OJ 287

La fotometría diferencial es una técnica muy sencilla pero precisa, la cual se usa exitosamente para el estudio de estrellas variables (Hardie 1962; Henden & Kaitchuck 1982). En la fotometría diferencial, se utiliza una estrella lo más similar posible en color y en brillo al objeto variable, la cual se conoce como estrella de comparación.

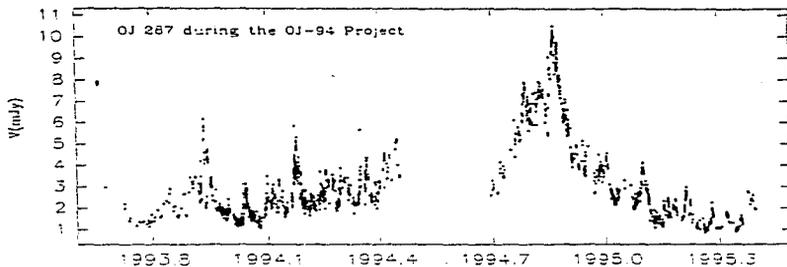


Figura 3.3: Curva de Luz de OJ 287 en banda V obtenida con los datos de finales de 1993 a principios de 1995 durante el proyecto OJ-94.

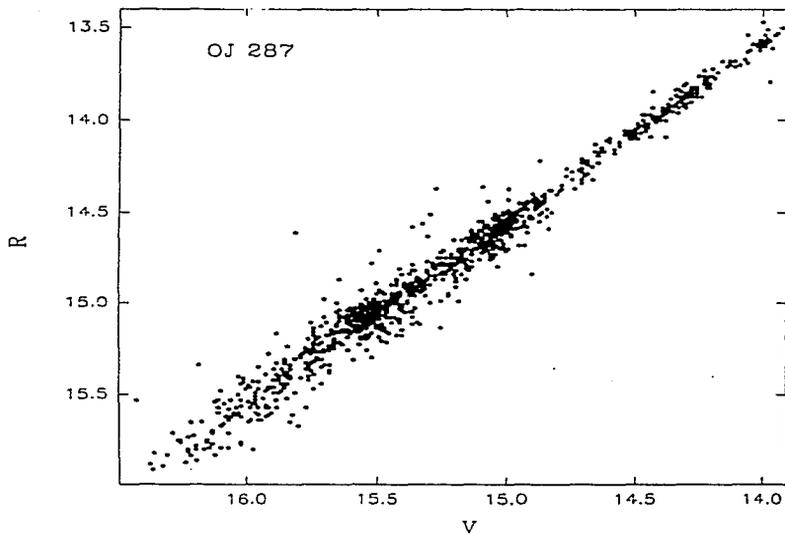


Figura 3.4: Diagrama R vs. V que muestra que no hay variaciones de color en OJ 287 entre enero y mayo de 1994.

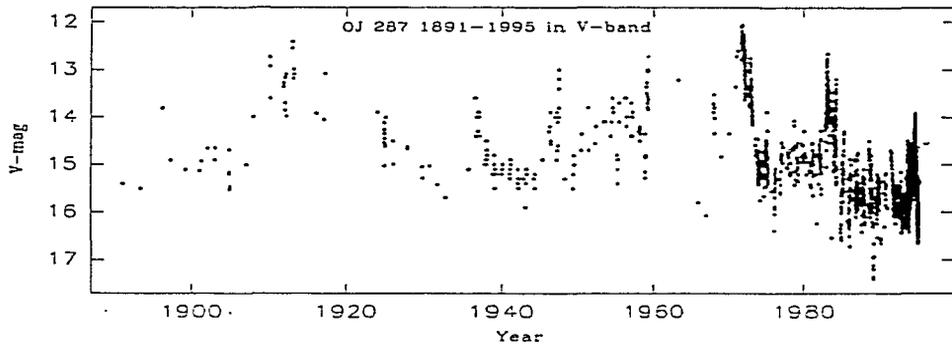


Figura 3.5: Curva de Luz histórica de OJ 287 en banda V. Los datos cubren el intervalo de 1891 a 1995.

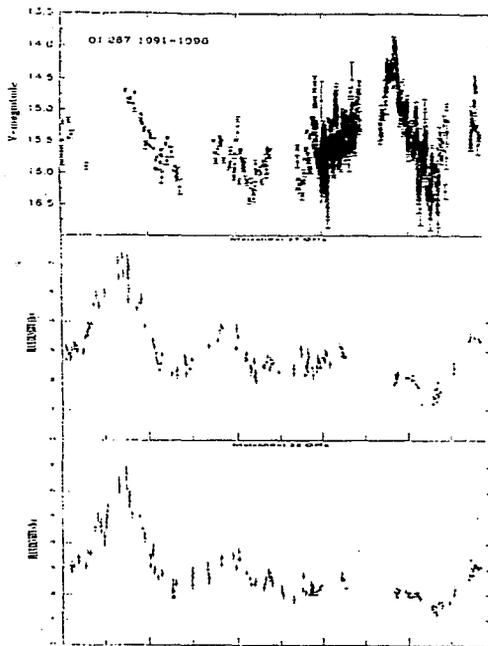


Figura 3.6: Curva de luz del del monitoreo en radio a 37 Ghz y a 22Ghz simultáneo a la detección del estallido de noviembre de 1994.

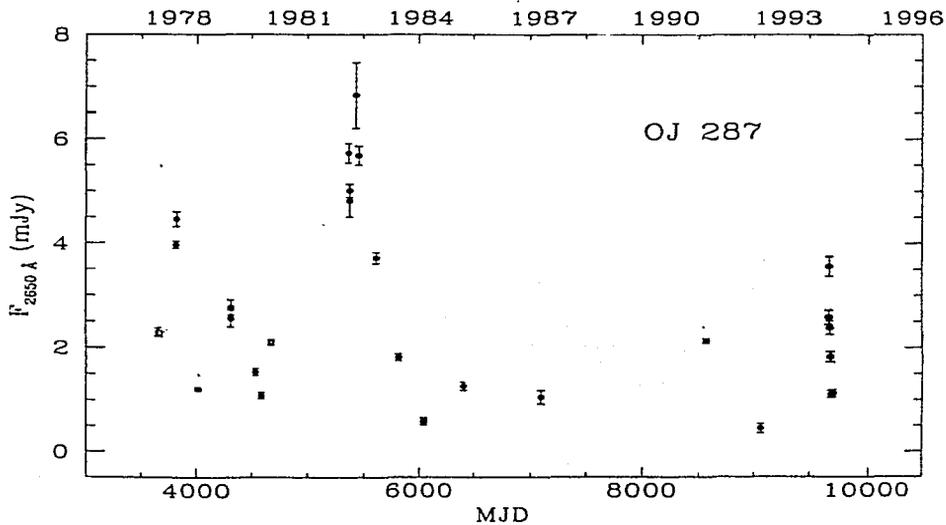


Figura 3.7: Espectro que muestra el flujo UV tomado con el IUE en 2650Å por Pian et al. 1996, durante el estallido de 1994.

Esta estrella debe estar lo más cerca posible al objeto en estudio, preferentemente no más lejos que lo que tengamos como campo en nuestro CCD. Esto facilita las correcciones por extinción atmosférica, las cuales son despreciables puesto que tanto la estrella de comparación como el objeto variable, sufren de los mismos efectos causados por la absorción atmosférica. Además de la estrella de comparación, se utiliza otra estrella conocida como la estrella de referencia, la cual sirve para detectar cualquier posible variación sistemática en nuestras observaciones. La magnitud instrumental de esta estrella debe restarse a las magnitudes instrumentales correspondientes del objeto variable y de la estrella de comparación. Posteriormente se comparan ambas curvas con el fin de observar si existen diferencias entre las magnitudes del objeto variable y la estrella de comparación y, de esta manera, determinar si existen cambios en el brillo que puedan atribuirse a variabilidad de la fuente.

En la sección 3.5.1 mencionamos que los resultados del programa IRAF/PHOT son los valores de las magnitudes instrumentales de las estrellas estándares de Smith et al. (1985) y los correspondientes a OJ 287. Con estas magnitudes podemos realizar fotometría diferencial y, con ello, estudiar la posibilidad de que existan microvariaciones durante la noche en OJ 287. Para realizar esta fotometría, utilizaremos los datos reportados en las tablas 3.4 a la 3.14. Para este estudio, usaremos a la estrella 4 como estrella de referencia y, a la estrella 11, como la estrella de comparación. Entonces, graficamos las diferencias entre las magnitudes de OJ 287 con respecto a la estrella 4, con el fin de eliminar variaciones espúreas y, al mismo tiempo, las diferencias entre las magnitudes instrumentales de la estrella de comparación (la 11) con respecto a la estrella de referencia (la 4). Ambas curvas se grafican con respecto al tiempo (día juliano) en que se hicieron las observaciones. Recordemos que en este caso las estrellas estándares y el objeto variable están observadas simultáneamente (todo está dentro del campo del CCD). Una de las ventajas que ofrece esta técnica es que no es necesario calibrar fotométricamente, por lo que los errores no aumentan y, como lo que graficamos es la diferencia entre magnitudes, eliminamos de las curvas los errores sistemáticos. La fotometría diferencial es considerada como la herramienta ideal para el estudio de microvariabilidad, ya que ofrece la oportunidad de obtener medidas con errores de tan sólo milésimas de magnitud.

3.7.1 *Curvas de Fotometría Diferencial*

La magnitud de la estrella de comparación número 4 de la secuencia fotométrica de Smith et al. (1985) en el filtro V es $V = 14.14 \pm 0.05$. Decidimos usar esta estrella (std4 de aquí en adelante) como estrella de referencia debido a que presenta los errores instrumentales más pequeños (ver tablas 3.4 a 3.14). Las estrellas std10 y std11 tienen $V = 14.56 \pm 0.04$ y $V = 14.96 \pm 0.05$, respectivamente. Las curvas de fotometría diferencial instrumental se hicieron para cada noche (ver figura 3.8 a la 3.18). En dichas curvas se puede ver que la curva superior muestra las diferencias entre la $std11 - std4$ y, en la curva inferior, las diferencias entre $OJ287 - std4$. La banda de error que aparece en dichas curvas se describirá en la siguiente sección.

Visualizando las curvas de fotometría diferencial instrumental, resulta relativamente sencillo evaluar, a primera aproximación, si existe o no microvariabilidad a lo largo de la noche, buscando para ello aquellos puntos en las curvas que estén por arriba de 2σ . En el caso de que se observen variaciones parecidas en ambas curvas, será un signo de que la noche no fue fotométrica y, por tanto, no podemos decir nada sobre el comportamiento variable de la fuente. Por otro lado, si los puntos de la curva superior (que muestra el comportamiento de la estrella de comparación) permanecen dentro de la banda de error durante la noche y, las variaciones observadas en la curva inferior son mayores que 2σ , entonces es muy probable que la fuente esté presentando el fenómeno de microvariabilidad. Observando las curvas mostradas en las figuras 3.8 a la 3.18, resulta sencillo detectar microvariaciones en las noches del 14 y 17 de enero de 1994 (figuras 3.9 y 3.12, respectivamente), y también en las del 9 y 10 de marzo (figuras 3.17 y 3.18, respectivamente).

3.7.2 *Detección de Microvariabilidad: La Prueba F*

En algunos casos las microvariaciones pueden ser tan pequeñas, que para detectarlas necesitaremos algo más que las curvas de fotometría diferencial. Para estos casos, la prueba estadística F resulta de gran utilidad, pues nos permite detectar cuantitativamente microvariaciones.

Para el caso de OJ 287, la prueba F se aplicó a las varianzas de OJ 287 y a las de la estrella de comparación (std11), la cual es la más parecida en brillo a OJ 287. La distribución F se compara con la razón entre las varianzas de las dos muestras (objeto y estrella de comparación) y, puesto que estamos interesados sólo en las

posibles variaciones del objeto, la probabilidad que nos interesa es la de cola superior (ver Apéndice B). Entonces:

$$F = \frac{\Delta_{obj}^2}{\Delta_{std11}^2}, \quad (3.12)$$

donde Δ_{obj}^2 y Δ_{std11}^2 son las desviaciones estándares del objeto y la estrella de comparación, respectivamente.

Cuando comparamos la dispersión de la fotometría diferencial de la std11, que es una medida del error en los datos, con la dispersión de OJ 287, en la cual además del error en la medición, pueden haber variaciones intrínsecas, debemos corregir por un factor K de escala para compensar por las diferencias en brillo, el cual está dado por (ver Apéndice B):

$$K = \frac{\Delta m_{OJ}}{\Delta m_{11}} = 10^{-0.2(m_{11} - m_{OJ})}. \quad (3.13)$$

Con este factor, la estadística F se transforma en:

$$F = \left(\frac{\Delta m_{OJ}}{\Delta m_{11}} \frac{1}{K} \right)^2. \quad (3.14)$$

Podemos calcular los valores de K y de F a partir de la información contenida en las tablas 3.4 a la 3.14 para cada noche. En las curvas de la fotometría diferencial instrumental que presentaremos para cada noche (figuras 3.8 a 3.18), la banda de error promedio dibujada en cada curva, está dada por $2K(\Delta m_{11})$, es decir, en las figuras hemos dibujado el valor de 2σ , atribuible exclusivamente al error experimental en las medidas. En dichas figuras podrá apreciarse que el valor de 2σ es diferente para cada curva. El error es mayor en la curva inferior debido a que OJ 287 es más débil que la estándar 11. Consultando en las tablas estadísticas podemos encontrar el valor correspondiente de la probabilidad de cola superior Q(F) de la distribución F, para el caso donde el umbral teórico estadístico es 1%. Con esto queremos decir que, para que las microvariaciones sean atribuibles a procesos intrínsecos de OJ 287, la probabilidad de que las dispersiones del OJ 287 estén dentro de la cola superior de la distribución debe ser menor al 1%. De esta forma podemos determinar si los resultados de la fotometría diferencial son debidos exclusivamente a fluctuaciones del sistema de observación, o si éstas deben su origen a la microvariabilidad de OJ 287.

Los resultados de aplicar la prueba F a los datos de OJ 287 se encuentran en la tabla 3.16, en donde la columna (1) muestra la fecha universal, la (2) el factor K, la (3) el valor de F, la (4) la $Q(F)$ de las tablas que corresponde para el 1% estadístico y, finalmente, la columna (5) indica si existe microvariabilidad en cada noche.

3.7.3 Resultados e Interpretación

A continuación resumimos los resultados más importantes por temporada de observación.

- 11 de Enero 1992

La noche no fue fotométrica, y trabajamos con nubes tenues y alta humedad ambiental. La fotometría diferencial mostró que el objeto se encontraba estable en brillo y, como puede apreciarse en la curva de luz (figura 3.8), no presentó microvariabilidad. Al aplicar la prueba F, encontramos que tenemos un 96% de probabilidad de obtener un resultado como el encontrado o, incluso más raro, sólo por fluctuaciones debidas al azar.

- Enero 14 a 21 1994

El análisis cualitativo de las curvas de fotometría diferencial revelan la presencia de microvariaciones (por arriba de 2σ) en al menos dos noches: 14 y 17 de enero. Haciendo un cálculo sobre la variación máxima observada (la cual ocurre en la noche del 14 de enero), encontramos que $\Delta V = 0.00064$ en un $\Delta t = 4.02$ horas. Sin embargo, la prueba F indica que existen microvariaciones apreciables en tres noches más (ver tabla 3.16). Por lo que el fenómeno se observó en las 4 primeras noches de esta temporada y, posteriormente, en la última noche. Aún cuando no pudimos detectar microvariaciones del 18 al 20 de enero, los resultados de la fotometría promedio (ver tabla 3.15) nos muestran que el objeto disminuyó gradualmente su brillo noche a noche.

- Marzo 9 y 10 1994

En las dos noches de observación el objeto presentó microvariabilidad. En particular, la curva de fotometría diferencial para la noche del 9 al 10 de marzo

(figura 3.17), muestra que los dos primeros puntos están muy por encima de los valores que siguen a continuación. Además, se aprecian en esta curva una serie de variaciones (al menos tres) que parecen tener una forma sinusoidal. Haciendo un cálculo de la variación máxima observada en esta noche, encontramos que $\Delta V = 0.00098$ en $\Delta t = 4.91$ horas. Ambas noches muestran variaciones muy por arriba de 2σ (tabla 3.16). La prueba F refuerza la apreciación de microvariabilidad.

Se detecta microvariabilidad en OJ 287 en el 70% de las noches en que lo observamos durante las temporadas de enero y marzo de 1994. Este porcentaje incluye las noches en las que el objeto presentó microvariabilidad con tan sólo unos cuantos puntos por arriba de 2σ . Se ha encontrado que la microvariabilidad está relacionada con la presencia de ráfagas en este objeto (ver González-Pérez, Kidger & De Diego 1996). En las temporadas de 1994 registramos la presencia de dos ráfagas: una a mediados de enero de 1994 (tenemos observaciones que muestran la caída de la ráfaga) y, la otra, en marzo la cual muestra microvariaciones sobre-puestas al inicio de otra ráfaga (Benítez, Dultzin-Hacyan & Argaiz 1994; González-Pérez et al. 1996).

Completando nuestras observaciones con las obtenidas en el observatorio Roque de los Muchachos (dentro del proyecto OJ-94), las cuales se realizaron con los telescopios JKT (de sus siglas en inglés, "Jacobus Kaptein Telescope") y con el NOT, se pudo confirmar que durante la temporada de enero de 1994 ocurrió una ráfaga. Las observaciones en la banda V se empalman con las del OAN-SPM el día 14 de enero de 1994 y, gracias a ello, es posible distinguir la presencia de un aumento de brillo el cual tiene un valor máximo alrededor del día 13 de enero (ver figura 3.19). La ráfaga observada es de tipo sincrotrónica, es decir, el incremento en brillo es muy rápido en comparación con la disminución del mismo, la cual es más lenta y suave. Posteriormente se observa una disminución de brillo gradual del 15 al 17 de enero. Es interesante notar en la figura 3.19 la presencia de una estructura de doble pico alrededor del máximo, la cual sugiere la presencia de un eclipse o el inicio de una segunda ráfaga. Haciendo un análisis de los datos del JKT y del NOT (los cuales incluyen las bandas UBVRI), y modelando la emisión suponiendo que sigue una ley de potencias del tipo $f_\nu \sim \nu^\alpha$, es posible investigar si existen variaciones del índice espectral durante la ráfaga. En la figura 3.20 se observan las diferencias encontradas en el índice espectral. Un eclipse produce variabilidad acromática y, por tanto, las

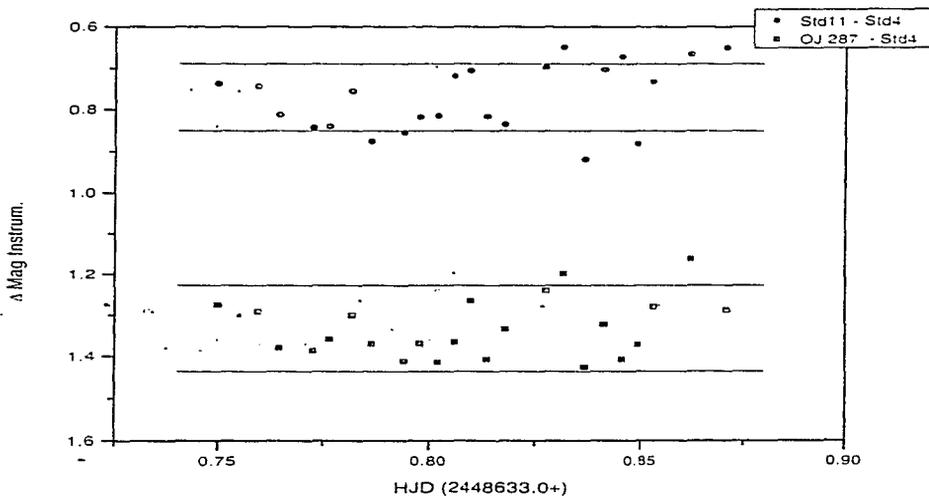


Figura 3.8: Curva de luz del 11 de enero de 1992. Los círculos representan la diferencia entre las estándares 11 y 4; los cuadros la diferencia entre OJ 287 y la estándar 4. Las líneas horizontales muestran el valor de 2σ para cada curva.

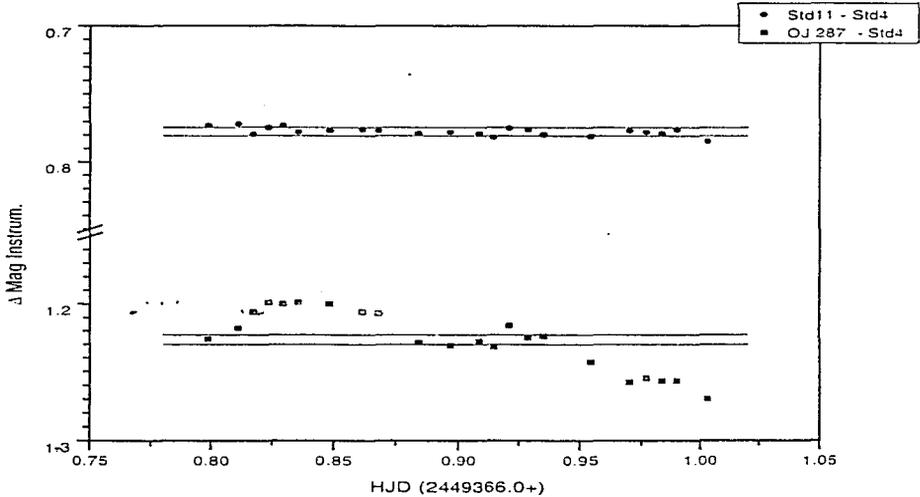


Figura 3.9: Curva de luz del 14 de enero de 1994. Los círculos representan la diferencia entre las estándares 11 y 4; los cuadros la diferencia entre OJ 287 y la estándar 4. Las líneas horizontales muestran el valor de 2σ para cada curva.

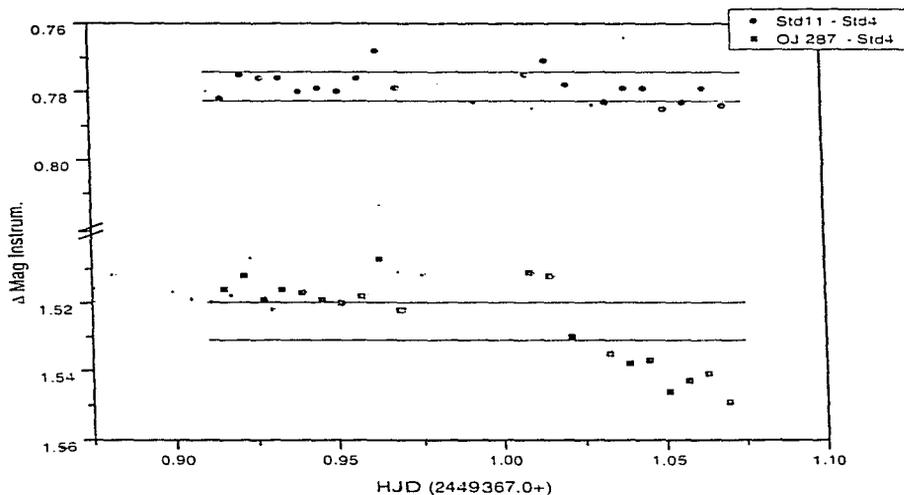


Figura 3.10: Curva de luz del 15 de enero 1994. Los círculos representan la diferencia entre las estándares 11 y 4; los cuadros la diferencia entre OJ 287 y la estándar 4. Las líneas horizontales muestran el valor de 2σ para cada curva.

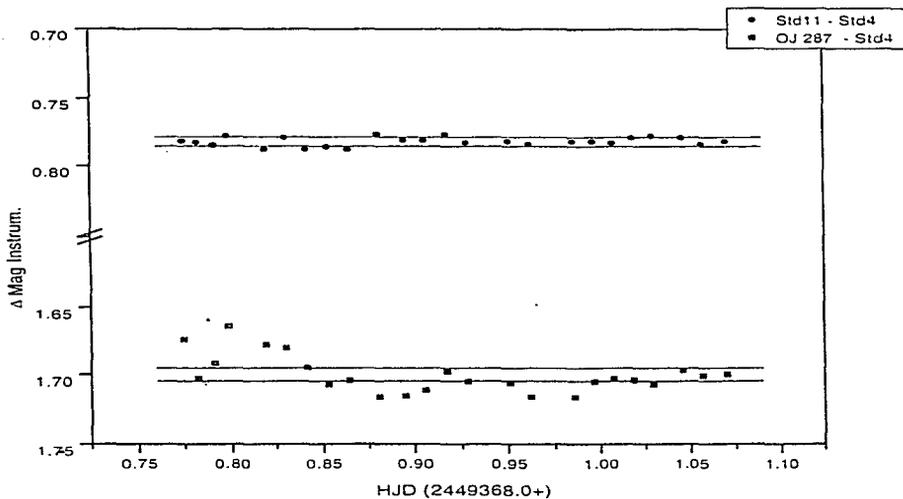


Figura 3.11: Curva de luz del 16 de enero de 1994. Los círculos representan la diferencia entre las estándares 11 y 4; los cuadros la diferencia entre OJ 287 y la estándar 4. Las líneas horizontales muestran el valor de 2σ para cada curva.

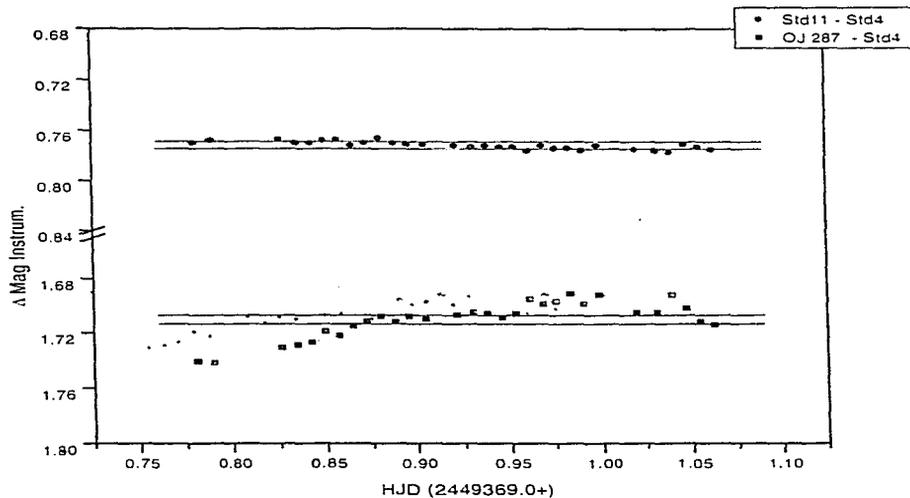


Figura 3.12: Curva de luz del 17 de enero de 1994. Los círculos representan la diferencia entre las estándares 11 y 4; los cuadros la diferencia entre OJ 287 y la estándar 4. Las líneas horizontales muestran el valor de 2σ para cada curva.

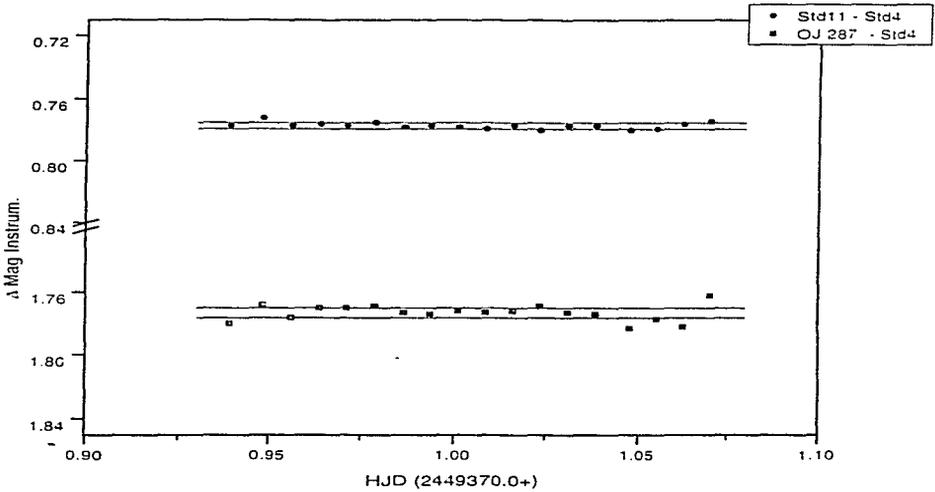


Figura 3.13: Curva de luz del 18 de enero de 1994. Los círculos representan la diferencia entre las estándares 11 y 4; los cuadros la diferencia entre OJ 287 y la estándar 4. Las líneas horizontales muestran el valor de 2σ para cada curva.

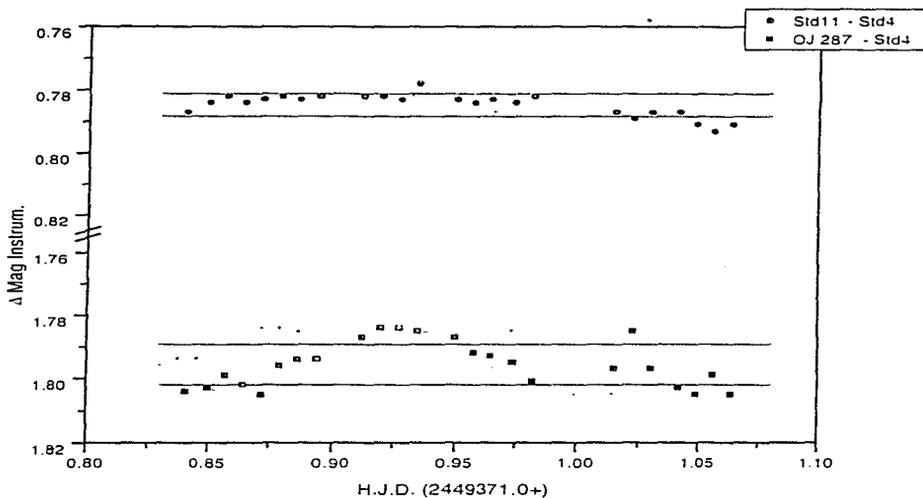


Figura 3.14: Curva de luz del 19 de enero de 1994. Los círculos representan la diferencia entre las estándares 11 y 4; los cuadros la diferencia entre OJ 287 y la estándar 4. Las líneas horizontales muestran el valor de 2σ para cada curva.

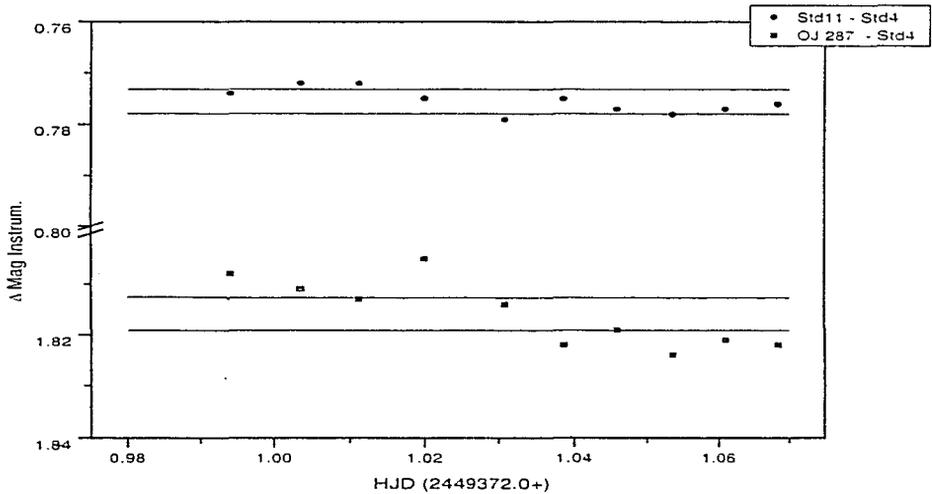


Figura 3.15: Curva de luz del 20 de enero de 1994. Los círculos representan la diferencia entre las estándares 11 y 4; los cuadros la diferencia entre OJ 287 y la estándar 4. Las líneas horizontales muestran el valor de 2σ para cada curva.

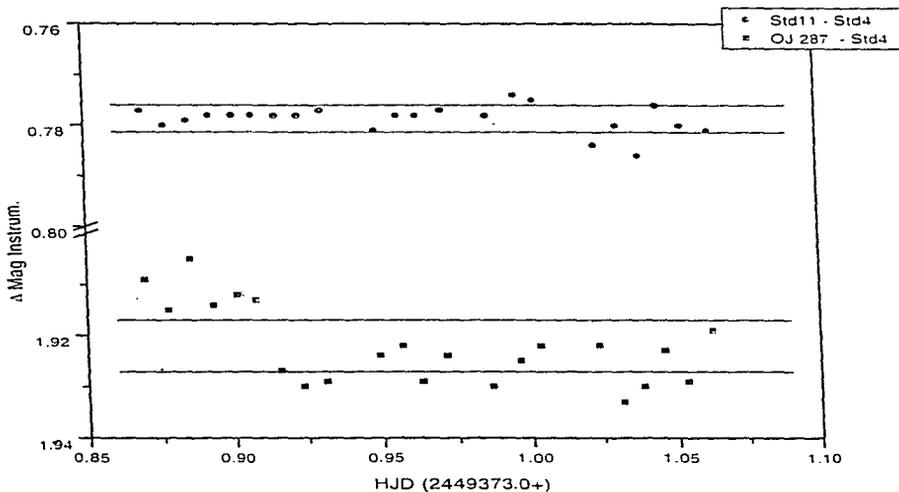


Figura 3.16: Curva de luz del 21 de enero de 1994. Los círculos representan la diferencia entre las estándares 11 y 4; los cuadros la diferencia entre OJ 287 y la estándar 4. Las líneas horizontales muestran el valor de 2σ para cada curva.

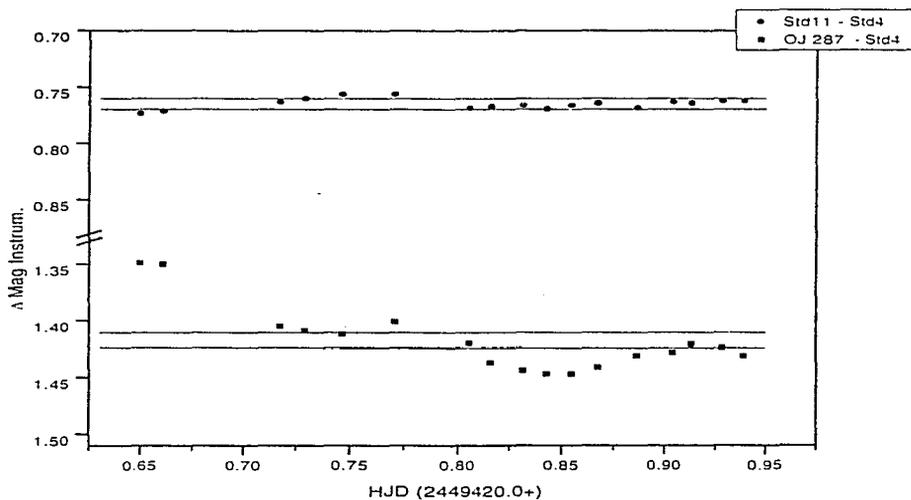


Figura 3.17: Curva de luz del 9 de marzo de 1994. Los círculos representan a la diferencia entre las estándares 11 y 4; los cuadros la diferencia entre OJ 287 y la estándar 4. Las líneas horizontales muestran el valor de 2σ para cada curva.

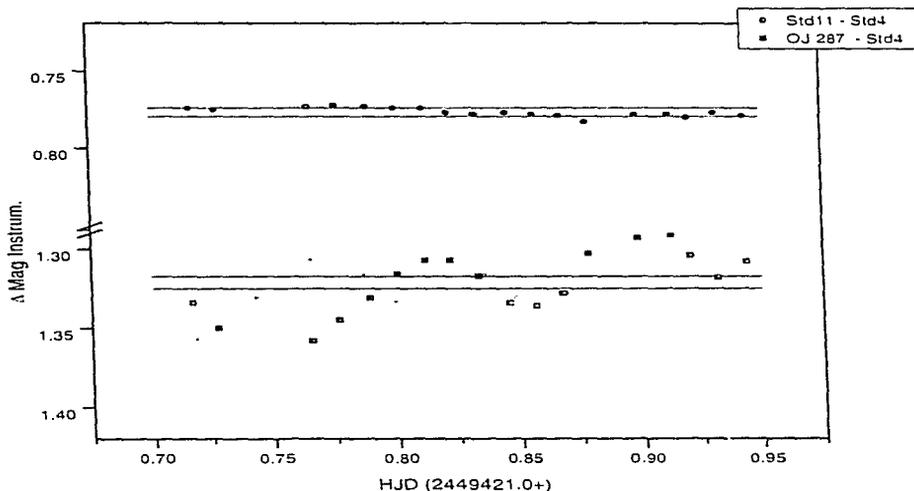


Figura 3.18: Curva de luz del 10 de marzo de 1994. Los círculos representan a la diferencia entre las estándares 11 y 4; los cuadros la diferencia entre OJ 287 y la estándar 4. Las líneas horizontales muestran el valor de 2σ para cada curva.

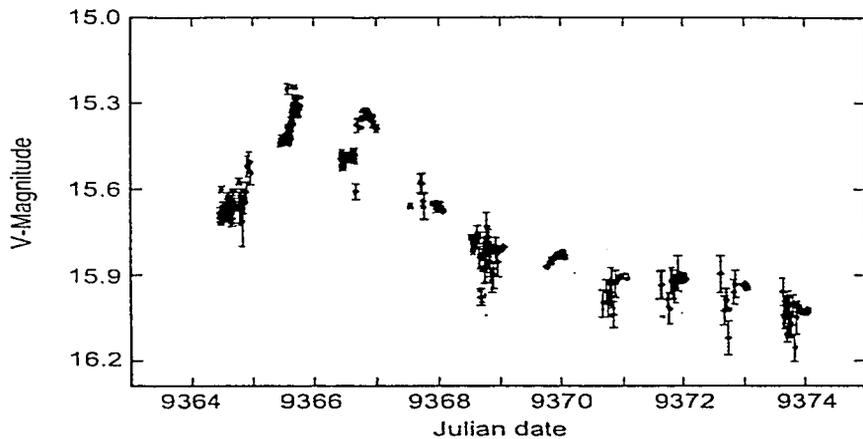


Figura 3.19: Curva de luz de OJ 287 en la banda V. Los datos muestran un aumento en el brillo del blazar en 0.3 magnitudes. Las observaciones son del 12 al 21 de enero de 1994.

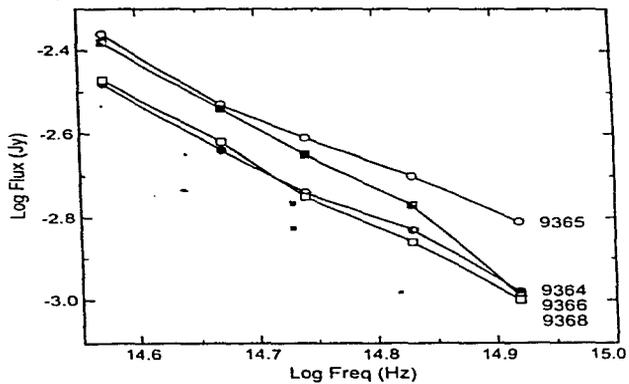


Figura 3.20: Curvas que muestran el cambio del índice espectral de OJ 287. Los datos son del NOT y del JKT.

variaciones de color de la figura 3.20 sugieren que la estructura de doble pico es producida por el inicio de otra ráfaga superpuesta a la primera (ver Dultzin-Hacyan et al. 1997).

Mencionamos en el capítulo dos que existen principalmente dos tipos de modelos para explicar microvariaciones intrínsecas: los basados en el jet relativista y los que utilizan el esquema del disco de acreción (sección 2.3.2). Por ejemplo, uno de los modelos que emplea éste último escenario es el de Chakrabarti & Wiita (1993). Este modelo supone la presencia de perturbaciones en el disco de acreción las cuales son provocadas por un objeto cercano. Dichas perturbaciones dan lugar a la creación de regiones inestables o manchas calientes en el borde interno del disco. Sin embargo, el mecanismo físico de propagación de dichas inestabilidades hacia el jet, las cuales podrían ser las responsables de la microvariabilidad observada, aún no ha sido modelado teóricamente. Por otro lado, en el marco del modelo del jet relativista (e.g. Marscher et al. 1992) las microvariaciones podrían estar relacionadas con inestabilidades (turbulencia) que viajan a través de material chocado en el jet (los nódulos del jet). Dado que en enero de 1994 observamos que existe más microvariabilidad especialmente durante el máximo de una ráfaga, esto pudiera sugerir la presencia de eventos turbulentos relacionados en el jet relativista. La ráfaga, como tal, podría ser producida por la emisión sincrotrónica del jet, la cual como hemos visto es la emisión dominante en los blazares.

3.8 *El Blazar 3C 66A*

3C 66A (PKS 0219+428) fue identificado en el óptico por Wills & Wills (1974) como un objeto estelar azul de magnitud 15.2. Se localiza a 6.5 minutos de arco de la radio galaxia 3C 66B (ver Figura 3.21), en medio de un cúmulo rico de galaxias cuyo corrimiento al rojo es $z = 0.37$ (Butcher et al. 1976). Fue clasificado como un objeto tipo BL Lac, debido a que presenta las siguientes características: emisor de radio continuo; variabilidad en el óptico y radio; alta polarización tanto en el óptico como en el radio (la cual es muy posible que sea variable); espectro óptico carente de líneas de emisión (Burbidge & Hewitt 1987). Posteriormente se encontró que era una fuente de rayos-X (Burbidge & Hewitt 1992) y, que en estas frecuencias, presenta variaciones lentas, algunas de las cuales aparecen simultáneas a las observadas en el óptico (Maccagni et al. 1987). Giommi et al. 1995 reportan el espectro multifrecuencias de esta fuente y

concluyen que es muy similar al de otros blazares. La polarización observada en este objeto es del orden del 15% (Takalo 1991), aunque recientemente se ha visto que este valor se ha incrementado a valores cercanos al 30% (Efimov & Shakhovskoy 1994).

El corrimiento al rojo de 3C 66A no está aún bien determinado. Miller, French & Hawley (1978) realizaron espectrofotometría de la fuente y observaron una línea de emisión sumamente débil en 4044\AA , la cual infieren que corresponde al $MgII\lambda 2800$, con lo que obtienen que $z = 0.444$. A la fecha no se ha detectado ningún tipo de nebulosidad subyacente asociada con este blazar, aunque estudios en radio realizados con el VLA (en 6 y 20 cm) indican que existen pequeñas extensiones hacia el sur de esta fuente (Price et al. 1993). Las primeras publicaciones sobre 3C 66A datan de principios de los años setenta. Todas las demás observaciones previas son muy esporádicas, sin embargo se ha podido medir la magnitud promedio en las bandas $B = 15.5$ y $V = 15.0$ a partir de las observaciones que existen sobre este objeto en la literatura (ver Takalo et al. 1996).

Existen datos de monitoreos realizados a 3C 66A desde los años setenta. Analizando su curva de luz histórica (ver figura 3.22) se puede decir que, en general, 3C 66A no presenta gran variabilidad (Scott et al. 1976), aunque se le han detectado algunas ráfagas (Barbieri et al. 1982; Folsom et al. 1976). Un estudio realizado por De Diego et al. (1997) muestra por primera vez la presencia de microvariabilidad en el cercano infrarrojo (JHK), y además variabilidad del índice espectral.

3C 66A fue observado sistemáticamente a partir del otoño de 1993 y hasta la primavera de 1995 dentro del proyecto OJ-94. Las observaciones se realizaron en diferentes observatorios, con diferentes telescopios, y en las bandas del óptico, cercano infrarrojo y radio (ver tabla 3.1). En principio se eligió a 3C 66A como un objeto de control dentro del proyecto OJ-94, para estimar el funcionamiento del sistema instrumental, ya que es un objeto que puede observarse en el cielo cuando OJ 287 está en conjunción. A continuación reportamos los resultados de la fotometría óptica bidimensional de 3C 66A. Este estudio se realizó con el objetivo de estudiar la variabilidad y microvariabilidad óptica de este objeto.

3.9 Observaciones y Reducción de Datos

Las observaciones de 3C 66A realizadas en el OAN-SPM se llevaron a cabo utilizando la configuración instrumental empleada para el estudio de OJ 287 en las temporadas de

1994 (ver sección 3.5.1). Los tiempos de integración para este objeto fueron entre 10 y 13 minutos, dependiendo de las condiciones atmosféricas. El blazar fue observado en dos temporadas, la primera en enero de 1994 (3 noches, hasta antes de que pudiéramos comenzar a monitorear a OJ 287) y la segunda en marzo de 1994 (sólo una noche). En la tabla 3.17 presentamos las observaciones realizadas en el OAN-SPM de 3C 66A. En la columna (1) está la fecha universal de las observaciones, en la (2) el número de horas de monitoreo por noche, en la (3) el número de imágenes obtenidas y en la (4) el valor del seeing promedio por noche.

Los datos obtenidos en cada temporada se analizaron nuevamente con el programa IRAF/PHOT. Las estrellas estándares (D y la G en las noches de enero, y D, C y F en la de marzo) de la secuencia fotométrica de Craine (1977) están en el mismo cuadro que 3C 66A. Por tanto, podemos realizar fotometría diferencial y relativa de manera similar a como hicimos con OJ 287. Los resultados de las magnitudes instrumentales y el error asociado proporcionados por IRAF/PHOT se encuentran de la tabla 3.18 a la 3.21. En las tablas correspondientes a las noches de enero, tenemos en la columna (1) al día juliano, en la (2) la magnitud instrumental de la estrella D y su error, en la (3) la magnitud instrumental de la estrella G y su error, y en la columna (4) la magnitud instrumental de 3C 66A y su error. Similarmente en la tabla 3.21 tenemos la misma información pero con las estrellas de comparación que se utilizaron en esa noche.

3.9.1 Fotometría Promedio de 3C 66A

Se obtuvieron imágenes de este blazar en cuatro noches diferentes, por tanto se puede investigar si el objeto presentó variabilidad en escalas de tiempo de días a semanas. Con la fotometría relativa se obtienen los valores de las magnitudes instrumentales de la estrellas de comparación, de la estrella de control y del blazar. Utilizando el valor reportado en la literatura para las estrella D ($V = 16.10 \pm 0.04$), la cual es la que tenemos en común en ambas temporadas, calculamos el promedio de las magnitudes en la banda V por noche de 3C 66A relativas a esta estrella (tal y como lo hicimos con OJ 287, ver sección 3.5.2) y, posteriormente, realizamos un promedio por noche. Los resultados de la fotometría promedio de 3C 66A se muestran en la tabla 3.22.

3.9.2 *Resultados e Interpretación*

La figura 3.22 muestra la curva de luz histórica en la banda B de este objeto, la cual contiene datos publicados en la literatura y datos obtenidos durante el proyecto OJ-94. En esta curva no se detectan tendencias sistemáticas de variabilidad, sino más bien las variaciones observadas parecen ser aleatorias en escalas de tiempo que van de meses a años.

Analizando los datos obtenidos en el OAN-SPM se encuentra que la fuente presentó un debilitamiento leve en su brillo durante la temporada de enero de 1994. La tabla 3.22 muestra que el blazar varió de 13.96 a 14.31. El 10 de marzo el blazar se mostró más brillante ($V \sim 13.86$). La fotometría promedio indica que el objeto se abrigó 0.41mag en 52 días (de enero 17 a marzo 10 de 1994).

En la figura 3.23, la cual muestra los datos colectados durante OJ-94 del otoño de 1993 al invierno de 1994, se encuentra que a lo largo de medio año, el objeto presentó un ligero aumento de brillo (~ 0.7 mag). Desafortunadamente el estudio de este objeto dentro del proyecto OJ-94 se vio muy afectado entre los meses de marzo a mayo, debido al mal tiempo. Por lo que no se sabe que clase de variaciones ocurrieron durante esas semanas. A partir de mediados de 1994 y hasta la primavera de 1995 (ver figura 3.24) el objeto mostró gran variabilidad.

3.10 *Fotometría Diferencial de 3C 66A*

Se investigó la existencia de microvariabilidad durante el monitoreo con los datos del OAN-SPM. Realizamos las curvas de fotometría diferencial utilizando los datos reportados de la tabla 3.18 a la 3.21.

3.10.1 *Curvas de Fotometría Diferencial*

Las curvas de fotometría diferencial instrumental de 3C 66A (ver figura 3.25 a la 3.28) muestran un comportamiento bastante estable y, por tanto, que no existen microvariaciones. En la tabla 3.23 se muestran los resultados de la prueba F a los datos obtenidos en ambas temporadas, los cuales confirman la inexistencia de microvariaciones.

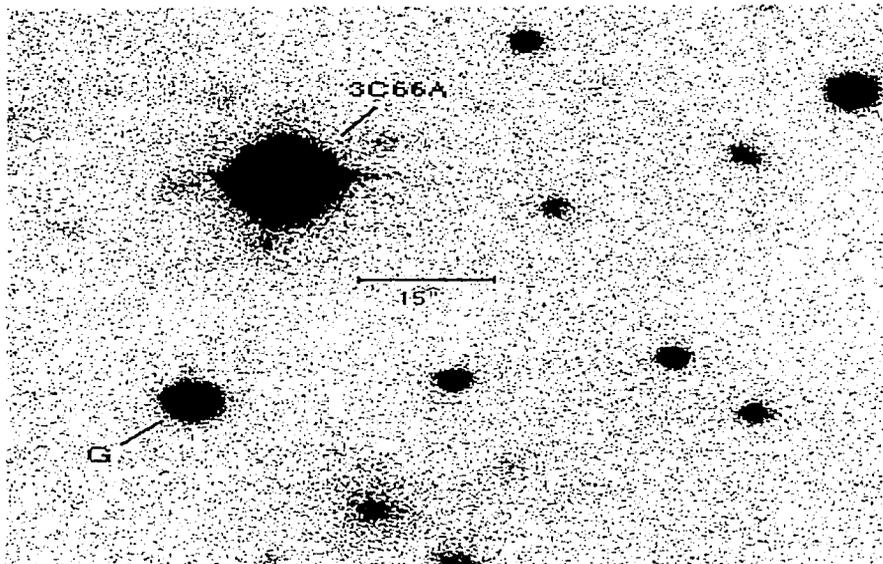


Figura 3.21: Localización en el cielo de 3C 66A. El norte es hacia arriba, y el este hacia la izquierda. El mapa mide $\sim 1.6''$ cuadrados. La estrella G es una estándar cuya magnitud $V = 17.22$ de la secuencia fotométrica de Craine (1977).

NO DEBE
SALIR DE LA BIBLIOTECA

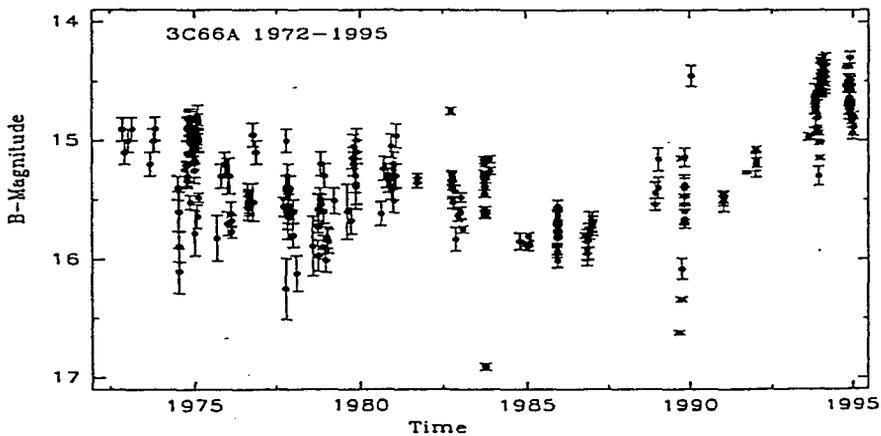


Figura 3.22: Curva de luz histórica de 3C 66A en la banda B.

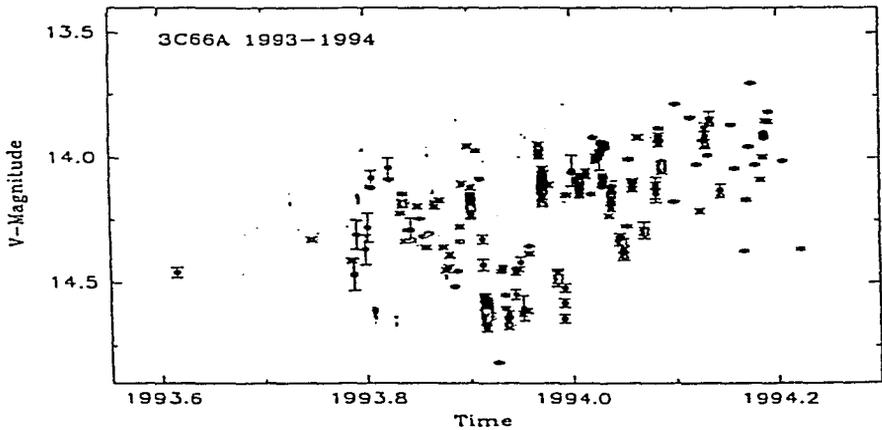


Figura 3.23: Curva de luz de 3C 66A en la banda V obtenida con los datos de OJ-94 de mediados de 1993 hasta principios de 1994. En esta curva están incluidos los datos de OAN-SPM.

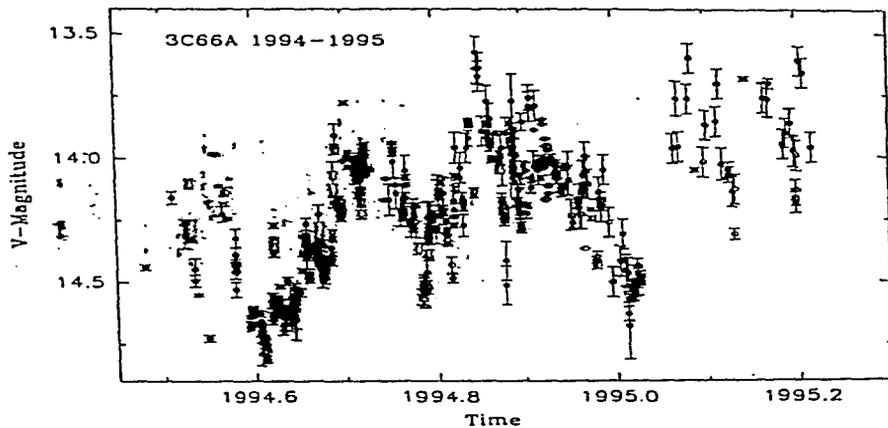


Figura 3.24: Curva de luz de 3C 66A en la banda V obtenida con los datos de OJ-94. Los datos muestran la variabilidad del objeto desde mediados de 1994 hasta principios de 1995.

3.10.2 *Resultados e Interpretación*

La microvariabilidad óptica en 3C 66A ha sido observada en muy pocas ocasiones. Bassani, Dean & Sembay (1983) reportan por primera vez variaciones de 3C 66A con una escala de 126 segundos. Existen trabajos que muestran microvariaciones ópticas con escalas de tiempo de algunas horas (ver Xie et al. 1990; Xie et al. 1991), las cuales no son consideradas por los autores como reales debido a que están por debajo de 5σ . Existen dos trabajos más sobre microvariaciones de esta fuente. Carini & Miller (1991) reportan variaciones rápidas (0.09 ± 0.02 mag/hr) y, posteriormente, Miller & Noble (1995) afirman haber observado nuevamente microvariaciones ópticas de 3C 66A en 4 de 6 noches de monitoreo, así como variaciones con escalas temporales del orden de días. Sin embargo, estos últimos trabajos presenta la curva de luz del objeto. El no detectar microvariaciones en el OAN-SPM puede deberse, en parte, al limitado muestreo temporal en las dos temporadas. Durante el proyecto OJ-94 se detectó el fenómeno de microvariabilidad en una sola noche: declinó el brillo 0.2mag en un lapso de 6 horas, ver Takalo et al. 1996. Es necesario continuar monitoreando a este objeto con el fin de detectar microvariabilidad óptica.

3C 66A mostró gran actividad a partir del momento en que se le comenzó a observar con más regularidad en el proyecto OJ-94, sobre todo de mediados de 1994 a principios de 1995. En la figura 3.24 se observan claramente la presencia de varios abrillantamientos y de dos mínimos de brillo. Un análisis riguroso de esta curva (ver Takalo 1996) muestra que 3C 66A tiene un tiempo de variación característico del orden de 145 días.

Hasta ahora no se sabe que es lo que está causando dichas variaciones, ni tampoco si se trata de una o varias componentes las que están produciendo las variaciones observadas. En un futuro sería deseable el poder discernir entre la variabilidad originada por el disco de acreción y aquella que se relaciona con los choques en el jet. Un proyecto viable podría ser la detección de la galaxia subyacente a este blazar.

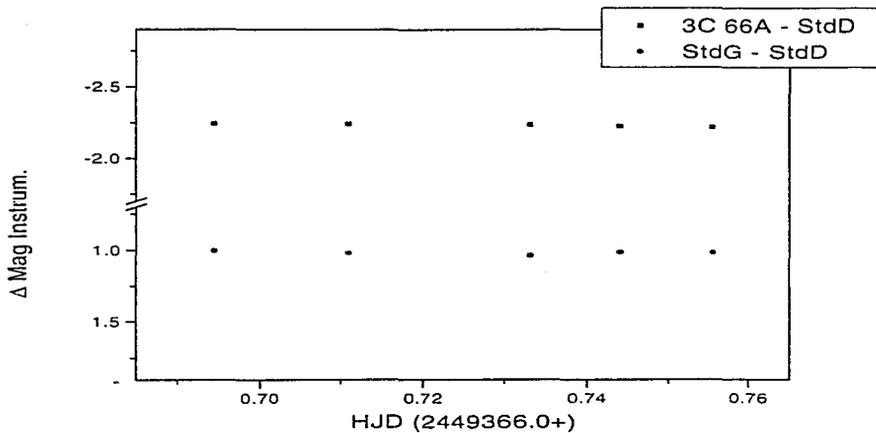


Figura 3.25: Curva de luz del 14 de enero de 1994. Los círculos representan la diferencia entre las estándares D y G; los cuadros la diferencia entre 3C 66A y la estándar G. En la escala representada la banda de error es inapreciable.

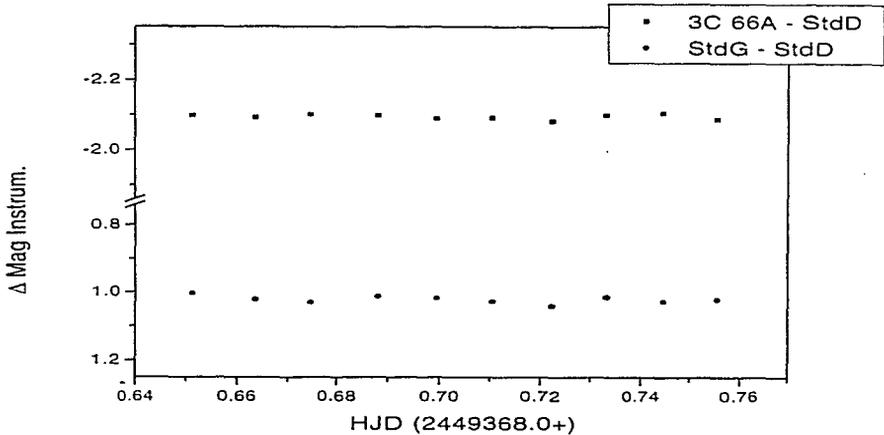


Figura 3.26: Curva de luz del 16 de enero de 1994. Los círculos representan la diferencia entre las estándares D y G; los cuadros la diferencia entre 3C 66A y la estándar G. En la escala representada la banda de error es inapreciable.

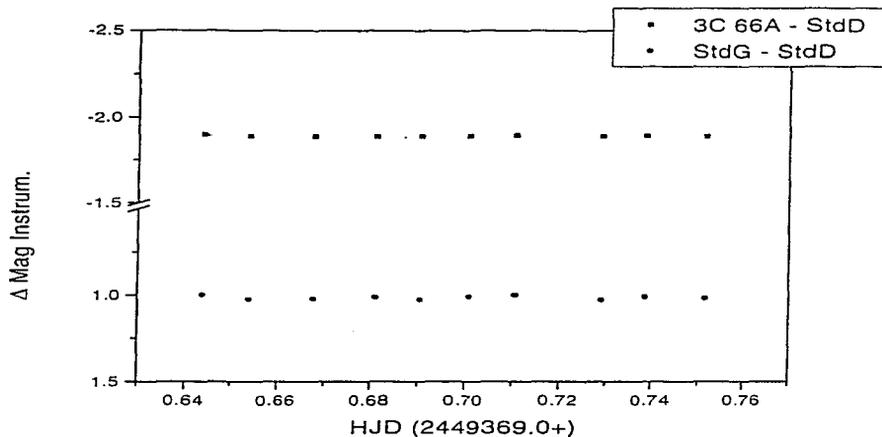


Figura 3.27: Curva de luz del 17 de enero de 1994. Los círculos representan la diferencia entre las estándares G y D; los cuadros la diferencia entre 3C 66A y la estándar D. En la escala representada la banda de error es inapreciable.

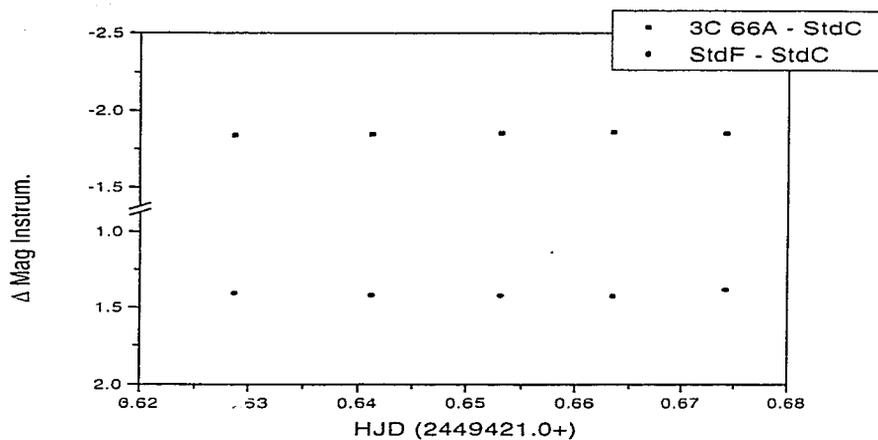


Figura 3.28: Curva de luz del 10 de marzo de 1994. Los círculos representan la diferencia entre las estándares D y D; los cuadros la diferencia entre 3C 66A y la estándar D. En la escala representada la banda de error es inapreciable..

Tabla 3.1: Observatorios e Instrumentación durante el Proyecto OJ-94

Observatorio	Telescopio	Diámetro	Instrum.	Filtros
La Palma	Jacobus Kapteyn	1m	CCD	UBVRI
La Palma	Nordic Optical Telescope	2.5m	CCD	VRI
	Fotopol.			UBVRI
	RoboScope	60cm	CCD	V
	Boltwood	17cm	CCD	VRI
	Heidelberg	70cm	CCD	R
Lowell Obs.		106cm	CCD	BVRI
Capilla Peak Obs.		61cm	CCD	BVRI
OAN-SPM		2.1m	CCD	V
Crimean Obs.		1.25m	Fotopol.	UBVRI
Tuorla Obs.		1.03m	CCD	V
IAC-80 Tel.		82cm	CCD	BVRI
Calar Alto Obs.		1,2,2,2m	CCD	UBVRI
Perugia Obs.		40cm	CCD	BVRI
Torino Obs.		1.05m	CCD	BR
Carlos Sanchez Tel.		1.5m	Fotom.	JHK
Michigan Radio Tel.		26m	IPC	14GHz
Metsähovi Radio Tel.		13.8m	IPC	22.37 GHz

Tabla 3.2: Temporadas de Observación en el OAN-SPM

Año	Fecha	Formato	Noches	Noches	Total de
	Universal	del CCD	Asignadas	Efectivas	de Imágenes
1992	9-11 enero	384 × 576	3	1	26
1993	16-20 marzo	1024 × 1024	5	0	0
1994	14-21 enero	1024 × 1024	10	8	180
1994	9-10 marzo	1024 × 1024	3	2	35

Nota:

La escala de placa para la temporada de 1992 es $0.95''/\text{pixel}$, debido a que usamos un binning de 3×3 , y el tamaño del pixel es $23\mu\text{m}$. En las siguientes temporadas, la escala de placa del sistema es $0.26''/\text{pixel}$, y el tamaño del pixel es $19\mu\text{m}$.

Tabla 3.3: Observaciones de OJ 287 en OAN-SPM

Fecha UT	Número de Horas	Número Imágenes	Seeing Promedio (en '')
Enero 22	7.2	23	3.5
Enero 14	5.5	22	1.7
Enero 15	4.0	20	1.6
Enero 16	7.0	24	1.4
Enero 17	7.0	29	1.4
Enero 18	3.5	17	1.4
Enero 19	5.5	24	1.6
Enero 20	1.5	10	1.5
Enero 21	5.0	22	1.6
Marzo 09	5.5	17	1.5
Marzo 10	7.5	18	1.5

Nota:

El de seeing obtenido en enero 22 de 1992 se debe a que utilizamos un binning de 3×3 , y esto como sabemos, tiende a degradar la resolución de las imágenes. Las imágenes obtenidas de enero 14 a marzo 10 corresponden a la temporada de 1994.

Tabla 3.4: OJ 287 Enero 11 1992

JD (2448633.0+)	$E_4 \pm \sigma_4$	$E_{11} \pm \sigma_{11}$	$E_{10} \pm \sigma_{10}$	OJ 287 $\pm \sigma_{OJ}$
0.74980058	19.593 \pm 0.002	20.330 \pm 0.004	19.995 \pm 0.003	20.868 \pm 0.006
0.75905876	19.515 \pm 0.002	20.259 \pm 0.003	19.997 \pm 0.003	20.806 \pm 0.005
0.76426726	19.553 \pm 0.002	20.366 \pm 0.003	20.007 \pm 0.003	20.933 \pm 0.006
0.77260087	19.524 \pm 0.002	20.367 \pm 0.003	19.977 \pm 0.003	20.910 \pm 0.005
0.77641859	19.508 \pm 0.002	20.349 \pm 0.004	19.983 \pm 0.002	20.867 \pm 0.005
0.78139791	19.792 \pm 0.002	20.548 \pm 0.004	20.262 \pm 0.003	21.093 \pm 0.006
0.78614345	19.777 \pm 0.002	20.653 \pm 0.004	20.441 \pm 0.004	21.147 \pm 0.007
0.79407238	19.430 \pm 0.002	20.285 \pm 0.003	19.909 \pm 0.002	20.842 \pm 0.005
0.79784638	19.421 \pm 0.001	20.239 \pm 0.003	19.872 \pm 0.002	20.790 \pm 0.005
0.80205937	19.450 \pm 0.002	20.265 \pm 0.003	19.906 \pm 0.002	20.865 \pm 0.005
0.80610708	19.539 \pm 0.002	20.259 \pm 0.003	19.956 \pm 0.002	20.906 \pm 0.005
0.81016136	19.492 \pm 0.002	20.198 \pm 0.003	19.936 \pm 0.002	20.757 \pm 0.005
0.81403651	19.428 \pm 0.002	20.245 \pm 0.003	19.876 \pm 0.002	20.836 \pm 0.005
0.81820331	19.427 \pm 0.001	20.263 \pm 0.003	19.871 \pm 0.002	20.762 \pm 0.005
0.82757862	19.512 \pm 0.002	20.209 \pm 0.003	19.948 \pm 0.002	20.752 \pm 0.004
0.83186117	19.561 \pm 0.002	20.211 \pm 0.003	19.948 \pm 0.002	20.759 \pm 0.004
0.83695392	19.513 \pm 0.002	20.432 \pm 0.003	19.961 \pm 0.002	20.940 \pm 0.005
0.84100729	19.572 \pm 0.002	20.275 \pm 0.003	19.886 \pm 0.002	20.895 \pm 0.005
0.84511621	19.558 \pm 0.002	20.231 \pm 0.003	19.994 \pm 0.002	20.966 \pm 0.005
0.84922518	19.460 \pm 0.001	20.342 \pm 0.003	19.911 \pm 0.002	20.831 \pm 0.004
0.85333410	19.518 \pm 0.002	20.251 \pm 0.003	20.012 \pm 0.002	20.798 \pm 0.004
0.86172560	19.712 \pm 0.002	20.379 \pm 0.003	19.959 \pm 0.002	20.875 \pm 0.005
0.87095044	19.780 \pm 0.002	20.431 \pm 0.003	20.228 \pm 0.003	21.068 \pm 0.005

Tabla 3.5: OJ 287 Enero 14 1994

JD (2449366.0+)	$E_4 \pm \sigma_4$	$E_{11} \pm \sigma_{11}$	$E_{10} \pm \sigma_{10}$	OJ 287 $\pm \sigma_{OJ}$
0.79876835	18.533 \pm 0.001	19.306 \pm 0.002	18.964 \pm 0.002	19.759 \pm 0.003
0.81103723	18.711 \pm 0.001	19.483 \pm 0.002	19.143 \pm 0.002	19.929 \pm 0.003
0.81713695	18.780 \pm 0.001	19.560 \pm 0.002	19.215 \pm 0.002	19.986 \pm 0.003
0.82339870	18.701 \pm 0.001	19.476 \pm 0.002	19.135 \pm 0.002	19.900 \pm 0.003
0.82953313	18.787 \pm 0.001	19.560 \pm 0.002	19.220 \pm 0.002	19.987 \pm 0.003
0.83565599	18.826 \pm 0.001	19.604 \pm 0.002	19.263 \pm 0.002	20.025 \pm 0.003
0.84842225	18.962 \pm 0.001	19.739 \pm 0.002	19.399 \pm 0.002	20.162 \pm 0.003
0.86142065	18.590 \pm 0.001	19.366 \pm 0.002	19.027 \pm 0.002	19.796 \pm 0.002
0.86806433	18.595 \pm 0.001	19.372 \pm 0.002	19.031 \pm 0.002	19.802 \pm 0.003
0.88399072	18.845 \pm 0.001	19.624 \pm 0.002	19.280 \pm 0.002	20.074 \pm 0.003
0.89650265	18.881 \pm 0.001	19.659 \pm 0.002	19.314 \pm 0.002	20.112 \pm 0.003
0.90875994	18.683 \pm 0.001	19.462 \pm 0.002	19.119 \pm 0.002	19.911 \pm 0.003
0.91494068	18.933 \pm 0.002	19.715 \pm 0.003	19.370 \pm 0.002	20.165 \pm 0.004
0.92131821	19.232 \pm 0.002	20.007 \pm 0.003	19.665 \pm 0.003	20.448 \pm 0.004
0.92884156	19.721 \pm 0.003	20.497 \pm 0.005	20.152 \pm 0.004	20.946 \pm 0.007
0.93482553	19.201 \pm 0.002	19.981 \pm 0.003	19.637 \pm 0.002	20.425 \pm 0.004
0.95413139	19.910 \pm 0.003	20.691 \pm 0.005	20.345 \pm 0.004	21.153 \pm 0.008
0.96996518	18.628 \pm 0.001	19.405 \pm 0.002	19.063 \pm 0.002	19.886 \pm 0.003
0.97709549	18.601 \pm 0.001	19.379 \pm 0.002	19.037 \pm 0.002	19.856 \pm 0.003
0.98358849	18.876 \pm 0.002	19.655 \pm 0.002	19.307 \pm 0.002	20.133 \pm 0.003
0.98998914	19.401 \pm 0.002	20.177 \pm 0.004	19.836 \pm 0.003	20.658 \pm 0.005
1.00324206	20.079 \pm 0.003	20.864 \pm 0.006	20.517 \pm 0.005	21.349 \pm 0.009

Tabla 3.6: OJ 287 Enero 15 1994

JD (2449367.0+)	$E_4 \pm \sigma_4$	$E_{11} \pm \sigma_{11}$	$E_{10} \pm \sigma_{10}$	OJ 287 $\pm \sigma_{OJ}$
0.91516371	19.239 \pm 0.002	20.021 \pm 0.003	19.667 \pm 0.002	20.755 \pm 0.005
0.92117079	18.347 \pm 0.001	19.122 \pm 0.002	18.767 \pm 0.001	19.859 \pm 0.003
0.92717767	18.353 \pm 0.001	19.129 \pm 0.002	18.777 \pm 0.001	19.872 \pm 0.003
0.93317335	18.306 \pm 0.001	19.082 \pm 0.002	18.729 \pm 0.001	19.822 \pm 0.003
0.93938889	18.296 \pm 0.001	19.076 \pm 0.002	18.721 \pm 0.001	19.813 \pm 0.003
0.94550028	18.303 \pm 0.001	19.082 \pm 0.002	18.729 \pm 0.001	19.822 \pm 0.003
0.95149596	18.355 \pm 0.001	19.135 \pm 0.002	18.779 \pm 0.001	19.875 \pm 0.003
0.95765317	19.037 \pm 0.002	19.813 \pm 0.003	19.458 \pm 0.002	20.555 \pm 0.004
0.96370670	19.341 \pm 0.002	20.109 \pm 0.003	19.759 \pm 0.003	20.848 \pm 0.006
0.96972562	20.213 \pm 0.003	20.992 \pm 0.006	20.626 \pm 0.005	21.735 \pm 0.011
1.00881207	19.109 \pm 0.002	19.884 \pm 0.003	19.529 \pm 0.002	20.620 \pm 0.005
1.01486548	19.560 \pm 0.002	20.331 \pm 0.004	19.981 \pm 0.003	21.072 \pm 0.007
1.02128948	18.628 \pm 0.001	19.406 \pm 0.002	19.055 \pm 0.002	20.158 \pm 0.003
1.03295649	18.358 \pm 0.001	19.141 \pm 0.002	18.784 \pm 0.001	19.893 \pm 0.003
1.03905572	18.553 \pm 0.001	19.332 \pm 0.002	18.980 \pm 0.002	20.091 \pm 0.003
1.04502847	18.412 \pm 0.001	19.191 \pm 0.002	18.837 \pm 0.001	19.949 \pm 0.003
1.05100074	18.386 \pm 0.001	19.171 \pm 0.002	18.814 \pm 0.001	19.932 \pm 0.003
1.05698457	18.399 \pm 0.001	19.182 \pm 0.002	18.825 \pm 0.001	19.942 \pm 0.003
1.06304978	18.411 \pm 0.001	19.190 \pm 0.002	18.839 \pm 0.002	19.952 \pm 0.003
1.06921867	18.426 \pm 0.001	19.210 \pm 0.002	18.855 \pm 0.002	19.975 \pm 0.003

Tabla 3.7: OJ 287 Enero 16 1994

JD (2449368.0+)	$E_4 \pm \sigma_4$	$E_{11} \pm \sigma_{11}$	$E_{10} \pm \sigma_{10}$	OJ 287 $\pm \sigma_{OJ}$
0.77487416	19.728 \pm 0.002	20.510 \pm 0.004	20.177 \pm 0.003	21.402 \pm 0.008
0.78239751	19.009 \pm 0.001	19.792 \pm 0.002	19.457 \pm 0.002	20.712 \pm 0.005
0.79118245	19.544 \pm 0.002	20.329 \pm 0.004	19.985 \pm 0.003	21.236 \pm 0.007
0.79857848	20.454 \pm 0.004	21.232 \pm 0.007	20.910 \pm 0.005	22.118 \pm 0.014
0.81923874	19.744 \pm 0.002	20.532 \pm 0.003	20.191 \pm 0.003	21.422 \pm 0.006
0.83053532	19.718 \pm 0.002	20.497 \pm 0.003	20.162 \pm 0.002	21.398 \pm 0.006
0.84179719	19.646 \pm 0.002	20.434 \pm 0.003	20.093 \pm 0.002	21.341 \pm 0.006
0.85304748	19.028 \pm 0.001	19.814 \pm 0.002	19.474 \pm 0.002	20.735 \pm 0.004
0.86432092	18.623 \pm 0.002	19.411 \pm 0.002	19.069 \pm 0.001	20.327 \pm 0.003
0.88083755	18.278 \pm 0.002	19.055 \pm 0.001	18.733 \pm 0.001	19.994 \pm 0.002
0.89518976	18.278 \pm 0.002	19.059 \pm 0.001	18.735 \pm 0.001	19.993 \pm 0.002
0.90608124	18.280 \pm 0.002	19.061 \pm 0.001	18.735 \pm 0.001	19.991 \pm 0.002
0.91747042	18.282 \pm 0.002	19.059 \pm 0.001	18.737 \pm 0.001	19.980 \pm 0.002
0.92833738	18.282 \pm 0.002	19.065 \pm 0.001	18.741 \pm 0.001	19.987 \pm 0.002
0.95104757	18.291 \pm 0.002	19.073 \pm 0.001	18.751 \pm 0.001	19.997 \pm 0.002
0.96229783	18.297 \pm 0.002	19.081 \pm 0.001	18.756 \pm 0.001	20.013 \pm 0.002
0.98580551	18.323 \pm 0.002	19.105 \pm 0.001	18.780 \pm 0.001	20.039 \pm 0.002
0.99675496	18.316 \pm 0.002	19.098 \pm 0.001	18.773 \pm 0.001	20.021 \pm 0.002
1.00768105	18.338 \pm 0.002	19.121 \pm 0.001	18.793 \pm 0.001	20.041 \pm 0.002
1.01860713	18.393 \pm 0.002	19.172 \pm 0.001	18.850 \pm 0.001	20.097 \pm 0.002
1.02946412	18.558 \pm 0.002	19.336 \pm 0.001	19.014 \pm 0.001	20.265 \pm 0.003
1.04576072	18.379 \pm 0.002	19.158 \pm 0.001	18.834 \pm 0.001	20.076 \pm 0.002
1.05704563	18.401 \pm 0.002	19.185 \pm 0.001	18.857 \pm 0.001	20.102 \pm 0.002
1.07022892	18.435 \pm 0.002	19.217 \pm 0.001	18.893 \pm 0.001	20.135 \pm 0.003

Tabla 3.8: OJ 287 Enero 17 1994

JD (2449369.0+)	$E_4 \pm \sigma_4$	$E_{11} \pm \sigma_{11}$	$E_{10} \pm \sigma_{10}$	OJ 287 $\pm \sigma_{OJ}$
0.78045493	18.309 \pm 0.001	19.079 \pm 0.002	18.738 \pm 0.001	20.050 \pm 0.003
0.78856857	18.306 \pm 0.001	19.074 \pm 0.002	18.734 \pm 0.001	20.048 \pm 0.003
0.82606945	18.294 \pm 0.001	19.061 \pm 0.002	18.722 \pm 0.001	20.025 \pm 0.003
0.83444929	18.292 \pm 0.001	19.062 \pm 0.002	18.720 \pm 0.001	20.021 \pm 0.003
0.84215783	18.292 \pm 0.001	19.062 \pm 0.001	18.717 \pm 0.001	20.019 \pm 0.003
0.84962325	18.293 \pm 0.001	19.061 \pm 0.001	18.719 \pm 0.001	20.012 \pm 0.003
0.85704242	18.292 \pm 0.001	19.059 \pm 0.001	18.718 \pm 0.001	20.014 \pm 0.003
0.86458890	18.296 \pm 0.001	19.068 \pm 0.001	18.722 \pm 0.001	20.011 \pm 0.003
0.87206593	18.296 \pm 0.001	19.066 \pm 0.001	18.721 \pm 0.001	20.008 \pm 0.003
0.87992491	18.297 \pm 0.001	19.063 \pm 0.001	18.723 \pm 0.001	20.005 \pm 0.003
0.88825843	18.295 \pm 0.001	19.065 \pm 0.001	18.722 \pm 0.001	20.007 \pm 0.003
0.89566603	18.295 \pm 0.001	19.066 \pm 0.001	18.723 \pm 0.001	20.003 \pm 0.003
0.90476347	18.298 \pm 0.001	19.069 \pm 0.001	18.727 \pm 0.001	20.008 \pm 0.003
0.92123378	18.300 \pm 0.001	19.072 \pm 0.001	18.726 \pm 0.001	20.007 \pm 0.003
0.93001860	18.301 \pm 0.001	19.074 \pm 0.001	18.728 \pm 0.001	20.006 \pm 0.003
0.93795880	18.304 \pm 0.001	19.076 \pm 0.001	18.732 \pm 0.001	20.010 \pm 0.003
0.94572519	18.312 \pm 0.001	19.085 \pm 0.001	18.741 \pm 0.001	20.021 \pm 0.003
0.95322538	18.336 \pm 0.001	19.109 \pm 0.002	18.764 \pm 0.001	20.042 \pm 0.003
0.96074846	18.311 \pm 0.001	19.087 \pm 0.002	18.739 \pm 0.001	20.006 \pm 0.003
0.96815618	18.315 \pm 0.001	19.087 \pm 0.002	18.741 \pm 0.001	20.014 \pm 0.003
0.97564465	18.318 \pm 0.001	19.092 \pm 0.002	18.746 \pm 0.001	20.015 \pm 0.003
0.98311023	18.322 \pm 0.001	19.096 \pm 0.002	18.749 \pm 0.001	20.013 \pm 0.003
0.99051795	18.330 \pm 0.001	19.106 \pm 0.002	18.760 \pm 0.001	20.029 \pm 0.003
0.99878189	18.336 \pm 0.001	19.108 \pm 0.002	18.764 \pm 0.001	20.028 \pm 0.003
1.01984742	18.355 \pm 0.001	19.130 \pm 0.002	18.783 \pm 0.001	20.060 \pm 0.003
1.03151440	18.369 \pm 0.001	19.145 \pm 0.002	18.789 \pm 0.001	20.074 \pm 0.003
1.03956831	18.381 \pm 0.001	19.158 \pm 0.002	18.814 \pm 0.001	20.073 \pm 0.003
1.04734811	18.396 \pm 0.001	19.167 \pm 0.002	18.824 \pm 0.001	20.098 \pm 0.003
1.05474410	18.410 \pm 0.001	19.183 \pm 0.002	18.843 \pm 0.001	20.122 \pm 0.003
1.06214010	18.427 \pm 0.001	19.202 \pm 0.002	18.859 \pm 0.001	20.141 \pm 0.003

Tabla 3.9: OJ 287 Enero 18 1994

JD (2449370.0+)	$E_4 \pm \sigma_4$	$E_{11} \pm \sigma_{11}$	$E_{10} \pm \sigma_{10}$	OJ 287 $\pm \sigma_{OJ}$
0.93935753	18.296 \pm 0.001	19.073 \pm 0.002	18.722 \pm 0.001	20.076 \pm 0.003
0.94824812	18.302 \pm 0.001	19.074 \pm 0.002	18.726 \pm 0.001	20.070 \pm 0.003
0.95619955	18.303 \pm 0.001	19.080 \pm 0.002	18.731 \pm 0.001	20.079 \pm 0.003
0.96364187	18.309 \pm 0.001	19.085 \pm 0.002	18.731 \pm 0.001	20.079 \pm 0.003
0.97108403	18.312 \pm 0.001	19.089 \pm 0.002	18.738 \pm 0.001	20.082 \pm 0.003
0.97852631	18.317 \pm 0.001	19.092 \pm 0.002	18.742 \pm 0.001	20.086 \pm 0.003
0.98609607	18.322 \pm 0.001	19.100 \pm 0.002	18.750 \pm 0.001	20.095 \pm 0.003
0.99350374	18.328 \pm 0.001	19.105 \pm 0.002	18.756 \pm 0.001	20.102 \pm 0.003
1.00118885	18.333 \pm 0.001	19.111 \pm 0.002	18.761 \pm 0.001	20.105 \pm 0.003
1.00867735	18.338 \pm 0.001	19.117 \pm 0.002	18.764 \pm 0.001	20.111 \pm 0.003
1.01621257	18.346 \pm 0.001	19.123 \pm 0.002	18.775 \pm 0.001	20.118 \pm 0.003
1.02362024	18.355 \pm 0.001	19.135 \pm 0.002	18.782 \pm 0.001	20.124 \pm 0.003
1.03105076	18.364 \pm 0.001	19.141 \pm 0.002	18.793 \pm 0.001	20.137 \pm 0.003
1.03850472	18.377 \pm 0.001	19.154 \pm 0.002	18.805 \pm 0.001	20.151 \pm 0.003
1.04769448	18.392 \pm 0.001	19.172 \pm 0.002	18.824 \pm 0.001	20.175 \pm 0.003
1.05543797	18.412 \pm 0.001	19.191 \pm 0.002	18.841 \pm 0.001	20.189 \pm 0.003
1.06289194	18.431 \pm 0.001	19.207 \pm 0.002	18.859 \pm 0.001	20.213 \pm 0.003
1.07034534	18.454 \pm 0.001	19.228 \pm 0.002	18.881 \pm 0.001	20.216 \pm 0.004

Tabla 3.10: OJ 287 Enero 19 1994

JD (2449371.0+)	$E_4 \pm \sigma_4$	$E_{11} \pm \sigma_{11}$	$E_{10} \pm \sigma_{10}$	OJ 287 $\pm \sigma_{OJ}$
0.84069748	18.286 \pm 0.001	19.073 \pm 0.001	18.725 \pm 0.001	20.090 \pm 0.003
0.84956341	18.289 \pm 0.001	19.073 \pm 0.001	18.725 \pm 0.001	20.092 \pm 0.003
0.85697095	18.287 \pm 0.001	19.069 \pm 0.001	18.723 \pm 0.001	20.086 \pm 0.003
0.86439009	18.287 \pm 0.001	19.071 \pm 0.001	18.723 \pm 0.001	20.089 \pm 0.003
0.87185565	18.288 \pm 0.001	19.071 \pm 0.001	18.725 \pm 0.001	20.093 \pm 0.003
0.87930940	18.291 \pm 0.001	19.073 \pm 0.001	18.727 \pm 0.001	20.087 \pm 0.003
0.88677484	18.291 \pm 0.001	19.074 \pm 0.001	18.727 \pm 0.001	20.085 \pm 0.003
0.89432126	18.293 \pm 0.001	19.075 \pm 0.001	18.279 \pm 0.001	20.087 \pm 0.003
0.91223830	18.296 \pm 0.001	19.078 \pm 0.001	18.731 \pm 0.001	20.083 \pm 0.003
0.91987735	18.297 \pm 0.001	19.079 \pm 0.001	18.732 \pm 0.001	20.081 \pm 0.003
0.92728512	18.300 \pm 0.001	19.083 \pm 0.001	18.736 \pm 0.001	20.084 \pm 0.003
0.93475020	18.303 \pm 0.001	19.081 \pm 0.002	18.738 \pm 0.001	20.088 \pm 0.003
0.94972760	18.305 \pm 0.001	19.088 \pm 0.002	18.741 \pm 0.001	20.092 \pm 0.003
0.95745900	18.306 \pm 0.001	19.090 \pm 0.002	18.744 \pm 0.001	20.098 \pm 0.003
0.96487838	18.309 \pm 0.001	19.092 \pm 0.002	18.747 \pm 0.001	20.102 \pm 0.003
0.97392936	18.315 \pm 0.001	19.099 \pm 0.002	18.750 \pm 0.001	20.110 \pm 0.003
0.98140612	18.319 \pm 0.001	19.101 \pm 0.002	18.755 \pm 0.001	20.120 \pm 0.003
1.01506435	18.353 \pm 0.001	19.140 \pm 0.002	18.795 \pm 0.001	20.150 \pm 0.003
1.02246033	18.360 \pm 0.001	19.149 \pm 0.002	18.805 \pm 0.001	20.145 \pm 0.003
1.02991428	18.370 \pm 0.001	19.157 \pm 0.002	18.815 \pm 0.001	20.167 \pm 0.003
1.04128028	18.390 \pm 0.001	19.177 \pm 0.002	18.835 \pm 0.001	20.193 \pm 0.003
1.04890748	18.407 \pm 0.001	19.198 \pm 0.002	18.854 \pm 0.001	20.212 \pm 0.003
1.05630349	18.425 \pm 0.001	19.218 \pm 0.002	18.870 \pm 0.001	20.224 \pm 0.003
1.06388488	18.445 \pm 0.001	19.236 \pm 0.002	18.893 \pm 0.001	20.250 \pm 0.003

Tabla 3.11: OJ 287 Enero 20 1994

JD (2449372.0+)	$E_4 \pm \sigma_4$	$E_{11} \pm \sigma_{11}$	$E_{10} \pm \sigma_{10}$	OJ 287 $\pm \sigma_{OJ}$
0.99398368	18.342 ± 0.001	19.116 ± 0.002	18.775 ± 0.001	20.150 ± 0.003
1.00355597	18.350 ± 0.001	19.122 ± 0.002	18.786 ± 0.001	20.161 ± 0.003
1.01126446	18.360 ± 0.001	19.132 ± 0.002	18.792 ± 0.001	20.173 ± 0.003
1.02001462	18.370 ± 0.001	19.145 ± 0.002	18.804 ± 0.001	20.175 ± 0.003
1.03088266	18.388 ± 0.001	19.167 ± 0.002	18.821 ± 0.001	20.202 ± 0.003
1.03869530	18.403 ± 0.001	19.178 ± 0.002	18.836 ± 0.001	20.225 ± 0.003
1.04613755	18.417 ± 0.001	19.194 ± 0.002	18.851 ± 0.001	20.236 ± 0.003
1.05355692	18.438 ± 0.001	19.216 ± 0.002	18.874 ± 0.001	20.262 ± 0.003
1.06095288	18.463 ± 0.001	19.240 ± 0.002	18.899 ± 0.001	20.284 ± 0.003
1.06840626	18.594 ± 0.001	19.370 ± 0.002	19.033 ± 0.002	20.416 ± 0.004

Tabla 3.12: OJ 287 Enero 21 1994

JD (2449373.0+)	$E_4 \pm \sigma_4$	$E_{11} \pm \sigma_{11}$	$E_{10} \pm \sigma_{10}$	OJ 287 $\pm \sigma_{OJ}$
0.86948543	18.281 \pm 0.001	19.058 \pm 0.002	18.739 \pm 0.001	20.190 \pm 0.004
0.87718231	18.281 \pm 0.001	19.061 \pm 0.002	18.740 \pm 0.001	20.196 \pm 0.003
0.88493708	18.281 \pm 0.001	19.060 \pm 0.002	18.741 \pm 0.001	20.186 \pm 0.003
0.89303904	18.283 \pm 0.001	19.061 \pm 0.002	18.742 \pm 0.001	20.197 \pm 0.003
0.90106001	18.282 \pm 0.001	19.060 \pm 0.001	18.742 \pm 0.001	20.194 \pm 0.003
0.90774995	18.283 \pm 0.001	19.061 \pm 0.001	18.742 \pm 0.001	20.196 \pm 0.003
0.91601400	18.284 \pm 0.001	19.062 \pm 0.001	18.741 \pm 0.001	20.211 \pm 0.003
0.92342151	18.285 \pm 0.001	19.063 \pm 0.001	18.746 \pm 0.001	20.215 \pm 0.003
0.93117652	18.288 \pm 0.001	19.065 \pm 0.001	18.745 \pm 0.001	20.217 \pm 0.003
0.94923215	18.294 \pm 0.001	19.075 \pm 0.002	18.755 \pm 0.001	20.218 \pm 0.003
0.95692902	18.299 \pm 0.001	19.077 \pm 0.002	18.757 \pm 0.001	20.221 \pm 0.003
0.96346872	18.303 \pm 0.001	19.081 \pm 0.002	18.761 \pm 0.001	20.232 \pm 0.003
0.97168635	18.308 \pm 0.001	19.085 \pm 0.002	18.764 \pm 0.001	20.232 \pm 0.003
0.98638577	18.320 \pm 0.001	19.098 \pm 0.002	18.776 \pm 0.001	20.250 \pm 0.003
0.99633916	18.329 \pm 0.001	19.103 \pm 0.002	18.785 \pm 0.001	20.254 \pm 0.003
1.00305270	18.357 \pm 0.001	19.132 \pm 0.002	18.811 \pm 0.001	20.279 \pm 0.003
1.02365468	18.360 \pm 0.001	19.144 \pm 0.002	18.817 \pm 0.001	20.282 \pm 0.003
1.03172194	18.373 \pm 0.001	19.153 \pm 0.002	18.828 \pm 0.001	20.306 \pm 0.003
1.03899081	18.383 \pm 0.001	19.169 \pm 0.002	18.843 \pm 0.001	20.313 \pm 0.003
1.04587717	18.406 \pm 0.001	19.182 \pm 0.002	18.860 \pm 0.001	20.329 \pm 0.003
1.05328480	18.445 \pm 0.001	19.225 \pm 0.002	18.903 \pm 0.001	20.374 \pm 0.003
1.06237072	18.446 \pm 0.001	19.227 \pm 0.002	18.903 \pm 0.001	20.365 \pm 0.004

Tabla 3.13: OJ 287 Marzo 9 1994

JD (2449420.0+)	$E_4 \pm \sigma_4$	$E_{11} \pm \sigma_{11}$	$E_{10} \pm \sigma_{10}$	OJ 287 $\pm \sigma_{OJ}$
0.65000097	18.318 \pm 0.001	19.091 \pm 0.002	18.747 \pm 0.001	19.667 \pm 0.002
0.66111130	18.322 \pm 0.002	19.093 \pm 0.001	18.749 \pm 0.001	19.672 \pm 0.002
0.71753164	18.309 \pm 0.002	19.072 \pm 0.001	18.736 \pm 0.001	19.714 \pm 0.002
0.72933648	18.347 \pm 0.002	19.107 \pm 0.001	18.774 \pm 0.001	19.756 \pm 0.002
0.74663866	18.336 \pm 0.002	19.092 \pm 0.001	18.763 \pm 0.001	19.748 \pm 0.002
0.77100063	18.309 \pm 0.002	19.065 \pm 0.001	18.736 \pm 0.001	19.710 \pm 0.002
0.80560502	18.328 \pm 0.002	19.096 \pm 0.001	18.755 \pm 0.001	19.748 \pm 0.002
0.81638093	18.331 \pm 0.002	19.098 \pm 0.001	18.758 \pm 0.001	19.768 \pm 0.002
0.83135577	18.338 \pm 0.002	19.104 \pm 0.001	18.764 \pm 0.001	19.782 \pm 0.002
0.84281320	18.345 \pm 0.002	19.114 \pm 0.001	18.773 \pm 0.001	19.792 \pm 0.002
0.85461838	18.355 \pm 0.002	19.121 \pm 0.001	18.782 \pm 0.001	19.802 \pm 0.002
0.86744178	18.367 \pm 0.002	19.131 \pm 0.001	18.793 \pm 0.001	19.808 \pm 0.002
0.88644505	18.396 \pm 0.002	19.164 \pm 0.001	18.821 \pm 0.001	19.827 \pm 0.002
0.90432592	18.420 \pm 0.002	19.183 \pm 0.001	18.845 \pm 0.001	19.848 \pm 0.002
0.91335313	18.447 \pm 0.002	19.211 \pm 0.001	18.875 \pm 0.001	19.868 \pm 0.002
0.92853717	18.480 \pm 0.002	19.242 \pm 0.001	18.907 \pm 0.001	19.904 \pm 0.002
0.93933537	18.605 \pm 0.001	19.367 \pm 0.002	19.031 \pm 0.001	20.036 \pm 0.002

Tabla 3.14: OJ 287 Marzo 10 1994

JD (2449421.0+)	$E_4 \pm \sigma_4$	$E_{11} \pm \sigma_{11}$	$E_{10} \pm \sigma_{10}$	OJ 287 $\pm \sigma_{OJ}$
0.71666056	18.317 \pm 0.002	19.091 \pm 0.001	18.743 \pm 0.001	19.651 \pm 0.002
0.72771310	18.385 \pm 0.002	19.160 \pm 0.001	18.811 \pm 0.001	19.735 \pm 0.002
0.76550014	18.349 \pm 0.002	19.122 \pm 0.001	18.775 \pm 0.001	19.707 \pm 0.002
0.77646010	18.436 \pm 0.002	19.208 \pm 0.001	18.860 \pm 0.001	19.781 \pm 0.002
0.78861214	18.459 \pm 0.002	19.232 \pm 0.001	18.883 \pm 0.001	19.790 \pm 0.002
0.80027807	18.363 \pm 0.002	19.137 \pm 0.001	18.789 \pm 0.001	19.679 \pm 0.002
0.81190930	18.952 \pm 0.001	19.726 \pm 0.002	19.374 \pm 0.001	20.259 \pm 0.003
0.82220960	18.511 \pm 0.002	19.288 \pm 0.001	18.936 \pm 0.001	19.818 \pm 0.002
0.83328531	18.603 \pm 0.002	19.381 \pm 0.001	19.022 \pm 0.001	19.920 \pm 0.002
0.84555305	18.561 \pm 0.002	19.338 \pm 0.001	18.983 \pm 0.001	19.895 \pm 0.002
0.85664034	18.917 \pm 0.001	19.695 \pm 0.002	19.341 \pm 0.001	20.253 \pm 0.003
0.86763501	20.024 \pm 0.002	20.803 \pm 0.004	20.445 \pm 0.003	21.352 \pm 0.006
0.87812112	20.068 \pm 0.002	20.851 \pm 0.004	20.495 \pm 0.003	21.371 \pm 0.006
0.89857061	18.789 \pm 0.001	19.567 \pm 0.002	19.213 \pm 0.001	20.082 \pm 0.002
0.91218151	18.630 \pm 0.001	19.408 \pm 0.002	19.056 \pm 0.001	19.921 \pm 0.002
0.92023596	18.648 \pm 0.001	19.428 \pm 0.002	19.075 \pm 0.001	19.952 \pm 0.002
0.93160074	18.608 \pm 0.001	19.385 \pm 0.002	19.034 \pm 0.001	19.926 \pm 0.002
0.94334793	18.844 \pm 0.001	19.623 \pm 0.002	19.270 \pm 0.001	20.152 \pm 0.003

Tabla 3.15: Fotometría Promedio de OJ 287

UT	HJD Promedio	$m_V \pm$ Error Fotométrico
Enero 11	2448633.806	15.52 \pm 0.06
Enero 14	2449366.902	15.40 \pm 0.06
Enero 15	2449367.969	15.70 \pm 0.06
Enero 16	2449368.906	15.87 \pm 0.06
Enero 17	2449369.930	15.89 \pm 0.06
Enero 18	2449370.993	15.95 \pm 0.06
Enero 19	2449371.934	15.97 \pm 0.06
Enero 20	2449373.030	16.00 \pm 0.06
Enero 21	2449373.956	16.10 \pm 0.06
Marzo 09	2449420.805	15.61 \pm 0.06
Marzo 10	2449421.833	15.50 \pm 0.06

Tabla 3.16: Prueba F para OJ 287

Fecha Universal	K	F	Q(F)	Microvar. P < 1%
Enero 11	1.2992	0.471	0.96	No
Enero 14	1.2298	35.56	5.5×10^{-12}	Si
Enero 15	1.4106	5.31	3.2×10^{-4}	Si
Enero 16	1.5260	8.06	2.2×10^{-6}	Si
Enero 17	1.5907	17.80	6.6×10^{-12}	Si
Enero 18	1.5821	2.50	0.03	No
Enero 19	1.5929	2.03	0.045	No
Enero 20	1.6147	2.78	0.061	No
Enero 21	1.6922	2.87	0.008	Si
Marzo 09	1.3508	18.44	2.3×10^{-7}	Si
Marzo 10	1.2850	24.29	1.1×10^{-8}	Si

Tabla 3.17: Observaciones de 3C 66A en el OAN-SPM

UT	Número de Horas	Número de Imágenes	Seeing Prom. (//)
1994 Enero 14	1.5	5	1.5
1994 Enero 16	2.5	9	1.4
1993 Enero 17	2.5	10	1.4
1994 Marzo 10	1.5	5	1.5

Tabla 3.18: 3C 66A Enero 14 1994

JD (2449366.0+)	$E_D \pm \sigma_D$	$E_G \pm \sigma_G$	3C 66A $\pm \sigma_{3C}$
0.69451691	20.594 ± 0.004	21.597 ± 0.008	18.348 ± 0.002
0.71097390	20.629 ± 0.004	21.648 ± 0.008	18.386 ± 0.002
0.73304385	20.654 ± 0.004	21.692 ± 0.009	18.418 ± 0.002
0.74401596	20.731 ± 0.004	21.744 ± 0.009	18.503 ± 0.002
0.75541549	20.648 ± 0.004	21.665 ± 0.009	18.428 ± 0.002

Tabla 3.19: 3C 66A Enero 16 1994

JD (2449368.0+)	$E_D \pm \sigma_D$	$E_G \pm \sigma_G$	3C 66A $\pm \sigma_{3C}$
0.65127835	20.516 \pm 0.003	21.520 \pm 0.007	18.418 \pm 0.002
0.66376574	21.511 \pm 0.003	21.533 \pm 0.007	18.418 \pm 0.002
0.67465604	20.613 \pm 0.003	21.643 \pm 0.008	18.511 \pm 0.002
0.68816185	20.758 \pm 0.004	21.771 \pm 0.009	18.659 \pm 0.001
0.69949193	20.661 \pm 0.004	21.679 \pm 0.008	18.571 \pm 0.002
0.71054426	20.570 \pm 0.003	21.599 \pm 0.007	18.479 \pm 0.002
0.72231413	20.801 \pm 0.004	21.842 \pm 0.009	18.718 \pm 0.001
0.73318128	20.900 \pm 0.004	21.915 \pm 0.010	18.799 \pm 0.001
0.74461550	21.161 \pm 0.005	22.189 \pm 0.013	19.054 \pm 0.001
0.75556367	21.287 \pm 0.006	22.309 \pm 0.014	19.197 \pm 0.001

Tabla 3.20: 3C 66A Enero 17 1994

JD (2449369.0+)	$E_D \pm \sigma_D$	$E_G \pm \sigma_G$	3C 66A $\pm \sigma_{3C}$
0.64367209	20.395 \pm 0.003	21.394 \pm 0.007	18.497 \pm 0.001
0.65385642	20.389 \pm 0.003	21.412 \pm 0.008	18.501 \pm 0.001
0.66759370	20.398 \pm 0.003	21.419 \pm 0.008	18.511 \pm 0.001
0.68087962	20.402 \pm 0.003	21.415 \pm 0.008	18.517 \pm 0.001
0.69035800	20.412 \pm 0.003	21.438 \pm 0.008	18.523 \pm 0.001
0.70086639	20.413 \pm 0.003	21.422 \pm 0.008	18.523 \pm 0.001
0.71051836	20.417 \pm 0.003	21.417 \pm 0.008	18.524 \pm 0.001
0.72904690	20.420 \pm 0.003	21.448 \pm 0.008	18.534 \pm 0.001
0.73849055	20.432 \pm 0.003	21.442 \pm 0.008	18.542 \pm 0.001
0.75152188	20.438 \pm 0.003	21.455 \pm 0.008	18.550 \pm 0.001

Tabla 3.21: 3C 66A Marzo 10 1994

JD (2449421.0+)	$E_D \pm \sigma_D$	$E_C \pm \sigma_C$	$E_F \pm \sigma_F$	3C 66A $\pm \sigma_{3C}$
0.62871921	21.543 \pm 0.010	20.014 \pm 0.003	21.420 \pm 0.010	18.174 \pm 0.002
0.64121825	21.528 \pm 0.008	20.036 \pm 0.002	21.456 \pm 0.008	18.189 \pm 0.002
0.65303448	21.563 \pm 0.008	20.057 \pm 0.002	21.479 \pm 0.008	18.204 \pm 0.002
0.66342720	21.597 \pm 0.009	20.080 \pm 0.003	21.507 \pm 0.008	18.218 \pm 0.002
0.67424812	21.596 \pm 0.009	20.106 \pm 0.003	21.490 \pm 0.008	18.252 \pm 0.002

Tabla 3.22: Fotometría Promedio de 3C 66A

UT	HJD Promedio	$m_V \pm$ Error Fotométrico
Enero 14	2449366.733	13.96 \pm 0.06
Enero 16	2449368.699	14.10 \pm 0.06
Enero 17	2449369.690	14.31 \pm 0.06
Marzo 10	2449421.653	13.86 \pm 0.06

Tabla 3.23: Prueba F para 3C 66A

Fecha Universal	K	F	Q(F)	Microvar. P < 1%
Enero 14	4.805	0.05	0.994	No
Enero 16	2.860	0.12	0.998	No
Enero 17	3.720	0.06	0.999	No
Marzo 10	2.820	0.01	0.999	No

Capítulo 4

VARIABILIDAD DE NGC7469

4.1 Resumen

Los procesos físicos que producen la energía liberada por las galaxias tipo Seyfert sigue siendo un problema por resolver. Debido a que las dimensiones angulares de los núcleos activos son pequeñas (milésimas de segundos de arco), es imposible hacer observaciones directas en las bandas del óptico que nos revelen detalladamente su estructura. La única manera de investigar las condiciones físicas dentro de los NAG, es mediante el estudio de las variaciones del brillo del continuo y de las líneas de emisión del gas que los rodea. En otras palabras, la única manera de “asomarse” a las regiones más internas de los NAG en el óptico es mediante el estudio de la variabilidad y, en particular, de la microvariabilidad. En este capítulo presentamos los resultados de dos monitoreos fotométricos efectuados en el OAN-SPM, los cuales se realizaron con el objetivo de detectar posibles variaciones y microvariaciones del núcleo de NGC7469.

4.2 El núcleo de NGC7469

NGC7469 es una galaxia espiral de tipo temprano (R')SAB9(rs)a (de Vaucouleurs et al. 1991). Tiene una masa $M \sim 10^{10} M_{\odot}$ (Burbridge et al. 1963), y una luminosidad óptica $L_{opt} \sim 10^{44} \text{erg s}^{-1}$. Su magnitud en la banda B es 13.066 (Salamanca, Alloin & Pelat 1995) y su velocidad de recesión es 4915kms^{-1} (Mirabel & Sanders 1988), lo cual indica que se encuentra a una distancia de 120 Mpc si tomamos un valor para la constante de Hubble $H_0 = 50 \text{kms}^{-1} \text{Mpc}^{-1}$. Tiene un núcleo tipo Seyfert 1 y un anillo que muestra una intensa formación estelar circunuclear. Este anillo provee el 60% de la luminosidad total de esta galaxia (Genzel et al. 1995). Hablaremos con más detalle de este anillo en el capítulo 6.

Esta galaxia ha sido estudiada extensivamente en todas las longitudes de onda, desde los rayos X hasta el radio (ver Wilson et al. 1986; Bonatto & Pastoriza 1990;

Genzel et al. 1995). NGC7469 es variable en diferentes escalas de tiempo y longitudes de onda. En particular, ha sido catalogada como un objeto muy luminoso en la banda de los rayos X, ya que emite $L_X = 10^{43.4} \text{erg s}^{-1}$ en el rango que va de los 0.5 a los 4.5 KeV (Green et al. 1992). Hasta ahora, no se le han detectado variaciones en la banda de los rayos X suaves (Salamanca et al. 1995), sin embargo, en las bandas de los rayos X duros se han reportado variaciones de hasta un factor dos en el flujo en escalas de tiempo que van de horas a días (Grandi et al. 1992). El espectro ultravioleta de esta galaxia presenta líneas de emisión muy anchas y asimétricas. Se ha observado que el índice espectral de esta galaxia es variable en las bandas del ultravioleta (Edelson et al. 1990; Cheng et al. 1991). Tanto la emisión del continuo como la intensidad de las líneas de emisión son variables (Salamanca et al. 1995). A partir del análisis de intercorrelación (del cual hablaremos con más detalle en el capítulo 5) entre las curvas del continuo y las de las líneas se encuentra que la línea del CIV se emite a una distancia de 0.02pc del centro (Westin 1984).

En la región del óptico, observaciones sistemáticas han mostrado variabilidad en la banda U de este NAG ($\Delta m = 0^m.6$ en $\Delta t \sim 4 - 5$ meses), ver Lyutyi (1973;1977). Dibai & Lyutyi (1984) encontraron que existen ráfagas del continuo óptico en el núcleo de NGC7469 que se presentan con una escala de 17 ± 4 días. Doroshenko et al. (1989) presentan una curva de luz que muestra el comportamiento variable de NGC7469 durante 20 años. A partir de un análisis cuidadoso, concluyen que este núcleo presenta varias escalas de variabilidad, tanto en amplitud como en la escala temporal, ya que observan variaciones en años, meses y días. Posteriormente, un estudio de Aslanov et al. (1989) reporta observaciones (1986-87) de variabilidad en la banda V. Encuentran fluctuaciones azarosas con amplitudes $\sim 0^m.06$ en escalas temporales que van de 10 a 15 minutos y, además, variabilidad cuasi-periódica ($2^d.281$) y caótica ($10^m - 15^m$).

Existen varios estudios que confirman la presencia de variaciones de las líneas de emisión (Pronik 1975; Peterson et al. 1988; Chuvaev et al. 1990). En éste último trabajo se reporta la desaparición y aparición subsecuente de la componente ancha de la línea de $H\beta$, lo cual implica la transición de Seyfert 1 a Seyfert 2 de este NAG en tan sólo tres meses. En un trabajo reciente, Pronik, Metik & Merkulova (1997) estudian la variabilidad espectral de NGC7469 en los perfiles de las líneas de Balmer, y de los cocientes ($H\alpha + [NII]$)/ $H\beta$ y $[OIII]$ / $H\beta$. Encuentran que tanto los anchos

equivalentes como las intensidades de los perfiles varían día a día.

En otras bandas del espectro electromagnético (infrarrojo y radio) no se encuentran reportes que muestren variaciones conspicuas del flujo de esta galaxia (Salamanca et al. 1995). Sin embargo, existe un trabajo que sugiere la presencia de microvariaciones en el cercano infrarrojo en el núcleo de esta Seyfert (Dultzin-Hacyan, Ruelas & Costero 1993).

En las siguientes secciones se presentan las observaciones y los resultados obtenidos de las campañas de monitoreo fotoeléctrico y con CCD de NGC7469.

4.3 Fotometría Fotoeléctrica de NGC7469

Se obtuvieron observaciones durante dos temporadas del núcleo de NGC7469 con el telescopio de 1.5m del OAN-SPM y el fotómetro de Strömrgren de seis canales (ver Schuster & Nissen 1988). La primera temporada cubre las noches del 3 al 30 de noviembre de 1989, de las cuales 13 son fotométricas. Las magnitudes obtenidas (con un diafragma de $\sim 20''$) en el filtro amarillo (el y de Strömrgren) se transformaron al sistema V de Johnson para poder ser comparadas con las del trabajo de Chuvayev et al. (1990). La segunda temporada de observación se realizó del 17 al 22 de agosto de 1990. En esta ocasión se obtuvieron datos a partir de 5 noches fotométricas y utilizando la técnica de fotometría diferencial (ver sección 3.7) en los filtros $ubvy$ de Strömrgren, de los cuales se descartaron los datos obtenidos con el filtro u dado que presentaban muy bajo cociente señal/ruido. La resolución temporal de este monitoreo es de ~ 7 minutos, y se utilizó la misma apertura para el diafragma. Cabe decir que los posibles errores ocasionados por el descentrado de la galaxia, el seeing y las diferencias en la extinción atmosférica no afectan los resultados obtenidos en este estudio. Para más detalles sobre éstas observaciones y la reducción de los datos ver Dultzin-Hacyan et al. (1992).

4.4 Resultados

Los resultados de la primera temporada de observación (1989) son los siguientes. Se aprecia una disminución en brillo del núcleo ($m_V = 12.902$ a $V = 13.28$) en 14 días y, posteriormente, un aumento del mismo hasta alcanzar un valor $V = 13.18$ el 1 de diciembre de 1989. En la figura 4.1 se presentan los resultados del monitoreo

realizado en el OAN-SPM-SPM y los obtenidos por Chuvaev et al. (1990). En esta figura se aprecia que los datos se empalman sólo una noche: la del 5 de noviembre de 1989. El valor obtenido con los datos del OAN-SPM-SPM es $V = 12.92 \pm 0.02$ en comparación con $V = 13.01$ obtenido por Chuvaev et al. (1990). Estos autores no presentan los errores fotométricos asociados con sus resultados y, además, la apertura que usaron para el diafragma es diferente respecto a los datos del OAN-SPM-SPM (14"). Esto podría explicar, en principio, la diferencia en magnitudes reportada en ambos trabajos.

En la figura 4.2 se presentan las curvas de fotometría diferencial en el filtro y (los otros filtros muestran un comportamiento similar y, por tanto, se considera que los resultados obtenidos con el filtro y son representativos) de las noches 17, 18, 20, 21 y 22 de agosto de 1990 (segunda temporada). Se utilizaron dos estrellas estándares de comparación (C1 y C2), mismas que utilizó Lyutyi (1973); la estrella C2 es la estándar 2 de la secuencia fotométrica de Penston et al. (1971). Los datos de esta temporada se analizaron con el fin de buscar microvariaciones, las cuales se toman como reales siempre y cuando se cumplan los siguientes criterios: (a) las amplitudes observadas en la curva que muestra la diferencia de magnitudes instrumentales de ($NGC7469 - C1$), deben ser mayores que 2σ , y (b) las amplitudes promedio observadas en la curva que muestra las diferencias entre las magnitudes instrumentales de las estrellas de comparación ($C2-C1$), deben ser menores a 1σ .

Los resultados obtenidos con este tipo de análisis son los siguientes. (1) Durante las cuatro primeras noches las variaciones en la amplitud promedio observadas con el filtro amarillo son $0.033-0.047$ en fluctuaciones consecutivas. (2) El número promedio de dichas fluctuaciones es 6, con valores significativos que van desde 3.8σ hasta 5σ y con tiempos promedio $\Delta t = 13.2$ minutos. (3) La variación máxima observada en el filtro y en una noche fue $\Delta y = 0.081(9.3\sigma)$ en $\Delta t = 2.35$ horas. (4) Tomando en cuenta los resultados de los tres filtros, la variabilidad máxima encontrada (en términos del número de fluctuaciones) se observó el 20 de agosto.

Un escenario probable mediante el cual las microvariaciones pueden ser explicadas, es el del modelo estándar del disco de acreción-agujero negro (ver sección 3.5.3). En el marco de este modelo, es posible calcular, a partir del tiempo de variación observado ($\Delta t = 13.2$ min), el límite superior al tamaño de la región emisora, $R < c\Delta t$. Sustituyendo $\Delta t = 13$ min, se encuentra que $R < 2.34 \times 10^{13} \text{cm} \sim 0.76 \times$

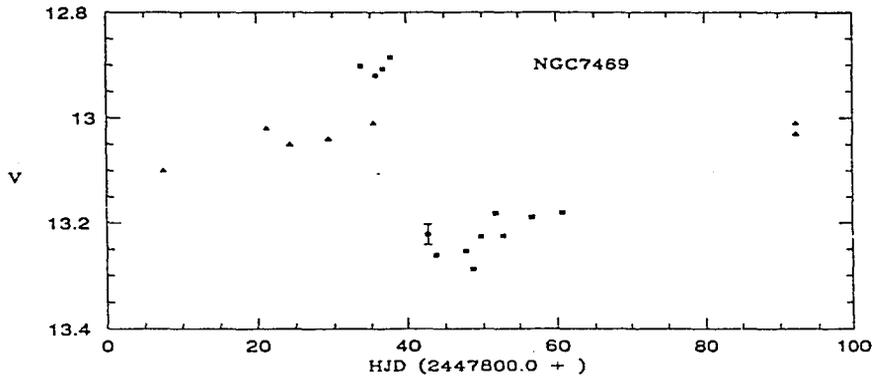


Figura 4.1: Observaciones fotométricas del núcleo Seyfert NGC7469 del 3-30 de noviembre de 1989. Los triángulos son datos de Chuvaev et al. (1990) y los cuadrados datos del OAN-SPM-SPM. La barra de error es la típica en una noche e incluye errores debidos a la estadística de fotones y a las transformaciones para obtener magnitudes V de Johnson.

$10^{-5}pc \sim 1.5UA$. Si consideramos que la amplitud promedio de las microvariaciones observadas es $\Delta y = 0.04$ en $\Delta t = 13\text{min}$, entonces la luminosidad del núcleo está cambiando (ver sección 3.5.3) con una tasa dada por:

$$\frac{\Delta L_y}{\Delta t} \sim 6.4 \times 10^{37} \text{erg s}^{-2}. \quad (4.1)$$

4.5 Fotometría CCD de NGC7469

Se realizó el seguimiento fotométrico de esta galaxia con el CCD mil acoplado al telescopio de 2.1m y con el filtro V de Johnson, durante las noches del 9 y 10 de septiembre de 1993. Los detalles sobre el equipo y las técnicas de reducción de imágenes se explican en la sección 3.5.1. El objetivo fundamental de esta temporada fue tratar de confirmar la existencia de microvariaciones en el núcleo de esta galaxia, encontradas previamente en la temporada de 1990, haciendo uso de la técnica de fotometría diferencial bidimensional. Esta técnica permite elegir el tamaño de la apertura en cada imagen, eliminando los errores debidos al posible descentrado o a las fluctuaciones atmosféricas. Los tiempos de exposición utilizados en ambas noches son: 180 segundos para NGC7469, y 30 segundos para las estrellas estándares.

En las tablas 4.1 y 4.3 mostramos las magnitudes instrumentales del núcleo de NGC7469 obtenidas con IRAF/DIGIPHOT/APPHOT de las noches 9 y 10 de septiembre, respectivamente. En la columna (1) se presenta el tiempo en días julianos y, en las columnas siguientes, los valores de las magnitudes instrumentales obtenidas con tres aperturas diferentes: $Gal_a = 3''$, $Gal_b = 8''$ y $Gal_c = 20''$. En las tablas 4.2 y 4.4 presentamos las magnitudes instrumentales de las estrellas estándares de comparación 4 y 2 (tomadas con una apertura de $3''$) de la secuencia fotométrica de Penston et al. (1971), también de los días 9 y 10 de septiembre, respectivamente. A diferencia de las imágenes obtenidas para OJ 287 y 3C 66A, las estrellas estándares fotométricas de NGC7469 no están en el campo del CCD. Por lo tanto, es necesario mover el telescopio y tomar exposiciones primero de la galaxia, luego de la estándar 4, galaxia, estándar 2, galaxia, estándar 4, y así sucesivamente. De esta manera, obtuvimos 16 puntos para construir las curvas de luz de la noche del 9 de septiembre (figura 4.3) y 29 para las del 10 de septiembre (figura 4.4). El número total de imágenes procesadas en esta temporada fue de 135.

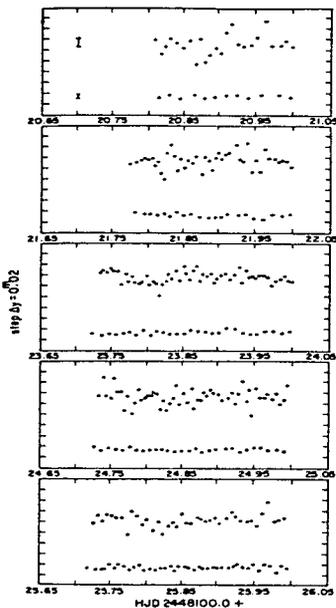


Figura 4.2: Observaciones fotométricas del núcleo Seyfert NGC7469 del 17, 18, 20, 21 y 22 de agosto de 1990. En el eje vertical se presentan las magnitudes instrumentales corregidas por extinción. La curva superior muestra la diferencia Δy de (NGC7469-C1), y la curva inferior muestra la diferencia Δy de (C2-C1). Las barras de error del panel superior muestran el valor de los errores de la fotometría diferencial promedio por noche.

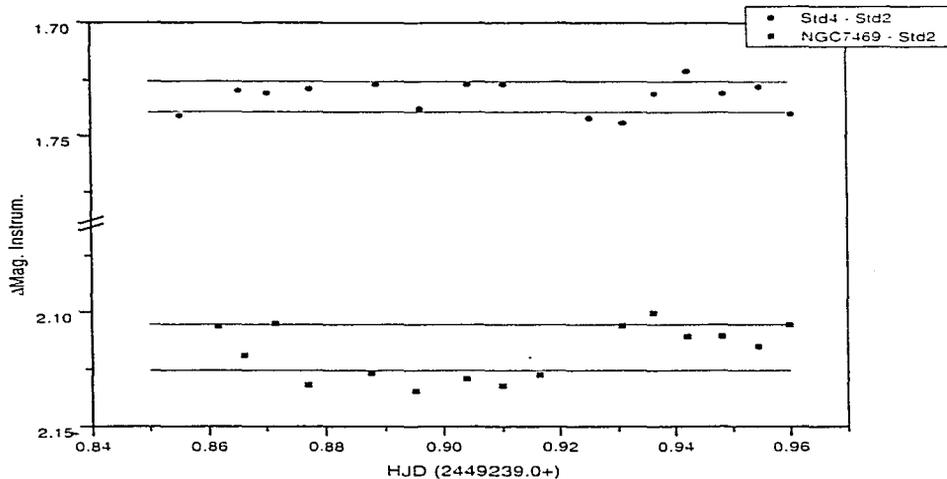


Figura 4.3: Curva de luz del 9 de septiembre de 1994. Los círculos representan la diferencia entre las estándares 4 y 2; los cuadros la diferencia entre NGC7469 y la estándar 2. Las líneas horizontales muestran el valor de 2σ para cada curva.

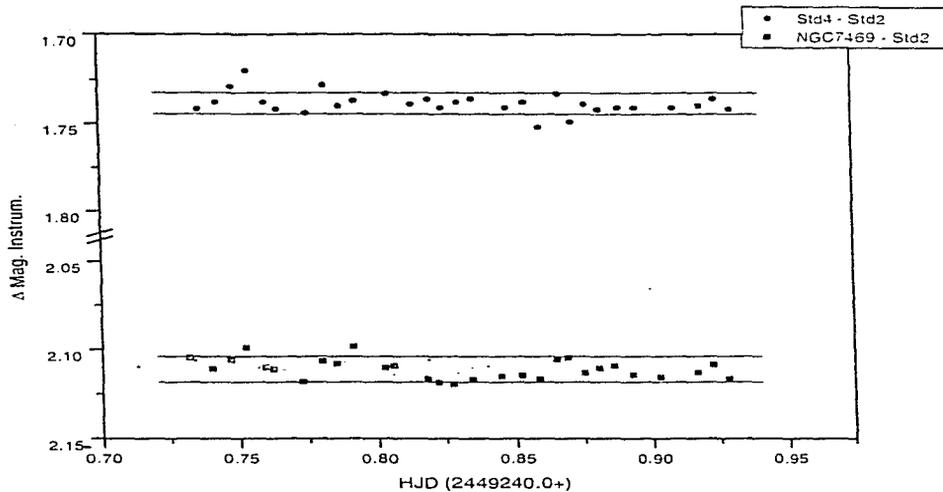


Figura 4.4: Curva de luz del 10 de septiembre de 1994. Los círculos representan la diferencia entre las estándares 4 y 2; los cuadros la diferencia entre NGC7469 y la estándar 2. Las líneas horizontales muestran el valor de 2σ para cada curva.

4.6 *Resultados e Interpretación*

Analizando las figuras 4.3 y 4.4 se puede apreciar la no existencia de microvariaciones en estas dos noches. Las curvas de luz con las tres aperturas muestran la misma tendencia de variabilidad, por lo que se graficaron únicamente las curvas que muestran el comportamiento de la fuente en 3". Aplicando la prueba F a los datos (ver tabla 4.5) se encuentra que no existen microvariaciones, tal como se observa en las curvas 4.3 y 4.4. Los resultados de la prueba F para el día 9 de septiembre muestran que la probabilidad de que las variaciones sean espúreas es del 8%, sin embargo este porcentaje está por arriba del 1% impuesto para atribuir dichas variaciones al núcleo de NGC7469. La noche del 9 de septiembre no fue fotométrica. La curva de luz del día 10 indica un comportamiento fotométrico estable, y la prueba F muestra claramente la ausencia de microvariaciones (el 99% son eventos espúreos). Hemos mencionado, tanto en el capítulo 2 como en el 3, que la microvariabilidad es un fenómeno que aparece y desaparece de manera impredecible. El no detectar microvariaciones en esta temporada no significa que no existan en esta galaxia, sino que simplemente el núcleo mostró poca actividad en el momento de las observaciones.

El fenómeno de microvariabilidad es considerado como típico de los NAG radio-fuertes (Wagner & Witzel 1995). Aún cuando NGC7469 es una galaxia Seyfert 1, no es estrictamente un objeto radio callado y, por consiguiente, las microvariaciones observadas durante la primera temporada son perfectamente posibles dentro del marco del modelo del jet relativista (Marsher, Gear & Travis 1992), siempre y cuando sea la emisión del jet (el cual no se ha observado) la que domine en este NAG, de lo contrario, los modelos que invocan inestabilidades en el borde interno del disco de acreción (por ejemplo, el de Chakrabarti & Wiita 1993) serían más adecuados para explicar estas variaciones.

No obstante, Gopal-Krishna, Sagar & Wiita (1995) consideran que esta galaxia (radio fuerte y con una gran contaminación en su emisión óptica producida por la galaxia subyacente), no es un buen candidato para discernir, en base a la presencia de posibles microvariaciones en objetos radio callados, cual de los modelos existentes (el de disco o el del jet relativista) es el más adecuado. Hasta ahora sólo se ha confirmado la presencia de microvariaciones en una fuente estrictamente radio callada (Barvainis & Antonucci 1989): la galaxia Seyfert 1 Akn 120 (Gopal-Krishna et al. 1995). En el marco de estos resultados, creemos que aún cuando la microvariabilidad observada

en NGC4151 (Lyutyi et al. 1989) y en NGC7469 (Dultzin-Hacyan et al. 1992) es explicable en términos de que ambas galaxias son radio fuertes, y que además NGC4151 tiene un jet observado en radiofrecuencias (Brinks & Mundell 1996), la detección de microvariaciones es importante, ya que hasta ahora el fenómeno se ha observado tan sólo en unas cuantas galaxias Seyfert 1. Como se dijo antes, estas galaxias son emisoras de radio, pero en el caso de NGC7469 no se sabe si tiene asociado un jet y, en caso de tenerlo, éste no está direccionado hacia el observador como en el caso de los blazares, de modo que no es claro cuál es la componente que domina la microvariabilidad.

Debido a la gran variabilidad de esta galaxia (Salmanca et al. 1995), recientemente (del 10 de junio al 29 de julio de 1996) se ha organizado una campaña internacional de monitoreo de NGC7469 que cubre simultáneamente la banda de los rayos X con el satélite "X-Ray Timing Explorer", el ultravioleta con el IUE, el óptico con telescopios desde tierra y, también con el telescopio espacial Hubble (HST), ver Wanders et al. (1997) y las referencias ahí citadas. Esta campaña revelará las condiciones cinemáticas imperantes en la vecindad de la región central, y también proporcionará una curva de luz en multifrecuencias con una mejor resolución temporal de esta galaxia.

Tabla 4.1: NGC7469 Septiembre 9 1993

JD_{Gal} (2449239.0+)	$Gal_a \pm \sigma_a$	$Gal_b \pm \sigma_b$	$Gal_c \pm \sigma_c$
0.86168585	16.800 ± 0.001	17.132 ± 0.001	16.820 ± 0.002
0.86615348	16.813 ± 0.001	17.145 ± 0.001	16.833 ± 0.002
0.87160491	16.799 ± 0.001	17.129 ± 0.001	16.818 ± 0.002
0.87703317	16.820 ± 0.001	17.155 ± 0.001	16.838 ± 0.002
0.88335264	16.820 ± 0.001	17.167 ± 0.001	16.837 ± 0.002
0.88769291	16.824 ± 0.001	17.158 ± 0.001	16.846 ± 0.002
0.89535500	16.827 ± 0.001	17.164 ± 0.001	16.848 ± 0.002
0.90411661	16.824 ± 0.001	17.160 ± 0.001	16.850 ± 0.002
0.91003101	16.832 ± 0.001	17.166 ± 0.001	16.858 ± 0.002
0.91648936	16.841 ± 0.001	17.178 ± 0.001	16.859 ± 0.002
0.93076049	16.847 ± 0.001	17.182 ± 0.001	16.873 ± 0.002
0.93637384	16.855 ± 0.001	17.192 ± 0.001	16.875 ± 0.002
0.94220717	16.864 ± 0.001	17.200 ± 0.001	16.887 ± 0.002
0.94814470	16.870 ± 0.001	17.206 ± 0.001	16.893 ± 0.002
0.95444093	16.876 ± 0.001	17.213 ± 0.001	16.900 ± 0.002
0.96004267	16.884 ± 0.001	17.221 ± 0.001	16.906 ± 0.002

Tabla 4.2: Estrellas Estándares 4 y 2 Septiembre 9 1993

JD_{E_4} (2449239.0+)	$E_2 \pm \sigma_2$	$E_4 \pm \sigma_4$
0.85534325	15.025 \pm 0.002	16.766 \pm 0.002
0.86554002	15.026 \pm 0.002	16.756 \pm 0.002
0.87050400	15.024 \pm 0.002	16.755 \pm 0.002
0.87755400	15.023 \pm 0.002	16.752 \pm 0.002
0.88381212	15.032 \pm 0.002	16.708 \pm 0.002
0.88893134	15.031 \pm 0.002	16.758 \pm 0.002
0.89636193	15.029 \pm 0.002	16.767 \pm 0.002
0.90469533	15.031 \pm 0.002	16.758 \pm 0.002
0.91065599	15.034 \pm 0.002	16.761 \pm 0.002
0.92552865	15.076 \pm 0.002	16.818 \pm 0.002
0.93115364	15.076 \pm 0.002	16.820 \pm 0.002
0.93685982	15.093 \pm 0.002	16.824 \pm 0.002
0.94249666	15.089 \pm 0.002	16.810 \pm 0.002
0.94867701	15.096 \pm 0.002	16.827 \pm 0.002
0.95492702	15.098 \pm 0.002	16.826 \pm 0.002
0.96050589	15.117 \pm 0.002	16.857 \pm 0.002

Tabla 4.3: NGC7469 Septiembre 10 1993

JD _{G_{ul}} (2449240.0+)	Gal _a ± σ_a	Gal _b ± σ_b	Gal _c ± σ_c
0.73208316	16.835 ± 0.001	17.165 ± 0.001	16.848 ± 0.002
0.74024290	16.836 ± 0.001	17.165 ± 0.001	16.850 ± 0.002
0.74667810	16.831 ± 0.001	17.160 ± 0.001	16.850 ± 0.002
0.75224525	16.831 ± 0.001	17.160 ± 0.001	16.849 ± 0.002
0.75946749	16.827 ± 0.001	17.157 ± 0.001	16.844 ± 0.002
0.76234945	16.824 ± 0.001	17.154 ± 0.001	16.841 ± 0.002
0.77265041	16.819 ± 0.001	17.152 ± 0.001	16.839 ± 0.002
0.77991897	16.819 ± 0.001	17.152 ± 0.001	16.835 ± 0.002
0.78493054	16.816 ± 0.001	17.148 ± 0.001	16.831 ± 0.002
0.79092593	16.812 ± 0.001	17.138 ± 0.001	16.830 ± 0.002
0.80250004	16.814 ± 0.001	17.149 ± 0.001	16.829 ± 0.002
0.80540516	16.815 ± 0.001	17.147 ± 0.001	16.829 ± 0.002
0.81768529	16.811 ± 0.001	17.146 ± 0.001	16.827 ± 0.002
0.82185196	16.815 ± 0.001	17.147 ± 0.001	16.827 ± 0.002
0.82739597	16.816 ± 0.001	17.149 ± 0.001	16.835 ± 0.002
0.83422470	16.818 ± 0.001	17.147 ± 0.001	16.830 ± 0.002
0.84460667	16.815 ± 0.001	17.143 ± 0.001	16.833 ± 0.002
0.85210670	16.817 ± 0.001	17.142 ± 0.001	16.835 ± 0.002
0.85833358	16.816 ± 0.001	17.143 ± 0.001	16.828 ± 0.002
0.86478036	16.819 ± 0.001	17.146 ± 0.001	16.829 ± 0.002
0.868383126	16.816 ± 0.001	17.145 ± 0.001	16.833 ± 0.002
0.87519706	16.815 ± 0.001	17.149 ± 0.001	16.831 ± 0.002
0.88046326	16.817 ± 0.001	17.149 ± 0.001	16.834 ± 0.002
0.88568318	16.819 ± 0.001	17.149 ± 0.001	16.835 ± 0.002
0.89239615	16.825 ± 0.001	17.155 ± 0.001	16.842 ± 0.002
0.90274343	16.830 ± 0.001	17.159 ± 0.001	16.850 ± 0.002
0.91643561	16.834 ± 0.001	17.167 ± 0.001	16.858 ± 0.002
0.92210689	16.841 ± 0.001	17.167 ± 0.001	16.866 ± 0.002
0.92789396	16.851 ± 0.001	17.180 ± 0.001	16.867 ± 0.002

Tabla 4.4: Estrellas Estándares 4 y 2 Septiembre 10 1993

JD _{E4} (2449240.0+)	E ₂ ± σ ₂	E ₄ ± σ ₄
0.73641186	15.057 ± 0.002	16.799 ± 0.002
0.74293967	15.052 ± 0.002	16.790 ± 0.002
0.74818275	15.055 ± 0.002	16.784 ± 0.002
0.75372675	15.063 ± 0.002	16.783 ± 0.002
0.76018510	15.045 ± 0.002	16.783 ± 0.002
0.76483789	15.040 ± 0.002	16.782 ± 0.002
0.77525459	15.032 ± 0.002	16.776 ± 0.002
0.78150461	15.050 ± 0.002	16.778 ± 0.002
0.78696760	15.034 ± 0.002	16.774 ± 0.002
0.79261575	15.042 ± 0.002	16.779 ± 0.002
0.80435190	15.038 ± 0.002	16.771 ± 0.002
0.81315981	15.033 ± 0.002	16.772 ± 0.002
0.81959501	15.028 ± 0.002	16.764 ± 0.002
0.82449087	15.029 ± 0.002	16.770 ± 0.002
0.83041680	15.030 ± 0.002	16.768 ± 0.002
0.83571776	15.030 ± 0.002	16.766 ± 0.002
0.84766225	15.027 ± 0.002	16.768 ± 0.002
0.85431733	15.028 ± 0.002	16.766 ± 0.002
0.85943309	15.026 ± 0.002	16.778 ± 0.002
0.86657434	15.045 ± 0.002	16.778 ± 0.002
0.87128499	15.035 ± 0.002	16.784 ± 0.002
0.87662066	15.036 ± 0.002	16.775 ± 0.002
0.88173642	15.039 ± 0.002	16.781 ± 0.002
0.88871559	15.040 ± 0.002	16.781 ± 0.002
0.89459525	15.041 ± 0.002	16.782 ± 0.002
0.90876197	15.045 ± 0.002	16.786 ± 0.002
0.91829902	15.056 ± 0.002	16.796 ± 0.002
0.92355366	15.059 ± 0.002	16.795 ± 0.002
0.92958380	15.065 ± 0.002	16.807 ± 0.002

Tabla 4.5: Prueba F para NGC7469

Fecha Universal	K	F	Q(F)	Microvar. P < 1%
Septiembre 09	1.19	2.15	0.08	en límite
Septiembre 10	1.19	0.58	0.92	No

Capítulo 5

VARIABILIDAD DE NGC5548

5.1 Resumen

En este capítulo se presentan las observaciones fotométricas realizadas en el OAN-SPM de NGC5548. Estas observaciones son simultáneas a la campaña internacional organizada para monitorear la variabilidad de esta galaxia. La campaña tiene como objetivo principal estudiar la estructura de la BLR mediante observaciones simultáneas con el satélite IUE, el telescopio espacial Hubble (HST), y con observaciones desde tierra con telescopios localizados en diferentes partes del mundo. Se describe cómo las observaciones realizadas dentro del marco de este proyecto proporcionan información relevante de la BLR mediante el uso del método de mapeo por reverberación.

5.2 Introducción

La comprensión de la estructura física de la BLR nos provee de información sobre el gas que la produce y de los procesos que se llevan a cabo para encender la máquina central. Los estudios que se han realizado sobre la ENLR (ver sección 1.1.3) de las galaxias Seyfert muestran que, hasta escalas de kiloparsecs, los NAG no son esféricamente simétricos. Sin embargo, aún no queda claro en que momento comienza la asimetría en los NAG. No se ha podido conocer si el continuo que proviene de la región central es emitido isotrópicamente, o si la asimetría es provocada por las nubes de la BLR (ya sea porque absorben o dispersan la radiación en ciertas direcciones). Por tanto, la geometría de la BLR debe proporcionar información relevante acerca del funcionamiento del fenómeno NAG.

Una de las características de las líneas anchas de emisión en los espectros de los NAG es que su flujo varía en respuesta a las variaciones del continuo, en escalas de tiempo que van de algunos días, hasta varias semanas (o mayores). Esto sugiere algunas propiedades fundamentales de la BLR:

- Las nubes de la BLR son ópticamente gruesas al continuo ionizante (Lyman), y la energía producida por la región central es inyectada a la BLR vía fotoionización.
- La variabilidad del continuo óptico observada ($\sim 3100 - 3800\text{\AA}$) y la del ultravioleta mediante el IUE ($\sim 1000 - 3100\text{\AA}$) está muy relacionada con la variabilidad del continuo ionizante que produce las líneas de emisión. Las líneas de emisión responden rápidamente a las variaciones del continuo, lo cual quiere decir que las nubes de la BLR están muy cerca de la fuente central.

El continuo ionizante de los NAG resulta inobservable debido a la gran profundidad óptica del medio interestelar, sobre todo en longitudes de onda menores a 912\AA . Sin embargo, la correlación observada entre la variabilidad del continuo ultravioleta que sí podemos observar (i.e. no-ionizante), y la variabilidad de las líneas de emisión anchas, sugiere que el continuo ultravioleta observable es un buen indicador del comportamiento del continuo ultravioleta ionizante.

Es posible que, mediante la comparación detallada entre las variaciones del continuo y las de las líneas de emisión, pueda determinarse la geometría y el campo de velocidades (i.e., la velocidad como función de la posición) de las nubes de la BLR (Bahcall et al. 1972; Antokhin & Bochkarev 1983; Peterson 1993), a través del mapeo por reverberación. En este capítulo explicaremos como se puede estimar el tamaño de la BLR utilizando el método de mapeo por reverberación.

5.2.1 Mapeo por Reverberación

El método de mapeo por reverberación, también conocido como mapeo por eco, fue propuesto inicialmente por Blandford & McKee (1982). Para entender sus fundamentos, consideremos el caso más simple en el cual las nubes de la BLR están distribuidas en un cascarón esférico y delgado de radio r , el cual se localiza centrado sobre la fuente que emite el continuo. Supondremos también que las nubes cubren sólo el 10% de cielo (nos referimos al factor de cobertura), esto visto desde la fuente central. Las nubes pueden absorber la radiación del continuo que proviene de la fuente central, la cual reemiten posteriormente de manera isotrópica en forma de líneas de emisión.

Considérese el caso en el cual el continuo emite un pulso que podemos representar como una función delta, localizado en un cascarón esférico el cual se expande fuera

de la región central a la velocidad de la luz. Después de un tiempo $\tau = r/c$, donde r es el tamaño entre la región generadora del continuo y las líneas de emisión, el pulso de continuo llega a las nubes de la BLR, las cuales absorben la radiación incidente y la reprocessan (se supone que instantáneamente) en forma de líneas de emisión. Un observador localizado en la fuente de continuo observará la respuesta de las líneas de emisión después de un tiempo $\tau = 2r/c$, cuando el pulso de regreso o “eco” llegue de todos los puntos del cascarón de la BLR simultáneamente. Esta situación se complica un poco si el observador se encuentra lejos de la fuente central. Esto produce que, al no estar equidistante a todos los puntos de la BLR, verá que diferentes partes de la BLR responden en tiempos diferentes.

Generalmente se supone que la relación entre la curva de luz del continuo $C(t)$ y la curva de luz de las líneas de emisión $L(t)$ está descrita por:

$$L(t) = \int_{-\infty}^{\infty} \Psi(\tau)C(t - \tau)d\tau, \quad (5.1)$$

donde $\Psi(\tau)$ es la función de transferencia, la cual depende de la geometría de la región. La función de transferencia es la respuesta observada en las líneas de emisión, como función del tiempo, a un pulso o “flash”.

En general, el método de mapeo por reverberación consiste en utilizar las cantidades observables $C(t)$ y $L(t)$, para poder invertir la ecuación 5.1 y conocer la función de transferencia $\Psi(\tau)$. Es posible obtener información sobre la BLR mediante la intercorrelación (CCF de aquí en adelante, de sus siglas en inglés “Cross Correlation Function”) entre las curvas de luz del continuo y de las líneas de emisión. Si realizamos la convolución de la ecuación 5.1 con $C(t)$ obtenemos:

$$F_{CCF}(\tau) = \int_{-\infty}^{\infty} \Psi(\tau')F_{ACF}(\tau - \tau')d\tau', \quad (5.2)$$

donde $F_{CCF}(\tau) = \int_{-\infty}^{\infty} L(t)C(t - \tau)dt$ es la CCF del continuo con las líneas de emisión. De manera análoga,

$$F_{ACF}(\tau) = \int_{-\infty}^{\infty} C(t)C(t - \tau)dt, \quad (5.3)$$

es la función de autocorrelación del continuo (ACF).

El máximo de la CCF proporciona una medida de la escala (ver sección 2.4) $\tau \approx \tau_{LT}$ (White & Peterson 1994). Una vez que se conoce la función de transferencia,

el problema consiste en interpretar dicha función en términos de la geometría de la región y de la física que produce las líneas de emisión.

Uno de los problemas principales que presenta el método de mapeo por reverberación es que se requiere de una gran colección de datos sobre un mismo objeto, los cuales deben ser de gran calidad (alta señal a ruido), y cubrir muchas horas de observación para poder ser de utilidad.

5.3 NGC5548

NGC5548=UGC09149 es una galaxia Seyfert 1 (también catalogada como Seyfert intermedia o 1.5, ver Osterbrock 1989) que se localiza en $\alpha(2000) = 14^{\text{h}}18^{\text{m}}00^{\text{s}}$, y $\delta(2000) = 25^{\circ}08'12''$. Presenta una velocidad de recesión de $5149 \pm 7 \text{ km s}^{-1}$, la absorción producida por nuestra galaxia en $B=0$ y está clasificada morfológicamente como (R')SA(s)/a (ver de Vaucouleurs et al. 1991). Baum et al. (1993) utilizando el WSRT (de sus siglas en inglés, Westerbork Synthesis Radio Telescope) observan (en 6 cm) que esta galaxia tiene una componente central con lóbulos brillantes localizados al norte y al sur del núcleo. NGC5548 muestra una luminosidad inusualmente baja en el lejano infrarrojo con respecto a lo que se observa en las galaxias tipo Seyfert. El espectro óptico de NGC5548 (ver figura 5.1) presenta líneas de emisión anchas cuyo perfil es variable (e.g., Peterson et al. 1993). La distribución espectral de energía de NGC5548 desde el infrarrojo hasta el ultravioleta obedece una ley de potencias con índice espectral $\alpha \equiv -1.23$, (ver Edelson & Malkan 1986). En la región del radio y en la de los rayos X, el valor del índice espectral es -0.9 (Edelson 1987) y -1.8 (Nandra et al. 1993), respectivamente.

5.4 El Seguimiento Internacional de NGC5548

Se han organizado campañas internacionales de monitoreo espectroscópico por varios grupos, entre las cuales destaca la conocida como "International AGN Watch" (Alloin et al. 1994). Esta campaña consiste en obtener observaciones de multifrecuencias y con alta resolución temporal de dos galaxias Seyfert 1: NGC5548 (1988-1995) y NGC3783(1991-1992).

La campaña organizada para estudiar la BLR de NGC5548 consta de dos partes. En la primera se decide monitorear a esta galaxia cada 4 días durante un período de

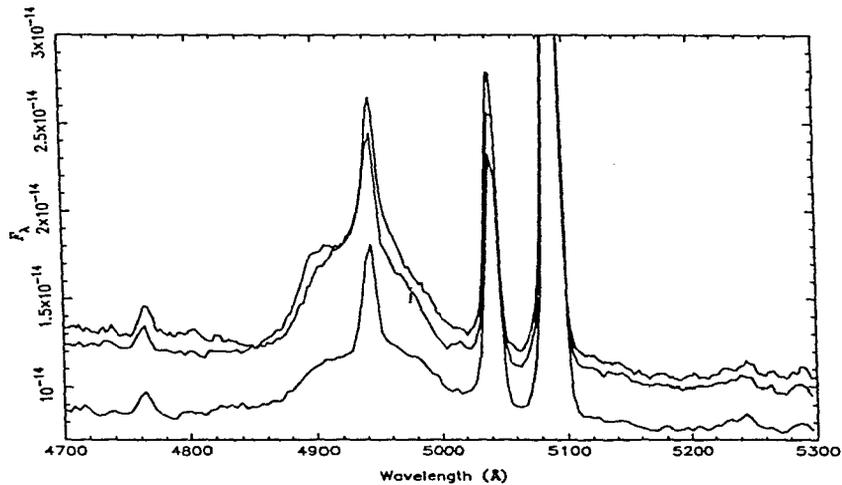


Figura 5.1: En la figura se muestran tres espectros de NGC5548 con diferentes perfiles de H_{β} . Los espectros son de 1989, el superior es del 27 de diciembre, el inferior es del 4 de septiembre y el del medio es del 21 de marzo. Tomado de Peterson (1993).

8 meses con el satélite ultravioleta IUE (Clavel et al. 1991), y con telescopios desde tierra en el óptico (Peterson et al. 1991; Dietrich et al. 1993; Maoz et al. 1993; Romanishin et al. 1995). Los resultados más importantes obtenidos con este estudio son los siguientes:

1. No existen retrasos entre los continuos óptico y ultravioleta.
2. El continuo ultravioleta varía con mayor amplitud que el continuo óptico.
3. Los retrasos encontrados en diferentes líneas de emisión muestran que existe un patrón que indica que el retraso es mayor conforme el nivel de ionización es menor, lo cual implica una estratificación radial en la ionización de la BLR.
4. Las líneas con mayor grado de ionización varían con mayor amplitud que las de menor grado.

Otro resultado importante que ha arrojado el método de mapeo por reverberación, ha sido la discrepancia en el valor del radio de la BLR estimado por este método y el que se obtiene a partir de los modelos de fotoionización. En particular, la estimación del radio de la BLR de NGC5548 obtenido a partir de los códigos de fotoionización (tomando $n_e = 10^{10} \text{cm}^{-3}$, y un parámetro de ionización $\Gamma = 10^{-2}$), es de $R = 150$ días luz (Mushotzky & Ferland 1984), lo cual es mayor por un factor del orden de ~ 10 a lo obtenido con las observaciones de variabilidad. Esto se debe a que en los modelos de fotoionización se supone que lo que ocurre en una nube, ocurre también en todas las nubes que ocupan la BLR, lo cual está descartando la posibilidad de que existan zonas con diferentes grados de ionización, es decir, que el medio sea estratificado.

Existen modelos de fotoionización más recientes que han introducido zonas estratificadas en la BLR (Krolik et al. 1991; Koratkar & MacAlpine 1992; Goad et al. 1993). Además de esto, para que los modelos de fotoionización reproduzcan los resultados proporcionados por las observaciones de variabilidad, se ha encontrado que el CIII] no es un buen indicador de la densidad, ya que los modelos funcionan utilizando valores $\sim 10^{11} \text{cm}^{-3}$, (Ferland et al. 1992). Usando $\Gamma \sim 0.04 h_0^{-2}$ y, una densidad $\sim 10^{11} \text{cm}^{-3}$, se estima que (usando los códigos de fotoionización) el radio de la BLR de NGC5548 es aproximadamente 10 días luz, lo cual coincide con los resultados de variabilidad.

5.4.1 *El Seguimiento Internacional de 1993*

En la campaña internacional de 1989 se monitoreó a NGC5548 con el IUE de tal manera que se logró obtener información sobre los retardos en la respuesta de muchas líneas de emisión. Sin embargo, los tiempos de respuesta para las líneas con mayor grado de ionización (i.e. $HeI\lambda 1640$ y $NV\lambda 1240$) no pudieron determinarse debido a que el muestreo con el IUE se realizó cada cuatro días.

Debido a esto, se decidió solicitar nuevamente tiempo de observación para resolver este problema y, además, para obtener datos con un cociente señal a ruido mayor. La segunda campaña comenzó en octubre de 1992, con observaciones desde tierra, y terminó en septiembre de 1993. Dentro de esta campaña se realizaron observaciones en el ultravioleta, nuevamente con el satélite IUE, a partir del 14 de marzo de 1993, tomando un espectro cada dos días durante 74 días. También se efectuaron observaciones diarias con el telescopio espacial HST, usando el espectrógrafo "Faint Object Spectrograph" (FOS). Se obtuvieron espectros de NGC5548 desde el 18 de abril al 27 de mayo de 1993.

5.4.2 *Observaciones y Reducción de Datos*

Se realizaron observaciones fotométricas en el óptico de NGC5548 en el OAN-SPM durante el mes de abril de 1993. Para ello se utilizó el mismo equipo que para el caso de OJ 287, 3C 66A y NGC7469, es decir, el 2.1m y el detector conocido como CCD mil (ver sección 3.5.1). Los datos se procesaron con el programa IRAF/PHOT siguiendo el método estándar. La fotometría de apertura se realizó utilizando dos radios proyectados: 8" y 20". La calibración absoluta de los datos se hizo utilizando la estrella no. 1 de la secuencia fotométrica de Penston, Penston & Sandage (1971). Esta estrella se observó en el OAN-SPM simultáneamente con NGC5548 (i.e. en el mismo cuadro), lo cual fue fundamental para poder recalibrarla posteriormente (ver Romanishin et al. 1995), ya que fueron los únicos datos de fotometría óptica con estas características en esta campaña.

En la tabla 5.1 presentamos los resultados de este estudio. En la columna (1) tenemos la fecha universal, en la (2) la hora universal, en la (3) el día juliano, y en la (4) y (5) el valor de la magnitud en el filtro V correspondiente a las dos aperturas empleadas. La galaxia aumentó ligeramente su brillo (~ 0.03 magnitudes) en un lapso de 4 días.

5.4.3 Resultados e Interpretación

Los resultados de la fotometría óptica realizada en el OAN-SPM se incorporaron al banco de datos de la campaña internacional. La adquisición y la reducción de los datos tomados con el satélite IUE, con el telescopio espacial HST y con los diferentes telescopios desde tierra están descritos detalladamente en Korista et al. (1995). Para el caso de los espectros en el óptico, primero se realizó una calibración absoluta utilizando como patrón a la línea del $[OIII]\lambda 5007$, pues se necesita medir el flujo variable en la componente ancha. Posteriormente se realizaron las correcciones necesarias debidas a los diferentes tipos de aperturas que se emplearon, utilizando para esto ajustes empíricos y un modelo para la emisión de la galaxia subyacente desarrollado por Romanishin et al. (1995). También fue necesario corregir por la contribución de luz de las estrellas de la galaxia subyacente, la cual varía de acuerdo a la apertura del espectrógrafo. Por otro lado, las observaciones de fotometría óptica también tuvieron que ser corregidas por los efectos antes mencionados. Es interesante notar que los datos fotométricos (continuo en $\lambda 5100\text{\AA}$) fueron calibrados utilizando los flujos medidos (en la misma longitud de onda) espectrofotométricamente. Una vez hecho esto, se pueden construir las curvas de luz correspondientes (ver la figura 5.2), utilizando los flujos medidos en la línea de H_{β} y el continuo en $\lambda 5100\text{\AA}$.

Los resultados más relevantes de esta campaña internacional son los siguientes:

1. El análisis de intercorrelación de las curvas de luz del continuo óptico-ultravioleta muestran que el continuo óptico tiene un retraso respecto al continuo ultravioleta de aproximadamente 1 día, por lo que que varían casi en fase, es decir, sin retraso (ver panel superior izquierdo de la figura 5.3).
2. Las variaciones observadas en las líneas de más alta ionización ($HeII\lambda 1640$ y $NV\lambda 1240$) están retrasadas $\sim 2 \pm 1$ días con respecto al continuo ultravioleta (figura 5.3).
3. NGC5548 presenta una emisión de continuo que se vuelve más “dura” conforme el objeto aumenta de brillo, es decir, la amplitud de la variabilidad es mayor en longitudes de onda menores (ver figura 5.4). Además, existen indicaciones de que las variaciones del continuo en longitudes de onda mayores son más suaves con respecto a las que se presentan en longitudes de onda menores. Esto sugiere

que las variaciones que ocurren en más altas frecuencias se filtran en el continuo emitido en longitudes de onda más largas.

4. La intercorrelación entre el continuo óptico ($\lambda 5100\text{\AA}$) y la emisión de H_{β} muestra que el retraso en la emisión de la línea es de aproximadamente 11 días (ver figura 5.5).

Debido a que la calidad de los datos de variabilidad se ha incrementado considerablemente en los últimos años, se han podido confirmar muchas de las predicciones de los modelos de fotoionización con el método de mapeo por reverberación. Por ejemplo, que las líneas de emisión responden a las variaciones del continuo, con un retraso que obedece a los efectos del "light crossing time" (sección 2.4). Sin embargo, existen varias peculiaridades observadas en los datos de NGC5548 que este método no ha podido explicar (Maoz 1994): (1) el que el retraso varía con el tiempo, lo cual sugiere una BLR que está evolucionando; (2) la respuesta de las líneas al continuo parece ser no lineal; (3) diferentes retrasos asociados con diferentes líneas, y diferentes funciones de transferencia asociadas con diferentes líneas, lo cual ha llevado a suponer una BLR estratificada.

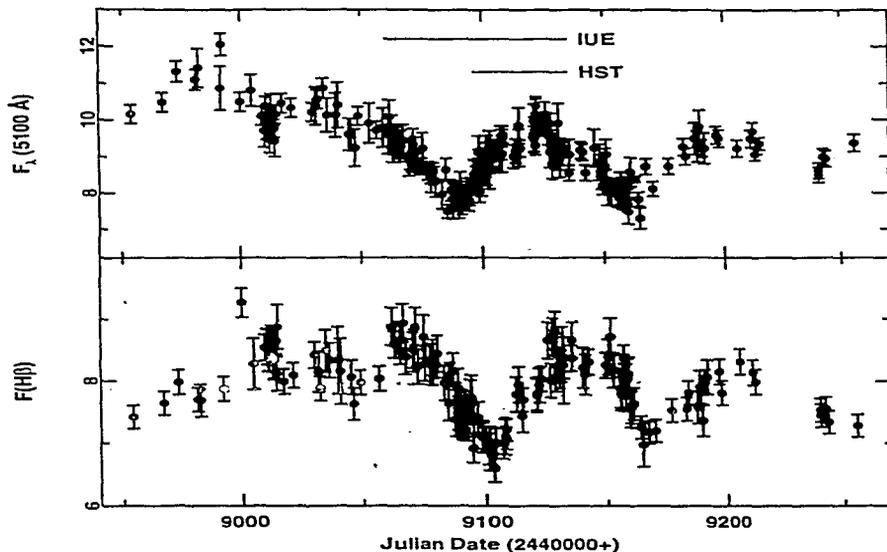


Figura 5.2: En la figura superior se muestra el flujo del continuo en 5100\AA y en la inferior el flujo de la línea de H_{β} de NGC5548. Ambas curvas son el resultado del monitoreo simultáneo (fotometría y espectroscopía óptica) realizado en 1993. Los flujos están en unidades de $10^{-15} \text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$ para el continuo en 5100\AA , y de $10^{-13} \text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$ para la línea de H_{β} .

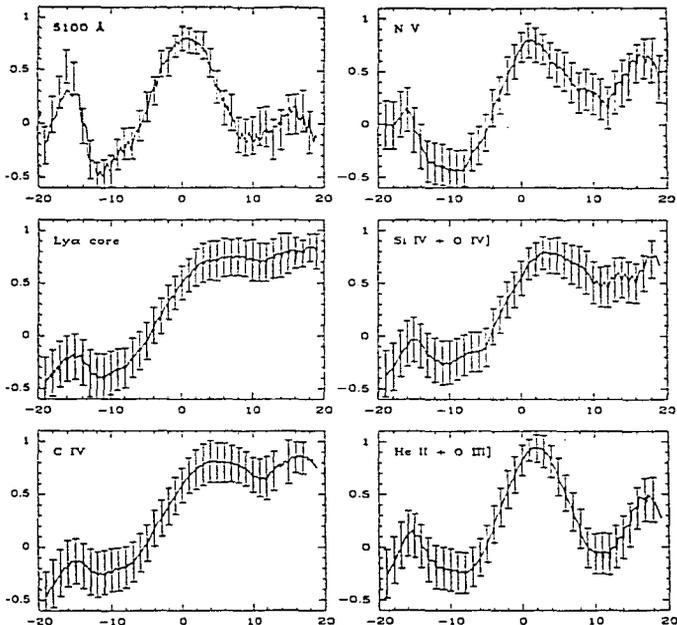


Figura 5.3: Resultados de la intercorrelación (siempre con respecto al continuo ultravioleta $\lambda 1350\text{\AA}$) con el continuo óptico $\lambda 5100\text{\AA}$, y las principales líneas de emisión en el ultravioleta. La intercorrelación se realizó con dos técnicas: la línea sólida es la interpolación de la CCF (explicada en el texto) y las barras de error muestran los resultados de aplicar una intercorrelación discreta. Estos resultados corresponden a la temporada de observación del HST (de abril 19 a mayo 27 de 1993 UT). El eje X representa el retraso temporal en días.

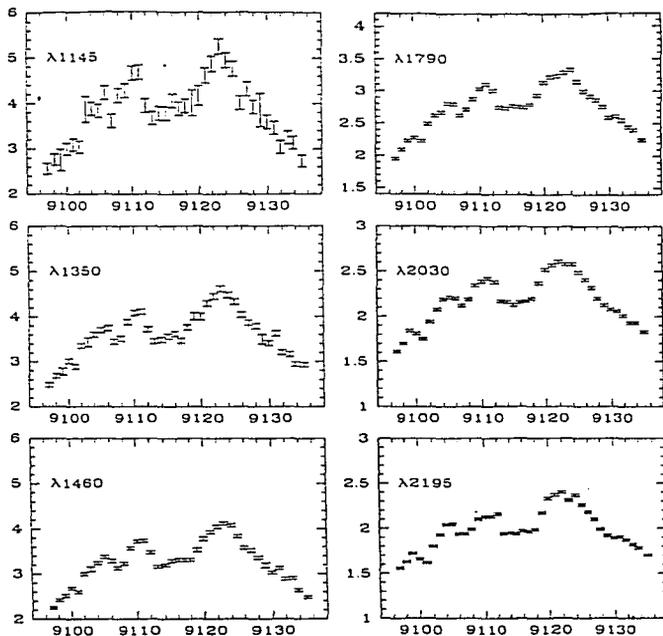


Figura 5.4: En esta figura se muestran seis espectros tomados con el detector FOS. Las ordenadas tienen una escala de $10^{-14} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2} \text{ \AA}^{-1}$, y la absisa muestra el día Juliano ($JD2440000+$).

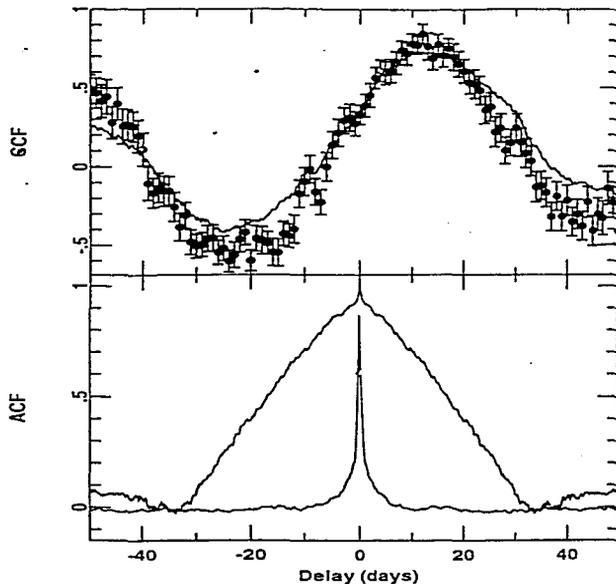


Figura 5.5: En el panel superior está el resultado de la intercorrelación del continuo óptico ($\lambda 5100\text{\AA}$) con la emisión de $H\beta$, la cual muestra un retraso de 11 días. El panel inferior muestra la autocorrelación del continuo óptico y la ventana que se usó en la función de autocorrelación.

Tabla 5.1: Fotometría CCD en la banda V de NGC5548

UT		Día Juliano (2440000+)	V	
Fecha	Hora		(R=8'')	(R=25'')
1993 Abril 20	09:38	9097.90	13.62	12.97
1993 Abril 21	11:25	9098.98	13.60	12.96
1993 Abril 22	07:22	9099.81	13.60	12.96
1993 Abril 24	09:27	9101.89	13.59	12.96

Capítulo 6

ACTIVIDAD INDUCIDA EN NAG

6.1 Resumen

En virtud de las altas luminosidades observadas en los NAG, se ha llegado a sugerir que son necesarias grandes cantidades de material acretado para producir la emisión nuclear. El problema físico por resolver consiste en cómo llevar dicho material a la región central. Para lograrlo, es necesario eliminar esencialmente todo el momento angular del gas que debe caer al núcleo (a escalas circunucleares del orden de $10^2 - 10^3$ pc). Los procesos que se consideran eficientes para lograr esto son los procesos producidos por las distorsiones ovales o barras en el potencial gravitatorio de la galaxia y, por otro lado, las interacciones galaxia-galaxia. Dichos procesos producen huellas morfológicas o cinemáticas tanto en las estrellas como en el gas, de tal forma que permiten diagnosticar si estos mecanismos son factibles para “encender” la máquina central, sobre todo si son detectadas cerca del núcleo activo.

En el presente capítulo analizaremos la presencia de distorsiones morfológicas dentro del marco de la interacción entre las galaxias NGC7469 e IC5283, las cuales forman el par físico Arp298. Posteriormente, con el fin de discutir la posible relación entre la actividad nuclear observada en OJ 287 y la presencia de objetos cercanos a este blazar, estudiaremos su entorno cercano.

6.2 Introducción

La idea de que las interacciones entre galaxias pudieran incrementar la actividad en las mismas comenzó a tratarse a partir de los trabajos fundamentales realizados por Holmberg (1941) (interacción de marea entre galaxias) y, posteriormente, por Toomre & Toomre (1972). En estos trabajos se reconoció que las “plumas”, “colas” y/o puentes son síntomas de efectos gravitatorios de encuentros entre galaxias. Larson & Tinsley (1978) fueron los primeros en señalar explícitamente que las fuerzas de marea entre galaxias pueden disparar lo que se conoce como brotes de formación estelar. El

desarrollo de esta idea se ha dado a partir de los años ochenta, cuando se sugirió que el fenómeno NAG podría ser entendido, sólo cuando se comprendiese la influencia del medio ambiente como posible detonante de la actividad (Balick & Heckman 1982).

Las perturbaciones de marea distorsionan el potencial gravitatorio de las galaxias en interacción. Estas perturbaciones pueden manifestarse tanto en la morfología como en las propiedades dinámicas. Cuando la perturbación ocurre en sistemas formados por pares de galaxias, estos efectos causan la formación de estructuras como plumas o puentes de material y anillos con formación estelar. Específicamente, las perturbaciones aceleran tanto a las estrellas como al medio interestelar, causando movimientos internos dentro de las galaxias. Las nubes interestelares pueden colisionar, aumentando la densidad de masa local, y se puede tener formación estelar a gran escala. El potencial no axisimétrico, ayudado por procesos disipativos, permite la caída del material interestelar hacia el núcleo de la galaxia (o galaxias), ya sea para alimentar la parte nuclear del NAG, o para iniciar un brote de formación estelar, o ambas cosas (ver Lin, Pringle & Rees 1988).

Algunas de las observaciones que sugieren la hipótesis de que existe actividad inducida en los NAG son:

- Las galaxias en interacción tienen mayores tasas de formación estelar con respecto a las que no interactúan (Hummel et al. 1990; Keel & van Soest 1992).
- Las galaxias barradas tienen una elevada tasa de formación estelar con respecto a aquellas que no tienen barra (Kennicutt et al. 1987).
- La mayoría de las galaxias con alta luminosidad en el lejano infrarrojo (las llamadas galaxias ultraluminosas IRAS), parecen ser fusiones recientes de galaxias (en inglés, "mergers"), lo cual es sugerido por la presencia de plumas y núcleos dobles en estos objetos (Sanders et al. 1988; Melnick & Mirabel 1990; Sanders & Mirabel 1996).
- Una gran parte de las galaxias tipo FR II (radio galaxias con doble lóbulo) también muestran plumas (Heckman et al. 1986; Baum et al. 1992).
- Dada la alta luminosidad que presentan los cuasares, es imposible ver con facilidad si morfológicamente hay perturbaciones asociadas con sus galaxias subya-

centes. Sin embargo existen evidencias de que algunos de estos objetos pudieran encontrarse en interacción (Hutchings & Neff 1992). También hay indicaciones de que esto puede suceder en los blazares (ver sección 6.3.3).

- En galaxias en interacción y, también en las conocidas como galaxias con brotes de formación estelar (del inglés “Starburst Galaxies”), se han observado grandes concentraciones de gas molecular ($\geq 10^9 M_{\odot}$) en sus regiones centrales ≤ 1 kpc (Sargent & Scoville 1991). También se observa este fenómeno en galaxias barradas (Kenney et al. 1992).

Estas observaciones sugieren que la interacción entre galaxias, puede disparar actividad en una galaxia que previamente pudiese ser no activa, es decir, “normal”. Sin embargo, hasta ahora no existe una correlación entre las perturbaciones morfológicas y los diferentes niveles de actividad (desde actividad nuclear hasta formación estelar) en las galaxias (Reduzzi & Rampazzo 1996).

Un estudio reciente (Moles, Márquez & Pérez 1995) sobre galaxias activas revela que todas las galaxias espirales con morfología conocida o información sobre sus barras, se encuentran ya sea en interacción, o tienen aspectos morfológicos relacionados con la presencia de componentes no axisimétricos en sus potenciales. Por tanto, la existencia de perturbaciones no axisimétricas (y con ello se refieren específicamente a la existencia de barras o anillos), preferentemente en galaxias espirales de tipo temprano, parecen ser una condición necesaria para “encender” la actividad nuclear.

Existen interacciones de galaxias que son más espectaculares, como las de fusión (en inglés, “mergers”) y las de penetración (en inglés, “interlopers”), siendo éstas últimas las que producen las galaxias de anillo o “Ring Galaxies”. Este tipo de interacciones es menos frecuente y no lo trataremos aquí. Referimos al lector a dos artículos de revisión recientes (Dultzin-Hacyan 1995;1997).

6.2.1 *Actividad Inducida en Galaxias Seyfert*

Desde hace casi una década, las similitudes morfológicas vistas en las galaxias Seyfert y en aquellas galaxias perturbadas por interacciones gravitatorias, llevó a sugerir que la actividad Seyfert podría ser alimentada por material que cae al núcleo, inducido por la presencia de una barra central o una compañera perturbante (Simkin, Su &

Schwartz, 1980). Algunas simulaciones teóricas (e.g. Noguchi 1988a, 1988b) han confirmado esta idea, encontrando que los efectos de marea producidos por una galaxia compañera inducen la formación de una barra, la cual se encarga de llevar material a la región central. Podemos decir que la actividad inducida puede, en principio, producir brotes de formación estelar y alimentar la “máquina central” de una Seyfert.

Recientemente se han realizado observaciones tanto de imágenes bidimensionales como espectroscópicas en galaxias Seyfert. Dichos estudios han revelado la existencia de anillos circunucleares (con tamaños menores a 1 kpc) en algunas de estas galaxias (ver Pogge 1989; Wilson et al 1991; Genzel et al. 1995). Estos anillos son sitios de formación estelar activa, como lo sugieren los colores azules observados en el continuo de estos objetos, así como la presencia de intensas líneas de emisión de baja excitación (típicas de regiones H II gigantes).

Consideremos una curva de rotación convencional para este tipo de galaxias, es decir, aquella que se comporta como cuerpo rígido en las regiones más internas, y luego presenta un comportamiento plano. La cantidad $\Omega - \kappa/2$ (donde Ω es la velocidad angular de las estrellas y el gas, y κ es la velocidad angular epicíclica), tiene un máximo en el punto donde cambia la curva y luego decae hacia distancias mayores, permitiendo la posible existencia de resonancias internas de Lindblad (ILR de aquí en adelante, de sus siglas en inglés “Inner Lindblad Resonance”), las cuales ocurren cuando $\Omega_p = \Omega - \kappa/2$ (ver Binney & Tremaine 1987). En este caso Ω_p es la velocidad angular de la barra. Es posible asociar anillos cerca de donde cambia la curva de rotación con una ILR. En realidad esta es la explicación convencional para los anillos nucleares observados en galaxias tempranas, y también para aquellas que son intermedias y que tienen barra (e.g. Buta 1987).

Los modelos (Schwarz 1981; Piner, Stone & Teuben 1995) revelan cómo las resonancias dinámicas entre los movimientos orbitales y el patrón de velocidad de la barra, llevan a concentraciones que tienden a formar anillos estelares. Los modelos de Simkin, Su & Schwarz (1980) muestran una fuerte caída del contenido de gas en asociación con una ILR.

Un posible modelo teórico “canónico” (y no por ello el único) para la actividad inducida en galaxias Seyfert que presentan barra, es el siguiente: Una galaxia produce perturbaciones de marea en una galaxia de disco (compañera) que contiene tanto estrellas como gas. Aún cuando la galaxia sea estable ante el crecimiento de pertur-

baciones, las de marea provocan el crecimiento de una barra (Gerin et al. 1990). En el potencial de la barra, las órbitas se encuentran encimadas, y pueden intersectarse. El gas en la barra forma choques en sus bordes externos (Athanasoula 1992) y, por tanto, en estos sitios la densidad es mayor. Consecuentemente, la torca gravitatoria de la barra estelar es capaz de quitarle momento angular al gas, produciendo que éste caiga en el potencial (Wada & Habe 1992). Conforme el gas se acumula, se vuelve auto-gravitante, y se fragmenta en pequeños pedazos, los cuales pueden contener grandes concentraciones de gas (Christodoulou 1993). La fragmentación de este gas denso para producir brotes estelares ha sido estudiada por varios autores (por ejemplo, Elmegreen 1997). Este modelo explica las grandes concentraciones de gas molecular observado en algunas galaxias tipo Seyfert. Sin embargo, hay que tomar en cuenta que también se han observado anillos con brotes de formación estelar en galaxias sin barra. En este caso, se cree que las interacciones pueden disparar la formación de este tipo de estructuras fuera de las regiones nucleares (Dultzin-Hacyan 1997).

Los efectos de la interacción entre galaxias dependen de una gran cantidad de parámetros, pero fundamentalmente de la masa total de las galaxias, la cantidad de gas y su distribución (tipo morfológico). En la siguiente sección analizaremos la respuesta a las perturbaciones según el tipo morfológico a través de un ejemplo: el sistema Arp298.

6.3 *El Sistema Arp298*

El sistema Arp298 consiste del par de galaxias espirales NGC7469 e IC5283. En el capítulo 5 estudiamos el comportamiento microvariable de NGC7469, la cual es una galaxia espiral temprana, y tiene un núcleo tipo Seyfert 1 (Anderson 1970; Bonatto & Pastoriza 1990). La absorción interestelar (debida a nuestra galaxia) en la región de NGC7469 es pequeña ($A_V = 0.25$ mag según Weedman 1973). Su emisión en radio es no térmica (Ulvestad et al. 1981; Condon et al. 1982), y presenta evidencias de una región con brotes de formación estelar circunuclear (Heckman et al. 1986a; Wilson et al. 1986). Existe un anillo nuclear (localizado a tan sólo $2''$ del núcleo) donde se concentra toda la actividad relacionada con la formación estelar (Hofman et al. 1989; Wilson et al. 1991; Mauder et al. 1994). Estudios en el infrarrojo con el satélite IRAS han mostrado que esta galaxia es muy brillante ($\sim 3 \times 10^{11} L_\odot$) en las bandas

del mediano al lejano infrarrojo, por lo que está clasificada como una galaxia IRAS superluminosa (Roche et al. 1991).

La galaxia IC5283, a diferencia de NGC7469, ha recibido poca atención después de los trabajos de Burbidge (1963) y de de Vaucoulers, Shobbrook & Strobel (1976). En el primero se establece su asociación con NGC7469 mediante un estudio espectroscópico, el cual sirve para medir la velocidad de recesión de esta galaxia. En este trabajo se clasifica a IC5283 como una galaxia de tipo irregular. IC5283 está a tan sólo 23.5kpc de distancia de NGC7469 (Pronik & Metik 1990) y, posteriormente, Petrosyan et al. (1992) y Márquez & Moles (1994) encuentran que IC5283 es una espiral tardía tipo Scd y que presenta signos de actividad de brotes estelares en uno de sus brazos espirales (justo el que está orientado hacia la dirección de NGC7469). El tipo de actividad encontrada en IC5283 se detecta mediante mapas que muestran su emisión en la región de $H\alpha$ (Petrosyan et al. 1992).

6.3.1 Observaciones y Reducción de Datos

Las observaciones del par Arp298 se realizaron con el telescopio NOT durante las noches del 6, 7 y 8 de septiembre de 1994. Para ello, se acopló a este instrumento una cámara Borfelde con un CCD de 1124×1024 pixeles, para obtener imágenes bidimensionales en las bandas anchas $B(\lambda_{cen} \sim 4500\text{Å})$, $V(\lambda_{cen} \sim 7300\text{Å})$ y $R(\lambda_{cen} \sim 8200\text{Å})$. La escala de placa que obtenemos con este sistema es de $0.176''/pix$. Las imágenes obtenidas tienen una resolución espacial promedio $\sim 0.8''$. En la tabla 6.1 presentamos un resumen de las observaciones. En todos los casos sólo tenemos una imagen por filtro. La columna (1) indica la fecha universal, la columna (2) el filtro utilizado y la (3) el tiempo de exposición en segundos.

Las imágenes se procesaron de manera estándar usando el programa IRAF (ver sección 3.5.1). Posteriormente, utilizamos la rutina IRAF/PHOT/DAOFIND con el propósito de medir las coordenadas centrales de la estrella más cercana a la galaxia. Esta información la necesitamos para poder sumar o restar imágenes. En este caso, hicimos el cálculo para obtener imágenes del sistema en los colores $B - V$, $B - R$ y $V - R$. Antes de realizar cualquier operación, es indispensable obtener una medida promedio del valor del cielo y restarlo en cada imagen.

La imagen $V - R$ se obtuvo mediante la ecuación siguiente:

$$V - R = 2.5 \log \frac{L_R}{L_V}. \quad (6.1)$$

Analizando la tabla 6.1 podemos notar que tenemos dos imágenes (V y R) de Arp298 el 6 de septiembre. Construimos el mapa $V - R$ con estas dos imágenes de IC5283 (ver figura 6.5). En la figura 6.1 presentamos una imagen profunda de IC5283 en la banda R, la cual corresponde al día 8 de septiembre. En las figura 6.3 y 6.4 mostramos los mapas $B - R$ y $B - V$ respectivamente, de Arp298. El mapa de color $B - R$ se construyó con imágenes de la noche del 7 de septiembre, y el mapa $B - V$ se construyó con imágenes de la noche 6 y 7 de septiembre. Los mapas de color no están calibrados fotométricamente, debido a que no se observaron estándares fotométricas en este estudio.

6.4 Resultados e Interpretación

En un trabajo reciente Kotilainen & Ward (1997) muestran cómo los mapas de color de imágenes en banda ancha proporcionan resultados muy útiles concernientes a la presencia de formación estelar en galaxias Seyfert. En particular, muestran que la banda I nos da una idea sobre la presencia de estrellas rojas evolucionadas, las bandas B y V revelan la presencia de polvo en absorción, regiones H II y estrellas jóvenes. Finalmente, el color B-I sirve para buscar anillos, nubes o estructuras elongadas. En nuestro caso, dadas las imágenes obtenidas, podemos analizar los colores $B - V$, $B - R$ y $V - R$.

En la figura 6.1 mostramos una imagen de 20 minutos de tiempo de integración de esta galaxia en la banda R. Esta imagen nos permite observar la intensa formación estelar a lo largo del disco de la espiral. También podemos apreciar en esta imagen la presencia de un objeto muy brillante en la banda R, localizado al noreste de IC5283. El mapa isofotal de esta imagen (figura 6.2), muestra la presencia de una pluma (la cual presumimos es de origen estelar) al noroeste. En los mapas de color $B - R$ y $B - V$ (figuras 6.3 y 6.4), podemos apreciar que la mayor parte de la emisión azul de IC5283 se localiza justo a lo largo de dicho brazo espiral. En estos mapas se puede ver que el brazo espiral de NGC7469 orientado hacia IC5283 es más brillante en el azul respecto al brazo localizado al sur del núcleo Seyfert, y que la estructura de la espiral interna es más regular en la parte sur de la galaxia opuesta a IC5283.

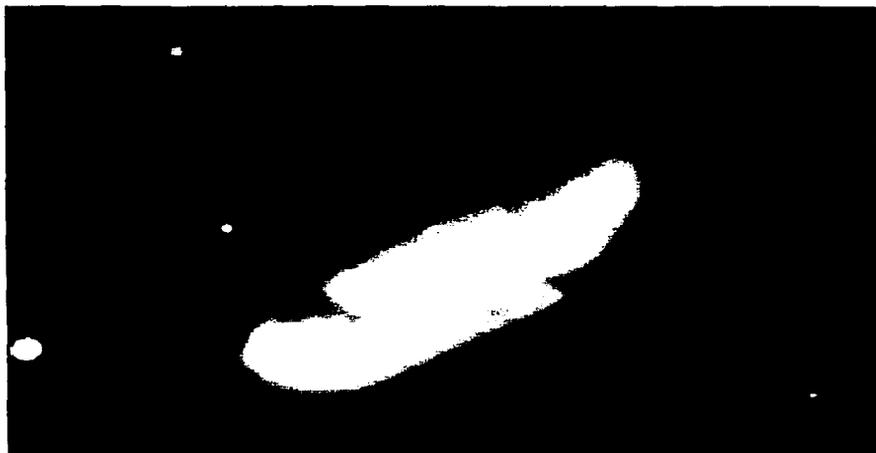


Figura 6.1: Imagen en la banda R de IC5283.

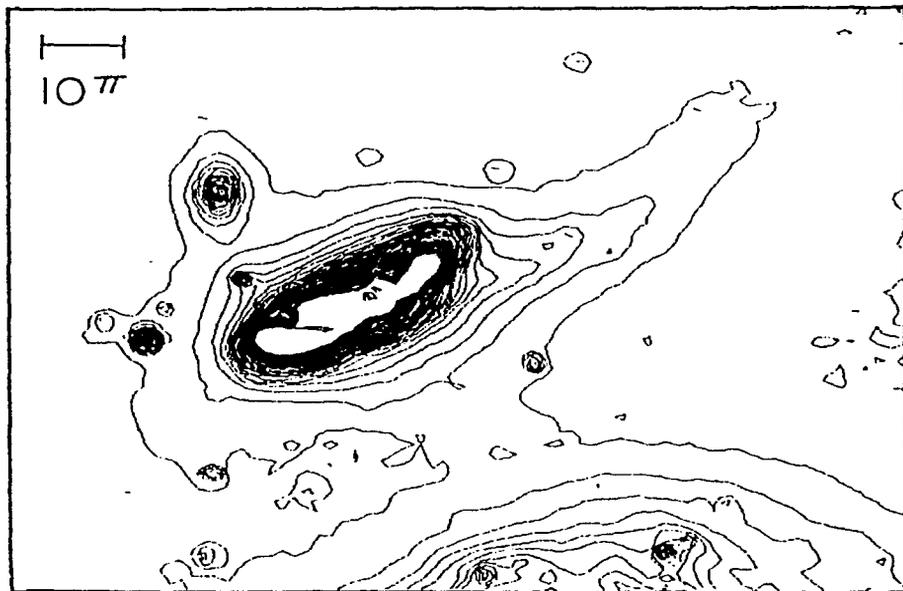


Figura 6.2: Isofotas de IC5283 en la banda R.

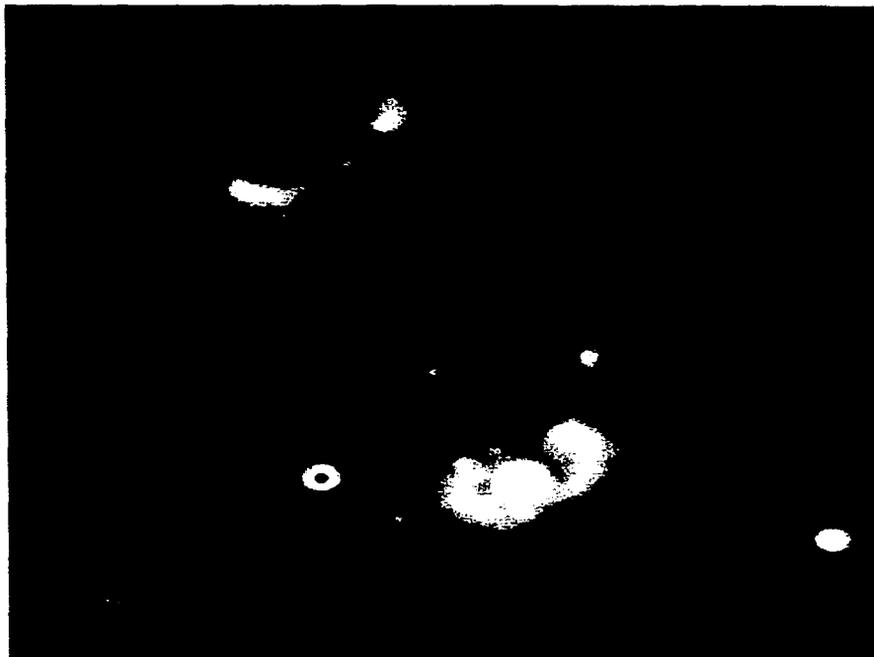


Figura 6.3: Mapa de color $B - R$ de Arp298.

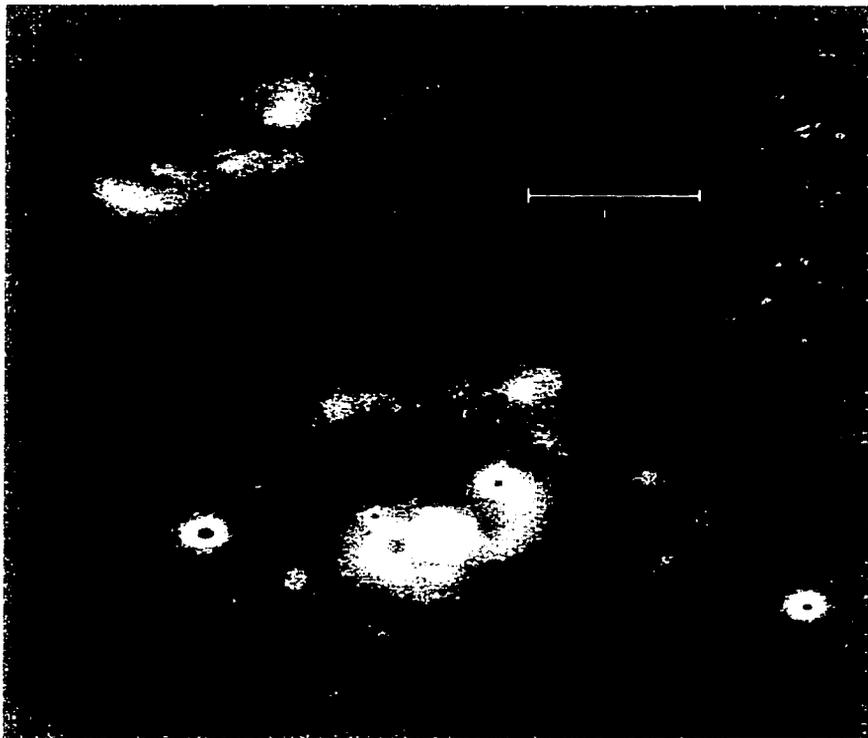


Figura 6.4: Mapa de color $B - V$ de Arp298.

El mapa de color $V - R$ del sistema Arp298 (figura 6.5) confirma, sin lugar a dudas, la presencia del anillo interno que rodea al núcleo de NGC7469. Parte de la emisión asociada al anillo se ve truncada tal vez debido a la presencia de polvo. Pensamos que se trata del anillo que conforma la conocida región de formación estelar circunuclear de esta galaxia (Wilson et al. 1991; Miles, Houck & Hayward 1994; Genzel et al. 1995). Este anillo se ve completo (i.e. sin absorción) si se observa en la banda K ($\lambda 2.2\mu$) del cercano infrarrojo (Mazzarella et al. 1994; Genzel et al. 1995). En un trabajo previo, Mauder et al. (1994) encuentran, a partir de observaciones interferométricas (speckle) y utilizando técnicas de reconstrucción de imágenes, que el anillo circunuclear de NGC7469 tiene un radio que mide $\sim 1.3''$. El radio del anillo interno que obtenemos en el óptico (figura 6.5) es de $1.15''$ (lo que equivale a 640pc si $D = 120\text{Mpc}$ y $H_0 = 50$). Este resultado es compatible con el que obtienen Mauder et al. (1994) y con el tamaño del anillo observado en radiofrecuencias por Wilson et al. (1991). En la figura 6.6 mostramos una ampliación de la región central de NGC7469 en el color $V - R$, la cual muestra claramente el anillo y, además, la presencia de una estructura que semeja una pequeña barra cuyo P.A. $\sim 0.5^\circ$ y $\sim 160^\circ$.

¿Existe una Barra Interna en NGC7469?

Se ha generado una gran incertidumbre en relación con la posible presencia de una barra interna en el núcleo de NGC7469. Esto surgió a partir del trabajo de Wilson et al. (1991), ya que los autores consideran que si son correctos los modelos teóricos que sugieren que las Seyfert se “encienden” por la caída de gas al núcleo, entonces es posible que exista una barra interna (en inglés, “inner bar”) asociada al anillo circunuclear de NGC7469. Los autores proponen que, en caso de que dicha estructura este presente en este NAG, debería poder observarse en imágenes de alta resolución en las bandas del cercano infrarrojo. La “barra” que estos autores observan con el VLA se ve en ángulos de posición P.A. $\sim 40^\circ$ y $\sim 240^\circ$. Estas posiciones coinciden con los máximos de emisión observados en 6cm.

Existen dos trabajos recientes que demuestran que la emisión en radio está correlacionada con la que se produce en el cercano y mediano infrarrojo (Mazzarella et al. 1994; Miles et al. 1994), ver figuras 6.7 y 6.8. En particular, Mazzarella et al. (1994) encuentran una barra interna en P.A. $\sim 40^\circ$ (ver figura 6.7) y, además, calculan el perfil radial a partir de su imagen en la banda K. Dicho perfil muestra un

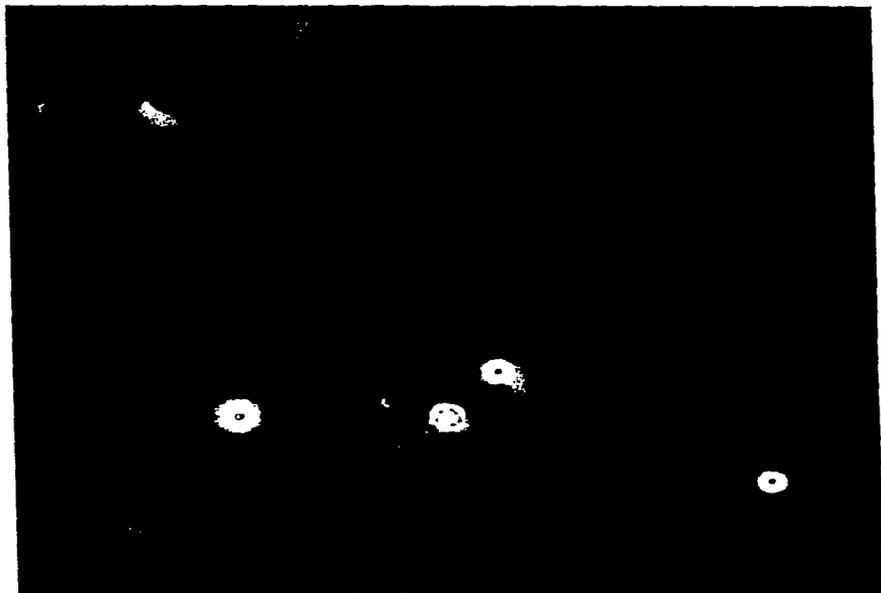


Figura 6.5: Mapa de color $V - R$ de Arp298.

cambio de curvatura en una región $\sim 1.5''$. En esta región es donde se supone que está la ILR, y vemos que el resultado coincide con el valor del radio para el anillo que hemos estimado con las imágenes ópticas del NOT. En ese trabajo restan a la imagen obtenida en la banda K un modelo que ajusta el bulbo de NGC7469 mediante isofotas elípticas para construir el perfil radial.

Por otro lado, Genzel et al. (1995) muestran imágenes de alta resolución (es decir, menor a $1''$) también en el cercano infrarrojo de la región nuclear de NGC7469 (ver figura 6.9). La resolución de las imágenes J y K es de $0.4''$, lo cual se debe a que utilizan técnicas de deconvolución de imágenes (Lucy 1992). Ellos encuentran que mediante deconvoluciones sucesivas de las imágenes con funciones delta impiden la formación de estructuras artificiales. En la figura 6.9 se puede ver que parte de la emisión circunuclear más brillante producida en el cercano infrarrojo proviene de un anillo casi completo (circular) aunque algo inconexo (nudoso), el cual tiene un radio de $1.5''$. Por tanto, en este trabajo se sugiere la no existencia de una barra interna en NGC7469.

La figura 6.6 muestra que existe emisión del anillo (en su parte externa, i.e. a $\sim 2''$) localizada en P.A. $\sim 40^\circ$, tal y como se observa en radio y en el cercano y mediano infrarrojo. Sin embargo, la emisión en el lado opuesto (P.A. $\sim 240^\circ$) no se aprecia en la imagen óptica, como ocurre en dichas bandas. Sin embargo, la imagen óptica muestra claramente una estructura semejante a una "barra" interna (P.A. $\sim 0.5^\circ$ y $\sim 160^\circ$), la cual podría ser la estructura responsable de llevar material al centro de NGC7469. La imagen que mostramos en esta figura es el resultado de una simple operación: un cociente de imágenes, las cuales no han sido procesadas previamente por ningún tipo de programas de restauración de imágenes.

Arp298 es un sistema en el cual los efectos producidos por las perturbaciones no-axisimétricas al potencial de galaxias espirales, pueden ser explicados tomando en cuenta el tipo morfológico de las galaxias involucradas (ver Moles, Márquez & Pérez 1995). NGC7469 es una galaxia espiral temprana clasificada por de Vaucouleurs et al. (1991) como tipo (R')SAB9(rs)a. Con las imágenes del NOT hemos podido detectar el anillo interno de formación estelar circunuclear. Por otro lado, IC5283 es una galaxia espiral tardía, cuyo bulbo es pequeño en relación al disco y, por tanto, su respuesta a las perturbaciones de marea generadas por la presencia de la galaxia compañera se manifiesta de manera no-coherente, es decir, no se forman barras y/o

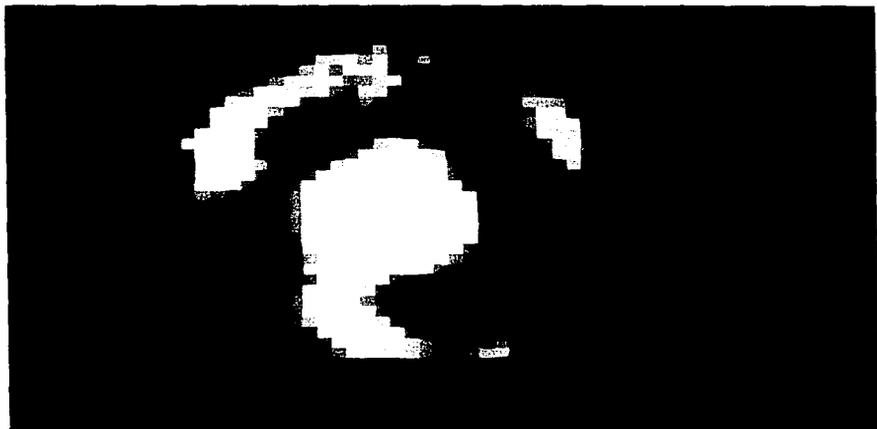


Figura 6.6: Anillo interno de NGC7469 detectado en el mapa de color $V - R$ de Arp298.

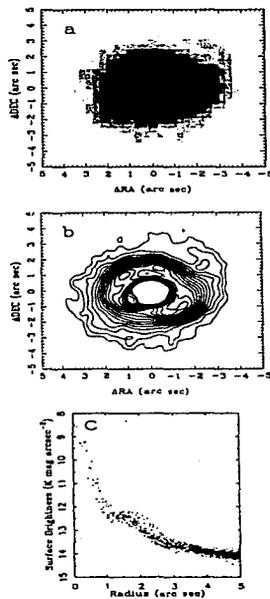


Figura 6.7: Imagen directa en la banda K de NGC7469. (a) contornos en grises. (b) Contornos en escala logarítmica. (c) Curva que muestra el perfil radial (Mazzarella et al. 1994).

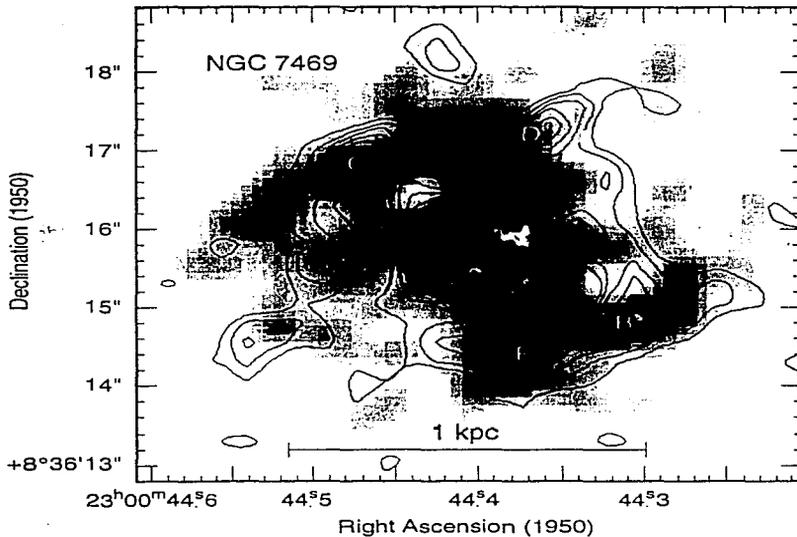


Figura 6.8: Mapa isofotal que muestra la emisión en el mediano infrarrojo ($11.7 \mu\text{m}$) sobrepuesto a la emisión (en grises) de 6cm detectada con el VLA (Miles et al. 1994).

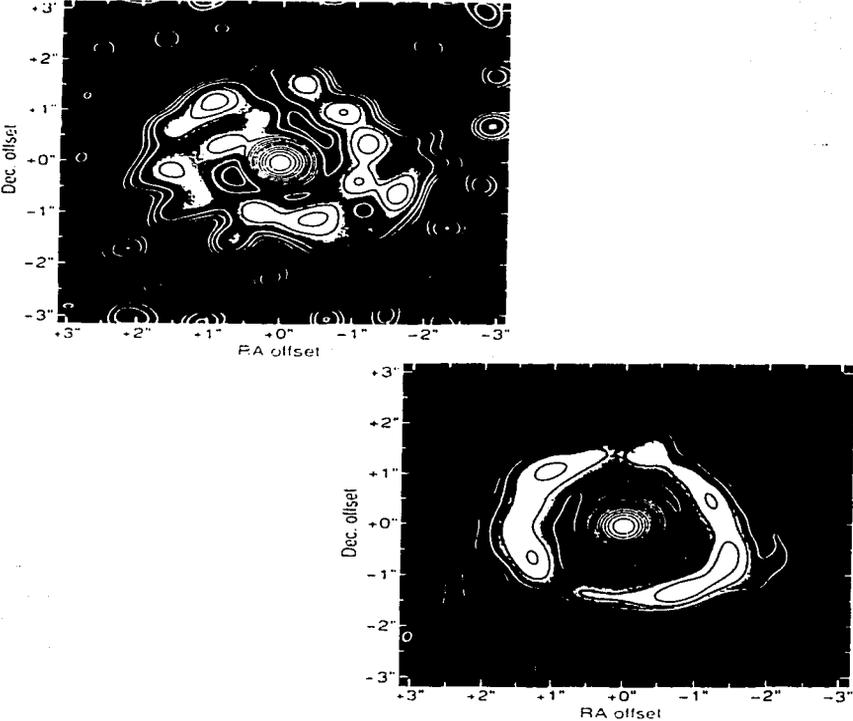


Figura 6.9: Mapas isofotales del núcleo de NGC7469: arriba, banda J, abajo banda K, (Genzel et al. 1995).

anillos, sino que tan sólo se propicia un aumento en la tasa de formación estelar a lo largo del disco de la galaxia. NGC7469 tiene un bulbo grande con respecto al disco y, por tanto, puede responder de manera coherente ante la aparición de perturbaciones no-axisimétricas (Márquez & Moles 1994). De esta forma, la galaxia puede formar una barra y con ella llevar gas a la región nuclear. La cantidad de gas molecular observado por Wilson et al. (1991) en el núcleo de esta Seyfert es ($\sim 1.5 \times 10^{10} M_{\odot}$). Esta gran cantidad de gas puede propiciar la formación de regiones con ILR. En estas regiones se localizan zonas con alta formación estelar, las cuales se forman a través del colapso gravitatorio del gas acumulado (Elmegreen 1994).

6.5 *El Ambiente cercano a OJ 287: Nebulosidad Subyacente y Posible Jet Optico*

Los estudios de las galaxias subyacentes y el entorno cercano de los objetos BL Lac sirven para resolver algunas cuestiones fundamentales. Primero, nos permiten investigar si el mecanismo que dispara la actividad en estos objetos está relacionado con procesos de interacción o mergers, como ocurre en el caso de otros núcleos activos (Hutchings, Janson & Neff, 1989). Segundo, nos permite estudiar la evolución de galaxias sobre un amplio rango de corrimientos al rojo. Y tercero, debe ser posible encontrar objetos que puedan estar afectados por el efecto de microlentes gravitatorios, lo cual se hace buscando galaxias cuyo centro esté desplazado respecto del núcleo del objeto BL Lac.

Hasta ahora, la mayor parte de las observaciones hechas con el fin de estudiar los objetos subyacentes a los BL Lac, se han restringido exclusivamente a valores de $z < 0.2$ (Abraham, McHardy & Crawford 1991), y sólo en muy pocos casos con $z=0.6$ (Wurtz et al. 1993). Aparte de uno o dos casos controvertidos (PKS 143+135, McHardy et al. 1994 y referencias ahí listadas), la mayoría de ellos fueron indentificados como galaxias elípticas luminosas. Es por ello muy importante extender estos estudios a objetos BL Lac con corrimientos al rojo mayores, utilizando telescopios más grandes, o técnicas más modernas de deconvolución bidimensional.

En el capítulo 3 mostramos que OJ 287 es uno de los objetos más activos del Universo a través de su comportamiento variable y, por otro lado, se mencionó también que el valor de corrimiento al rojo para este blazar es de $z = 0.306$. Es por esto que consideramos que OJ 287 es un objeto accesible para estudiar su entorno inmediato.

Si además se toma en cuenta el hecho de que tenemos más de cien imágenes de OJ 287, producto del seguimiento realizado en el OAN-SPM para el proyecto OJ-94, y que muchas de ellas fueron obtenidas cuando el objeto estaba débil en brillo, resulta posible hacer este tipo de estudio.

6.5.1 *Observaciones. Reducción y Procesamiento de Imágenes*

Las imágenes utilizadas fueron las que se adquirieron durante la campaña de enero de 1994 dentro del seguimiento internacional OJ-94 (ver capítulo 3). El estudio se realizó con 29 imágenes (de un total de 160) de OJ 287. Esta elección se hizo con base en el valor del FWHM en cada una de ellas. Las imágenes se sumaron mediante el algoritmo IRAF/COMBINE. Para poder utilizar este algoritmo, es necesario desplazar tanto horizontal como verticalmente cada imagen, con el fin de que las 29 exposiciones coincidan en posición. Esto se logra utilizando el programa IRAF/IMSHIFT, con lo que obtenemos imágenes que difieren tan sólo en décimas de pixel entre ellas. Una vez hecho esto, se suman utilizando el algoritmo que mencionamos antes, con lo cual obtenemos una imagen final que tiene un valor de señal a ruido $S/R = 5.3$ veces mayor con respecto a una sola imagen. Esta imagen final tiene un tiempo de integración de 4.83 hrs, una magnitud límite $V \sim 25$ y un valor de seeing $\sim 1.8''$.

La imagen final fue procesada digitalmente a través del algoritmo "Lucy", el cual viene en la paquetería del IRAF. Este algoritmo es de gran ayuda ya que provee una manera sencilla y rápida de deconvolucionar imágenes bidimensionales, lo cual permite realzar estructuras de bajo brillo superficial. Para utilizarlo se necesita la imagen del objeto que se desea deconvolucionar y, además, una estrella con un buen valor de FWHM para poder utilizarla como PSF (en inglés, "Point Spread Function"). El valor de la PSF queda determinado por nuestro sistema instrumental. Logramos aislar una estrella con un valor del FWHM que corresponde a 6.7 pixeles, i.e. $\sim 1.7''$. El algoritmo de Lucy requiere que, tanto la imagen de la estrella que vamos a usar como PSF, como la de OJ 287, estén normalizadas.

Para estudiar el entorno cercano a OJ 287, se recortó la imagen combinada de OJ 287 a un tamaño de 300×300 pixeles. Por otro lado, se aisló una estrella con un FWHM de 6.7 pixeles en dicho campo, la cual se utilizó como PSF. Ambas imágenes se normalizaron con el algoritmo IRAF/NORMALIZE. Ya con las imágenes normalizadas, se procedió a correr el programa Lucy. Sin embargo, el algoritmo Lucy que

empleamos produce una zona oscura alrededor del objeto central, la cual se conoce como zona de anillos o resonancias de Gibbs (Lucy 1994). En la figura 6.11 presentamos la imagen combinada obtenida con IRAF/COMBINE sin utilizar todavía el algoritmo Lucy. En la figura 6.12 presentamos el resultado de esta imagen combinada, pero procesada posteriormente con Lucy, la cual muestra la zona de resonancias de Gibbs alrededor de OJ 287 y, además, la presencia de una nebulosidad subyacente al blazar y de varios objetos que parecen estar asociados al mismo.

Se obtuvieron imágenes en las bandas B, R e I de OJ 287 posteriormente con el telescopio NOT. Durante las noches fotométricas del 17 y 18 de mayo de 1994 se adquirieron 5 imágenes en la banda R. El CCD empleado para estas observaciones proporciona una escala de placa de $0.14''/\text{pixel}$. Estas imágenes fueron combinadas nuevamente con IRAF/COMBINE, y de esta forma se obtuvo una imagen final con un FWHM $\sim 0.6''$ y un tiempo de integración de 16 minutos (ver figura 6.13). En esta imagen se puede resolver claramente la presencia de una cadena de objetos en un P.A. 220° (ver Benítez et al. 1996a). Por otro lado, las imágenes de las bandas B e I se adquirieron con un CCD que nos da una escala de placa de $0.176''/\text{pixel}$. Ambas imágenes son del día 2 de diciembre de 1994, tienen un tiempo de exposición de 600 s y un FWHM $\sim 0.7''$.

Para completar este estudio, contamos también con imágenes de OJ 287 y sus alrededores, las cuales fueron adquiridas con el telescopio de 2.2m del observatorio localizado en Calar Alto (Almería, España). Para este estudio, se utilizó la cámara infrarroja llamada MAGIC y un detector tipo NICMOS3 con un formato de 256×256 píxeles. La escala de placa en este sistema es $0.636''/\text{pixel}$. El proceso de reducción de estas imágenes se describe en Heidt (1996).

6.5.2 Fotometría

Los algoritmos llamados no-lineales, entre ellos, el de Lucy, tienden a degradar el contenido fotométrico de los datos (Hook & Lucy 1994). Es por esta razón que no podemos medir magnitudes a partir de imágenes procesadas con estos algoritmos. Sin embargo, estos programas producen con bastante éxito imágenes con un excelente contraste, lo cual para propósitos de estudios morfológicos y de identificación de objetos débiles resulta muy conveniente (Cohen 1991; Linde & Spannare 1993). En este trabajo hemos usado la imagen en la banda V restaurada con Lucy con el único

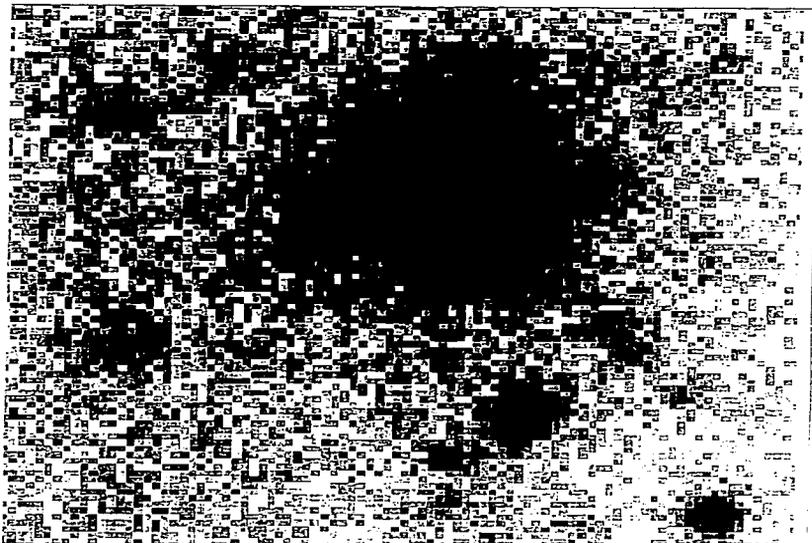


Figura 6.10: Resultado de la combinación de 29 imágenes en el filtro V adquiridas con el 2.1m del OAN-SPM. La imagen final tiene un tiempo de integración de 4.83hrs. En esta figura el Norte está arriba y el Este a la izquierda.

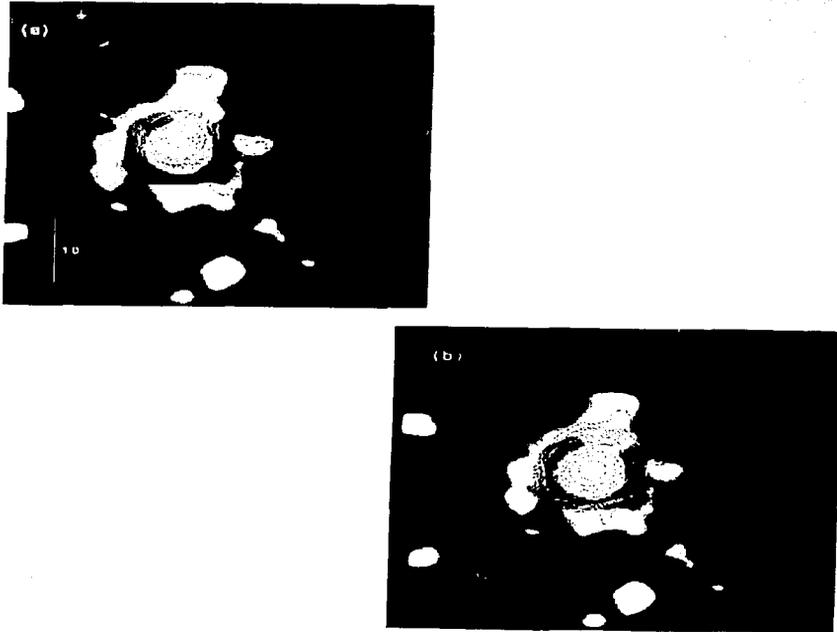


Figura 6.11: Imagen que muestra el entorno cercano a OJ 287 después de ser procesada con el algoritmo Lucy. (a) Mapa de contornos de radio obtenido por Kollgaard et al. (1992) empalmado a la imagen procesada. (b) Mapa escalado de contornos de radio obtenido por Perlman & Stocke (1994) empalmado a la imagen procesada. En esta figura el Norte está arriba y el Este a la izquierda.

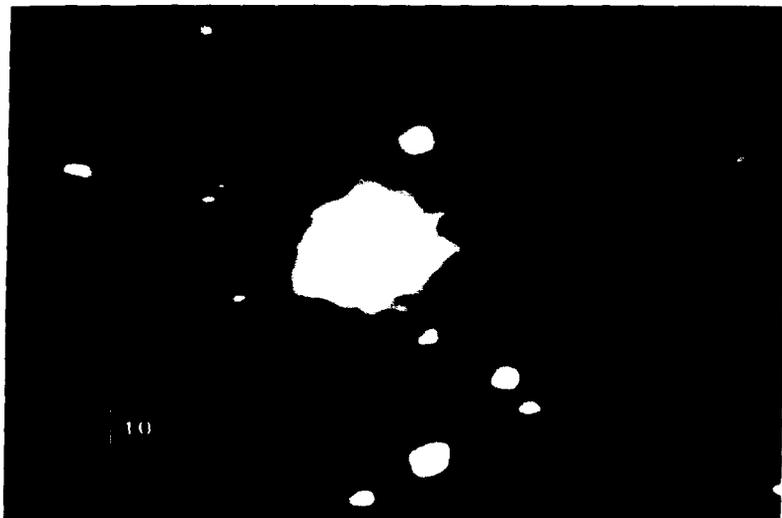


Figura 6.12: Imágen en banda R tomada con el NOT. La imagen es una combinación de 5 imágenes. Tiene un tiempo de integración de ~ 16 min y un FWHM $\sim 0.6''$. En esta figura el Norte está arriba y el Este a la izquierda.

propósito de poder identificar objetos muy débiles asociados a OJ 287 dentro de un radio $\sim 30''$.

La fotometría de los objetos asociados a OJ 287 se realizó sobre las imágenes sumadas, pero no restauradas. Estas imágenes se trabajaron de manera tal, que se sustrajo en todas las bandas el centro de OJ 287, con el fin de no contaminar con luz del BL Lac a los objetos localizados muy próximos al mismo y, de esta manera, poder realizar mediciones fotométricas. La resta del núcleo de OJ 287 en cada caso se hace con el programa IRAF/DAOPHOT. Para lograr esto es necesario construir la PSF a partir de las estrellas estándares de calibración de Smith et al. (1985) presentes en la imagen y, posteriormente, la imagen se convoluciona con un "kernel" gaussiano. En la figura 6.14 mostramos un mapa de contornos de la imagen V combinada y sin núcleo de OJ 287, los cuales tienen unidades arbitrarias. Los contornos alrededor de lo que era el lugar del núcleo de OJ 287 aparecen negativos. Esto se debe a que la PSF que se construye para restar el núcleo, utiliza el valor de la PSF de las tres estrellas estándares, el cual es diferente en cada una de ellas. Fuera de un radio de $\sim 9 - 10$ pixeles, el centro de las estrellas se resta bastante bien, pero dentro de este radio las diferencias de la PSF entre una estrella y otra se hacen evidentes. El rango dinámico de la imagen procesada con Lucy (y con OJ 287 en el centro, figura 6.12), y el correspondiente a la imagen procesada con DAOPHOT (sin OJ 287 en el centro, figura 6.14), es muy distinto, por ello se aprecian diferencias que son artificios del despliegue. Sin embargo, observándolas detenidamente se pueden identificar todos los objetos de interés para este estudio en ambas imágenes.

La calibración de las imágenes V e I se hizo con las estrellas 4, 10 y 11 de Smith et al. (1985), y las imágenes B y R con las de Fiorucci & Tosti (1996). Para las imágenes de la banda K se usaron varias estrellas estándares de Elias et al. (1982). En la tabla 6.2 mostramos las magnitudes B, V, R, I y K. Los objetos identificados en la columna (1) están localizados en la figura 6.14. Las columnas (2) a (6) proporcionan las magnitudes y su error asociado en B, V, R, I y K respectivamente. Las aperturas para las bandas B e I fueron $2.11''$, para V y K $2.00''$ y, finalmente, para R $1.68''$. Algunas excepciones se indican al pie de la tabla 6.2.

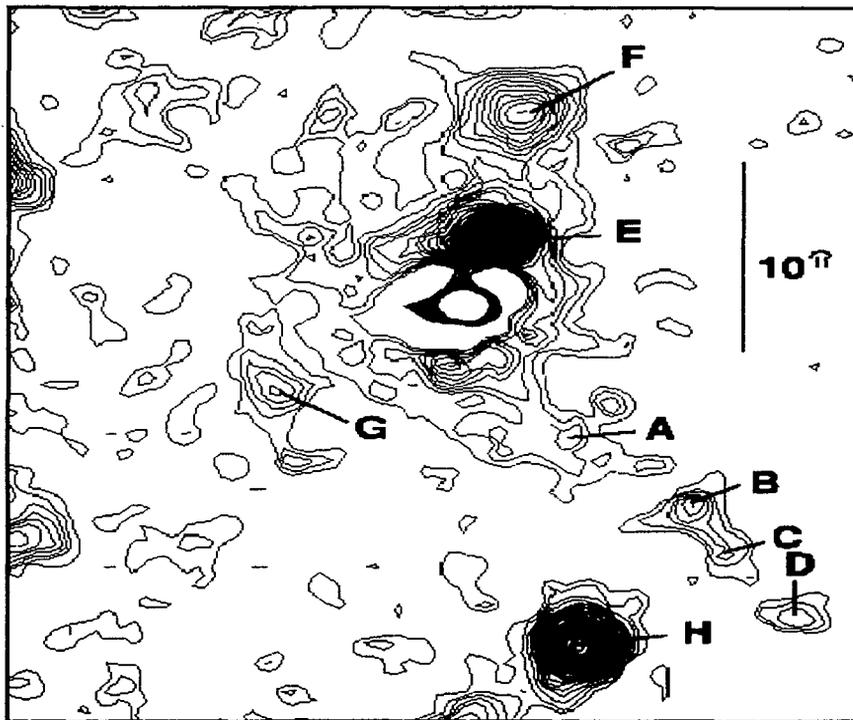


Figura 6.13: Mapa de contornos de la imagen combinada en la banda V (del OAN-SPM) de OJ287 y sus alrededores. El núcleo de OJ 287 ha sido sustraído. En esta figura el Norte está arriba y el Este a la izquierda.

6.5.3 Resultados e Interpretación

Las primeras detecciones de una nebulosidad asociada a OJ 287 fueron hechas por Kinman (1975). Recientemente vemos que existen trabajos que afirman haber detectado la galaxia subyacente a OJ 287 (por ejemplo, Hutchings & Neff 1990; Wright, Mc Hardy & Abraham 1996), a través de métodos unidimensionales que involucran la extracción del perfil $L(r)$ de la emisión extendida. En este trabajo presentamos la aplicación, por primera vez, del análisis bidimensional en la búsqueda de la galaxia subyacente (Benítez et al. 1996b).

Hemos estimado el tamaño de la galaxia subyacente, tomando en cuenta el valor de distancia correspondiente a $z = 0.306$ para OJ 287, y la extensión medida en la imagen de contornos mostrada en la figura 6.15, la cual es $\Theta = 6.81''$.

El tamaño angular de una fuente puede calcularse mediante la relación siguiente:

$$\Theta'' = \frac{3.44 \times 10^{-4} H_0 D (1+z)^2}{(1+z) - (1+z)^{0.5}}, \quad (6.2)$$

tomada de Weedman (1986), donde D está en kpc, y H_0 es la constante de Hubble, la cual para efectos de los cálculos presentados en este capítulo, tiene un valor $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$.

Despejando D de la ecuación anterior, obtenemos un valor de 38 kpc. Hutchings & Neff (1990) estiman un valor de 40 kpc para la galaxia subyacente, a partir del perfil unidimensional. Estos autores calcularon también la magnitud en la banda R para esta galaxia, y encuentran un valor de -22.6. Por otro lado, Wright et al. (1996) encuentran un valor para la magnitud visual de la galaxia subyacente de -22. Este valor está dentro de los rangos encontrados para galaxias tipo FRI, los cuales van de -22 a -24.5.

Un resultado relevante que provee este trabajo, es la coincidencia del filamento óptico detectado hacia el oeste de OJ 287 en nuestra imagen restaurada, con una estructura localizada en la misma dirección en el radio por Kollgaard et al. (1992) y Perlman & Stocke (1994), ver figura 6.12. Este filamento es visible claramente en la imagen sumada sin restaurar (figura 6.11), por lo que no es un artificio creado por el algoritmo Lucy. Una estructura similar ha sido hallada en el QSO 1302-102 por Hutchings et al. (1994). Desafortunadamente, en este momento todavía no podemos concluir nada sobre la posible asociación de la emisión óptica-radio. Sin embargo, si la emisión de estas estructuras resulta estar conectada, y además se confirma que

proviene del jet, esta sería la primera vez que se detecta la coincidencia en posición de un jet óptico con el observado en radio en un objeto tipo BL Lac.

En la figura 6.12 llama la atención una especie de jet que emerge aparentemente del núcleo de OJ 287 con un ángulo de posición $PA = 220^\circ$. La distancia proyectada de este jet es de $22''$, medida desde el centro del objeto hasta el objeto señalado como D en la figura 6.14. Si este objeto está relacionado con OJ 287, su tamaño proyectado es $\sim 122\text{kpc}$. Una posible interpretación de esta estructura es la de una serie de nódulos que forman un jet óptico emergiendo de OJ 287. De ser esto cierto, resultaría ser el jet óptico más largo visto en un objeto tipo BL Lac. Otra interpretación es que se trata de una cadena de objetos, estrellas y/o galaxias alineados. La probabilidad de una alineación de objetos físicamente relacionados es extremadamente baja, aunque la cadena de galaxias en VV 172 (Arp 1966), puesta a la distancia de OJ 287, sería de tamaño comparable. Una idea alternativa, es suponer que esta cadena podría estar formada por un alineamiento de galaxias de fondo y estrellas cercanas que no tienen, por supuesto, ninguna relación. Esto último se sustenta en el hecho de que dos de los ocho objetos (el B y el C) presentados en la figura 6.14 tienen un valor en su PSF que corresponde a objetos estelares. Además, sus colores están en el rango de las estrellas M y K según Johnson (1966). Podemos comparar los colores de esta elongación con los de los nudos que tiene el jet óptico de 3C 273 utilizando las densidades de flujo reportadas por Röser & Meisenheimer (1991). Para el objeto D tenemos los tres colores, los cuales son semejantes al del nudo D de 3C 273. Los colores $R - I$ de los objetos B y C, así como también el color $B - R$ del objeto A, son todos más rojos que cualquiera de los nudos del jet de 3C 273. Esta comparación tiene que tomarse con precaución, dado que las correcciones K son muy diferentes para cada objeto y no se han tomado en cuenta en ninguno de los dos casos. Consideramos que es de suma importancia verificar observacionalmente la presencia de este jet asociado a OJ 287.

En la figura 6.14 podemos apreciar dos objetos muy próximos a OJ 287: el E y el F. Ambos fueron reportados en un trabajo previo por Stickel, Fried & Kühn (1993). En este trabajo, el objeto más cercano (a tan solo $3.4''$) es poco distinguible en las distorsiones producidas en el mapa de contornos. En nuestras imágenes puede distinguirse claramente. Calculamos la distancia proyectada para este objeto y encontramos que está a tan solo 19kpc de OJ 287. Otro objeto interesante es el señalado

como G, que tiene colores similares a los dos anteriores y, al igual que el objeto F, parece estar presente en el mapa de contornos de radio presentado por Kollgaard et al. (1992) (figura 6.12(a)).

Suponiendo que todos los objetos no estelares dentro de un radio de $10''$ alrededor de OJ 287, son galaxias que están a la misma distancia del objeto, habría cuatro galaxias con una distancia proyectada ~ 60 kpc. Sus magnitudes absolutas serían más débiles ($\sim 2-3$ mag) que las de una galaxia de $M_V = -21.0$ (ver por ejemplo Efstathiou, Ellis & Peterson, 1988). Se han encontrado en otros objetos tipo BL Lac galaxias que son compañeras cercanas, según reportan Pesce, Falomo & Treves (1995). Este escenario apoya la idea de que la actividad en los objetos BL Lac está relacionada con la interacción de galaxias, como parece ser el caso de muchos cuasares (Hutchings, Janson & Neff 1989) y galaxias Seyfert (e.g. Dahari 1984).

En el capítulo 3 mencionamos que una de las características más importantes encontradas en OJ 287 es su variabilidad periódica. También mencionamos que el modelo de agujero negro binario propuesto inicialmente por Sillanpää et al. (1988) es el más adecuado para explicar este comportamiento según hemos confirmado en la campaña OJ-94 (Sillanpää et al. 1996). Un agujero negro binario, como el sugerido por estos autores para explicar la actividad central de OJ 287, puede producirse a través de procesos de interacción de galaxias que cuentan con un agujero negro en su núcleo. Es de esperar que dicho sistema binario se encuentre asociado con varias compañeras o galaxias irregulares en grupos, (Begelman, Blandford & Rees, 1980). Nuestro resultado sugiere que posiblemente estemos observando tal sistema en la vecindad de OJ 287. Resulta relevante medir los valores de la velocidad de recesión de las galaxias cercanas que rodean a este BL Lac y determinar sus propiedades. El hecho de encontrarse sumamente cercanas a OJ 287 y de ser intrínsecamente débiles hace muy difícil alcanzar esta meta.

Tabla 6.1: Observaciones de Arp298 con el NOT (1994)

Fecha Universal	Filtro	Tiempo de Exposición
6 Sep	V	30
6 Sep	R	10
7 Sep	B	300
7 Sep	R	400
8 Sep	R	1200

Tabla 6.2: Fotometría B, V, R, I y K de los Alrededores hasta 30" de OJ 287

Feature	B $\pm \sigma_B$	V $\pm \sigma_V$	R $\pm \sigma_R$	I $\pm \sigma_I$	K $\pm \sigma_K$
A	24.19 ± 0.19	24.15 ± 0.23	23.00 ± 0.24
B	...	23.62 ± 0.15	22.07 ± 0.12	20.82 ± 0.09	18.31 ± 0.09
C	...	24.02 ± 0.21	23.0 ± 0.22	21.83 ± 0.12	20.46 ± 0.38
D	24.22 ± 0.18	24.02 ± 0.22	23.45 ± 0.32	22.52 ± 0.20	19.76 ± 0.28
E	23.90 ± 0.14	21.74 ± 0.06	21.28 ± 0.09	20.43 ± 0.03	18.57 ± 0.19
F	22.44 ± 0.09	22.56 ± 0.07	21.89 ± 0.28	20.75 ± 0.19	20.15 ± 0.20
G	23.99 ± 0.16	23.97 ± 0.19	22.97 ± 0.24
H	23.04 ^a ± 0.08	21.96 ± 0.06	21.33 ^b ± 0.14	20.92 ^a ± 0.10	18.49 ± 0.13

Notas:

Las Aperturas para la fotometría estan dadas en el texto excepto para los casos señalados (a) y (b), los cuales corresponden a 2.82" y 4.48", respectivamente.

CONCLUSIONES

Los estudios de variabilidad en una sólo banda, aislados y sin un seguimiento temporal adecuado, proporcionan una información muy limitada sobre el comportamiento del continuo y/o las líneas de emisión de los NAG. Es por esta razón que se hace necesario organizar campañas de monitoreo internacionales para estudiar el comportamiento variable de un sólo objeto.

En el caso particular de OJ 287, la campaña OJ-94 resultó un éxito. A través del análisis realizado a la mayoría de los datos recopilados durante dicha campaña, ha sido posible comprobar algunas ideas surgidas en los modelos teóricos que se han propuesto para explicar la variabilidad de OJ 287. Los resultados más importantes obtenidos con los datos del OAN-SPM y, en general, con los datos recopilados durante el proyecto OJ-94 sobre el comportamiento variable de OJ 287 y 3C66A, son los siguientes:

1. Se pudieron observar variaciones en cada una de las noches en que se monitoreó a OJ 287 en el OAN-SPM (excepto en la campaña de 1992). En particular, se observaron variaciones con escalas temporales del orden de días. La variabilidad máxima de brillo del núcleo de OJ 287 (observada en enero de 1994, tomando como tiempo de variación característico los 8 días) es: $\frac{\Delta L}{\Delta t} = 7.21 \times 10^{40} \text{erg s}^{-2}$
2. La fotometría promedio realizada en México contribuyó a mejorar el muestreo temporal en el óptico de la curva de luz del proyecto OJ-94. La estimación que obtenemos del límite superior de la masa del agujero negro más masivo asociado a OJ 287 (según la variabilidad observada, ver sección 3.5.2) es $3.57 \times 10^9 M_{\odot}$. Este valor resulta menor por un factor 1.4 al obtenido para la masa del agujero negro primario en el trabajo de Sillanpää et al. (1988). Esta discrepancia se debe, en parte, a que estamos subestimando el tiempo de variación, puesto que al no tener un seguimiento de 24 horas del objeto, desconocemos la duración completa del evento variable.
3. Se pudo confirmar la presencia de variabilidad periódica (cada 11.8 años), tal

y como lo predice el modelo del agujero negro binario propuesto por Sillanpää et al. (1988). Refinamientos posteriores del modelo (Lehto & Valtonen 1996) confirman este comportamiento y, además, son capaces de predecir (con mejor precisión) los futuros brillantamientos, ráfagas y eclipses, que presentará OJ 287. La explicación de la variabilidad periódica observada en OJ 287 requiere de procesos relacionados con un sistema binario. El modelo binario supone que existen perturbaciones de marea provocadas por el paso del secundario a través del disco de acreción del primario. Estas perturbaciones generan incrementos periódicos en la tasa de acreción. Por otro lado, existe otro modelo que se basa también en el modelo binario, el cual supone que si el disco de acreción del primario precesa, entonces el jet relativista asociado a OJ 287 emite radiación helicoidalmente (efecto faro). Esta radiación produce fluctuaciones periódicas, tal y como se observan en OJ 287 (Katz 1997).

4. OJ 287 presentó microvariabilidad el 70% de las noches observadas. Se pudo observar la presencia de microvariaciones sobrepuestas a una ráfaga (lo cual sugiere la presencia de material turbulento), en la temporada de enero de 1994 (ver la figura 3.19). Esto sugiere que, muy probablemente, los fenómenos asociados al jet relativista sean los directamente responsables de las microvariaciones observadas en el óptico. Sin embargo, aún no está claro cuando la contribución a la microvariabilidad óptica observada en los blazares es atribuible a procesos relacionados con el jet relativista, a procesos relacionados con el disco de acreción, o a ambos.
5. El blazar 3C66A mostró variabilidad en escalas de tiempo de días, semanas y meses. Sin embargo, aún no se cuenta con un buen muestreo espacial y temporal que permita discernir si existe algún tipo de comportamiento periódico como en el caso de OJ 287. Durante el monitoreo realizado en el OAN-SPM no se detectaron microvariaciones.

Respecto del comportamiento variable de la galaxia Seyfert 1 NGC7469, se puede concluir que el núcleo de esta galaxia presenta variabilidad y microvariabilidad óptica durante la temporada de monitoreo con fotometría fotoeléctrica (1989-1990). Sin embargo, al repetirse posteriormente el seguimiento en 1993 (utilizando fotometría

CCD) no se observan microvariaciones. Las microvariaciones observadas en NGC7469 son esperables, dado que el núcleo de esta galaxia presenta gran emisión en las bandas del radio. Hasta ahora sólo existen reportes de dos galaxias Seyfert 1 (NGC4151 y NGC7469) que muestran microvariaciones.

La búsqueda de microvariabilidad en galaxias Seyfert 1 (estrictamente radio calladas) se complica debido a la contaminación de luz estelar de la galaxia subyacente que contribuye a la emisión óptica del núcleo. Por este motivo, los estudios de búsqueda de microvariaciones se han enfocado a cuasares radio callados. Estos estudios son fundamentales, pues de existir el fenómeno en objetos radio callados y, por tanto, que no tienen asociado un jet relativista, indicaría que los modelos que proponen inestabilidades en el jet relativista no funcionan para explicar microvariabilidad y, por consiguiente, el fenómeno tendría que atribuirse a procesos relacionados con inestabilidades en el disco de acreción.

En el capítulo 5 presentamos un estudio de monitoreo internacional (simultáneo y en las bandas del óptico-ultravioleta) de NGC5548. Las imágenes adquiridas en el OAN-SPM resultaron fundamentales para la calibración de la fotometría CCD en esta campaña, debido a que en ellas se pudo incluir la estrella de calibración en el mismo cuadro. La variabilidad del continuo y de las líneas de emisión (producidas en la BLR) muestran que el continuo óptico-ultravioleta varía en fase. Este resultado es importante, pues favorece los modelos que proponen que procesos coherentes en la corona del disco de acreción producen este tipo de variaciones. Por otro lado, se muestra cómo a través del método de mapeo por reverberación y de los datos de variabilidad se estima el tamaño de la región que emite las líneas. Entre los resultados más importantes de este estudio, tenemos que el gas asociado con la BLR presenta una estratificación en densidad y en el grado de ionización. Las líneas de alta ionización responden con tan sólo dos días de retraso a las variaciones del continuo ionizante, por lo que están muy cerca de la región nuclear. En el caso de las líneas de baja ionización, se encuentra que presentan un retraso de algunas semanas. En particular H_{β} se encuentra a 11 días luz del núcleo.

El estudio realizado al par de galaxias Arp298 sugiere que la respuesta ante las perturbaciones de la fuerza de marea dependen del tipo morfológico, tal y como lo proponen Márquez & Moles (1994). NGC7469 presenta un tipo morfológico temprano, por tanto, el bulbo es grande y responde de manera coherente a las perturbaciones.

Vemos que el núcleo presenta un anillo con alta formación estelar, y que existe una gran cantidad de gas molecular a escalas circunucleares en esta galaxia. Existen modelos que indican que las perturbaciones de marea se encargan de llevar el gas al núcleo, lo cual pudiera estar relacionado con la actividad central observada en los NAG. En cuanto a IC5283, tenemos que al ser de tipo morfológico tardío, no puede responder coherentemente a las perturbaciones de la fuerza de marea y, por lo tanto, tiende a fragmentarse localmente, y presentar formación estelar a lo largo de todo el disco.

Finalmente, queremos resaltar los resultados más relevantes del estudio fotométrico y morfológico realizado en el entorno cercano de OJ 287. Por primera vez se obtiene la imagen óptica de la galaxia subyacente a OJ 287, siendo éste el resultado más importante de esta tesis. Esto es relevante para el estudio de los blazares dentro del contexto de poder conocer si se trata de fuentes con galaxias subyacentes del tipo FRI o FRII. Encontramos también una alta densidad de galaxias cercanas a OJ 287, lo cual apoya, en principio, la idea que se tiene respecto a que también la actividad observada en los objetos tipo blazar, puede ser inducida por interacciones gravitatorias con galaxias circundantes.

Apéndice A

CINEMÁTICA RELATIVISTA EN LOS BLAZARES

A.1 Movimiento Superlumínico

En algunos blazares se observan, mediante técnicas de interferometría en radio frecuencias (VLBI), nódulos de plasma eyectados desde la fuente compacta. Estos nódulos se desplazan con respecto al objeto emisor (que coincide con la posición óptica del blazar y la fuente de radio compacta), con velocidades aparentes -proyectadas en el cielo- mayores que la velocidad de la luz. Por ello, a sus movimientos y a los objetos mismos que los producen, se les llama "superlumínicos". A continuación se da la explicación comunmente aceptada de este efecto.

Consideremos el caso de un blazar que emite un nódulo que proviene de su núcleo en un instante $t = 0$ (ver figura A.1). El nódulo viaja durante un tiempo Δt con una velocidad βc (siendo $\beta = v/c$), hasta el punto 2 a lo largo de una línea recta (el jet, por ejemplo). El ángulo entre el jet y la línea de visión es θ , y en principio suponemos que es muy pequeño.

La diferencia entre los tiempos de arribo de las señales en los puntos 1 (emisión del blazar) y 2 (emisión del nódulo), desde el sistema de referencia del observador está dada por:

$$\frac{d}{c} = \frac{c\Delta t - \beta c\Delta t \cos\theta}{c} = \Delta t(1 - \beta \cos\theta). \quad (\text{A.1})$$

Esta diferencia se debe a que cuando el nódulo emitido por la fuente llega al punto 2, está más cerca del observador que la emisión que viaja desde el punto 1. Además, el observador ve que el nódulo se desplaza en el cielo una distancia d_{cielo} perpendicular a la línea de visión dada por:

$$d_{\text{cielo}} = c\Delta t\beta \sin\theta. \quad (\text{A.2})$$

La velocidad aparente que mide el observador queda determinada por el cociente de A.2 sobre A.1:

$$\beta_{aparente} = \frac{c\beta \operatorname{sen}\theta}{1 - \beta \cos\theta}. \quad (\text{A.3})$$

Existe un ángulo crítico para el cual el efecto es máximo, el cual se obtiene derivando A.3 con respecto a θ e igualando a cero:

$$\frac{d\beta_{aparente}}{d\theta} = \frac{(1 - \beta \cos\theta)c\beta \cos\theta - c\beta \operatorname{sen}\theta \beta \operatorname{sen}\theta}{(1 - \beta \cos\theta)^2} = 0. \quad (\text{A.4})$$

Resolviendo A.4, tenemos que que la velocidad aparente máxima (β_{max}) ocurre cuando:

$$\cos\theta = \beta_{max}. \quad (\text{A.5})$$

Usando A.5 en la relación trigonométrica $\operatorname{sen}^2\theta + \cos^2\theta = 1$ obtenemos:

$$\operatorname{sen}^2\theta = 1 - \cos^2\theta = 1 - \beta_{max}^2, \quad (\text{A.6})$$

por lo tanto:

$$\operatorname{sen}\theta = \sqrt{1 - \beta_{max}^2} = \gamma^{-1}. \quad (\text{A.7})$$

Sustituyendo A.5 y A.7 en A.3, obtenemos la velocidad aparente máxima:

$$\beta_{ap,max} = \frac{c\beta \sqrt{1 - \beta^2}}{1 - \beta^2} = \frac{c\beta}{\sqrt{1 - \beta^2}} = \gamma\beta c, \quad (\text{A.8})$$

donde γ es conocido como el factor de Lorentz.

Como $\beta = v/c$, la velocidad aparente máxima es igual a γv , y si suponemos que la emisión viaja a la velocidad de la luz ($v = c$) resulta que $\beta_{ap,max} = \gamma c$. Además, según A.7 cuando el ángulo θ es pequeño el factor $\gamma \gg 1$. De aquí que, para ángulos pequeños y velocidades relativistas, observaremos movimiento con velocidades aparentes mayores a la de la luz, es decir, movimiento superlumínico.

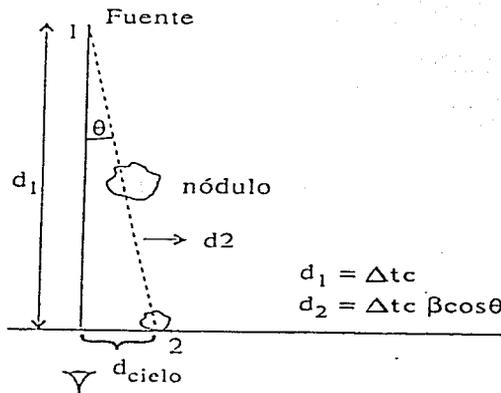


Figura A.1: Un nódulo sale del núcleo de un blazar en $t = 0$ se mueve a lo largo del jet y formando un ángulo θ con el observador. Después de un tiempo t el nódulo se ha desplazado de 1 a 2 con una velocidad $v = \beta c$.

A.2 Direccionamiento por Efecto Doppler

Pensemos en dos sistemas, uno en reposo S (no primo) y el otro S' moviéndose con una velocidad \vec{v} . En el sistema en movimiento, se emite un nódulo que se desplaza con una velocidad \vec{u}' , la cual forma un ángulo θ' con respecto a \vec{v} (ver figura A.2(a)). Las componentes del vector \vec{u}' son, de acuerdo a las transformaciones de Lorentz, (ver Rybicki & Lightman 1979):

$$u_{\parallel} = \frac{u'_{\parallel} + v}{1 + \frac{vu'_{\parallel}}{c^2}}, \quad (\text{A.9})$$

$$u_{\perp} = \frac{u'_{\perp}}{\gamma(1 + \frac{vu'_{\parallel}}{c^2})}. \quad (\text{A.10})$$

En el sistema del observador tenemos que la tangente del ángulo θ :

$$\tan\theta = \frac{u_{\perp}}{u_{\parallel}} = \frac{u' \text{sen}\theta'}{\gamma(u' \text{cos}\theta' + v)}. \quad (\text{A.11})$$

La ecuación A.11 se conoce como "fórmula de aberración". En esta ecuación u' es el módulo del vector velocidad \vec{u}' . Como se trata de fotones, $u' = c$ por lo que:

$$\tan\theta = \frac{\text{sen}\theta'}{\gamma(\text{cos}\theta' + \frac{v}{c})}. \quad (\text{A.12})$$

Recordemos que el modelo unificado propone que la emisión de los blazares está dominada por la que se produce en el jet, siendo ésta última anisotrópica. En particular, los nódulos que forman el jet viajan en una dirección específica, de aquí el término "jet" o chorro. Esta emisión anisotrópica provoca que los fenómenos relativistas de direccionamiento y amplificación por efecto Doppler (éste último será explicado en la próxima sección) sean muy fuertes en los blazares. No obstante, considerando el caso en el cual la emisión en el sistema en movimiento es isotrópica, el direccionamiento por efecto Doppler tiene un máximo cuando $\theta' = \frac{\pi}{2}$. Sustituyendo en A.12:

$$\tan\theta = \frac{c}{\gamma v}. \quad (\text{A.13})$$

A partir de A.12 se obtiene:

$$\text{cos}\theta = \frac{\text{cos}\theta' + \frac{v}{c}}{1 + \text{cos}\theta' \frac{v}{c}}. \quad (\text{A.14})$$

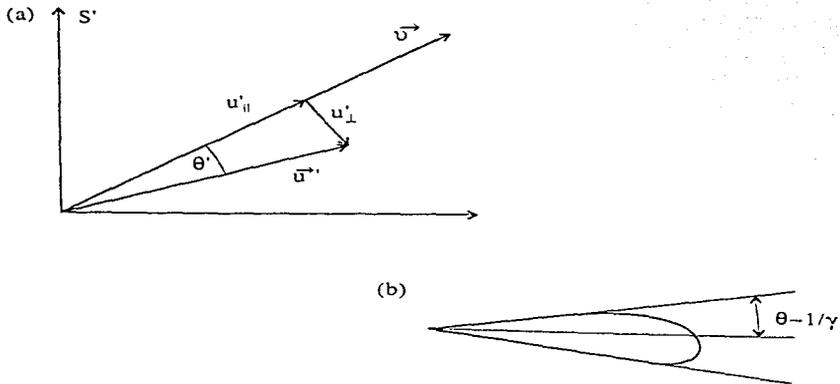


Figura A.2: (a) Sistema de referencia S' , moviéndose con una velocidad v respecto a un sistema en reposo S . En S' ocurre un evento que se mueve con velocidad u' . (b) La energía emitida en S' , que se observa en el sistema del observador S , se encuentra concentrada en un cono cuya apertura media es proporcional a γ^{-1} .

Usando la ecuación A.13 y A.14 encontramos que:

$$\text{sen}\theta = \frac{1}{\gamma}, \quad (\text{A.15})$$

donde el ángulo θ está representado en la figura A.2(b).

Cuando el factor de Lorentz $\gamma \gg 1$, nos queda que $\text{sen}\theta \sim \theta$ y entonces $\theta \propto \gamma^{-1}$. Esto quiere decir que en el sistema en reposo los fotones se encuentran direccionados hacia el observador, con la mitad de ellos concentrados dentro de un medio cono cuyo ángulo vale γ^{-1} .

A.3 Amplificación por Efecto Doppler

La amplificación por efecto Doppler es otro efecto que ocurre cuando observamos un jet, cuya emisión forma un ángulo muy pequeño con respecto al observador y se mueve con velocidades relativistas.

Supongamos que la densidad de energía de los nódulos en un jet $S_{\nu'}(\nu')$ es emitida isotrópicamente, y que se mueve hacia el observador. En el sistema del observador, la emisión se ve concentrada en la dirección del movimiento, es decir, observamos una emisión anisotrópica, con una densidad de energía $S_{\nu}(\nu)$. Esta concentración de energía se traduce en una amplificación de la misma en el sistema del observador.

El factor de amplificación por efecto Doppler se calcula haciendo uso de algunas de las transformaciones de Lorentz para la radiación de un cuerpo negro (ver Begelman et al. 1984). En particular, usaremos las ecuaciones de transformación de Lorentz entre un sistema en reposo (no primo) y otro en movimiento (primo), para la frecuencia ν y la temperatura de brillo T_b :

$$\nu = D\nu', \quad (\text{A.16})$$

$$T_b(\nu) = DT_b'(\nu'), \quad (\text{A.17})$$

donde D es el factor Doppler $D = \gamma^{-1}(1 - \beta \cos\theta)^{-1}$, y $\gamma = (1 - \beta^2)^{-\frac{1}{2}}$. Como suponemos movimiento con velocidades relativistas ($\gamma \gg 1$) el factor $D > 1$.

Sabemos que la intensidad de un cuerpo negro, en la aproximación de Rayleigh-Jeans, está dada por:

$$I_{\nu}(\nu) = \frac{2k\nu^2 T_b}{c^2}, \quad (\text{A.18})$$

siendo k la constante de Boltzmann. Usando A.16 y A.17, transformamos $I_{\nu}(\nu)$ al sistema $I_{\nu'}(\nu')$:

$$I_{\nu}(\nu) = \frac{2kD^3\nu'^2 T_b'(\nu')}{c^2} = D^3 I_{\nu'}(\nu'). \quad (\text{A.19})$$

Si suponemos que la emisión es ópticamente delgada entonces $I_{\nu}(\nu) = S_{\nu}(\nu)$, donde $S_{\nu}(\nu)$ es la función fuente. La ecuación de transformación para las funciones fuente del sistema en reposo y en movimiento está dada por:

$$S_\nu(\nu) = D^3 S'_{\nu'}(\nu'). \quad (\text{A.20})$$

Ahora bien, si suponemos que la función fuente del jet en movimiento emite de acuerdo a una ley de potencias del tipo:

$$S'_{\nu'}(\nu') \propto \nu'^{-\alpha}, \quad (\text{A.21})$$

obtenemos:

$$S_\nu(\nu) \propto D^3 \nu'^{-\alpha}. \quad (\text{A.22})$$

En el sistema del observador, la función fuente en movimiento $S'_{\nu'}(\nu) \propto \nu^{-\alpha}$. Utilizando A.22 y nuevamente A.16, obtenemos la amplificación de la densidad de energía en los jets de los blazares:

$$S_\nu(\nu) \propto D^{3+\alpha} \nu^{-\alpha} \propto D^{3+\alpha} S'_{\nu'}(\nu). \quad (\text{A.23})$$

Apéndice B

LA PRUEBA F APLICADA A MICROVARIABILIDAD

Una de las aplicaciones de la prueba estadística F es que nos sirve para comparar las varianzas de dos muestras de datos. En nuestro caso, tenemos una muestra con los errores de medición del objeto variable y, por otro lado, una muestra con los errores de medición de la estrella de comparación. La desviación estándar para cada muestra está dada por: Δ_{obj} y $\Delta_{Stdcomp}$ y, la varianza, no es otra cosa que el cuadrado de la desviación estándar en cada caso. La hipótesis sobre las varianzas de ambas muestras es que:

$$\Delta_{obj}^2 \gg \Delta_{Stdcomp}^2 \quad (B.1)$$

La ecuación B.1 indica que sólo esperamos observar variaciones en los objetos y no en las estrellas estándares. Por tanto, tenemos que fijarnos en los valores $F > 1$ de la distribución F o también llamados de “cola superior”. Además, tenemos también datos de otra estrella de referencia, supuestamente no variable, la cual utilizamos para reducir el ruido introducido por la atmósfera.

B.1 Estimación del Factor de escala K en las Varianzas

Cuando el brillo entre el objeto variable y la estrella de comparación no es el mismo, debemos multiplicar la desviación estándar de ésta última por un factor de escala, el cual denotaremos como K. Existen dos posibilidades: (a) Que la estrella de referencia utilizada para reducir las variaciones debidas a cambios atmosféricos, no sea mucho más brillante que el objeto y la estrella de comparación. (b) Que la estrella de referencia sea mucho más brillante que el objeto y la estrella de comparación. A continuación calcularemos el factor K para el caso (a).

B.1.1 Caso (a): La estrella de referencia no es mucho más brillante que el objeto y la estrella de comparación

Comencemos con la ecuación básica:

$$m = -2.5 \log \frac{F}{F_*} + cte. \quad (\text{B.2})$$

Sabemos que $\log \frac{F}{F_*} = \ln \frac{F}{F_*} \log e$, por lo que el error Δ_m en la magnitud está dado por:

$$\Delta m = -2.5 \log e \left(\frac{\partial \ln F / F_*}{\partial F} \Delta F + \frac{\partial \ln F / F_*}{\partial F_*} \Delta F_* \right) = -2.5 \log e \frac{\Delta F}{F} + 2.5 \log e \frac{\Delta F_*}{F_*}. \quad (\text{B.3})$$

Aplicemos esta ecuación a un caso específico. Calculemos el factor K en el estudio de la microvariabilidad del blazar 3C 66A (ver sección 3.10). En este caso, la estrella de referencia que utilizamos para hacer la curva de fotometría diferencial instrumental fue la estrella D, es decir graficamos $3C66A - stdD$. El error teórico asociado a la magnitud promedio, es decir la desviación estándar de 3C 66A, bajo la hipótesis de que no hay variaciones, está dada por:

$$\Delta m_{3C} = -2.5 \log e \frac{\Delta F_{3C}}{F_{3C}} + 2.5 \log e \frac{\Delta F_D}{F_D} = 2.5 \log e \left(\frac{\Delta F_D}{F_D} - \frac{\Delta F_{3C}}{F_{3C}} \right). \quad (\text{B.4})$$

Por otro lado, el error teórico asociado a la magnitud promedio de la estrella de comparación G, también suponiendo que no presenta variaciones, está dado por:

$$\Delta m_G = 2.5 \log e \left(\frac{\Delta F_D}{F_D} - \frac{\Delta F_G}{F_G} \right). \quad (\text{B.5})$$

Haciendo el cociente entre B.4 y B.5 obtenemos:

$$K = \frac{\Delta m_{3C}}{\Delta m_G} = \frac{F_G (F_{3C} \Delta F_D - F_D \Delta F_{3C})}{F_{3C} (F_G \Delta F_D - F_D \Delta F_G)}. \quad (\text{B.6})$$

Sabemos que el flujo $F \propto 10^{-0.4m}$ y, como los fotones siguen la distribución de Poisson, el error $\Delta F \propto \sqrt{F}$. Sustituyendo esto para cada caso en B.6, encontramos que:

$$K = \frac{10^{-0.4m_G}(10^{-0.4m_{3C}}\sqrt{10^{-0.4m_D}} - 10^{-0.4m_D}\sqrt{10^{-0.4m_{3C}}})}{10^{-0.4m_{3C}}(10^{-0.4m_G}\sqrt{10^{-0.4m_D}} - 10^{-0.4m_D}\sqrt{10^{-0.4m_G}})}. \quad (\text{B.7})$$

Por lo tanto, el factor K escala la varianza de la estrella de comparación G a la de una estrella de brillo similar al promedio encontrado para 3C 66A, de tal manera que la distribución F es:

$$F = \left(\frac{\Delta m_{3C}}{\Delta m_G K}\right)^2. \quad (\text{B.8})$$

Podemos calcular el valor de F para cada noche utilizando los valores de las magnitudes instrumentales del 3C 66A y la estrella G. Una vez que tenemos el valor de F, podemos conocer la probabilidad de cola superior Q(F), esto es, la probabilidad de obtener un resultado tan raro o más raro aún que el observado. Cuanto menor sea el valor de Q(F), tanto más difícil será atribuir el resultado a los errores, y tanto más seguros estaremos de la variabilidad de la fuente.

B.1.2 Caso (b): La estrella de referencia es mucho más brillante que el objeto y la estrella de comparación

Podemos hacer el cálculo del factor K aplicando las ecuaciones anteriores a otro ejemplo específico: el estudio de la microvariabilidad de OJ 287. En este caso, el error relativo de la estrella de referencia (la estrella 4) es menor que el error relativo del blazar y que la estrella de comparación (la estrella 11). Por tanto, el segundo término de la ecuación B.3 es pequeño y podemos excluirlo del cálculo. Las ecuaciones para los errores en OJ 287 y en la estrella 11 son:

$$\Delta m_{OJ} = -2.5 \log_e \frac{\Delta F_{OJ}}{F_{OJ}}, \quad (\text{B.9})$$

$$\Delta m_{11} = -2.5 \log_e \frac{\Delta F_{11}}{F_{11}}. \quad (\text{B.10})$$

Nuevamente haciendo el cociente nos queda:

$$K = \frac{\Delta m_{OJ}}{\Delta m_{11}} = 10^{-0.2(m_{11} - m_{OJ})}. \quad (\text{B.11})$$

La distribución F queda escalada por K de manera similar a lo encontrado en la ecuación B.8:

$$F = \left(\frac{\Delta m_{0j}}{\Delta m_{11} K} \right)^2. \quad (\text{B.12})$$

Con las ecuaciones B.11 y B.12 calculamos K, F y, posteriormente, Q(F) para el caso de OJ 287 (sección 3.7.2).

Apéndice C

PUBLICACIONES ARBITRADAS

1. "Optical Variability of the Seyfert Nucleus NGC 7469 in Timescales of days to Minutes". *AJ* 1992, **103**, 1769. D. Dultzin-Hacyan, W. Schuster, L. Parrao, J. Peña, R. Peniche, E. Benítez & R. Costero.
2. "Near and Far Infrared Emission of Seyfert 2 Galaxies and Various Types of Star-Forming Galaxies". *A&A* 1994, **291**, 720. D. Dultzin-Hacyan & E. Benítez.
3. "Steps Towards Determination of the Size and Structure of the Broad-Line Region in Active Galactic Nuclei. VIII". *ApJS*. 1995, **97**, 285. K.T. Korista, D. Alloin, P. Barr, J. Clavel, R.D. Cohen, D.M. Crenshaw, I.N. Evans, K. Horne, A.P. Koraktar, G.A. Kriss, J.H. Krolik, M.A. Malkan, S.L. Morris, H. Netzer, P.T. O'Brien, B.M. Peterson, G.A. Reichert, P.M. Rodríguez-Pascual, W. Wamsteker, K.S.J. Anderson, D.J. Axon, E. Benítez), (y 90 autores más).
4. "Confirmation of the 12 Year Optical Outburst Cycle in Blazar OJ287". *A&ALett.* 1996, **305**, L17. A. Sillanpää, L.O. Takalo, T. Pursimo, H.J. Lehto, K. Nilsson, P. Teerikorpi, P. Heinämäki, M. Kidger, J.A. de Diego, J.N. González-Pérez, J.-M. Rodríguez-Espinosa, T. Mahoney, P. Boltwood, D. Dultzin-Hacyan, E. Benítez, G.W. Turner, J.W. Robertson, E.R.K. Honeycut, Yu.S. Efimov, N. Shakhovskoy, P.A. Charles, K.J. Schramm, U. Borgeest, J.V. Linde, W. Weneit, D. Kühl, T. Schramm, A. Sadun, R. Grashuis, J. Heidt, S. Wagner, H. Bock, M. Kümmel, A. Heines, M. Fiorucci, G. Tosti, G. Ghisellini, C.M. Raiteri, M. Villata, G. De Francesco, S. Bosio, G. Latini.
5. "The Close Environment of OJ287: Underlying Nebulosity and a Possible Optical Jet?". *ApJLett.* 1996, **464**, L47. E. Benítez, D. Dultzin-Hacyan, J. Heidt, A. Sillanpää, K. Nilson, T. Pursimo, P. Teerikorpi, L.O. Takalo 1996.

6. "Monitoring of 3C66A During an Extended Outburst. I. The Light Curves". *A&ASS* 1996, **120**, 313. L.O. Takalo, A. Sillanpää, T. Pursimo, H.J. Lehto, K. Nilsson, P. Teerikorpi, P. Heinämäki, M. Lainela, M. Kidger, J.A. de Diego, J.N. González, J.M. Rodríguez-Espinosa, T. Mahoney, P. Boltwood, D. Dultzin-Hacyan, E. Benítez (y 35 autores más).
7. "Microvariability of OJ 287 During a Flare". *RevMexAA* 1997, **33**, 17. D. Dultzin-Hacyan, L.O. Takalo, E. Benítez, A. Sillanpää, T. Pursimo, H. Lehto, J. A. de Diego.

LISTA DE FIGURAS

1.1	La galaxia Cygnus A (figura superior) es una radio galaxia del tipo FR II. El jet se ve más luminoso conforme nos alejamos del núcleo. La radio galaxia 3C 310 (figura inferior) es del tipo FR I. Muestra jets simétricos que son más brillantes cerca de la fuente, los cuales se van disipando hacia los extremos.	4
1.2	Potencia emitida por NAG típicos (desde el radio hasta los rayos X duros) vs. el ancho de banda logarítmico. Tomado de Collin-Souffriin (1993).	6
1.3	Representación del espectro del blazar 3C279 en multifrecuencias. Los puntos sin rellenar representan estados de baja actividad del objeto. Los puntos llenos representan estados de máxima actividad. Los diferentes tipos de puntos indican diferentes observaciones. Tomado de Hartman et al (1992).	9
1.4	La figura representa el esquema que se tiene actualmente de los NAG radio fuertes. Esta figura no está a escala. La BLR está representada por las nubes negritas dentro del disco de acreción, el cual a su vez está rodeado de un disco más grueso o toroide. Las nubes de la NLR están representadas por nubes grises a distancias grandes del agujero negro supermasivo localizado en el centro. Vemos los radio jets emanando del centro del agujero negro. Tomado de Urry & Padovani (1995). . .	20
3.1	Curva de luz histórica de OJ 287 en la banda B, obtenida con datos recopilados de la literatura desde 1891 hasta 1994.	37
3.2	Mapa que muestra la posición de OJ 287 en el cielo y la algunas de sus estrellas de comparación. Las magnitudes de estas estrellas son: 4 = 14.14, 10 = 14.56, 11 = 14.96, (secuencia fotométrica de Smith et al. 1985). El campo es de aproximadamente 8 minutos de arco cuadrado. El Norte es hacia arriba, y el Este hacia la izquierda. . . .	44

3.3	Curva de Luz de OJ 287 en banda V obtenida con los datos de finales de 1993 a principios de 1995 durante el proyecto OJ-94.	52
3.4	Diagrama R vs. V que muestra que no hay variaciones de color en OJ 287 entre enero y mayo de 1994.	53
3.5	Curva de Luz histórica de OJ 287 en banda V. Los datos cubren el intervalo de 1891 a 1995.	54
3.6	Curva de luz del del monitoreo en radio a 37 Ghz y a 22Ghz simultáneo a la detección del estallido de noviembre de 1994.	55
3.7	Espectro que muestra el flujo UV tomado con el IUE en 2650Å por Pian et al. 1996, durante el estallido de 1994.	56
3.8	Curva de luz del 11 de enero de 1992. Los círculos representan la diferencia entre las estándares 11 y 4; los cuadros la diferencia entre OJ 287 y la estándar 4. Las líneas horizontales muestran el valor de 2σ para cada curva.	62
3.9	Curva de luz del 14 de enero de 1994. Los círculos representan la diferencia entre las estándares 11 y 4; los cuadros la diferencia entre OJ 287 y la estándar 4. Las líneas horizontales muestran el valor de 2σ para cada curva.	63
3.10	Curva de luz del 15 de enero 1994. Los círculos representan la diferencia entre las estándares 11 y 4; los cuadros la diferencia entre OJ 287 y la estándar 4. Las líneas horizontales muestran el valor de 2σ para cada curva.	64
3.11	Curva de luz del 16 de enero de 1994. Los círculos representan la diferencia entre las estándares 11 y 4; los cuadros la diferencia entre OJ 287 y la estándar 4. Las líneas horizontales muestran el valor de 2σ para cada curva.	65
3.12	Curva de luz del 17 de enero de 1994. Los círculos representan la diferencia entre las estándares 11 y 4; los cuadros la diferencia entre OJ 287 y la estándar 4. Las líneas horizontales muestran el valor de 2σ para cada curva.	66

- 3.13 Curva de luz del 18 de enero de 1994. Los círculos representan la diferencia entre las estándares 11 y 4; los cuadros la diferencia entre OJ 287 y la estándar 4. Las líneas horizontales muestran el valor de 2σ para cada curva. 67
- 3.14 Curva de luz del 19 de enero de 1994. Los círculos representan la diferencia entre las estándares 11 y 4; los cuadros la diferencia entre OJ 287 y la estándar 4. Las líneas horizontales muestran el valor de 2σ para cada curva. 68
- 3.15 Curva de luz del 20 de enero de 1994. Los círculos representan la diferencia entre las estándares 11 y 4; los cuadros la diferencia entre OJ 287 y la estándar 4. Las líneas horizontales muestran el valor de 2σ para cada curva. 69
- 3.16 Curva de luz del 21 de enero de 1994. Los círculos representan la diferencia entre las estándares 11 y 4; los cuadros la diferencia entre OJ 287 y la estándar 4. Las líneas horizontales muestran el valor de 2σ para cada curva. 70
- 3.17 Curva de luz del 9 de marzo de 1994. Los círculos representan a la diferencia entre las estándares 11 y 4; los cuadros la diferencia entre OJ 287 y la estándar 4. Las líneas horizontales muestran el valor de 2σ para cada curva. 71
- 3.18 Curva de luz del 10 de marzo de 1994. Los círculos representan a la diferencia entre las estándares 11 y 4; los cuadros la diferencia entre OJ 287 y la estándar 4. Las líneas horizontales muestran el valor de 2σ para cada curva. 72
- 3.19 Curva de luz de OJ 287 en la banda V. Los datos muestran un aumento en el brillo del blazar en 0.3 magnitudes. Las observaciones son del 12 al 21 de enero de 1994. 73
- 3.20 Curvas que muestran el cambio del índice espectral de OJ 287. Los datos son del NOT y del JKT. 74
- 3.21 Localización en el cielo de 3C 66A. El norte es hacia arriba, y el este hacia la izquierda. El mapa mide $\sim 1.6''$ cuadrados. La estrella G es una estándar cuya magnitud $V = 17.22$ de la secuencia fotométrica de Craine (1977). 79

3.22	Curva de luz histórica de 3C 66A en la banda B.	80
3.23	Curva de luz de 3C 66A en la banda V obtenida con los datos de OJ-94 de mediados de 1993 hasta principios de 1994. En esta curva están incluidos los datos de OAN-SPM.	81
3.24	Curva de luz de 3C 66A en la banda V obtenida con los datos de OJ-94. Los datos muestran la variabilidad del objeto desde mediados de 1994 hasta principios de 1995.	82
3.25	Curva de luz del 14 de enero de 1994. Los círculos representan la diferencia entre las estándares D y G; los cuadros la diferencia entre 3C 66A y la estándar G. En la escala representada la banda de error es inapreciable.	84
3.26	Curva de luz del 16 de enero de 1994. Los círculos representan la diferencia entre las estándares D y G; los cuadros la diferencia entre 3C 66A y la estándar G. En la escala representada la banda de error es inapreciable.	85
3.27	Curva de luz del 17 de enero de 1994. Los círculos representan la diferencia entre las estándares G y D; los cuadros la diferencia entre 3C 66A y la estándar D. En la escala representada la banda de error es inapreciable.	86
3.28	Curva de luz del 10 de marzo de 1994. Los círculos representan la diferencia entre las estándares D y D; los cuadros la diferencia entre 3C 66A y la estándar D. En la escala representada la banda de error es inapreciable.	87
4.1	Observaciones fotométricas del núcleo Seyfert NGC7469 del 3-30 de noviembre de 1989. Los triángulos son datos de Chuvaev et al. (1990) y los cuadrados datos del OAN-SPM-SPM. La barra de error es la típica en una noche e incluye errores debidos a la estadística de fotones y a las transformaciones para obtener magnitudes V de Johnson. . . .	108

- 4.2 Observaciones fotométricas del núcleo Seyfert NGC7469 del 17, 18, 20, 21 y 22 de agosto de 1990. En el eje vertical se presentan las magnitudes instrumentales corregidas por extinción. La curva superior muestra la diferencia Δy de (NGC7469-C1), y la curva inferior muestra la diferencia Δy de (C2-C1). Las barras de error del panel superior muestran el valor de los errores de la fotometría diferencial promedio por noche. 110
- 4.3 Curva de luz del 9 de septiembre de 1994. Los círculos representan la diferencia entre las estándares 4 y 2; los cuadros la diferencia entre NGC7469 y la estándar 2. Las líneas horizontales muestran el valor de 2σ para cada curva. 111
- 4.4 Curva de luz del 10 de septiembre de 1994. Los círculos representan la diferencia entre las estándares 4 y 2; los cuadros la diferencia entre NGC7469 y la estándar 2. Las líneas horizontales muestran el valor de 2σ para cada curva. 112
- 5.1 En la figura se muestran tres espectros de NGC5548 con diferentes perfiles de H_{β} . Los espectros son de 1989, el superior es del 27 de diciembre, el inferior es del 4 de septiembre y el del medio es del 21 de marzo. Tomado de Peterson (1993). 124
- 5.2 En la figura superior se muestra el flujo del continuo en 5100Å y en la inferior el flujo de la línea de H_{β} de NGC5548. Ambas curvas son el resultado del monitoreo simultáneo (fotometría y espectroscopía óptica) realizado en 1993. Los flujos están en unidades de $10^{-15} \text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{Å}^{-1}$ para el continuo en 5100Å, y de $10^{-13} \text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2}$ para la línea de H_{β} 129
- 5.3 Resultados de la intercorrelación (siempre con respecto al continuo ultravioleta $\lambda 1350\text{Å}$) con el continuo óptico $\lambda 5100\text{Å}$, y las principales líneas de emisión en el ultravioleta. La intercorrelación se realizó con dos técnicas: la línea sólida es la interpolación de la CCF (explicada en el texto) y las barras de error muestran los resultados de aplicar una intercorrelación discreta. Estos resultados corresponden a la temporada de observación del HST (de abril 19 a mayo 27 de 1993 UT). El eje X representa el retraso temporal en días. 130

5.4	En esta figura se muestran seis espectros tomados con el detector FOS. Las ordenadas tienen una escala de $10^{-14} \text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{\AA}^{-1}$, y la abscisa muestra el día Juliano ($JD2440000+$).	131
5.5	En el panel superior está el resultado de la intercorrelación del continuo óptico ($\lambda 5100\text{\AA}$) con la emisión de H_{β} , la cual muestra un retraso de 11 días. El panel inferior muestra la autocorrelación del continuo óptico y la ventana que se usó en la función de autocorrelación.	132
6.1	Imagen en la banda R de IC5283.	141
6.2	Isototas de IC5283 en la banda R.	142
6.3	Mapa de color $B - R$ de Arp298.	143
6.4	Mapa de color $B - V$ de Arp298.	144
6.5	Mapa de color $V - R$ de Arp298.	146
6.6	Anillo interno de NGC7469 detectado en el mapa de color $V - R$ de Arp298.	148
6.7	Imagen directa en la banda K de NGC7469. (a) contornos en grises. (b) Contornos en escala logarítmica. (c) Curva que muestra el perfil radial (Mazzarella et al. 1994).	149
6.8	Mapa isofotal que muestra la emisión en el mediano infrarrojo ($11.7 \mu\text{m}$) sobrepuesto a la emisión (en grises) de 6cm detectada con el VLA (Miles et al. 1994).	150
6.9	Mapas isofotales del núcleo de NGC7469: arriba, banda J, abajo banda K, (Genzel et al. 1995).	151
6.10	Resultado de la combinación de 29 imágenes en el filtro V adquiridas con el 2.1m del OAN-SPM. La imagen final tiene un tiempo de integración de 4.83hrs. En esta figura el Norte está arriba y el Este a la izquierda.	155
6.11	Imagen que muestra el entorno cercano a OJ 287 después de ser procesada con el algoritmo Lucy. (a) Mapa de contornos de radio obtenido por Kollgaard et al. (1992) empalmado a la imagen procesada. (b) Mapa escalado de contornos de radio obtenido por Perlman & Stocke (1994) empalmado a la imagen procesada. En esta figura el Norte está arriba y el Este a la izquierda.	156

- 6.12 Imágen en banda R tomada con el NOT. La imagen es una combinación de 5 imágenes. Tiene un tiempo de integración de ~ 16 min y un FWHM $\sim 0.6''$. En esta figura el Norte está arriba y el Este a la izquierda. . . . 157
- 6.13 Mapa de contornos de la imagen combinada en la banda V (del OAN-SPM) de OJ287 y sus alrededores. El núcleo de OJ 287 ha sido sustraído. En esta figura el Norte está arriba y el Este a la izquierda. . . . 159
- A.1 Un nódulo sale del núcleo de un blazar en $t = 0$ se mueve a lo largo del jet y formando un ángulo θ con el observador. Después de un tiempo t el nódulo se ha desplazado de 1 a 2 con una velocidad $v = \beta c$ 170
- A.2 (a) Sistema de referencia S' , moviéndose con una velocidad v respecto a un sistema en reposo S . En S' ocurre un evento que se mueve con velocidad u' . (b) La energía emitida en S' , que se observa en el sistema del observador S , se encuentra concentrada en un cono cuya apertura media es proporcional a γ^{-1} 172

LISTA DE TABLAS

1.1	Clasificación de los NAG de Acuerdo a las Propiedades que presentan sus Líneas de Emisión Ópticas y su Luminosidad en Radio	22
1.2	Características de la BLR y la NLR	22
3.1	Observatorios e Instrumentación durante el Proyecto OJ-94	88
3.2	Temporadas de Observación en el OAN-SPM	88
3.3	Observaciones de OJ 287 en OAN-SPM	89
3.4	OJ 287 Enero 11 1994	90
3.5	OJ 287 Enero 14 1994	91
3.6	OJ 287 Enero 15 1994	92
3.7	OJ 287 Enero 16 1994	93
3.8	OJ 287 Enero 17 1994	94
3.9	OJ 287 Enero 18 1994	95
3.10	OJ 287 Enero 19 1994	96
3.11	OJ 287 Enero 20 1994	97
3.12	OJ 287 Enero 21 1994	98
3.13	OJ 287 Marzo 9 1994	99
3.14	OJ 287 Marzo 10 1994	100
3.15	Fotometría Promedio de OJ 287	100
3.16	Prueba F para OJ 287	101
3.17	Observaciones de 3C 66A en el OAN-SPM	101
3.18	3C 66A Enero 14 1994	101
3.19	3C 66A Enero 16 1994	102
3.20	3C 66A Enero 17 1994	102
3.21	3C 66A Marzo 10 1994	103
3.22	Fotometría Promedio de 3C 66A	103
3.23	Prueba F para 3C 66A	103
4.1	NGC7469 Septiembre 9 1993	115

4.2	Estrellas Estándares 4 y 2 Septiembre 9 1993	116
4.3	NGC7469 Septiembre 10 1993	117
4.4	Estrellas Estándares 4 y 2 Septiembre 10 1993	118
4.5	Prueba F para NGC7469	119
5.1	Fotometría CCD en la banda V de NGC5548	133
6.1	Observaciones de Arp298 con el NOT (1994)	163
6.2	Fotometría B, V, R, I y K de los Alrededores hasta 30" de OJ 287	163

BIBLIOGRAFÍA

- [1] Abraham, R.G., McHardy, I.M. & Crawford, C.S. 1991, MNRAS, 252, 482
- [2] Abramowicz, M.A., Bao, G., Lanza, A. & Zhang, X.-H. 1991, A&A, 245, 454
- [3] Adams, T.F. & Weedman, D.W. 1975, ApJ, 199, 19
- [4] Alloin, D., Clavel, J., Peterson, B.M., Reichert, G.A. & Stirpe, G.M. 1994, en *Frontiers of Space and Ground-Based Astronomy*, ed. W. Wamsteker, M.S. Longair & Y. Kondo (Dordrecht:Kluwer), 325
- [5] Angel, J.R.P. & Stockman, H.S. 1980, ARA&A, 18, 321
- [6] Anderson, K.S. 1970, ApJ, 162, 743
- [7] Antokhin, I.I. & Bochkarev, N.G. 1983, *Sov. Astron.*, 27, 261
- [8] Antonucci, R., Barvainis, R. & Alloin, D. 1990, ApJ, 353, 416
- [9] Arp, H. 1966, ApJS, 123, 1
- [10] Aslanov, A.A., Kolosov, D.E., Lipunova, N.A. & Lyutyi, V.M. 1989, *Pis'ma AZH*, 15, 308
- [11] Athanassoula, E. 1992, MNRAS, 259, 345
- [12] Babadzhanlyants, M.K., Baryshev, Yu. V. & Belokon, E.T. 1992, en *Blazar Variability*, ed. E. Valtaoja & M. Valtonen (Cambridge: Cambridge Univ. Press), 45
- [13] Bahcall, J.N. & Kozlovsky, B.Z. 1969, ApJ, 155, 1077
- [14] Bahcall, J.N., Kozlovsky, B.Z. & Salpeter, E.E. 1972, ApJ, 171, 467
- [15] Balick, B. & Heckman, T.M. 1982, ARAAS, 20, 431
- [16] Barbieri, C., Cristiani, S. & Romano, G. 1982, AJ, 87, 616
- [17] Barnes, J. 1993, en *A Beginner's Guide to Using IRAF Version 2.10*, Central Computer Services, NOAO, (Tucson, Arizona)

- [18] Barvainis, R. & Antonucci, R. 1989, *ApJS*, 70, 257
- [19] Bassani, L., Dean, A.J. & Sembay, S. 1983, *A&A*, 125, 52
- [20] Baum, S.A., Heckman, T.M. & van Breugel, W. 1992, *ApJ*, 389, 208
- [21] Begelman, M.C., Blandford, R.D., & Rees, M.J. 1980, *Nature*, 287, 307
- [22] Benford, G. 1992, *ApJ*, 391, L59
- [23] Benítez, E., Dultzin-Hacyan, D., Argaíz, D. 1994, en *Workshop on Intensive Monitoring of OJ 287*, *Tuorla Observatory Reports No. 174*, ed. M.R. Kidger & L.O. Takalo (Turku: Univ. of Turku), 74
- [24] Benítez, E., Dultzin-Hacyan, D., Sillanpää, A., Nilsson, K., Pursimo, T., Teerikorpi, P. & Takalo, L. 1996a, en *Workshop on Two Years of Intensive Monitoring of OJ 287 and 3C66A*, ed. L.O. Takalo, *Tuorla Observatory Reports 176*, (Finland: University of Turku), 92
- [25] Benítez, E., Dultzin-Hacyan, D., Sillanpää, A., Nilsson, K., Pursimo, T., Teerikorpi, P. & Takalo, L. 1996b, *ApJL*, 464, L47
- [26] Binette, L. 1985, *A&A*, 143, 334
- [27] Binney, J. & Tremaine, S. 1987, *Galactic Dynamics*, *Princeton Series in Astrophysics*, (Princeton: Princeton Univ. Press)
- [28] Blandford, R. & Rees, M.J. 1978, en *Proc. Pittsburgh Conference on BL Lac Objects*, ed. A.N. Wolfe (Pittsburg: University of Pittsburg), 328
- [29] Blandford, R.D. & Königl, A. 1979, *ApJ*, 232, 34
- [30] Blandford, R.D. & McKee, C.F. 1982, *ApJ*, 255, 419
- [31] Blandford, R.D. 1990, en *Active Galactic Nuclei, Saas-Fee Advanced Course 20*, eds. R.D. Blandford, H. Netzer & L. Woltjer, *Springer-Verlag*, Berlin, 161
- [32] Blundell, K.M. et al. 1996, *ApJ*, 468, L91
- [33] Bochkarev, N.G., Shapovalova, A.I. & Zhekov, S.A. 1991, *AJ*, 102, 1278
- [34] Bochkarev, N.G., Shapovalova, A.I. & Zhekov, S.A. 1992, en *Physics of Active Galactic Nuclei*, ed. W.J. Duschl & S.J. Wagner, (Heidelberg: Springer-Verlag), 189

- [35] Bonatto, C.J. & Pastoriza, M.G. 1990, *ApJ*, 353, 445
- [36] Bregman, J.N. 1992, en *Physics of Active Galactic Nuclei*, ed. W.J. Duschl & S.J. Wagner, (Heidelberg: Springer-Verlag), 699
- [37] Bregman, J.N. 1994, en *Multi-wavelength continuum emission of AGN*, ed. T.J.-L. Courvoiser & A. Blecha 1994, *Simposio de la IAU 159*, (Dordrecht: Kluwer Acad. Publisher), 5
- [38] Brinks, E. & Mundell, C.G. 1996, en *The Minnesota Lectures on Extragalactic Neutral Hydrogen*, ed. E.D. Skillman, *A.S.P. Conf. Ser. Vol 106*, (San Francisco: A.S.P.), 268
- [39] Burbidge, E.M., Burbidge, G.R. & Pendergast, K.H. 1963, *ApJ*, 137
- [40] Burbidge, G. & Hewitt, A. 1987, *AJ*, 92, 1
- [41] Burbidge, G. & Hewitt, A. 1992, en *Variability of Blazars*, ed. E. Valtaoja & M. Valtonen, (Cambridge: Cambridge Univ. Press), 4
- [42] Buta, R. 1987, *ApJS*, 64, 1
- [43] Butcher, H.R., Oemler, A., Tapia, S. & Tarengi, M. 1976, *ApJ*, 209, L11
- [44] Camenzind, M. 1992, en *Extragalactic Radio Sources-from beams to jets-* ed. J. Roland, H. Sol & G. Pelletier, (Cambridge: Cambridge Univ. Press), 71
- [45] Camenzind, M. & Krockenberger, M. 1992, *A&A*, 255, 59
- [46] Carini, M.T. 1990, Ph. D. thesis, Georgia State Univ.
- [47] Carini, M.T., Miller, H.R., Noble, J.C. & Sadun, A.C. 1991, *AJ*, 101, 1196
- [48] Carini, M.T. & Miller, H.R. 1991, *BAAS*, 23 1420
- [49] Carini, M.T., Miller, H.R., Noble, J.C. & Goodrich, B.D. 1992, *AJ*, 104, 15
- [50] Carr, B.J. & Hawking, S.W. 1974, *MNRAS*, 168, 399
- [51] Carrasco, L., Dultzin-Hacyan, D. & Cruz-González, I. 1985, *Nature*, 314, 146
- [52] Chakrabarti, S.K. & Wiita, P.J. 1993, *ApJ*, 434, 518
- [53] Chang, K. & Refsdal, S. 1979, *Nature*, 282, 561

- [54] Cheng, F.H., Gaskell, C.M. & Koratkar, A. 1991, ApJ, 370, 487
- [55] Christodoulou, D.M. 1993, ApJ, 412, 696
- [56] Chuvaev, K.K., Lyutyi, V.M. & Doroshenko, V.T. 1990, Pis'ma AZh, 16, 867
- [57] Cid-Fernández, R. et al. 1992, MNRAS, 255, 165
- [58] Clavel, J. et al. 1991, ApJ, 366, 64
- [59] Clements, S.D. et al. 1995, AJ, 110, 529
- [60] Cohen, J. G. 1991, AJ, 101, 734
- [61] Collin-Souffrin, S. 1988, PASP, 100, 104
- [62] Collin-Souffrin, S. & Lasota, J.-P. 1989, PASP, 100, 1041
- [63] Collin-Souffrin, S. & Dumont, A.M. 1989, A&A, 213, 29
- [64] Collin-Souffrin, S. 1992, en *Physics of Active Galactic Nuclei*, ed. W.J. Duschl & S.J. Wagner, Springer-Verlag, 133
- [65] Collin-Souffrin, S. 1993, en *Central Activity in Galaxies, From Observational Data to Astrophysical Diagnostics*, ed. Sandqvist, Aa. & Ray, T.P., *Lectures Notes in Physics*, 413, Springer-Verlag, 97
- [66] Condon, J.J., Condon, M.A., Gisler, G., Puschell, J.J. 1982, ApJ, 252, 102
- [67] Courvoiser T.J.-L. & Blecha, A. 1994, ed. de *Multi-wavelength continuum emission of AGN*, Simposio de la IAU 159, (Dordrecht: Kluwer Academ. Publisher)
- [68] Craine, E.R. 1977, en *A Handbook of Quasistellar and BL Lacertae Objects* (Pachart Publ. House), 34
- [69] Czerny, B. & Elvis, M. 1987, ApJ, 321, 305
- [70] Dahari, O. 1984, AJ, 89, 966
- [71] Davidson, K. 1972, ApJ, 171, 213
- [72] De Diego, J.A., Kidger, M.R., Pérez, E. & Takalo, L.O. 1994, ApJ, 424,76
- [73] De Diego, J.A. 1994. Tesis de Doctorado, Universidad de la Laguna, IAC

- [74] De Diego, J.A., Kidger, M.R., González-Pérez, J.N. & Lehto, H. 1997, *A&A*, 318, 331
- [75] Despande, M.R. Sen, A.K., Joshi, U.C., Valder, N.M., Shah, A.B. & Chauhan, J.S. 1991, *IAU Circ*, 5234
- [76] de Vaucoulers, A., Shobbrook, R.R. & Strobel 1976, *AJ*, 81, 219
- [77] de Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A., Corwin, H.G. Jr, Buta, R.J., Paturel, G. & Foqué, P. 1991, *Third Reference Catalogue of Bright Galaxies* (New York: Springer Verlag) (RC3)
- [78] Dibai, E.A. & Lyutyi, V.M. 1984, *AZh*, 61, 10
- [79] Dietrich, M. et al. 1993, *ApJ*, 408, 416
- [80] Doroshenko, V.T., Lyuty, V.M. & Rachimov, V. Yu. 1989, *Pis'ma AZh*, 15, 483
- [81] Dultzin-Hacyan, D., Moles, M. & Masegosa, J. 1988, *A&A*, 206, 95
- [82] Dultzin-Hacyan, D., Masegosa, J. & Moles, M. 1990, *A&A*, 238, 28
- [83] Dultzin-Hacyan, D., Schuster, W., Parrao, L., Peña, J., Peniche, R., Benítez E. & Costero, R. 1992, *AJ*, 103, 1769
- [84] Dultzin-Hacyan, D., Ruelas-Mayorga, A. & Costero, R. 1993, *RevMexA&A*, 25, 143
- [85] Dultzin-Hacyan, D. & Benítez, E. 1994, *A&A*, 291, 720
- [86] Dultzin-Hacyan, D. 1995, en *The Fifth Mexico-Texas Conference on Astrophysics: gaseous nebulae and star formation*, ed. M. Peña & S. Kurtz, *RevMexA&A*, Serie de Conferencias 3, 31
- [87] Dultzin-Hacyan, D. & Ruano, C. 1996, *A&A*, 305, 719
- [88] Dultzin-Hacyan, D., Takalo, L. O., Benítez, E., Sillanpää, A., Pursimo, T., Lehto, H. & De Diego, J.A. 1997, *RevMexA&A*, 33, 17
- [89] Dultzin-Hacyan, D. 1997, *RevMexA&A SC*, en prensa
- [90] Dumont, A.M. & Collin-Souffrin, S. 1990, *A&A*, 229, 313
- [91] Dyson, J.E., Williams, J.R. & Perry, J.J. 1996, *preprint*

- [92] Edelson, R.A. & Malkan, M.A. 1986, ApJ, 308, 59
- [93] Edelson, R.A. 1987, ApJ, 313, 651
- [94] Edelson, R.A., Krolik, J.H. & Pike, J.F. 1990, ApJ, 359, 86
- [95] Edelson, R.A. et al. 1991, ApJ, 372, L9
- [96] Edelson, R.A. 1992, ApJ 401, 516
- [97] ———-1994, en Multi-wavelength continuum emission of AGN, ed. T.J.-L. Courvoiser & A. Blecha 1994. Simposio de la IAU 159, (Dordrecht: Kluwer Acad. Publisher), 113
- [98] Edelson, R. et al. 1994, en Reverberation Mapping of the Broad-Line Region in Active Galactic Nuclei, ed. P.M. Gondhalekar, K. Horne & B.M. Peterson, ASP Series 69, 171
- [99] Efimov, Yu. S. & Shakhovskoy, N.M. 1994, en Workshop on Intensive Monitoring of OJ 287, Tourla Observatory Reports No. 174, ed. M.R. Kidger & L.O. Takalo (Turku: Univ. of Turku), 35
- [100] Efstathiou, G., Ellis, R.S. & Peterson, B.A. 1988, MNRAS, 232, 431
- [101] Einstein, A. 1936, Science, 84, 506
- [102] Elias, H. J., Frogel, Jay A., Matthews, K. & Neugebauer, G. 1982, AJ, 87, 1029
- [103] Elmegreen, B.G. 1994, ApJL, 425, L73
- [104] Elmegreen, B.G. 1997, RevMexA&A SC, (en prensa)
- [105] Epstein, E.E. et al. 1972, ApJ, 178, L51
- [106] Fairall, A.P. 1983, Nature, 304, 241
- [107] Falomo, R., Scarpa, R. & Bersanelli, M. 1994, ApJ, 93, 125
- [108] Fanaroff, B.L. & Riley, J.M. 1974, MNRAS, 167, 31p
- [109] Ferland, G.J. & Netzer, H. 1983, ApJ, 264, 105
- [110] 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

- [111] Ferland, G.J., Peterson, B.M., Horne, K. et al. 1992, ApJ, 387, 95
- [112] Field, G.B. 1964, ApJ, 140, 1434
- [113] Fillipenko, A.V. 1989, AJ, 97, 726
- [114] Fillipenko, A.V. 1992, en *Physics of Active Galactic Nuclei*, ed. W.J. Duschl & S.J. Wagner, Springer-Verlag, 345
- [115] Fiorucci, M. & Tosti, G. 1996, A&AS, 116, 403
- [116] Folsom, G.H., Smith, A.G., Hackney, R.L., Hackney, K.R. & Leacock, R.J. 1971, ApJ, 169, L131
- [117] Folsom, G.H., Miller, H.R., Wingert, D.W. & Williamson, R.M. 1976, AJ, 81, 145
- [118] Frank, J., King, A. & Raine, D. 1992, en *Accretion Power in Astrophysics, Second Edition*, (Cambridge: Cambridge Univ. Press)
- [119] Gabuzda, D.C., Wardle, J.F.C. & Roberts, D.H. 1989, ApJ, 336, L59
- [120] Garilli, B., Maccagni, D., Barr, P., Giommi, P., Pollock, A. 1990, en *BL Lac Objects: one or two classes?*, Proc. Imaging X-ray astronomy. A decade of Einstein observatory achievements, ed. M. Elvis (Cambridge: Cambridge Univ. Press), 295
- [121] Gear, W.K. 1993, MNRAS, 264, 919
- [122] Genzel, R., Weitzel, L., Tacconi-Garman, L.E., Blietz, M., Cameron, M., Krabbe, A., Lutz, D. & Sternberg, A. 1995, ApJ, 444, 129
- [123] Gerin, M., Combes, F. & Athanassoula, E. 1990, A&A, 230, 37
- [124] Ghisellini, G., Maraschi, L. & Treves, A. 1985, A&A, 146, 204
- [125] Giommi, P., Barr, P., Garilli, D. & Pollock, J.T. 1990, ApJ, 356, 432
- [126] Giommi, P., Ansari, S.G. & Micol, A. 1995, A&AS, 109, 267
- [127] Goad, M.R., O'Brien, P.T. & Gondhalekar, P.M. 1993, MNRAS, 263, 149
- [128] González-Pérez, N., Kidger, M.R. & De Diego, J.A. 1996, A&A, 311, 57
- [129] Goodrich, R.W., Veilleux, S. & Hill, G.S. 1994, ApJ, 422, 521

- [130] Gopal-Krishna & Subramanian, K. 1991, *Nature*, 349, 766
- [131] Gopal-Krishna, Wiita, P. & Altieri, B. 1992, *A&A*, 271, 89
- [132] Gopal-Krishna, Sagar, R. & Wiita, P. 1993, *MNRAS*, 262, 963
- [133] Gopal-Krishna, Sagar, R. & Wiita, P. 1995, *MNRAS*, 274, 701
- [134] Gondhalekar, P.M. 1992, *MNRAS*, 255, 663
- [135] Grandi, P., Tagliaferri, G., Giommi, P., Barr, P. & Palumbo, G.G.C. 1992, *ApJS*, 82, 93
- [136] Green, P.J., Anderson, S.F., Ward, M.J. 1992, *MNRAS*, 254, 30
- [137] Gu, Q.S., Huang, J.H., Su, H.J. & Shang, Z.H. 1997, *A&A*, 319, 92
- [138] Hacyan, S. 1979, *ApJ*, 229, 42
- [139] Hagen-Thorn, V.A., Yakoleva, V.A., Takalo, L.O. & Sillanpää, A. 1994 *A&A*, 290
- [140] Haniff, C.A., Ward, M.J. & Wilson, A.S. 1988, *ApJ*, 334, 584
- [141] Hardie, R. H. 1962, en *Stars and Stellar Systems, Compendium of Astronomy and astrophysics, Vol II, Astronomical Techniques*, ed. W.A. Hiltner, (Chicago Illinois: Univ. of Chicago), 178
- [142] Hartman, R.C. et al. 1992, *ApJ*, 385, L1
- [143] Heckman, T.M., Beckwith, S., Blitz, L., Skrutskie, M. & Wilson, A.S. 1986a, *ApJ*, 305, 157
- [144] Heckman, T.M., Beckwith, S., Blitz, L., Skrutskie, M. & Wilson, A.S. 1986, *ApJ*, 305, 157
- [145] Heeschen, D.S., Krichbaum, T., Schalinski, C.J. & Witzel, A. 1987, *AJ*, 94, 1493
- [146] Heidt, J. 1996, en *Workshop on Two Years of Intensive Monitoring of OJ 287 and 3C66A*, ed. L.O. Takalo, *Tuorla Observatory Reports 176*, (Finland: University of Turku), 86

- [147] Henden, A.A. & Kaitchuck, R.H. 1982, *Astronomical Photometry*, (New York, N.Y.: van Nostrand Reinhold Co.)
- [148] Hofmann, K.H., Mauder, W., Wiegelt, G. 1989, en *Extranuclear Activity in Galaxies*, ESO Workshop and Conf. Proc. No. 32, ed. E.J.A. Meurs & R.A.E. Fosbury, (Germany: European Southern Observatory), 35
- [149] Holmberg 1941, *ApJ*, 94, 385
- [150] Holt, S.S., Neff, S.G. & Urry, M. (eds) 1992, en *Testing the AGN Paradigm* (New York, AIP)
- [151] Hook, R.G., McMahon, R.G., Boyle, B.J. & Irwin, M.J. 1994, *MNRAS*, 268, 305
- [152] Hook, R.N. & Lucy, L.B. 1994, en *Proceedings of The Restoration of HST Images and Spectra II*, ed. R. J. Hanisch & R. L. White (Baltimore, MD: Space Telescope Science Institute), 86
- [153] Hughes, P.A., Aller, H.D. & Aller, M.F. 1985, *ApJ*, 298, 301
- [154] ——— 1991, *ApJ*, 374, 57
- [155] Hummel, E., van der Hulst, J.M., Kennicutt, R.C. & Keel, W.C. 1990, *A&A*, 236, 333
- [156] Hutchings, J.B., Crampton, D., Campbell, B., Duncan, D., & Glendenning, B. 1984, *ApJS*, 55, 319
- [157] Hutchings, J.B., Janson, T. & Neff, S.G. 1989, *ApJ*, 342, 660
- [158] Hutchings, J.B. & Neff S.G. 1990, *AJ*, 99, 1715
- [159] Hutchings, J.B. & Neff, S.G. 1992, *AJ*, 104, 1
- [160] Inoue, H. Nagase, F. Makino F. et al. 1994, *IAU Circ. No. 6110*
- [161] Johnson, H.L. 1966, *ANRAA*, 4, 193
- [162] Jaffe, W., Ford, H.C., Ferrarese, L., van den Bosch, F. & O'Connell, R.W. 1993, *Nature*, 364, 213
- [163] Katz, J.I. 1997, *ApJ*, 478, 527

- [164] Keel, W.C. & van Soest, E.T.M. 1992, *A&ApS*, 94, 553
- [165] Kenney, J.D.P. et al. 1992, *ApJL*, 395, L79
- [166] Kennicutt, R.C. et al. 1987, *AJ*, 93, 1011
- [167] Khachikian, E.Ye & Weedman, D.W. 1971, *Astrofizika*, 7, 389
- [168] Kidger, M. R., Takalo, L.O., Sillanpää, A. & Nilsson, K. 1991, *A&A*, 252, 538
- [169] Kidger, M.R. & Takalo, L.O. 1994, ed. de Workshop on Intensive Monitoring of OJ 287. *Tourla Observatory Reports No. 174*, (Turku: Univ. of Turku)
- [170] Kidger, M.R., Takalo, L.O. & De Diego, J.A. 1994, *A&A*, 282, 369
- [171] Kidger, M.R., González-Pérez, J.N. & Sadun, A. 1996, en *Blazar Continuum Variability*, ed. H.R. Miller, J.R. Webb & J.C. Noble, *Astron. Soc. of the Pacific Conf. Series Vol. 110*, (San Francisco: BookCrafters), 123
- [172] Kinman, T.D. 1975, en *Variable Stars and Stellar Evolution*, IAU symposium No. 67, ed. V.E. Sherwood & L. Plant (Dordrecht: D. Reidel), 573.
- [173] Kinman, T.D. 1976, *ApJ*, 205, 1
- [174] Kollgaard, R. I., Wardle, J. F. C., Roberts, D. H. & Gabuzda, D. C. 1992, *AJ*, 104, 1687
- [175] Koratkar, A.P. & MacAlpine, G.M. 1992, *ApJ*, 401, 110
- [176] Korista, K.T. et al. 1995, *ApJSS*, 97, 285
- [177] Kotilainen, J.K. & Ward, M.J. 1997, *A&ASS*, 121, 77
- [178] Krichbaum, T.P., Quirrenbach, A. & Witzel, A. 1992, en *Variability of Blazars*, ed. E. Valtaoja & M. Valtonen (Cambridge: Cambridge Univ. Press), 331
- [179] Krishan, V. & Wiita, P.J. 1990, *MNRAS*, 246, 597
- [180] Krishan, V. & Wiita, P.J. 1994, *ApJ*, 423, 172
- [181] Krolik, J.H., Horne, K., Kallman, T.R. et al. 1991, *ApJ*, 371, 541
- [182] Krolik, J.H. 1994, en *Multi-wavelength continuum emission of AGN*, ed. T.J.-L. Courvoiser & A. Blecha 1994, *Simposio de la IAU 159*, (Dordrecht: Kluwer Acad. Publisher), 163

- [183] Kwan, J. & Krolik, J.H. 1981, ApJ, 250, 478
- [184] Lamer, G., Brunner, H. & Staubert, R. 1996, A&A, 311, 384
- [185] Larson, R.B. & Tinsley, B.M. 1978, ApJ, 219, 46
- [186] Lawrence, A. & Elvis, M. 1982, ApJ, 256, 410
- [187] Lawrence, A. 1987, PASP, 99, 309
- [188] Lawrence, A. 1993, en *The Nearest Active Galaxies*, ed. J. Beckman, L. Colina & H. Netzer, Colección Nuevas Tendencias, Vol. 22, CSIC, Madrid, 3
- [189] Lehto, H. J. & Valtonen, M. J. 1996, ApJ, 460, 207
- [190] Lesch, H. & Pohl, M. 1992, A&A, 254, 29
- [191] Lin, D.N.C., Pringle, J.E. & Rees, M.J. 1988, ApJ, 328, 103
- [192] Linde, P. & Spannare, S. 1993, en *Proceedings of the 5th ESO Data Analysis Workshop*, ed. P. Grosbøl & R.C.E. de Ruijsscher (Germany: European Southern Observatory), 131
- [193] Loeb, A. 1993, ApJ, 403, 542
- [194] Lucy, L. B. 1992, in *STScI Workshop Science with the HST*, ed. P. Benvenuti & E. Shreier (Germany: ESO), 207
- [195] Lucy, L.B. 1994, en *Proceedings of The Restoration of HST Images and Spectra II*, ed. R. J. Hanisch & R. L. White (Baltimore, MD: Space Telescope Science Institute), 79
- [196] Lynden-Bell, D. 1969, Nature, 223, 690
- [197] Lyutyi, V.M. 1973, SvA, 16, 763
- [198] Lyutyi, V. & Pronik, V. 1975, en *Variable Stars and Stellar Evolution*, IAU Symp. No. 67, ed. V.E. Sherwood, L. Plaut, (Dordrecht: Dordrecht Reidal Publ. Company), 591
- [199] Lyutyi, V.M. 1977, SvA, 21, 665
- [200] Lyutyi, V.M., Aslanov, A.A., Khruzina, T.S. et al. 1989, SvA, 15, L247
- [201] MacAlpine, G.M. 1972, ApJ, 175, 11

- [202] Maccagni, D., Garilli, B., Schild, R. & Tarengi, M. 1987, *A&A*, 178, 91
- [203] Madejski, G.M. & Schwartz, D.A. 1983, *ApJ*, 275, 467
- [204] Madejski, G.M. & Schwartz, D.A. 1988, *ApJ*, 330, 766
- [205] Malkan, M.A. & Sargent W.L.W. 1982, *ApJ*, 254, 22
- [206] Malkan, M.A. 1983, *ApJ*, 268, 582
- [207] Malkan, M.A. 1992, en *Physics of Active Galactic Nuclei*, ed. W.J. Duschl & S.J. Wagner, Springer-Verlag, 109
- [208] Mangalam, A.V. & Wiita, P.J. 1993, *ApJ*, 406, 420
- [209] Maoz, D. et al. 1993, *ApJ*, 404, 576
- [210] Maoz, D. 1994, en *Reverberation Mapping of the Broad-Line Region in Active Galactic Nuclei*, ed. P.M. Gondhalekar, K. Horne & B.M. Peterson, ASP Conference Series, Vol 69, 111
- [211] Maraschi, L., Tagliaferri, G., Tanzi, E.G. & Treves, A. 1986, *ApJ*, 304, 637
- [212] Maraschi, L., Ghisellini, G. & Celotti, A. 1994, en *Multi-wavelength continuum emission of AGN*, ed. T.J.-L. Courvoiser & A. Blecha 1994, *Simposio de la IAU 159*. (Dordrecht: Kluwer Acad. Publisher), 113
- [213] Marchenko, S.G., Hagen-Thorn, V.A., Takalo, L.O., Sillanpää, A. & Pursimo, T. 1997, preprint
- [214] Márquez, I. & Moles, M. 1994, *AJ*, 108, 90
- [215] Marscher, A.P., Marshall, F.E., Mushotzky, R.F., Dent, W.A., Balonek, T.J. & Hartman, M.F. 1979, *ApJ*, 233, 498
- [216] Marscher, A.P. & Gear, W.K. 1985, *ApJ*, 298, 114
- [217] Marscher, A.P., Gear, W.K. & Travis, J.P. 1992, en *Variability of Blazars*, ed. E. Valtaoja & M. Valtonen, (Cambridge: Cambridge Univ. Press), 85
- [218] Marscher, A.P. 1993, en *Astrophysical Jets*, ed. D. Burgarella, M. Livio & C. O'Dea, *STSCI SS 6*, 73

- [219] Marziani, P., Sulentic, J.W., Dultzin-Hacyan, D., Calvani, M. & Moles, M. 1996, *ApJSS*, 104, 37
- [220] Mas-Hesse, J.M. et al. 1995, *A&A*, 298, 22
- [221] Mas-Hesse, J.M. et al. 1996, *A&A*, 309, 431
- [222] Massey, P. & Davies, L. 1992, en "A User's Guide to Stellar CCD Photometry with IRAF "
- [223] Mathews, T.A. & Sandage, A.R. 1963, *ApJ*, 138, 32
- [224] Mauder, W., Weigelt, G., Appenzeller, I. & Wagner, S.J. 1994, *A&A*, 285, 44
- [225] Mazzarella, J.M., Voit, G.M., Soifer, B.T., Matthews, K. & Graham, J.R. 1994, *AJ*, 107, 1274
- [226] McCrea, W.H. 1976, en *The Galaxy and the Local Group*, ed. R.J. Dickens & J.E. Perry, *RGO Bulletin*, 182
- [227] McHardy, I.M., Merrifield, M.R. Abraham, R.G. & Crawford C.S. 1994, *MNRAS*, 268, 681
- [228] Miles, J.W., Houck, J.R. & Hayward, T.L. 1994, *ApJ*, 425, L37
- [229] Miller, J.S. French, H.B. & Hawley, S.A. 1978, en *Pittsburgh Conference on BL Lac Objects*, ed. A.M. Wolfe (University of Pittsburgh), 176
- [230] Miller, J.S. & Antonucci, R. 1983, *ApJ*, 271, L7
- [231] Miller, H.R., Clont, S.L. & Folsom, G.H. 1974, *AJ*, 79, 284
- [232] Miller, H.R., Carini, M.T. & Goodrich, B.D. 1989, *Nature*, 337, 627
- [233] Miller, H.R. & Wiita, P.J. 1991, ed. de *Variability of active galactic nuclei*, (Cambridge: Cambridge Univ. Press)
- [234] Miller, H.R. et al. 1992, en *Variability of Blazars*, ed. E. Valtaoja & M. Valtonen, (Cambridge: Cambridge Univ. Press), 320
- [235] Miller, H.R. & Noble, J.C. 1994. en *Mass-Transfer Induced Activity in Galaxies*, ed. I. Shlosman, (Cambridge: Cambridge Univ. Press), 59
- [236] Miller, H.R. & Noble, J.C. 1995, *BAAS*, 187, 8402

- [237] Mirabel, I.F. & Sanders, D.B. 1988, *ApJ*, 335, 104
- [238] Moles, M., Márquez, I. & Pérez, E. 1995, *ApJ*, 438, 604
- [239] Moore, R.L. & Stockman, H.S. 1984, *ApJ*, 279, 465
- [240] Mouri, M., Kawara, K. & Taniguchi, Y. 1997, *MNRAS*, en prensa
- [241] Mushotzky, R.F. & Ferland, G.J. 1984, *ApJ*, 278, 558
- [242] Nandra, K., Pounds, K.A., Stewart, G.C. et al. 1991, *MNRAS*, 248, 760
- [243] Nandra, K., Fabian, A.C., George, I.M. et al. 1993, *MNRAS*, 260, 504
- [244] Netzer, H. 1990, en *Active Galactic Nuclei, Saas-Fee Advanced Course 20*, ed. R.D. Blandford, H. Netzer & L. Woltjer, 57
- [245] Noble, J.C., Miller, H.R., Carini, M.T. & Weinstein, D. 1994, en *Frontiers of Space and Ground-Based Astronomy*, ed. W. Wamsteker, M.S. Longair & Y. Kondo, (Kluwer: Dordrecht-Reidel), 691
- [246] Noguchi, M. 1988a, *MNRAS*, 288, 635
- [247] Noguchi, M. 1988b, *IAU Colloquium No. 96*
- [248] Osterbrock, D.E. 1989, *Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei*, University Science Books
- [249] Osterbrock, D.E. 1991, *Rep.Prog.Phys.*, 54, 579
- [250] Ostriker, J.P. & Vietri, M. 1985, *Nature*, 318, 446
- [251] ——— 1990, *Nature*, 314, 45
- [252] Owen, F.N., Helfand, D.J. & Spangler, S.R. 1981, *ApJ*, 250, L55
- [253] Pearson, T. et al. 1981, *Nature*, 290, 365
- [254] Pearson, T.J. & Zensus, J.A. 1987, en *Superluminal Radio Sources*, ed. J. Anton Zensus & Timothy J. Pearson (Cambridge: Cambridge Univ. Press), 1
- [255] Penston, M.J., Penston, M.V. & Sandage, A. 1971, *PASP*, 83, 783
- [256] Peterson, B.M. 1988, *PASP*, 100, 18
- [257] Peterson, B.M. et al. 1991, *ApJ*, 368, 119

- [258] Peterson, B.M. 1993, PASP, 105, 247
- [259] Peterson, B.M. 1994, en *Reverberation Mapping of the Broad-Line Region in Active Galactic Nuclei*, ed. P.M. Gondhalekar, K. Horne & B.M. Peterson, ASP Conference Series 69, 1
- [260] Perlman, E.S., Stocke, J.T. 1994, AJ, 108, 56
- [261] Pesce, J.E., Falomo, R. & Treves, A. 1995, AJ, 110, 1554
- [262] Petrosyan, A.R., Boulesteix, J., Le Coarer, E. & Marcelin, M. 1992, SvAL, 18, 6, 428
- [263] Pian E. et al. 1996, en *Workshop on Two Years of Intensive Monitoring of OJ 287 and 3C66A*, Tuorla Observatory Reports No. 176, ed. L.O. Takalo (Turku: Univ. of Turku), 26
- [264] Pica, A.J. & Smith, A.G. 1983, ApJ, 272, 11
- [265] Piner, B.G., Stone, J.M. & Teuben, P. 1995, ApJ, 449, 508
- [266] Pogge, R.W. 1989, ApJ, 345, 730
- [267] Pollock, A.M.T., Brand, P.W., Bregman, J.L. & Robson, E.I. 1985, *Space Science Reviews*, 40, 607
- [268] Price, R., Gower, A.C., Hutchings, J.B., Talon, S., Duncan, D. & Ross, G. 1993, ApJS, 86, 365
- [269] Pronik, I.I. 1975, en *Variable Stars and Stellar Evolution*, IAU Symp. No. 67, ed. V.E. Sherwood & L. Plaut (Dordrecht: Reidel), 605
- [270] Pronik, I. 1980, en *Variability in Stars and Galaxies*, Proc. of 5th European Reg. Meeting in Astronomy, Institute d'Astrophysique, Liege, C.I.I.
- [271] Pronik, I. 1987, en *Observational Evidence of Activity in Galaxies*, Proc. IAU Symp. No. 121, ed. Ye. Khachikian, K.J. Fricke & J. Melnick, (Dordrecht: Dordrecht Reidel Pub. Company), 169
- [272] Pronik, I. & Metik L. 1990, en *Paired and Interacting Galaxies*, Coloquio de la IAU No. 124, Nasa Conf. Pub. 3098, ed. J.W. Sulentic & W.C. Keel, (Univ. of Alabama: NASA), 331

- [273] Pronik, I.I. & Pronik, V. 1992, *Astronomical & Astrophysical Transactions*, 3, 57
- [274] Pronik, I.I., Metik, L.P. & Merkulova, N.I. 1997, *A&A*, 318, 721
- [275] Pursimo, T. & Lehto, H. 1996, en *Workshop on Two Years of Intensive Monitoring of OJ 287 and 3C66A*, Tuorla Observatory Reports No. 176, ed. L.O. Takalo (Turku: Univ. of Turku), 2
- [276] Quirrenbach, A. et al. 1989, *A&A*, 226, L1
- [277] Quirrenbach, A. et al. 1989a, *Nature*, 337, 442
- [278] Quirrenbach, A. 1991, en *Variability of Active Galactic Nuclei*, eds. R. Miller & P.J. Wiita (Cambridge: Cambridge Univ. Press), 165
- [279] Reduzzi, L. & Rampazzo, R. 1996, *A&ASS*, 116, 515
- [280] Rees, M.J. 1984, *ARA&A*, 22, 471
- [281] Rees, M.J., Netzer, H. & Ferland, G.A. 1989, *ApJ*, 347, 640
- [282] Rees, M.J. 1992, en *Physics of Active Galactic Nuclei*, ed. W.J. Duschl & S. Wagner, (Heidelberg: Springer-Verlag), 662
- [283] Reichert, G.A. et al. 1994, *ApJ*, 425, 582
- [284] Roberts, D.H., Gabuzda, D.C. & Wardle, J.F.C. 1987, *ApJ*, 323, 536
- [285] Robson, I. 1996, en *Active Galactic Nuclei*, Wiley-Praxis Series in Astronomy and Astrophysics, (England: Praxis Publ. Ltd)
- [286] Roche, P., Aitken, D.K., Smith, C.H. & Ward, M.J. 1991, *MNRAS*, 248, 606
- [287] Romanishin, W. et al. 1995, *ApJ*, 455, 516
- [288] Röser, H.-J. & Meisenheimer, K. 1991, *A&A*, 252, 458
- [289] Salamanca, I., Alloin, D. & Pelat, D. 1995, *A&ASS*, 283
- [290] Sanders, D.B. et al. 1988, *ApJ*, 325, 74
- [291] Sanders, D.B. & Mirabel, I.F. 1996, *ARAA*, 34, 749

- [292] Sandqvist, Aa. & Ray, T.P. 1993, ed. de Central Activity in Galaxies, From Observational Data to Astrophysical Diagnostics, Lectures Notes in Physics, 413, Springer-Verlag
- [293] Santos-Lleó, M., Alloin, D. & Peterson, B.M. 1994, en Reverberation Mapping of the Broad-Line Region in Active Galactic Nuclei, ed. P.M. Gondhalekar, K. Horne & B.M. Peterson, ASP Series 69, 225
- [294] Sargent, A. & Scoville, N.Z. 1991, ApJL, 366, L1
- [295] Schneider, P., Ehlers, J. & Falco, E.E. 1992, Gravitational Lenses, (Springer-Verlag)
- [296] Schuster, W.J. 1982, Rev. Mex. Astron. Astrophys., 17, 73
- [297] Schuster, W.J. & Nissen, P.E. 1988, A&AS, 73, 225
- [298] Schwarz, M.P. 1981, ApJ, 247, 77
- [299] Schwarzschild, M. 1916, Sitzber. Dent. Akad. Wiss, (Berlin: Kl. Math. Phys. Tech), 189
- [300] Scott, R.L., Leacock, R.J., McGimsey, et al. 1976, AJ, 81, 7
- [301] Shakura, N.I. & Sunyaev, R.A. 1976, MNRAS, 175, 613
- [302] Shklovskii, I.S. 1960, SvA, 4, 885
- [303] Shlosman, I. 1994, ed. de Mass-Transfer Induced Activity in Galaxies, (Cambridge: Cambridge Univ. Press)
- [304] Shrader, C.R., Hartman, R.C., Webb, J.R. 1995, ed. de Third Compton Symposium, (Max Plank-Inst. für Extraterrestrische Physik), 230
- [305] Sillanpää, A., Haarala, S., Valtonen, M., Sundelius, B., & Byrd, G.G. 1988, ApJ, 325, 628
- [306] Sillanpää, A. 1991, Ap&SS 176, 297
- [307] Sillanpää, A., Millola, S. & Valtaoja, E. 1991a, A&AS, 88, 225
- [308] Sillanpää, A., Takalo, L.O., Nilsson, K., Kidger, M. & De Diego, J.A. 1992, A&A, 254, L33

- [309] Sillanpää, A, et al. 1996, *A&A Lett*, 305, L17
- [310] Simkin, S.M., Su, H-J. & Schwartz, M.P. 1980, *ApJ*, 237, 404
- [311] Sitko, M.L. & Junkkarinen, V.T. 1985, *PASP*, 97, 1158
- [312] Smith, A.G., Scott, R.L., Leacock, R.J., McGimsey, B.Q., Edwards, P.L., Hackney, R.L. & Hackney, K.R. 1975, *PASP*, 87, 149
- [313] Smith, P.S., Balonek, T.J., Heckert, P.A., Elson, R., Schmidt, G. D. 1985, *AJ*, 90, 1184
- [314] Stasinska, G. 1984a, *A&A*, 135, 341
- [315] Stasinska, G. 1984b, *A&AS*, 55, 15
- [316] Stickel, M., Fried, J.W. & Kühr, H. 1989, *A&AS*, 80, 103
- [317] Stickel, M., Fried, J.W. & Kühr, H. 1993, *A&AS*, 98, 393
- [318] Stirpe, G.M. & de Bruyn, A.G. 1991, *A&A*, 245, 355
- [319] Stocke, T.J., Liebert, J., Schmidt, G. et al. 1985, *ApJ*, 298, 619
- [320] Stocke, J.T., Wurtz, R. & Perlman, E.S. 1995, *ApJ*, 454, 55
- [321] Tadhunter, C., Pérez, E. & Fosbury, R.A. 1986, *MNRAS*, 219, 555
- [322] Takalo, L.O. & Sillanpää, A. 1989, *A&A*, 218, 45
- [323] Takalo, L.O., Kidger, M., de Diego, J.A., Sillanpää—'a, A., Piironen, V., Teräsraanta, H. 1990, *A&AS*, 83, 459
- [324] Takalo, L.O. 1991, *A&AS*, 90, 161
- [325] Takalo, L.O. et al. 1992, *A&AS*, 94, 37
- [326] Takalo, L.O. 1994, *Vistas in Astronomy*, 38, 77
- [327] Takalo, L.O. 1996, ed. de Workshop on Two Years of Intensive Monitoring of OJ 287 and 3C 66A, Tuorla Observatory Reports No. 176, (Turku: Univ. of Turku)
- [328] Takalo, L.O. et al. 1995, *A&ASS*, 120, 313
- [329] Teräsraanta, H. & Valtaoja, E. 1994, *A&A*, 296, 628
- [330] Terlevich, R. & Melnick, J. 1985, *MNRAS*, 213, 841

- [331] 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. (Dordrecht Reidel), 499
- [332] Terlevich, E., Díaz, A.I. & Terlevich, R. 1990, MNRAS, 242, 271
- [333] Terlevich, et al. 1993, MNRAS, 262, 491
- [334] Terlevich, R., Tenorio-Table, G. Różyczka, Franco, J. & Melnick, J. 1995, MNRAS, 272, 198
- [335] Thompson, D.J. et al. 1994, en Multi-Wavelength Continuum Emission of AGN, ed. T. Courvoiser & A. Blecha, (Dordrecht: Kluwer), 49
- [336] Toomre, A. Toomre, J. 1972, ApJ, 178, 623
- [337] Tornikoski, M. et al. 1994, A&A, 289, 673
- [338] Treves, A., Jetzer, P.H., Rovetti, F. & Urry, M. 1997, en Blazars, Black Holes and Jets, en preparación
- [339] Ulrich, M.-H. 1989, en BL Lac Objects, ed. L. Maraschi, T. Maccacaro & M.-H. Ulrich, (Berlin: Springer-Verlag), 45
- [340] Ulvestad, J.S., Wilson, A.S., Sramek, R.A. 1981, ApJ, 247, 419
- [341] Urry, M. & Padovani, P. 1995, PASP, 107, 803
- [342] Urry, M.C. et al. 1996, ApJ, 463, 424
- [343] Valtaoja, E., Teräsraanta, H., Lainela, M., Teerikorpi, P. 1991, en Two classes of BL Lac objects?, Proc. of Variability of Blazars, ed. E. Valtaoja & M. Valtonen (Cambridge: Cambridge Univ. Press), 70
- [344] Valtaoja, E. et al. 1987, A&A, 184, 57
- [345] Valtaoja, E. & Valtonen, M. 1992, ed. de Variability of Blazars, (Cambridge: Cambridge Univ. Press)
- [346] Veron, P. & Veron, M.P. 1975, A&A, 39, 288
- [347] Viswanathan, N. & Elliot, J.L. 1973, ApJ, 179, 721
- [348] Von Montigny, C., Bertsch, D.L., Chiang, J., et al. 1995, ApJ, 440, 525

- [349] Wada, K. & Habe, A. 1992, MNRAS, 258, 82
- [350] Wagner, S.J. 1991, ed. de Variability of Active Galaxies, ed. W. Duschl (Heidelberg: Springer Verlag), Lectures Notes in Physics, 377, 163
- [351] Wagner, S. & Witzel, A. 1995, ARA&A, 33, 163
- [352] Wallinder, F.H., Kato, S. & Abramowicz, M.A. 1992, A&ARev, 79
- [353] Wandel, A. & Petrosian, V. 1988, ApJ, 329, 11
- [354] Wandel, A. & Urry, C.M. 1991, ApJ, 367, 78
- [355] Wanders et al. 1997, ApJS, enviado
- [356] Webb, J.R., Smith, A.G., Leacock, R.J., Fitzgibbons, G.L., Gombola, P.P., & Sheppard, D.W. 1988, AJ, 95, 374
- [357] Weedman, D.W. 1973, ApJ, 183, 29
- [358] Weedman, D.W. 1986, en Quasar Astronomy, Cambridge University Press, Cambridge UK
- [359] Westin, B.A.M. 1984, A&A, 132, 136
- [360] White, J.R. & Peterson, B.M. 1994, PASP, 106, 879
- [361] Wiita, P.J. & Miller, H.R. 1990, Comm. Astrphy., 15, 41
- [362] Wiita, P.J., Miller, H.R., Carini, M.T. & Rosen, A. 1991, en Structure and Emission Properties of Accretion Disks, ed. C.Bertout et al., Coloquio IAU 129, (Gif sur Yvette: Editions Frontieres), 557
- [363] Wiita, P.J., Miller, H.R., Gupta, N. & Chakarabarti, S.K. 1992, en Variability of Blazars, ed. E.Valtaoja & M.Valtonen, (Cambridge: Cambridge Univ. Press), 311
- [364] Williams, R.J.R. & Perry, J.J. 1994, MNRAS, 269, 538
- [365] Wilson, A.S., Baldwin, J.A., Sun, S.D. & Wright, A.E. 1986, ApJ, 310, 121
- [366] Wilson, A.S., Helfer, T.T., Haniff, C.A., Ward, M.J. 1991, ApJ, 381, 79
- [367] Woltjer, L. 1990, en Active Galactic Nuclei, Saas-Fee Advanced Course 20, ed. R.D. Blandford, H. Netzer, L. Woltjer, Springer-Verlag, 1

- [368] Wright, S.C., McHardy, I.M. & Abraham R.G. 1966, en Workshop on Two Years of Intensive Monitoring of OJ 287 and 3C66A, Tuorla Observatory Reports No. 176, ed. L.O. Takalo (Turku: Univ. of Turku), 98
- [369] Wurtz, R., Ellingson, E. & Stocke, J. 1993, AJ, 106, 869
- [370] Xie, G.Z., Li, K.H., Cheng, F.Z., Hao, P.J., Li, Z.L. Lu, R.W. & Li, G.H. 1990, A&A, 229, 329
- [371] Xie, G.Z., Li, K.H., Cheng, F.Z., Lu, R.W., Liu, F.K., Hao, P.J. & Liu, Z.H. 1991, A&ASS, 87, 461
- [372] Xie, G.Z., Liu, F.K., Lu, R.W., Wu, J.X., Fan, J.H., Zhu, Y.Y. & Cheng, F.Z. 1992, ApJS, 80, 683
- [373] Xie, G.Z. et al. 1992a, ApJS, 80, 683
- [374] Yee, H.K. & Oke, J.B. 1981, ApJ, 248, 472
- [375] Zensus, J.A. 1989, en BL Lac Objects, ed. L. Maraschi, T. Maccacaro & M. Ulrich (Heidelberg: Springer-Verlag), 3
- [376] Zeldovich, Y.B. & Novikov, I.D. 1964, Dokl. Acad. Nauk. SSSR, 158, 811
- [377] Zhang, X.-H. & Bao, G. 1991, A&A, 246, 21
- [378] Zheng, W. 1996, AJ, 111, 1498
- [379] Zhang, X.H. & Xie, G.Z. 1996, A&ASS, 119, 199