



Universidad Nacional Autónoma de México

FACULTAD DE CIENCIAS

"FOTOMETRIA SUPERFICIAL DE LA GALAXIA ACTIVA 3C120"

T E S I S
Que para obtener el título de
F I S I C O
p r e s e n t a
EVA NOYOLA Y LOYA



FACULTAD DE CIENCIAS
UNAM

Director de Tesis:
DRA. DEBORAH DULTZIN KESSLER



28/3/16

FACULTAD DE CIENCIAS
SECRETARÍA ESCOLAR



Universidad Nacional
Autónoma de México

Dirección General de Bibliotecas de la UNAM

Biblioteca Central



UNAM – Dirección General de Bibliotecas
Tesis Digitales
Restricciones de uso

DERECHOS RESERVADOS ©
PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL

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

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



UNIVERSIDAD NACIONAL
AUTÓNOMA DE
MÉXICO



MAT. MARGARITA ELVIRA CHÁVEZ CANO
Jefa de la División de Estudios Profesionales
P r e s e n t e

Comunicamos a usted que hemos revisado el trabajo de Tesis:
"Fotometría superficial de la galaxia activa 3C120"

realizado por NOYOLA Y LOYA EVA

Con número de cuenta 9450357-5 , pasante de la carrera de Física.

Dicho trabajo cuenta con nuestro voto aprobatorio.

A t e n t a m e n t e

Director de tesis

Propietario

DRA. DEBORAH DULTZIN KESSLER

Propietario

DR. JOSE DE JESUS GONZALEZ GONZALEZ

Propietario

DR. DARIO NUÑEZ ZUÑIGA

Suplente

DR. RENE CARRILLO MORENO

Suplente

DRA. ROSALIA RIDAURA SANZ

Consejo Departamental de Física



Patricia Goldstein Menache
DRA. PATRICIA GOLDSTEIN MENACHE

Coordinadora de Licenciatura

FACULTAD DE CIENCIAS
DEPARTAMENTO DE FÍSICA

A mi familia,
Martha, Antonio y Julio.

Agradecimientos Académicos

A la Dra. Déborah Dultzin, por dirigir este trabajo, y sobre todo, por ser una inspiración para mí desde temprana edad e inculcarme el vicio por la astronomía extragaláctica.

Al Dr. Jesús González, por codirigir este trabajo, además de mostrarme de cerca el valor de la certidumbre y la validez en la ciencia, y con ello, convencerme de querer hacer trabajo observacional.

Al resto de los sinodales de esta tesis. Rosalía Ridaura, René Carrillo y Darío Núñez, nos solo por su amabilidad, sino por la velocidad con la que hicieron la revisión.

A Erika Benitez por haberme proporcionado las imágenes de 3C120 y por la paciencia con la que respondió a todas mis preguntas.

A toda la gente que me respondió mis dudas computacionales, no los menciono a cada uno porque se trata de una legión, pero les estoy profundamente agradecida.

A DGAPPA por la beca otorgada para llevar a cabo este trabajo.

Al Instituto de Astronomía, por las facilidades otorgadas para la realización de éste trabajo.

Agradecimientos (de los otros)

Primero que nada a mi adorada Familia. A mis Padres por ser una feliz inspiración a lo largo de casi 25 años y por darme la libertad y el apoyo para seguir el camino que me ha llevado hasta aquí. Les debo todo. A mi hermano Julio, por ser un balance indispensable en mi vida y por enseñarme tantos aspectos de ella. A Olga y Lucía, por el alivio de saber que tengo una madre y una hermana extras en el mundo. A los Abuelos, tíos y primos, me han hecho un ser dichoso. Y claro, a Greta, mi única hija.

A Canek, que estuvo a mi lado al principio y está ahora al final... y si la suerte me sonríe estará en el resto del camino. Te quiero.

A las Amigas: Galia, que después de tantos años ya es casi un pedazo de mi conciencia; Acely, nos las ingeniamos para nunca perdernos; Eli, compinche de mil batallas que comenzaron en la biblioteca de astronomía (que tiempos aquellos!); Gaby, compartimos felices momentos aquí y a miles de kilómetros.

La banda de la facultad: Luis B, no puedes patear a mi gato; El Lopez, los orates pueden ser grandes amigos; Camilo; Mauricio, alza la mano... ; Mariana; El verde, cachirul caído del cielo; El Katz, tenemos que aprender a bailar swing; Leandro, desvelones muy productivos; Galo; Benjas; Larissa; Joaquin, y pensar que cuando nos conocimos nos caíamos mal; Leonel; El Charly; Rodrigo; Ernesto, gracias por enseñarme lo que es tener pilas en la vida. Los profesores: Javier Paez, por ser esa mezcla de cuate, padre y mentor en cualquier momento; Ramón Peralta, clases fabulosas que hicieron más feliz mi carrera; Manuel Peimbert , por mostrarme lo que es un gran astrónomo; El Roli, diversión sin fin.

La banda del instituto: Iqui y Mau, nunca hubiera pensado que su invitación iba a desembocar en una amistad tan entrañable, gracias; Sandrita, no te enojas; Lorenzo, chido que la amabilidad se pueda pagar con chelas; Lorena, querida coorganizadora; Anabel, nos queda mucho reven por delante; Luis, cuando vamos a bailar?; José Luis, mi gurú de Fortran; Smilie, mi proveedor de glucosa; Toño, con quien comparto varios vicios; mis hermanitos académicos, gracias por la paciencia para responder tantas preguntas; Julia, que siempre le puede poner buen humor al asunto; Marco, mi gurú socioastronómico (gracias, hiciste la diferencia).

Extras: A todas las salas cinematográficas del sur de la ciudad, especialmente a CCU. A los Pumas de la UNAM y los Bulls de Chicago, por la adrenalina. A esos cuatro irlandeses que son un fantástico condimento para la existencia.

Índice General

1	INTRODUCCIÓN	3
2	NÚCLEOS ACTIVOS DE GALAXIAS	5
2.1	Descubrimiento	5
2.2	Clasificación	6
2.2.1	Galaxias Seyfert	6
2.2.2	Cuasares	7
2.2.3	LINERS	8
2.2.4	Radio Galaxias	8
2.2.5	Blazares	8
2.2.6	Fenómenos relacionados	9
2.2.7	Relación entre galaxias Seyfert y cuasares	9
2.3	Espectro	10
2.3.1	Continuo	10
2.3.2	La Región de Líneas Anchas	12
2.3.3	Región de Líneas Delgadas	13
2.4	Fuente central	15
2.4.1	Modelo de agujero negro	15
2.4.2	Alternativas a los agujeros negros.	16
2.4.3	Modelos unificados	17
3	LA GALAXIA 3C120	19
3.1	Descubrimiento	19
3.2	Morfología	20
3.3	Espectro	23
3.4	El Jet	28
3.5	Altas energías	32
3.6	Curva de luz y Periodicidad	34
4	REDUCCIÓN Y PROCESAMIENTO DE DATOS	36
4.1	Introducción	36
4.2	Observaciones	36
4.3	Reducción	37
4.4	Fotometría	39
4.5	Calibración	40

4.6	Estimación de errores	40
5	RESULTADOS Y ANÁLISIS	42
5.1	Perfiles de brillo superficial	42
5.2	Perfiles de color	47
5.3	Imágenes	49
6	CONCLUSIONES Y PERSPECTIVAS	52
6.1	Conclusiones	52
6.2	Perspectivas	53
7	BIBLIOGRAFÍA	54

1 INTRODUCCIÓN

De entre las más de diez mil millones de galaxias visibles en el universo podemos encontrar algunas que no se consideran como "normales". Muchas de éstas son morfológicamente clasificables de la misma manera que las galaxias comunes (espirales, elípticas o irregulares), pero lo que las hace distintas es que su luminosidad llega a ser varios órdenes de magnitud mayor que sus contrapartes normales. Además en varias de ellas podemos encontrar variabilidad, lo que permite hacer una estimación del tamaño de la fuente emisora. Sorprendentemente, se ha encontrado que las regiones que emiten están restringidas a un espacio de ¡mucho menos que 1 parsec!, es decir, presentan la luminosidad de cientos de galaxias emitida en una región del tamaño de unos cuantos sistemas solares. No es de sorprender que los Núcleos Activos de Galaxias (NAG) se hayan convertido en el campo de estudio de aproximadamente el 10% de los astrónomos. El estudio de Núcleos Activos de Galaxias es muy reciente en astronomía. Apenas en la década de los 60 se agruparon en la misma subclase a las galaxias Seyfert, galaxias espirales con un núcleo inusualmente brillante, y a los cuasares, objetos de apariencia estelar con altos corrimientos al rojo.

En este campo siguen habiendo interrogantes fundamentales: La validez de un esquema unificado, los mecanismos de "alimentación" del agujero negro central, el origen de la emisión en radio, la estructura de la región de líneas anchas, el origen de la variabilidad en la curva de luz, etc... Como en todo estudio en astrofísica, la respuesta a éstas interrogantes debe en-

contrarse permitiendo que observaciones y modelos avancen de la mano. El problema aquí radica en que la región central de éstas galaxias, con corrimientos al rojo $z \geq 0.01$, no puede ser resuelta con la tecnología actual ni podrá serlo con la tecnología que se cree en los siguientes 50 años, por lo tanto toda la información que se obtenga de esa región va a ser obtenida con estudios espectroscópicos. En esta clase de estudios la contribución del Núcleo Activo invariablemente domina sobre la contribución de la galaxia huésped, y salvo en el caso de las galaxias más cercanas es muy difícil estudiar las propiedades de éstas. Por ello, los estudios fotométricos de banda ancha han cobrado importancia de nuevo en los últimos años, particularmente ahora que la fotometría superficial se ha simplificado mucho con la existencia de los CCDs, y que con una sola observación se pueden hacer estudios en muchas aperturas. Aunque no se resuelve el problema de la región central se pueden estudiar parámetros fundamentales de la galaxia sin el "ruido" del núcleo activo. 3C120 es una galaxia típica que presenta estos problemas, su espectro está absolutamente dominado por el núcleo activo central y por lo tanto es casi imposible detectar líneas de absorción estelares que den información sobre el tipo de población existente en la galaxia huésped. Durante años su tipo morfológico ha sido debatido sin que se tenga una conclusión clara hasta la fecha. Es una potente fuente de emisión en radio y sin embargo su corrimiento al rojo no es muy grande, por ello tampoco está claramente clasificada entre los NAG, se le ha llamado galaxia tipo "N", galaxia Seyfert, radio-galaxia y hasta cuasar. Cualquier tipo de información sobre la galaxia huésped puede ayudar mucho a comprender el origen de su morfología perturbada y ayudaría con sus problemas de clasificación.

En esta tesis se hace una revisión bibliográfica extensiva con el fin de poner en perspectiva todos los estudios que se han hecho desde el descubrimiento en 1967 de 3C120. Además se presenta un estudio de fotometría superficial en cuatro bandas del óptico (B, V, R e I) utilizando imágenes obtenidas en el Observatorio Astronómico Nacional en San Pedro Mártir, Baja California, de las cuales se extraen curvas de brillo superficial, de color y se hace análisis de las imágenes directas.

2 NÚCLEOS ACTIVOS DE GALAXIAS

2.1 Descubrimiento

El primer espectro de una galaxia activa fue obtenido en 1908 por E.A. Fath en el observatorio de Lick. Él encontró fuertes líneas de emisión en la nebulosa NGC 1086. Más tarde V.M Slipher obtuvo un espectro de mejor calidad y encontró que el ancho de las líneas era de cientos de kilómetros por segundo.

Fue hasta 1943 cuando Carl Seyfert (Seyfert, 1943) observó un grupo de galaxias que tenían alto brillo superficial en el núcleo; de hecho en fotografías de corta exposición tenían apariencia estelar. Estudios espectroscópicos revelaron de nuevo líneas de emisión fuertes y anchas. Las líneas de absorción en galaxias eran muy conocidas y estaban bien explicadas, pero las líneas de emisión eran totalmente extrañas; además, el hecho de que fueran mucho más anchas que las líneas de absorción, también era inexplicable.

Las observaciones en radio durante los 50's fueron muy importantes. Primero se descubrió que algunas de las galaxias observadas por Seyfert también eran fuentes de radio, donde la resolución angular era mejor que en el óptico. Después se descubrieron objetos de apariencia estelar que eran fuertes emisores en radio a los que se les dio el nombre de cuasares (Quasi-Stellar Radio Sources : fuente de radio cuasi-estelar). El espectro de estos objetos también mostró líneas de emisión anchas, pero en esta ocasión ni siquiera se podían identificar. Fue hasta 1963 que M. Schmidt dio con la explicación:

encontró que las líneas en el espectro correspondían a las líneas de Balmer con un corrimiento al rojo nunca antes visto de $z=0.158$. Esto demostró que a pesar de tener apariencia estelar, los cuasares estaban definitivamente lejos de nuestra galaxia, y que por lo tanto también emitían grandes cantidades de energía, lo que eventualmente hizo que los pusieran en el mismo grupo que las galaxias Seyfert.

2.2 Clasificación

Aunque parezca sorprendente, la definición de los NAG todavía está en discusión entre los astrónomos, pero en general se puede aceptar la siguiente opción: una galaxia activa es aquella en la que una fracción significativa de su radiación no es atribuible directa y claramente a estrellas.

Al descubrirse los NAG, inmediatamente apareció el problema de la clasificación, y como es de suponerse, esta se ha ido modificando con cada nuevo descubrimiento. Desafortunadamente, la manera de nombrar a las distintas subclases ha sido arbitraria y poco sistemática, lo que ha dado pie a que algunos objetos quepan en más de una subdivisión. Por otra parte debe considerarse que mientras más avanza el conocimiento de estos objetos, mejor será la clasificación.

Es muy probable que varias de las diferencias que observamos entre los distintos tipos, tenga que ver con como los observamos, por lo que conforme vayan mejorando las observaciones, también se irá haciendo más clara la clasificación.

2.2.1 Galaxias Seyfert

Las galaxias Seyfert son NAG de relativa baja luminosidad ($M_B \geq -21.5 + \log h_0$) para el núcleo. Una galaxia Seyfert tiene un núcleo tipo cuasar, pero la galaxia huésped es claramente detectable. Vista directamente con un telescopio, una galaxia Seyfert parece una galaxia espiral normal, con una estrella colocada en el centro. Aunque la clasificación más seria es por la espectroscopía. En 1974 (Khachilkian E. & Weedman O.W.) se dividió esta clase en dos subclases: Las galaxias Seyfert tipo 1, que tienen dos grupos de líneas de emisión superpuestas. Uno de los grupos corresponde a un gas ionizado de baja densidad ($n_e \approx 10^3 - 10^6 \text{ cm}^{-3}$) con anchos de línea correspondientes a varios cientos

de kilómetros por segundo, a las que se llaman "líneas delgadas". Al otro grupo se le conoce como de "líneas anchas", aunque en este caso solamente hay líneas permitidas con anchos de hasta $10^4 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$, la ausencia de líneas prohibidas indica que el gas tiene una densidad alta ($n_e \approx 10^9 \text{ cm}^{-3}$ o más).

Las galaxias Seyfert tipo 2 sólo presentan el grupo de líneas angostas en su espectro. Además, ambos tipos tienen débiles líneas de absorción debidas a estrellas tipo gigantes tardías que se encuentran en la galaxia huésped.

Osterbrock (1981) introdujo subclases intermedias en las galaxias Seyfert, las tipo 1.5, 1.8 y 1.9, debido a que a veces las líneas anchas son difíciles de detectar, entonces dependiendo de la intensidad de las líneas anchas se coloca en alguna de éstas clasificaciones medias. Estos descubrimientos dieron pie a la existencia de una escuela que sostiene que todas las galaxias Seyfert son intrínsecamente iguales, y que la diferencia en los espectros tiene que ver con efectos observacionales. Incluso ha habido casos de objetos que han cambiado de clasificación con el tiempo. En la sección 2.4.3, se discute el cuestionamiento a éste modelo.

2.2.2 Cuasares

A diferencia de las galaxias Seyfert, los cuasares son NAG de alta luminosidad, con magnitudes para el núcleo $M_B \geq -21.5 + 5 \log h_0$. Estos objetos pueden dividirse en dos: cuasares radiofuertes y cuasares radiocallados. A pesar de que originalmente los cuasares se descubrieron gracias a los que eran fuertes emisores de radio, estos son únicamente $\sim 10\%$ del total.

Los cuasares se distinguen de las galaxias Seyfert en que, en general, no están resueltos espacialmente. Aunque cabe aclarar que varios de ellos están rodeados por un halo de bajo brillo superficial que forma parte de la galaxia subyacente y algunas fuentes, como 3C 273, tienen peculiaridades morfológicas como jets ópticos.

Otro criterio de separación es el del corrimiento al rojo. Normalmente se sitúa la división en $z=0.1$, es decir, las galaxias Seyfert tienen $z < 0.1$, mientras que los cuasares tienen $z > 0.1$. Aunque cabe aclarar que esto es arbitrario y hay casos que no caen en esta clasificación.

2.2.3 LINERS

El nombre de estos objetos viene de las siglas en inglés de low-ionization nuclear emission regions (región nuclear de emisión de baja ionización). Corresponden a la “cola” de baja luminosidad de los NAG. El primero fue identificado en 1980 por Heckman (Heckman, 1980). Espectroscópicamente son muy parecidos a las galaxias Seyfert 2, excepto porque las líneas de baja ionización ([O I] y [N II]) son relativamente más fuertes. Los LINERS son muy comunes y puede ser que estén presentes a niveles detectables en la mitad de las galaxias espirales (Ho, Filippenko & Sargent, 1994). Esto hace que su estudio sea muy importante al estudiar la transición entre las galaxias normales y las galaxias activas ya que un LINER puede ser producido por varios fenómenos además de un NAG, vientos de formación estelar, flujos fríos (cooling flows) o gas calentado por choques (Heckman 1987, Filippenko 1992).

2.2.4 Radio Galaxias

Normalmente los grandes emisores de radio suelen identificarse con galaxias elípticas gigantes, aunque como ya vimos, también se asocian con algunos cuasares. Hay dos tipos de radiogalaxias que por su espectro óptico se asocian con NAG: las radiogalaxias de líneas anchas (Broad Line Region Galaxies) y las galaxias de líneas delgadas (Narrow Line Region Galaxies). Se puede decir que son los análogos en radio a las galaxias Seyfert 1 y 2, aunque éstas parecen encontrarse exclusivamente en galaxias elípticas, en lugar de espirales.

La principal característica de las radio galaxias es tener uno o dos grandes lóbulos o chorros de plasma, situados en la galaxia y/o a grandes distancias del centro ($\sim 10^6$ pc.), que emiten grandes cantidades de radiación sincrotrónica en radio.

2.2.5 Blazares

Este nombre se les da a la agrupación de dos tipos de NAG con características similares, los objetos BL Lac y los OVV (Optically Violently Variables: violentamente variables en el óptico). Los primeros son objetos de apariencia estelar altamente variables, que no muestran líneas fuertes de emisión o

líneas de absorción. En estados de muy baja luminosidad pueden detectarse líneas débiles de absorción de origen estelar o líneas de emisión de gas que permiten calcular el corrimiento al rojo.

Los OVV son objetos que varían no solamente en el óptico, sino en todas las frecuencias desde el radio hasta los rayos X. Éstas variaciones son de alta frecuencia temporal y como su nombre lo indica, muy violentas, por ejemplo $\Delta M \gtrsim 0.1$ mag en el óptico, en escalas tan cortas como un día. Además son objetos con alta polarización que también varía, tanto en magnitud como en ángulo lo que ha hecho que se les llamen Cuasares HP (High Polarization: Alta Polarización) . Todos los blazares son fuentes de radio.

2.2.6 Fenómenos relacionados

Hay varios tipos de objetos que constantemente aparecen en la literatura de los NAG y que vale la pena mencionar.

Una fracción importante de las galaxias muestran evidencias de brotes de formación estelar reciente a gran escala, a éstas galaxias se les llama Galaxias SB (Starburst : de brotes estelares). Generalmente se les caracteriza por ser azules, por tener un espectro de emisión tipo región-HII y emisión en radio relativamente fuerte. La relación de éstas galaxias con los NAG se debe a que a últimas fechas ha tomado fuerza una corriente que opina que la formación estelar es una parte importante en los modelos de emisión de NAG.

En las observaciones del satélite IRAS (InfraRed Astronomical Satellite:satélite astronómico infrarrojo) se identificaron varias galaxias luminosas que emiten una fracción sustancial de su energía en el lejano infrarrojo i.e. $\lambda > 10\mu\text{m}$. (Soifer, Houck & Neugebauer,1987). Fueron llamadas galaxias IRAS luminosas, ya que su luminosidad en el lejano infrarrojo puede llegar a ser hasta $\sim 10^{13} L_{\odot}$. Muchas de éstas galaxias se identificaron con NAG conocidos, pero otras resultaron ser nuevos NAG. Por esto se cree que en realidad estos objetos pueden ser galaxias de formación estelar o núcleos activos oscurecidos por polvo.

2.2.7 Relación entre galaxias Seyfert y cuasares

Casi en cualquiera de los criterios de clasificación, las propiedades de las galaxias Seyfert y los cuasares se superponen. Las galaxias Seyfert de alta

luminosidad son prácticamente indistinguibles de un cuasar, como es el caso del objeto de esta tesis : 3C120.

Fue hasta mediados de los setentas que la mayoría de los astrónomos comenzaron a aceptar la idea de que estos dos tipos de objetos forman una secuencia continua de luminosidad. El origen del problema tiene que ver con la manera en que ambos fueron descubiertos (Burbidge & Burbidge, 1967). Las primeras galaxias identificadas en el artículo original de Seyfert fueron galaxias cercanas con núcleos peculiares. Por otro lado, los primeros cuasares descubiertos fueron radiofuertes y violentamente variables. Para estos dos casos las luminosidades son extremas, así como los corrimientos al rojo, además, la variabilidad en las galaxias Seyfert no fue detectadas sino hasta 1967, por lo que éste era otra característica que los separaba.

Weedman (1976) tiene la idea de que la historia de la astronomía de los NAG sería completamnete distinta si las galaxias de Zwicky y Markarian hubieran sido observadas antes que las fuentes del catálogo 3C (Tercer Catálogo de Cambridge, de fuentes de radio), como de hecho casi sucedió. La extensión del fenómeno de Seyferts de alta luminosidad a los cuasares hubiera sido absolutamente natural.

A pesar de que los cuasares y las galaxias Seyfert parecen formar una secuencia continua de luminosidad, sería incorrecto suponer que no hay diferencias físicas entre ellos. La diferencia en luminosidad de la fuente central debe desembocar en diferencias físicas.

2.3 Espectro

El estudio del espectro de cualquier objeto es la clave para entender muchos de los fenómenos que en él se llevan a cabo. Al observar las distintas componentes de un espectro se puede saber con que tipo de fuente estamos tratando, si es o no como un cuerpo negro, la densidad de la región que emite, el grado de ionización, la temperatura, la velocidad a la que se mueve y muchas otras características. Por eso es que analizaremos cada una de las partes del espectro a continuación.

2.3.1 Continuo

Contrariamente a lo que se creyó en los primeros 20 años de estudios de NAG, el espectro continuo de estos objetos es bastante complejo y se extiende por

todo el espectro electromagnético con intensidades comparables. La distribución espectral de energía (DEE) en los NAG se puede representar en general como una ley de potencias, es decir

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

donde α es el índice espectral de la ley de potencias, C es una constante y F_{ν} es el flujo específico. Típicamente el índice espectral se encuentra en el rango $0 \leq \alpha \leq 1$ cuando se ajusta un espectro a rangos de frecuencia amplios.

Fundamentalmente, la pregunta que se hace ante un espectro es qué parte de él es radiación térmica y qué parte no lo es. Por radiación térmica se entiende radiación debida a colisiones de partículas que tienen una distribución maxwelliana de velocidades. Mientras que la radiación no térmica se debe a partículas cuyas velocidades no se describen por una distribución Maxwell-Boltzmann. Otro cuestionamiento importante es cuánta de esta radiación es primaria, es decir, emitida directamente de la fuente, y cuánta es secundaria, o sea reprocesada, emitida por un gas o polvo que recibe la radiación y la re-emite.

A finales de los setentas, el modelo más popular para reproducir el espectro de banda ancha era el mecanismo conocido como SSC (Synchrotron Self-Compton: Sincrotrón auto-Compton). Dada una distribución de ley de potencias, electrones relativistas en un campo magnético pueden producir una ley de potencias en sincrotrón en varias décadas de frecuencia. Este proceso produce un grado alto de polarización en el continuo, que no se observa más que en los blazares.

A pesar de que una ley de potencias es una descripción razonable de la DEE de un NAG, cuando se hacen observaciones cuidadosas sobre varias décadas de frecuencia se observan depresiones y jorobas, que sugieren fuertemente un continuo formado por múltiples componentes, donde la emisión en distintas bandas parece estar dominada por distintos procesos.

Uno de los rasgos más importantes es la llamada "gran joroba azul" (big blue bump), que se extiende desde los $\sim 4000\text{\AA}$ hasta los $\sim 1000\text{\AA}$. En general se acepta que esta joroba es de origen térmico, aunque no se sabe si es emisión ópticamente gruesa (cuerpo negro) u ópticamente delgada (emisión libre-libre). Si se considera como ópticamente gruesa, la emisión podría modelarse como proveniente de un disco de acreción alrededor de un agujero negro supermasivo.

La banda de alta energía (rayos X y rayos γ) típicamente aporta $\sim 10\%$ de la luminosidad bolométrica en los NAG (excepto algunos blazares), su

rápida variabilidad indica que es emitida en las regiones más internas. En esta parte del espectro sí se ajusta una ley de potencias con índice ≈ 1.4 . Los modelos para explicar esta emisión usualmente recurren a dispersión inversa de Compton de fotones de baja energía por electrones de mayor energía.

Muchos NAG muestran un mínimo local en su DEE en la vecindad de $1\mu\text{m}$. Se creó que esto representa un mínimo entre un espectro térmico caliente (la gran joroba azul) y otro frío debido a la emisión de granos de polvo calientes ($T \lesssim 2000\text{ K}$). A la joroba suave que se encuentra en longitudes menores a $1\mu\text{m}$ se le suele llamar "joroba infrarroja".

La parte del espectro en radio, a pesar de ser la responsable de el descubrimiento de muchos NAG, contribuye muy poco a la luminosidad bolométrica, incluso en cuasares radio-fuertes. Dado que $\alpha \sim 0$, el espectro es plano en esta región, por lo que la radiación se supone como no-térmica. Generalmente se supone un mecanismo de radiación sincrotrónica para explicar éste tipo de radiación. Es en los mapas de radio donde se pueden observar los llamados movimientos "superlumínicos" de algunas condensaciones en escalas de decenas a miles de parsecs. La mejor explicación de este fenómeno es en la que las condensaciones se mueven a velocidades relativistas en un ángulo cercano a cero con respecto al observador (Blanford, McKee & Rees, 1977).

2.3.2 La Región de Líneas Anchas

La región de líneas anchas (BLR : Broad Line Region) juega un papel importante en la comprensión de los NAG, debido a su proximidad a la fuente central. Hay al menos dos razones por las que el estudio de la BLR puede resultar muy útil. Primero, los movimientos de masa en la BLR están muy probablemente determinados por la fuente central, con la gravedad y presión de radiación compitiendo. Segundo, la BLR procesa energía emitida por la fuente de continuo a niveles ionizantes ultravioletas que no pueden observarse directamente, así las líneas de emisión proveen de información sobre esta parte del continuo.

El ancho de las líneas varía mucho de objeto a objeto. Se asume que el ensanchamiento es por efecto Doppler, así se puede decir que el rango de anchos en esta región va de $500\text{km}\cdot\text{s}^{-1}$ hasta $10^4\text{km}\cdot\text{s}^{-1}$.

A diferencia de las regiones HII y la región de líneas delgadas de los NAG, a la BLR no se le puede adjudicar fácilmente una temperatura y una densidad, esto debido a que por la alta densidad de electrones, las líneas prohibidas

no aparecen. Se pueden hacer estimaciones de la temperatura comparando las intensidades relativas de las líneas con las de otros gases ionizados. Se encuentran temperaturas del orden de 10^4 K. Dado que la dispersión de velocidad de un gas a esta temperatura es de $10\text{km}\cdot\text{s}^{-1}$, es obvio que el ancho de las líneas se debe a movimientos de la nube de gas.

Se ha logrado poner cotas a la densidad de electrones en esta región haciendo uso de dos líneas. Para la cota superior se usa la única línea fuerte prohibida presente en el espectro UV/óptico, CIII] λ 1909, a la que le corresponde una densidad $\sim 10^{10}\text{cm}^{-3}$. Para la cota inferior, se utiliza el doblete [OIII] $\lambda\lambda$ 4363,5007, que es extremadamente débil y con la que se encuentra una densidad $\sim 10^8\text{cm}^{-3}$.

La fuente de energía que alimenta a la BLR es casi seguramente fotoionización del continuo radiado por la fuente central, ya que los flujos de las líneas anchas varían en respuesta a cambios en el flujo del continuo. Dos modelos principales han sido desarrollados para explicar la composición de nubes en la BLR. El primero es conocido como de dos fases, en donde nubes “frías” están confinadas en un medio caliente (Krolick, McKee & Tarter, 1981), el problema con este modelo es que hay que encontrar alguna manera de confinar las nubes para evitar que se evaporen, Rees (1987) propuso un confinamiento magnético. Los modelos más recientes plantean que las líneas de alta ionización (HIL: High Ionization Lines) son producidas en el disco de acreción, mientras que las líneas de baja ionización (LIL: Low Ionization Lines), son producidas en el material despedido por el viento asociado a éste disco de acreción (Dultzin-Hacyan, Marziani & Sulentic, 2000).

2.3.3 Región de Líneas Delgadas

La región de líneas delgadas (Narrow Line Region) en los NAG, es de particular importancia por tres razones: es la región más grande en la que la radiación de la fuente central domina sobre otras fuentes, es el único componente del los NAG que está resuelto espacialmente en el óptico y su dinámica podría revelar como se “alimenta” un NAG.

A diferencia de la BLR, en esta región la densidad de electrones es muy baja, así que aparecen en el espectro líneas prohibidas que permiten calcular cocientes para medir la densidad de electrones y la temperatura. Aunque la baja densidad de esta región facilite ciertos cálculos, tiene la complicación de estar “contaminada” por cantidades significativas de polvo, ya que la NLR

se encuentra afuera del radio de sublimación del polvo.

Al hablar de la NLR siempre se debe recordar que es una región espacialmente extendida, por lo que las propiedades físicas de la emisión se pueden mapear directamente. Además hay que considerar que la emisión de líneas prohibidas es isotrópica, ya que la absorción en líneas delgadas es despreciable.

El ancho de línea en esta región está en un rango entre $200 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$ y $900 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$, con la mayoría de los valores entre $350\text{-}400 \text{ km}\cdot\text{s}^{-1}$.

La densidad de electrones se determina midiendo el cociente de intensidades de dos líneas de un mismo ion, es decir, un doblete como los casos [OII] $\lambda\lambda 3726,3729$ y [SII] $\lambda\lambda 6716,6731$. Aunque normalmente se utiliza el segundo, ya que el primero está muy empalmado por ensanchamiento Doppler. La densidad "promedio" en la NLR es aproximadamente 2000 cm^{-3} , pero los rangos van desde 10^2 cm^{-3} hasta 10^4 cm^{-3} .

Para medir la temperatura del gas se utiliza un método similar, pero en éste caso se utilizan líneas de emisión que tienen potenciales de excitación muy distintos, de tal manera que la tasa a la que los niveles se van poblando es altamente dependiente de la temperatura. Por ejemplo se utiliza [OIII] $\lambda 4363$, [OIII] $\lambda\lambda 4959,5007$. El rango medido de temperaturas de esta manera va de $10,000\text{-}25,000 \text{ K}$. Un valor "típico" es de $16,000 \text{ K}$.

Gracias a que la NLR está resuelta, las observaciones a últimas fechas se han multiplicado y son de gran calidad, entre otras cosas debido a los espectrógrafos de alta calidad a bordo del HST (Hubble Space Telescope : telescopio espacial Hubble). De esta manera se ha encontrado que la NLR es asimétrica y su eje coincide con el eje de radio en fuentes con emisión de radio extendida, lo que indica que existe una relación entre el gas térmico de líneas delgadas y el plasma no térmico. Hay observaciones en las que en las regiones de enfriamiento post-choque entre plasma radio-emisor y el medio interestelar de la galaxia huésped muestran emisión de líneas delgadas. De esta manera, los mejores modelos de la NLR parecen tener que ser mixtos, es decir, una parte se debe a la emisión por fotoionización de la fuente central, y otra se debe a ionización por colisiones que se producen cuando las nubes de gas chocan con el medio interestelar (Viegas-Aldrovani & Contini, 1989).

2.4 Fuente central

La pregunta fundamental en los NAG es cómo se genera la energía detectada como radiación. Éste es un problema serio ya que se está hablando de producir la luminosidad de billones de estrellas en un volumen mucho menor a un parsec cúbico. El modelo más socorrido en estos días es el de un disco de acreción que rodea a un agujero negro supermasivo ($M \approx 10^7 - 9 M_{\odot}$).

2.4.1 Modelo de agujero negro

Como en cualquier estrella, lo que ocurre en un NAG es la conversión de masa (M) en energía. Dado que no sabemos la eficiencia (η) con la que esto ocurre, la energía producida se puede escribir como $E = \eta M c^2$, y se puede relacionar fácilmente con la luminosidad (L) de la siguiente manera

$$L = dE/dt \implies L = \eta(dM/dt)c^2$$

Por lo tanto el parámetro η es de suma importancia para calcular la tasa de acreción (dM/dt). Éste se puede estimar utilizando la energía potencial gravitacional, y se encuentra que $\eta \propto M/r$, donde r es el radio donde está confinado el material. La eficiencia típica en un NAG es ~ 0.1 , lo cual nos da una tasa de acreción realmente pequeña, incluso para cuasares muy luminosos donde $dM/dt \approx 2 M_{\odot}$ por año. Por supuesto que la estimación de η es burda, pero el orden de magnitud es correcto.

El mayor problema al alimentar la fuente de energía de un cuasar por acreción gravitacional no es el requerimiento energético, sino de momento angular dado que el disco de acreción es muy pequeño. El gas debe perder mucho de su momento angular al caer al disco de acreción, y el resto lo debe perder por viscosidad.

Lo más probable es que el gas que “alimenta” al NAG provenga de las estrellas de la galaxia huésped. Para que este gas sea absorbido por el agujero negro, las estrellas deben ser destruidas por fuerzas de marea. Así se logra poner un límite superior a la masa del agujero negro, ya que la estrella no se puede aproximar más cerca que el límite de Roche sin ser destruida. Presumiblemente, el gas perdido por fuerza de mareas disipa energía a través

de choques y radiación, pero conserva el momento angular, lo que lleva a la formación de un disco de acreción.

En los últimos años, han habido varios tipos de evidencias observacionales de la existencia de agujeros negros supermasivos: 1) Evidencia cinemática por movimiento de estrellas cerca del núcleo: por ejemplo en Kormendy et al. (1997), donde presentan resultados para la galaxia NGC4486B. Obtienen velocidades de rotación estelares que implican la existencia de una masa central de $\sim 8.7 \times 10^8 M_{\odot}$. 2) Evidencia también cinemática de gas alrededor del núcleo (Miyoshi et al, 1995), en donde se observaron líneas de emisión de máseres de agua alrededor del núcleo de la galaxia NGC4258, que indican la presencia de una masa de $3.6 \times 10^7 M_{\odot}$ en una región menor a 0.13 parsecs de radio. La densidad de masa de esta región excede por un factor de 40 a cualquier otro candidato a agujero negro observado previamente. 3) Evidencia fotográfica (Ford et al., 1997) en la que detectan un disco de gas ionizado en el centro de la galaxia espiral M87. El radio máximo del disco corresponde a 73 pc. Se observa también un jet cuya proyección coincide con el semieje menor del disco, por lo que parece ser normal a éste. Dado que el disco tiene estructura espiral, se piensa que el material está rotando. Calculan que la masa central es de $\sim 2.4 \times 10^9 M_{\odot}$, dentro de 18 parsecs en el núcleo.

2.4.2 Alternativas a los agujeros negros.

El modelo de agujero negro para NAG es el más aceptado y el que explica la mayor cantidad de características de los núcleos activos, pero no se puede decir que está plenamente probado. Tal vez la razón por la que este modelo es tan ampliamente aceptado es porque no hay ningún contendiente fuerte. En los primeros días de la investigación de NAG surgieron varios modelos para explicar la gran emisión de energía en los cuasares más luminosos, pero la mayoría han quedado descartados por su incapacidad para explicar una o varias de las características de los NAG.

El único modelo que algunos astrónomos todavía consideran es el de las supernovas. Aquí la variabilidad en el óptico /UV y la emisión de líneas anchas se atribuye a frecuentes explosiones de supernovas. El modelo no explica la variabilidad en rayos X o los objetos radio fuertes. Además, los cúmulos tendrían que ser inusualmente compactos, ya que incluso con la mejor resolución obtenida hasta el momento por el HST (0.05"), siguen sin estar resueltos, lo que para la fuente más cercana se traduce en un núcleo

menor a 0.7 parsecs, además tampoco puede explicar la formación de los jets de radio observados en tantos NAG. Por éstas razones cada día hay menos seguidores del modelo.

2.4.3 Modelos unificados

Una idea que actualmente se menciona con frecuencia supone que hay menos diversidad intrínseca entre los NAG que la que se observa, y que la gran variedad de fenómenos de galaxias activas que observamos se debe a la combinación de diferencias en parámetros físicos (como luminosidad) conjuntamente con diferencias aparentes debidas a parámetros observacionales (como la orientación).

La falta de líneas anchas de emisión en las galaxias Seyfert 2 dio origen a los primeros esquemas de unificación ópticos. Desde 1978 Osterbrock planteó la idea de que la región emisora de líneas anchas podía estar oscurecida por un disco de polvo. En el caso de las fuentes de radio, cualquier modelo de radiación sincrotrónica predice una gran anisotropía. También en 1978, Blandford y Rees fueron los primeros en establecer que los blazares podían explicarse como un NAG normal visto exactamente en el eje de radio.

El esquema más simple de unificación, plantea que existe un toro de polvo que en el caso de las fuentes de radio, es perpendicular al un jet de emisión sincrotrónica. Así, las galaxias Seyfert 2 y las NLRG's se distinguen de sus contrapartes Seyfert 1 y BLRG's por la orientación con respecto al observador del toro de polvo. Los BL Lacs y OVV's son los abjetos en los que la línea de observación es casi paralela al jet de radio (figura 1).

Hay un equivalente de modelo unificado para NAG radio-fuertes, en el que las radio galaxias se verían en ángulos grandes, los cuasares radio fuertes en ángulos medios y los cuasares de espectro plano, con movimiento superlumínico en ángulos pequeños.

Además de la luminosidad y la orientación, debe haber otros factores importantes como morfología de la galaxia, la cantidad relativa de gas y polvo. Es muy poco probable que el toro de polvo tenga la misma forma en todas las fuentes y de hecho puede ser que la forma dependa fuertemente de la luminosidad. Finalmente, los rangos de corrimiento al rojo en los distintos tipos de NAG pueden indicar que la evolución en escalas de tiempo cosmológicas también puede ser un factor a tomar en cuenta.

También a últimas fechas han habido cuestionamientos a estos modelos



Figura 1: Esquema de modelo unificado

unificados, como el de Dultzin-Hacyan et al (1999) en el que encuentran, a través de un estudio estadístico, que las galaxias Seyfert 2 tienen un exceso de compañeras cercanas con respecto a las galaxias Seyfert 1. De esta manera, la diferencia en el espectro entre ambos tipos de galaxias se explicaría de la siguiente manera: la interacción con una galaxia de tamaño similar provocaría formación estelar generalizada y llevaría gas molecular hacia el centro de la galaxia, que a su vez oscurecería la región de líneas anchas. Este esquema es apoyado por evidencia observacional en la que se muestra que las galaxias Seyfert 2 tienen más regiones de formación estelar alrededor del núcleo que las galaxias Seyfert 1 (González-Delgado & Pérez, 1993 y Maiolino et al., 1997). Cabe aclarar que que estos modelos no niegan la posibilidad de que algunas galaxias Seyfert 2 efectivamente sean galaxias Seyfert 1 oscurecidas por un toro de polvo, pero el esquema de diferencias observacionales debidas exclusivamente a diferencias en orientación no explica estos hallazgos estadísticos.

3 LA GALAXIA 3C120

3.1 Descubrimiento

La galaxia 3C120 fue reportada por primera vez por Clarke, Bolton y Shimmins (1966) en un artículo en el que listan fuentes extragalácticas de radio entre declinaciones de 0° y 20° . En este artículo la galaxia es llamada PKS0430+05, se le da una clasificación morfológica de galaxia elíptica con una envolvente difusa y se le asocia un espectro plano en radio, altamente polarizado y que "centellea".

Poco después Sargent (1967) realizó observaciones del objeto debido a que estaba en la segunda lista de Zwicky. Describe la apariencia en las placas de palomar como "un núcleo brillante de apariencia estelar con débiles partes externas que dan la impresión de estructura espiral". Al observar el espectro encuentra líneas de emisión sobre un espectro continuo sin líneas de absorción, por ello la clasifica como una galaxia Seyfert, aunque apunta que parece ser intrínsecamente más brillante que otros objetos de este tipo. Al final del artículo menciona que el descubrimiento de éste objeto apoya la especulación de que las galaxias Seyfert forman la cola de baja luminosidad de la secuencia continua de la que las fuentes cuasi-estelares forman la cola de alta luminosidad.

Esta misma tesis es apoyada por Arp (1968) que hace comparaciones con índices de color en el núcleo (U-B vs B - V) y con corrimiento al rojo vs magnitud aparente. En ambos casos, la galaxia se encuentra entre la zona de

galaxias Seyfert y la de cuasares. Él dice que de encontrar más objetos con estas características, se tendría una clase continua de objetos extragalácticos con propiedades similares, pero que se desvían de la relación de Hubble para galaxias normales.

más tarde Walker (1974) hace observaciones electronográficas de la nebulosidad alrededor de 3C120 y reporta que esta es bastante extendida y tiene una forma elíptica; de esta manera le asocia la clasificación de galaxia tipo N (Sandage 1973), que consiste en un minicuasar alojado en una galaxia elíptica gigante. Estas discrepancias sobre la clasificación de la galaxia lograron que esta galaxia se convirtiera rápidamente en un objeto de interés sobre todo para su estudio espectral y óptico. Varios años después cobraría interés por sus características en observaciones de radio a gran escala.

3.2 Morfología

Aunque la clasificación espectroscópica de 3C120 la ubica como una galaxia tipo Seyfert 1 su morfología es bastante complicada (figura 2). Como se mencionó en la sección anterior, desde los primeros estudios sobre éste objeto se desató la controversia sobre la naturaleza elíptica o espiral de la galaxia, después del análisis de Walker (1974), Arp (1975) dio cuatro argumentos poderosos a favor de la estructura de espiral perturbada: 1) el espectro muestra una línea fuerte e inclinada de [OII] 3727Å, perfil que nunca se observa en galaxias espirales. 2) Walker reporta un índice de color $(B - V) = 0.85 \pm 0.15$ para el cuerpo principal de la galaxia, que ya es de hecho demasiado azul para una elíptica, pero al corregirse por enrojecimiento con una extinción $E_{B-V} = 0.26$ el resultado es aún más contundente. 3) Al calcular la extensión de la nebulosidad de la galaxia utilizando la distancia de corrimiento al rojo, se obtiene un diámetro mayor del orden de 120 kpc, tamaño que sólo se encuentra en elípticas gigantes en cúmulos de galaxias y 3C120 no está en un cúmulo. Este resultado hace dudar a Arp sobre la validez de utilizar la distancia inferida por corrimiento al rojo. 4) En la fotografía que presenta Arp, el cuerpo principal de la galaxia no se asemeja al carácter suave y amorfo utilizado para definir galaxias espirales.

Esta tesis fue de alguna manera apoyada por Lelièvre (1976), quien afirma que 3C120 presenta propiedades fotométricas intermedias entre las galaxias



Figura 2: 3C120 (tomada de Arp, 1975)

normales y los cuasares. Divide el estudio fotométrico en tres regiones. El núcleo central de apariencia estelar que tiene los colores y la magnitud absoluta de cuasar variable de luminosidad mediana a débil. La envolvente del núcleo que destaca del resto de la nebulosidad por sus extensiones asimétricas y presenta un débil exceso de ultravioleta. Por último la nebulosidad subyacente que es comparable a ciertas galaxias espirales por el decremento del flujo hacia los bordes, los índices de color y las condensaciones periféricas. Concluye que las dimensiones y la luminosidad absoluta del sistema son mayores que las de una galaxia espiral ordinaria pero aún así son inferiores a las de las galaxias elípticas gigantes.

Heckman & Balick (1979) mostraron con un estudio espectroscópico que las líneas de emisión no provienen únicamente de la región cercana al núcleo, sino que son visibles hasta a $15''$ de éste. También obtuvieron fotografías monocromáticas en H_{α} y en $[OIII]\lambda 5007$, en la última encontraron una estructura compleja de numerosas condensaciones, que correspondían a las observadas por Arp. Ellos también apoyan el modelo de una galaxia SO vista

de canto. Por otra parte Baldwin et al (1980) encontraron que la nebulosidad de 3C120 revela un extendida red de regiones HII caracterizadas por un elevado grado de ionización y que el campo de velocidades es caótico pero consistente con una rotación sobre un eje con un ángulo de posición de 72° . Estos resultados comenzaron a mostrar las razones por las que la morfología de esta galaxia es tan compleja.

Poco después Wierick et al (1981), analizando una fotografía en la banda V', pero excluyendo la aportación de la línea [OIII] λ 5007, encuentran que la morfología se simplifica bastante, quedando como resultado una galaxia elíptica con un jet en la región central. De esta manera combinan sus resultados con los trabajos anteriores para proponer un modelo de cuatro componentes para 3C120: una galaxia elíptica, un núcleo, un jet y una región extendida de emisión [OIII] λ 5007.

Heckman et al (1986) reportan a 3C120 entre una lista de fuentes radio-fuertes que pueden ser resultado de un fusión (merger) entre dos galaxias. Mencionan dos componentes morfológicos/espectroscópicos presentes que son relevantes para la hipótesis de la fusión, el primero es la presencia de dos "colas", que serían el resultado de la interacción entre dos galaxias de disco. El segundo es la fuerte emisión en el lejano infrarrojo que puede ser indicador de formación estelar inducida por la colisión de dos galaxias ricas en gas. Debido a que 3C120 aparece aislada espacialmente y no se puede culpar a ningún vecino por las peculiaridades morfológicas de la galaxia, se supone que el merger está prácticamente completo.

Moles et al (1988) hicieron un estudio detallado tanto en bandas anchas como espectroscópico, en el que concluyen que la nebulosidad puede representarse por un componente central esferoidal más un disco extendido. Encuentran el resultado ajustando elipses a las isofotas de una imagen B - V. El ajuste para las partes centrales de la galaxia arroja anillos prácticamente circulares, mientras que a partir de $3.5''$ hay un cambio abrupto de elipticidad que resulta compatible con un bulbo rodeado por un disco visto a 45° . Por otra parte reportan que el cociente masa-luminosidad así como el límite superior del cociente $M(\text{HI})/M_T$ son consistentes con el de una espiral temprana. Además reportan observaciones de estructuras en las partes exteriores de la nebulosidad que por sus propiedades espectroscópicas son consistentes con regiones HII. En el cuadrante sur-oeste del mapa B - V encuentran una estructura muy bien definida cuya forma se asemeja a la de un brazo espiral o una "cola de marea".

Poco tiempo después Hua (1988) realizó un estudio de la galaxia en las

bandas angostas $[\text{OIII}]\lambda 5007$ y H_α . Reportó que en ambas imágenes se observan las regiones de emisión de líneas superpuestas a una débil galaxia subyacente que difícilmente tiene forma elíptica.

Un estudio meticuloso sobre las condensaciones cercanas al núcleo de la galaxia fue hecho por Suberian et al (1989). Distingue principalmente cinco condensaciones: La primera (A) se divide en dos partes, una corresponde a un "radio knot" y emite radiación sincrotrónica, mientras la otra corresponde a una región de formación estelar disparada por la interacción entre el jet de radio y la región gaseosa. Otro par de condensaciones (B y D) consisten en estrellas, probablemente son resultado también de la interacción del jet con el gas, suponiendo que el jet precesa. La siguiente condensación (C) está aislada, sus colores y brillo son similares a los de un núcleo de galaxia espiral, si en efecto es el residuo de una galaxia espiral, entonces la posible fusión todavía estaría en una fase activa.

3.3 Espectro

Shields, Oke y Sargent (1972) fueron los primeros en analizar con detalle el espectro óptico de 3C120. Encuentran que el espectro tiene todas las características familiares de las galaxias Seyfert, es decir, líneas anchas permitidas y líneas delgadas prohibidas. No detectan líneas de absorción. Reportan un corrimiento al rojo $z=0.0330\pm 0.0002$. Analizando los cocientes entre H_α , H_β y H_γ y suponiendo que se producen por recombinación, sin autoabsorción o desexcitación colisional, encuentran una corrección por enrojecimiento $E_{B-V}=0.26$ mag.

Dividen el análisis del espectro del núcleo en dos regiones: la de baja densidad que emite líneas prohibidas y contribuye al "núcleo" de las líneas de Balmer; y la de alta densidad que emite líneas permitidas. A la primera se le asocia un rango de temperaturas $17,000^\circ\text{K}\leq T_e \leq 60,000^\circ\text{K}$ y de densidades $500\text{ cm}^{-3}\leq N_e \leq 6000\text{ cm}^{-3}$; mientras que a la segunda se le asocia un rango de temperatura $4000^\circ\text{K}\leq T_e \leq 10,000^\circ\text{K}$. Después incluyen una larga discusión en la que comparan los resultados de análisis de líneas de Balmer, de $\text{HeI}\lambda 5876$ y la ausencia de líneas prohibidas que arrojan un tamaño máximo para la región de emisión de líneas anchas de 10^{-4}pc^3 , contra los resultados de la falta de variación de intensidad en las líneas cuando hay variación en el continuo, que implica que el tamaño mínimo para la región debe ser de 0.3pc

de radio. Explican esta discrepancia con dos posibles escenarios geométricos, uno es que el material esté confinado a una esfera delgada alrededor de la fuente de continuo y otro en el que el material forme nubes o filamentos. El hecho de que se encuentren líneas anchas prohibidas impide que el ensanchamiento se deba a dispersión de electrones, de esta manera se concluye que el ensanchamiento de las líneas se debe a movimientos relativamente rápidos de las nubes o filamentos que emiten la radiación.

Sobre la emisión en continuo mencionan que las fuentes más probables son: radiación libre-ligada y libre-libre de plasma muy caliente de hidrógeno y helio, radiación estelar de la galaxia huésped y radiación sincrotrón o Compton inverso. Observando los anchos de líneas de Balmer y las temperaturas inferidas para la región emisora de continuo, se demuestra que ninguna combinación de plasmas a distintas temperaturas puede reproducir el espectro observado, por lo tanto debe haber una fuerte componente no térmica que debe producir 85% de la radiación. Después de sustraer la probable contribución de la galaxia huésped se obtiene la radiación no térmica y se encuentra que tiene un espectro plano en el ultravioleta que crece hacia el rojo de la parte óptica y sube abruptamente en el infrarrojo. Finalmente, discuten los mecanismos de ionización del gas. Tomando la luminosidad inferida por el espectro plano se encuentra que hay tres veces la cantidad necesaria de fotones ionizantes para el hidrógeno, pero la presencia de helio neutro indica que la nebulosa es ópticamente gruesa más allá del límite de Lyman para He^+ , de esta manera suponen que la intensidad de continuo decrece entre 3000\AA y 912\AA y que la mayoría de los fotones son absorbidos por He^+ , con lo que derivan un índice espectral $\alpha=1.3$.

En Phillips y Osterbrock (1975) encontramos una descripción detallada del espectro de 3C120 (fig 3). Mencionan que para esta galaxia las líneas de helio son muy intensas, por lo que es necesario invocar algún otro proceso además de la recombinación para explicar la emisión, y los resultados de éste artículo son consistentes con la idea de que parte de la emisión puede surgir como combinación de dispersión en las líneas y procesos de excitación colisional. Además, efectos de transferencia radiativa podrían tener que ver en la intensidad de algunas líneas de HeI para una profundidad óptica suficientemente grande. En términos generales mencionan que el espectro de 3C120 parece ser característico de un gas un poco más ionizado que en Cygnus A. En cuanto a la densidad de gas, reportan que es evidente que se requiere

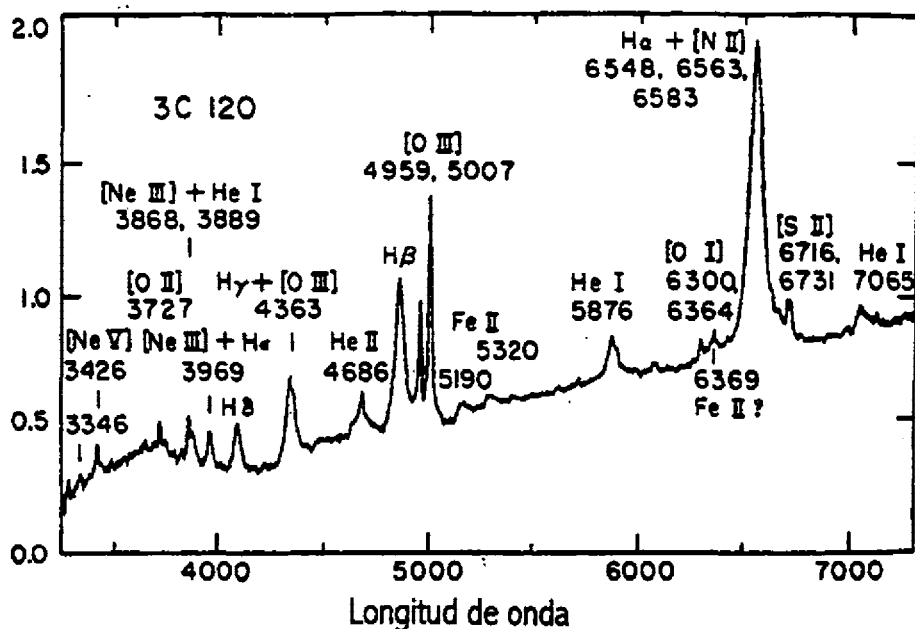


Figura 3: Espectro del núcleo de 3C120 (Tomado de Phillips & Osterbrock, 1975)

una distribución de densidad complicada con algún grado de ionización, para reproducir el espectro de emisión que se observa.

Oke y Zimmerman (1979) encontraron que 3C120 tiene líneas anchas permitidas y líneas delgadas prohibidas, por lo que espectroscópicamente la clasificaron como una galaxia de tipo Seyfert 1. Sobre el continuo reportan variación en el índice espectral debida a la variabilidad en el núcleo de la galaxia, basados en datos tomados con el satélite IUE (International Ultraviolet Explorer: Explorador Ultravioleta Internacional) de dos temporadas, con tres años de diferencia. Al analizar las líneas encuentran que el ancho FWHM para $H\beta$ y $Ly\alpha$ son 1400 km s^{-1} y 1200 km s^{-1} respectivamente, mientras que para CIV y MgII son casi un factor de dos más anchas. Miden los cocientes de las líneas de hidrógeno combinando datos de ambas temporadas y encuentran que el cociente $Ly\alpha / H\beta$ es aproximadamente el predicho por la teoría de recombinación, mientras que el de $H\alpha / H\beta$ es un poco mayor. Analizando el cociente corregido por enrojecimiento $Ly\alpha + NV / CIV$, con un

valor de 1.3, encuentran que esta galaxia sigue el patrón propuesto por Baldwin (1977), el llamado efecto Baldwin, en el que al disminuir la luminosidad de un cuasar, disminuye la intensidad de la línea de CIV, éste cociente en cuasares es casi siempre mayor que 2.

Baldwin et al (1980) hicieron un estudio espectroscópico separando el núcleo de la galaxia circundante. Sobre el núcleo señalan que se encuentran inconsistencias entre distintas mediciones, ya que algunos cocientes de líneas indican que hay excitación colisional mientras que otras tienen los valores esperados para recombinación. Mencionan modelos en los que la transferencia de radiación en nubes ópticamente gruesas (Krolik y McKee 1979) podría explicar las inconsistencias. En una de las regiones cercanas al núcleo pero fuera de él detectan evidencia definitiva de población estelar con $z=0.033$. Sobre el continuo en varias regiones de la nebulosa mencionan que es consistente con la suma de una componente estelar y radiación libre-ligada y libre-libre de regiones HII. No se encuentra evidencia de radiación dispersada del núcleo ya que no hay componente ancho en $H\beta$. Tampoco se encuentra evidencia de que el gas sea calentado por choques debido a lo débil de la línea [OI] $\lambda 6300$ con respecto a las de [OIII] $\lambda 5007$ y [OII] $\lambda 3727$. Encuentran un gradiente en las intensidades relativas entre el núcleo y las regiones más alejadas además de una caída en el brillo superficial en la línea $\lambda 5007$ hacia afuera del núcleo. Todo esto apoya la hipótesis de que el núcleo es la fuente de fotones ionizantes, que se explicaría muy bien considerando que el continuo del núcleo muestra un comportamiento de ley de potencias.

Poco tiempo después éstas observaciones fueron confirmadas por French y Miller (1980) que también encontraron líneas de absorción correspondientes a una población estelar "vieja". También encuentran variación en la emisión pero la interpretan como variación en el continuo y en líneas anchas, mientras que las líneas delgadas se mantenían constantes. Con éste resultado le asocian un tamaño máximo a la región de líneas anchas de 0.2 pc. también confirman el modelo de un gas de baja densidad fotoionizado por un continuo no térmico proveniente del núcleo.

Steiner (1981) propuso una clasificación para NAG de bajo corrimiento al rojo $z \lesssim 0.7$, basada en la presencia o ausencia de líneas de FeII, y en diferencias en el ancho entre líneas permitidas y prohibidas. En esta clasificación, 3C120 se ubica en la clase "B" por carecer de líneas de FeII y tener líneas permitidas más anchas que las líneas prohibidas. En esta clase se encuentran 77 de 171 galaxias entre las que hay galaxias tipo Seyfert 1 y 2, cuasares radio-fuertes y radio-callados, NLRGs y BLRGs. Las características comunes de

las galaxias de clase "B" son: emisión fuerte y extendida en radio, perfiles de líneas complejos, fuertes emisoras de rayos-X, morfológicamente clasificadas como galaxias N, compactas, amorfas, etc.

En Moles et al (1988) el análisis espectroscópico se hace separando el núcleo y la nebulosidad. Para el núcleo confirman varios de los resultados encontrados previamente. Le asignan una temperatura de 7000 °K a la región de líneas permitidas. El cociente $\text{HeI}\lambda 5876/\text{H}_\beta$ es similar al obtenido por otros autores, por lo que no parece cambiar independientemente de las líneas de Balmer, mientras que $\text{HeI}\lambda 3889$ es más débil que el valor de recombinación con respecto a $\text{HeI}\lambda 5876$ y $\text{HeI}\lambda 7065$ es más fuerte. Estos cocientes se pueden explicar con modelos de medio con alta densidad (McAlpine, 1976; Feldman y McAlpine, 1978). A diferencia de Steiner (1981) ellos si detectan líneas de FeII en emisión, cuyas intensidades con respecto a H_β corresponden a la de cuasares con bajo cociente FeII/H y baja luminosidad de rayos-X. El continuo no muestra contribución de alguna componente estelar, por lo que se le puede considerar únicamente como emisión del núcleo con una ley de potencias de índice espectral $\alpha=1.4$. Suponiendo un parámetro de ionización $U=10^{-2}$ y una densidad electrónica de 10^9cm^{-3} para la región de líneas permitidas, se estima una distancia entre la región de emisión y el núcleo de 0.11 pc.

La nebulosidad fue observada con rendijas a distintas distancias del núcleo, así encuentran que la distribución de luminosidades de las líneas es igual a la de la luminosidad total. Encuentran que la distribución de luminosidad de H_α no sigue la caída $1/r^2$ esperada para ionización nuclear, además dado que H_β puede ser afectada por absorción, el cociente $[\text{OIII}]\lambda 5007/\text{H}_\beta$ no es significativo para afirmar que hay fotoionización por el núcleo a cualquier distancia. De esta manera concluyen que los fotones ionizantes pueden ser producidos también localmente en la nebulosidad. Al medir cocientes de líneas para la región donde H_β es menos afectada por absorción, encuentran que se parecen más a los de una región HII que a los de una galaxia Seyfert 2. En las demás regiones no se encuentran líneas fuertes de especies de alta o baja ionización. Concluyen de aquí que 3C120 podría estar pasando por un episodio generalizado de formación estelar. La presencia de líneas de absorción metálica indica una población estelar normal. La presencia de líneas de Balmer en absorción es consistente con una importante población estelar joven ($\sim 10^9$ años).

3.4 El Jet

La estructura en radio de 3C120 ha sido ampliamente estudiada, principalmente debido a que es una de las radiogalaxias más cercanas y a que tiene un jet que presenta movimiento superlumínico. Cohen et al (1977), hicieron varias observaciones a lo largo de dos años en las que siguieron a dos componentes contenidas en una estructura más grande e indeterminada. Las velocidades asociadas a las componentes son $v/c=5$ y $v/c=8$ respectivamente. también hacen un pequeño estudio sobre la variabilidad a $\lambda=3.8$ cm. donde uno de los picos de emisión coincide con la primera expansión, pero ningún pico se puede asociar claramente a la segunda. Los valores de la velocidad se confirman posteriormente (Seiestald et al, 1979) para dos componentes encontrando los valores $v/c=4.1\pm 0.4$ y $v/c=8.5\pm 0.9$, respectivamente.

R.C. Walker ha hecho extensos estudios sobre el jet de 3C120, en el primero de ellos (Walker et al, 1982) reporta observaciones de nueve épocas distintas. Su análisis consiste en obtener perfiles de mapas bidimensionales para poder seguir los distintos picos a lo largo de las temporadas. Identifican el núcleo con el pico más al este, ya que es la componente menos variable y tiene un espectro plano. El resto de los picos son menos brillantes que el núcleo y son altamente variables de una época a otra. Aunque se observan estructuras en el lado opuesto al jet del núcleo en varias épocas, ninguna presenta evidencia de ser un contrajet. Hay una estructura particularmente clara para la cual se puede identificar nacimiento, propagación y decaimiento, las demás son estructuras poco definidas, poco resueltas o no tienen un cambio lineal. Deducen una velocidad aparente $v/c=3.7\pm 0.8$.

En el siguiente trabajo (Walker, Benson & Unwin, 1987) hacen un extensivo análisis de once temporadas en el VLA (Very Large Array: arreglo de gran tamaño). Concluyen que la emisión de radio de 3C120 muestra estructura en escalas desde menos de un parsec hasta 400kpc. El jet es claramente visible y está conectado desde menos de un parsec del núcleo hasta un poco más de 100 kpc fuera de la galaxia. Encuentran un lóbulo en la dirección del contrajet que podría ser la parte externa de un contrajet visto a lo largo de su eje, como lo sugiere su índice espectral y el la orientación que sugiere el movimiento superlumínico. Las mediciones de polarización implican un campo magnético longitudinal a lo largo de todo el jet. El brillo del jet decae como una ley de potencias con el ancho, lo que implica que los parámetros físicos también siguen una ley de potencias. Todo parece indicar que los

parámetros básicos quedan establecidos cerca del núcleo y se mantienen a lo largo del jet. Cuando toman las observaciones y las interpretan en el contexto de un modelo de sincrotrón incoherente para la emisión de radio, encuentran los siguientes resultados: la mínima densidad de energía decae casi proporcionalmente al área del jet, por lo que la mínima cantidad de energía por unidad de longitud se mantiene constante. El campo magnético bajo la suposición de mínima energía es proporcional al inverso del ancho del jet, que es la relación esperada para una expansión que conserva el flujo en un jet con un campo magnético transversal, pero es mucho más baja que la relación esperada para la misma expansión con un campo longitudinal, que es el que arrojan las mediciones de polarización. La velocidad para grandes escalas en el jet no está medida claramente, no hay suficientes evidencias a favor o en contra de que sea relativista, mientras que en escalas pequeñas sí lo es. El jet parece ser "ligero", no contiene mucho material térmico, y la densidad puede estar dominada por electrones relativistas y protones asociados.

El modelo más simple consistente con estos resultados es que un chorro de gas relativista, que no contiene gas térmico, se genera en escalas de subparsecs. Se propaga a una velocidad casi constante hasta una distancia cercana a 100 kpc, y se expande para mantener la presión balanceada con un medio externo cuya presión decae suavemente con la distancia desde el centro de la galaxia. Salvo por las mediciones de polarización, el resto es consistente con un jet adiabático que "frena" de la manera esperada para un jet con campo magnético transversal.

El mismo grupo realizó observaciones más tarde con la intención de detectar si había movimiento superlumínico más allá de la región donde ya se había observado (Benson et al, 1988). Realizaron observaciones en dos temporadas con catorce y dieciocho estaciones respectivamente, que en su momento fueron los montajes más grandes de la historia. Detectaron movimiento superlumínico en escalas nunca antes vistas, entre 50 y 100 mas (milisegundos de arco) de el núcleo. Se confirma la continuidad del jet en escalas de una pequeña fracción de segundo de arco, en esta escala se observa que el jet se ensancha y tiene una compleja estructura interna. Esta continuidad, junto con el resultado de que los parámetros físicos no cambian en las distintas escalas, sugiere que el jet es relativista incluso a grandes escalas. Esto apoya la hipótesis de que los jets "unidireccionados" son relativistas en todas escalas y la "unidireccionalidad" se debe a colimación relativista.

Axon et al (1989) encontraron evidencia de interacción entre el jet con el medio interestelar de la galaxia. Su técnica consistió en tomar espectros



Figura 4: Espectro tomado a lo largo del jet (Tomado de Axon et al., 1989)

ópticos transversales y a lo largo del jet de radio. A lo largo encuentran que las líneas de emisión se “parten” en dos componentes (figura 4), y en cuanto la rendija está fuera del jet las líneas de [OIII] desaparecen. Cuando toman el espectro perpendicular al jet observan que las líneas se parten solamente en el jet, además el brillo superficial en [OIII] λ 5007 aumenta por un factor de 2-3 en el jet. Sugieren que la partición de líneas no se origina en el material eyectado junto al plasma radioemisor, sino en la zona de interacción con el medio interestelar, especialmente por la expansión lateral del jet. Un resultado importante es que también encuentran esta partición de líneas en la componente al este del núcleo, donde se ha observado un lóbulo que podría ser un “contrajet”. La escala de tiempo para la formación de la region con líneas partidas es $\sim 6 \times 10^6$ años, que es mucho menor que la edad estimada para los lóbulos, por lo que sugieren que la expansión puede deberse a una eyección reciente del jet.

En 1995 Hjorth et al (1995) detectaron una contraparte óptica al jet de radio. Realizaron observaciones en las bandas B e I con grandes tiempos de integración, después sustrajeron la galaxia de las imágenes y encontraron una condensación alargada que coincide espacialmente con el contorno del jet de radio y se extiende hasta una distancia de 9kpc del núcleo. La manera de ligar las observaciones en el óptico con las de radio fue debido a la medición

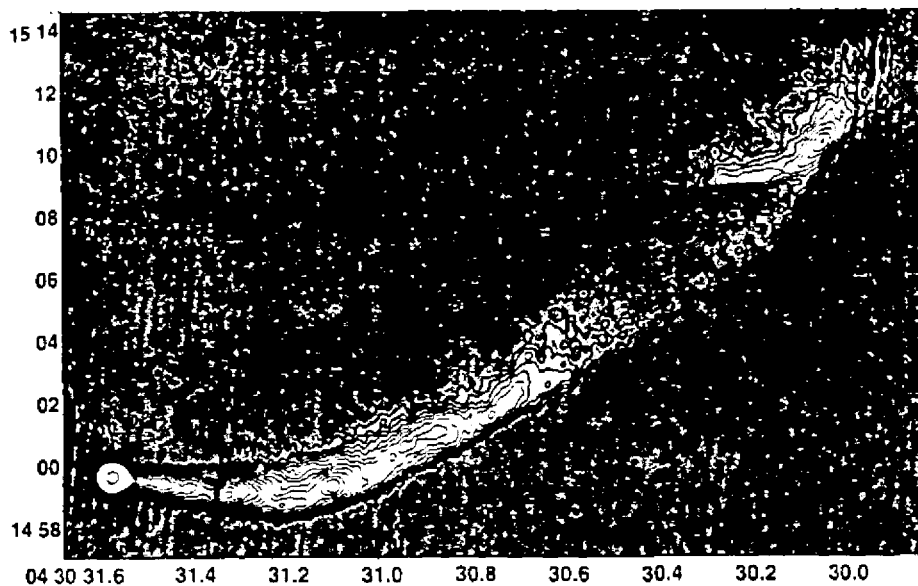


Figura 5: Estructura en radio del jet de 3C120 (Tomada de Walker, 1997)

de polarización en una de las condensaciones que coincide espacialmente con el “nudo” a 4”, tanto la dirección como la magnitud coinciden con las mediciones a 5GHz. Reportan que los índices espectrales son consistentes con lo esperado para radiación de sincrotrón y mayor que lo esperado si el jet fuera luz dispersada por el núcleo.

Walker (1997) Intentó detectar movimiento propio en el “nudo” a 4” utilizando observaciones a lo largo de diez años y encontró que no era posible detectar movimientos propios, por lo tanto la condensación podría ser estacionaria. Propone varios escenarios geométricos y de velocidad de flujo consistentes con las observaciones y concluye que es razonable pensar que el jet de radio está interaccionando con el material responsable por la condensación observada en el óptico a 4”, que coincide con el “nudo” en radio. De ser este el caso, el nudo podría ser un choque estacionario que no muestra movimientos detectables, y es independiente de la velocidad subyacente del jet.

Las últimas observaciones del jet en radio reportadas para esta galax-

ia son las de Gomez et al (1998) que se ocupan de la escala de subparsecs en imágenes de 22 y 43GHz . Encuentran una estructura compleja compuesta por múltiples componentes con movimiento superlumínico. Una de éstas estructuras, la más cercana al núcleo, presenta un movimiento propio considerablemente mayor al de los demás componentes, además de un marcado decrecimiento en el flujo, de la primera a la segunda época. Esto sugiere que las propiedades del jet o del medio cambian rápidamente en esta región interna. Como varios otros autores sugieren que la estructura al este del núcleo puede ser un contrajet, aunque ofrecen la alternativa de que sea un choque estacionario. Concluyen que las componentes superlumínicas observadas pueden ser interpretadas como ondas de choque viajando con velocidades relativistas a lo largo del jet. En la figura 5 se muestra el jet de radio.

3.5 Altas energías

La primera detección en rayos X de 3C120 fue reportada por Schnopper et al (1977). La detección coincide con la posición reportada en radio con precisión de segundos de arco y no encuentran emisión extendida, la reportan como una fuente puntual. El espectro se ajusta mejor a modelos de ley de potencias que de emisión térmica. Afirman que la luminosidad en rayos X es consistente con un modelo de dispersión inversa de Compton en el que fotones de alta frecuencia de radio interactúan con los electrones relativistas que originalmente los producen. Dado que existe un corte abrupto a 10^{12} Hz, que evita una mayor luminosidad de Compton, las mediciones a más de 10^{19} Hz deberían reflejar éste corte.

Rothschild et al (1983) presentaron observaciones del espectro de alta energía para 12 galaxias activas entre las que se encuentra 3C120, que es de las más luminosas (1.6×10^{44} ergs s^{-1} y 6.9×10^{44} ergs s^{-1} para 2.1 KeV y 20-120 KeV respectivamente). Encuentran que en general los ajustes son mejores para modelos de ley de potencias que modelos de Bremsstrahlung térmico y le asocian un índice espectral de 1.78 ± 0.06 a 3C120. No encuentran variación en el índice espectral. Interpretan la aparente universalidad de los espectros para las distintas galaxias como una distribución común de electrones con temperaturas de decenas de KeV en la región de dispersión de Compton, o como una distribución común de ley de potencias que genera los flujos

observados por medio de procesos de sincrotrón-autoCompton (del inglés Synchrotron Self-Compton). Mencionan que el espectro inferido para rayos X coincide con el encontrado en lóbulos gigantes de radio, jets extragalácticos y galaxias espirales donde se sabe que existen electrones relativistas, por lo que concluyen que partículas relativistas deben ser las responsables de la emisión de rayos X en galaxias activas.

Poco después Halpern (1985) presentó un estudio espectral y de variabilidad de 3C120 en rayos X. Encuentra que la amplitud característica de variación es $\Delta L \approx 1 \times 10^{44} \text{ ergs s}^{-1}$ en $\Delta t \approx 10$ días, aunque aparentemente hay variaciones menores a un día. Además encuentra una interesante correlación (significativa en un nivel de 99%) entre el índice espectral y el flujo en la que el espectro es más duro cuando el flujo es menor. Concluye que las variaciones en luminosidad y índice espectral son probablemente continuas más que biestables, menciona que el espectro intrínseco parece ser más complicado que una sola ley de potencias, por ejemplo, una componente térmica más una ley de potencias sería aceptable. El espectro se vuelve más inclinado cuando la luminosidad es mayor, lo que recuerda a los componentes variables suaves en varios objetos BL Lac, por lo tanto es tentador atribuir el flujo suave a una componente de sincrotrón colimado, particularmente tomando en cuenta que 3C120 es una fuente superlumínica. Bajo esta interpretación, la existencia de movimientos relativistas no queda probada pero ayudaría a reconciliar la escala temporal de variabilidad observada con los tiempos de enfriamiento de sincrotrón, que son mucho menores.

Maraschi et al (1991) hicieron un estudio espectral con observaciones simultáneas en óptico, ultravioleta y rayos X. Ratifican los resultados de variabilidad en rayos X, con un periodo de 10 días. Encuentran correlación positiva entre bandas que están cerca en energía y la correlación se debilita conforme crece la diferencia en energía. Para el ultravioleta reportan que el continuo se ajusta a una ley de potencias enrojecida por extinción. El espectro combinado (de 1200-3000Å) muestra endurecimiento cuando aumenta la intensidad, pero esto no se observa cuando sólo se toma el rango de menor longitud de onda (1200-200Å), lo que sugiere que hay distintas componentes presentes en los dos rangos. Reportan que para las líneas de Ly α y C IV observan perfiles asimétricos con alas más anchas hacia el rojo. Concluyen que dado que el flujo en UV de 2000-3000Å es menos variable que en longitudes de onda más cortas, parece haber en esta banda contribuciones a la emisión de regiones de tamaño intermedio, tal vez regiones intermedias de un disco de acreción. La distribución de energía del óptico-UV puede describirse por

medio de un disco de acreción más una componente estelar y continuo de Balmer. El grueso de la luminosidad observada está en el ultravioleta, lo que es consistente con el modelo de disco adoptado. Para la emisión de rayos X proponen un modelo de Comptonización de fotones suaves producidos en la región más interna del disco por electrones calientes térmicos en una corona circundante.

3.6 Curva de luz y Periodicidad

Hay varios estudios de periodicidad para 3C120, pero en esta sección sólo nos ocuparemos de dos de ellos. El primero es el llevado a cabo por Webb (1990) en el que utiliza observaciones hechas por él mismo a lo largo de diecisiete años y completando con observaciones más viejas realizadas por otros, todas en la banda B. El análisis se hizo con regresión lineal y periodogramas para encontrar las variaciones en la galaxia, la regresión lineal se utilizó para determinar y después remover componentes lineales de larga duración, a partir de aquí se utilizaron dos métodos distintos para encontrar componentes periódicas. En ambos métodos se encontró una componente periódica de 12.43 ± 0.05 años que fue sustraída para analizar los residuos y encontrar variaciones de corta duración, los resultados presentan gran dispersión y no son concluyentes, pero aún así sirven para poner una cota superior al tamaño de la región emisora así como para estudiar la cantidad de energía emitida en destellos individuales. éstas variaciones se pueden modelar en términos de modelos de acreción, la componente lineal sugiere un lento decaimiento en la tasa de acreción, mientras que la explicación más probable para la componente periódica son inestabilidades térmicas o viscosas en el disco; este tipo de inestabilidades tienden a repartir la materia en anillos que son acretados por el agujero negro. Las variaciones rápidas de corto periodo se interpretan como erupciones magnéticas en la superficie de un disco magnetizado.

Hagen-Thorn et al (1997) también hicieron un análisis de periodicidad utilizando observaciones en la banda B. Trabajaron sobre todo con sus observaciones y las completaron con otras de la literatura. Reportan que la galaxia muestra actividad moderada y que no se encuentran destellos agudos en escalas de tiempo cortas. Las variaciones relativas de flujo $\sigma F/\bar{F}$ son del 31%. Encuentran que la componente periódica más importante es

de $P=15.2\pm 0.4$ años y amplitud $A=1.01\pm 0.06$ mJy. Explican la diferencia entre este periodo y el de 12.4 años encontrado anteriormente en términos del método que se utilizó para calcular las barras de error, si en lugar de utilizar la desviación estandar utilizan la mínima resolución de frecuencia, entonces los valores coinciden en las barras de error. Otra explicación es que las variaciones fueran cuasi-periódicas y por lo tanto el periodo cambia entre un ciclo y otro. Además de esta componente encuentran una de menor amplitud que corresponde a un periodo $P\sim 7.4$ años detectada en un intervalo de 12 años, pero al parecer éstas componentes no están presentes en escalas de tiempo mayores.

4 REDUCCIÓN Y PROCESAMIENTO DE DATOS

4.1 Introducción

Las razones por las que se decidió hacer fotometría superficial de la galaxia 3C120 fueron varias, primero, estaban disponibles observaciones de banda ancha en cuatro filtros y segundo, los últimos resultados fotométricos para esta galaxia se reportaron hace más de diez años. Con los avances en técnicas utilizando imagen directa de CCD se podían obtener resultados de color para muchas aperturas con un sencillo análisis. Lo que se esperaba encontrar era la posible existencia de una estructura de bulbo y disco o de galaxia elíptica que fuera evidente en los perfiles de brillo, así como algún tipo de población estelar en las gráficas de color.

4.2 Observaciones

En total se utilizaron 18 imágenes tomadas en el telescopio de 1.5 metros, perteneciente al Observatorio Astronómico Nacional en San Pedro Mártir B.C en el año de 1998. Las imágenes se tomaron en los filtros B, V, R e I en dos noches consecutivas, como se muestra en la tabla 1. Logrando los tiempos totales de integración mostrados también en la tabla 1. Los filtros

B y V son del sistema de Johnson mientras que los filtros R e I pertenecen al sistema de Cousins.

Además se utilizaron imágenes de “flats” y “bias” tomadas en ambos días y en el caso de los “flats” tomadas con cada filtro.

fecha	filtro	tiempo exposición		
27-28 ene	V	360 seg		
27-28 ene	V	600 seg		
27-28 ene	R	600 seg		
27-28 ene	R	600 seg		
27-28 ene	I	240 seg		
27-28 ene	I	240 seg		
28-29 ene	I	120 seg	filtro	tiempo de integración total
28-29 ene	I	120 seg	B	1620
28-29 ene	I	120 seg	V	1740
28-29 ene	R	180 seg	R	1740
28-29 ene	R	180 seg	I	840
28-29 ene	R	180 seg		
28-29 ene	V	180 seg		
28-29 ene	V	180 seg		
28-29 ene	V	420 seg		
28-29 ene	B	420 seg		
28-29 ene	B	600 seg		
28-29 ene	B	600 seg		

Tabla 1: Observaciones

4.3 Reducción

A continuación se combinaron por noche los “bias” con la rutina de IRAF (Image Reduction & Analysis Facility) “zerocombine”, así como los “flats” por noche y por filtro con la rutina “flatcombine”. Después se utilizó el siguiente algoritmo para cada una de las 18 imágenes $\frac{Imag - \text{“bias”}}{\text{“flat” “bias”}}$, que se realizó con la rutina “imarith”.

Con la finalidad de remover tanto rayos cósmicos como pixeles malos de cada imagen, se les aplicó la rutina "cosmicray" que de hecho sólo sustituye algunos de los pixeles afectados, por lo que después se tiene que hacer una inspección a cada imagen para editarla a mano con la rutina "imedit", que permite tomar mapas superficiales y estadística de las zonas a editar para revisar si deben ser sustituidas.

Se procedió entonces a hacer una lista de las coordenadas de todas las estrellas de campo en cada imagen, que dependiendo del filtro, eran de 9 a 11 en total. Para ello se utilizó la rutina "imexamine" con el fin de ajustar una curva gaussiana en la dirección vertical y otra en la horizontal, para así poder determinar el centro de cada estrella.

Se descubrió que en todas las imágenes el cielo estaba "inclinado", lo que podía indicar que el detector permitía la entrada de luz por una esquina y entonces había que sustraer esa contribución. Para lograr esto se utilizó un programa en la paquetería VISTA en el cual se corta una caja alrededor de cada estrella y de la galaxia, para después interpolar una superficie de orden 1 en las cajas de estrellas y de orden 2 en la caja de la galaxia. Después de esto se ajusta una superficie de orden 4 a toda la imagen. Cada una de éstas interpolaciones se hicieron primero en columnas, luego en renglones, se sumaron ambos resultados y se dividió la imagen por dos, ya que la rutina "interp" de VISTA sólo interpola en una dirección a la vez. Finalmente se suavizaron estos ajustes bidimensionales con la rutina de VISTA "smooth", que suaviza imágenes o espectros convolucionando con una caja de un número fijo de pixeles; se utilizaron cajas de distintos tamaños para la galaxia, las estrellas y el resto de la imagen con el fin de obtener la imagen final para la sustracción.

Al tener listos los ajustes para cada imagen, se analizaron y se encontró que la variación era muy similar por filtros y por noches por lo que era posible combinar varios de los ajustes y así disminuir las pequeñas variaciones que quedarán después del suavizado. De esta manera se combinaron estos ajustes y se sustrajeron de las imágenes correspondientes con lo que desapareció esa "inclinación" del cielo. Después de esto se realizó una sustracción del cielo para cada imagen, obteniendo el nivel promedio de una zona libre de estrellas.

A continuación se procedió a alinear las imágenes, para lo que de nuevo se utilizaron las coordenadas de las estrellas para cada imagen. Con ellas se encontraron mapeos de cada imagen hacia una de las imágenes de mayor exposición en el filtro V. Por lo que se encontraron 17 transformaciones que incluían desplazamiento en la coordenada X, desplazamiento en

la coordenada Y, y ángulo de rotación. Se les aplicaron las transformaciones respectivas a cada imagen y así todas quedaron alineadas.

Para concluir la fase de reducción se sumaron las imágenes de cada filtro con la rutina "add" de VISTA, para así obtener cuatro imágenes en total además de una imagen de la suma de las 18, que decidimos llamar "imagen blanca".

4.4 Fotometría

La fotometría superficial se realizó utilizando una combinación de varios "tasks" tanto de IRAF como de VISTA.

Primero que nada había que remover la estrella que se encuentra al este del núcleo de la galaxia y que se encima a la galaxia huésped. Esto se realizó de nuevo con la rutina "interp" de VISTA, sobre una caja del tamaño de la estrella, interpolando en dirección horizontal y vertical de manera lineal.

A continuación se aplicó a cada imagen la rutina "profile", en la cual se ajustan elipses a las isofotas de la galaxia para distintos radios. Haciendo análisis de Fourier de las isofotas, se hacen interpolaciones de elipses partiendo de valores iniciales para la elipticidad, el ángulo de posición y el centro de la elipse. Finalmente a cada radio (semi eje mayor) se le asocia una elipticidad y un ángulo de posición. Se analizaron las listas para cada filtro y se encontró que las variaciones en éstas dos variables no eran muy grandes $\sim 5^\circ$ para el ángulo de posición y ~ 0.2 en elipticidad. Por lo anterior se decidió hacer el estudio fotométrico utilizando tanto el ángulo de posición como la elipticidad fijos, 140° y 0.3 respectivamente.

Se corrió la rutina "emag" con estos dos parámetros sobre cada una de las cuatro imágenes y de esta manera se obtuvo la curva de crecimiento, es decir, el flujo total adentro de cada elipse contra el semi-eje mayor de la elipse. Dado que el análisis fotométrico suele hacerse en las curvas de brillo superficial, se hicieron programas para obtener éstas curvas, restando el flujo entre elipses consecutivas y dividiéndolo entre la diferencia de áreas entre elipses consecutivas. Las áreas de las elipses se obtuvieron aplicando la misma rutina "emag" sobre una imagen constante igual a uno.

también se calculo el radio pesado por luz para no utilizar el semi-eje mayor, esto se hizo aproximando la siguiente integral entre cada par de anillos, suponiendo que hay una relación logarítmica entre las variables.

$$\log \langle r \rangle = \frac{\int r L dr}{\int L dr} \rightarrow \frac{\log r_i \log L_i + \log r_{i+1} \log L_{i+1}}{\log L_i + \log L_{i+1}}$$

El siguiente paso fue obtener las curvas de colores vs. radio y la curva color-color.

4.5 Calibración

Debido a que no se contaba con estrellas estándares, nuestra única posibilidad de calibración era utilizando las estrellas de campo. Para esto se utilizaron las mediciones fotométricas de Moles et al. (1988) de las cuatro estrellas más cercanas a la galaxia, incluyendo la que se sobrepone a ella.

Para hacer la fotometría de las estrellas se utilizó la paquetería "apphot" de IRAF que nos arroja el flujo y la magnitud de cada estrella. Dado que todas ellas se encuentran en el mismo campo, no se hizo la corrección por masa de aire. Por ello, solamente se hizo un ajuste de mínimos cuadrados a los cuatro puntos que relacionan magnitud observada con magnitud reportada en cada uno de los cuatro filtros, para obtener la corrección de punto cero.

Una vez obtenidas las transformaciones, éstas se aplicaron al flujo para cada radio en cada filtro y así pudimos obtener magnitudes reales en nuestras curvas de crecimiento y de brillo superficial.

4.6 Estimación de errores

Para estimar los errores en las curvas se crearon imágenes de varianzas utilizando el Ruido del detector (Read Out Noise) y la relación cuentas-electrones (Gain) de la siguiente manera.

$$\sigma^2 = \sigma_{RON}^2 + I_{cuentas}/ganancia(elect/cuentas)$$

Esto se realizó sobre las 18 imágenes originales, es decir, sin el cielo sustraído pero alineadas. Lo cual nos da una imagen de varianza sobre cada pixel.

Se corrió el task "emag" sobre éstas imágenes para obtener así la varianza sobre el flujo dentro de cada elipse. A partir de ahí se propagaron los errores sobre la ecuación de transformación de flujo, calibración y brillo superficial

en magnitudes de la siguiente manera:

$$\sigma_m^2 = \left(\frac{\delta f(\text{flujo})}{\delta \text{flujo}} \right)^2 \sigma_{\text{flujo}}^2$$

Finalmente se asociaron las barras de error correspondientes a σ para cada gráfica de brillo superficial y las gráficas de color.

5 RESULTADOS Y ANÁLISIS

A continuación se presentan los resultados con los respectivos análisis en tres grupos: perfiles de brillo superficial, perfiles de color e imágenes . Las conclusiones del análisis se presentan al final.

5.1 Perfiles de brillo superficial

El único estudio del tipo que hemos llevado aquí que ha sido publicado y con el que podemos comparar nuestros datos es el hecho por Govoni et al. (2000) en el que se presentan observaciones únicamente en la banda R. A pesar de que no hacen un análisis detallado del perfil de brillo superficial, es decir, no reportan el tipo de ajuste que le hacen a la curva, es posible comparar la forma de esta y los límites en magnitudes, además de el ángulo de posición y la elipticidad que se utilizó en el análisis. Los datos son similares en cuanto a la forma de la curva, pero los puntos presentados en esta tesis son más brillantes que los presentados en el artículo, aunque el rango de magnitudes es muy similar. El ángulo de posición es prácticamente constante en su análisis y está muy cercano a 140° , mientras que la elipticidad varía de 0 a 0.4 y el promedio está en ~ 0.25 . Cabe mencionar que su perfil comienza en un radio mayor al presentado aquí.

El análisis realizado en los perfiles de brillo, consistió en tratar de ajustarle alguna curva teórica a las posibles componentes de la galaxia. Las funciones utilizadas más frecuentemente son, para una galaxia elíptica, un perfil $r^{1/4}$ de

Vaucouleurs (de Vaucouleurs, 1948). En caso de ser espiral, comúnmente se ajusta un perfil de disco exponencial (de Vaucouleurs, 1959)

$$\Sigma_{\text{disco}}(r) = \Sigma_0 e^{-r/h}$$

donde Σ_0 es luminosidad central y h la escala del disco exponencial, más un bulbo que normalmente también se describe con un perfil de Vaucouleurs.

Ultimamente han surgido algunos otros modelos para elípticas y bulbos ya que han aparecido ejemplos de galaxias que no se ajustan con las funciones mencionadas anteriormente. Por ejemplo de Jong (1996) propone una nueva función para el bulbo:

$$\Sigma_{\text{bulbo}}(r) = \Sigma_e e^{-1.679(r/r_e-1)}$$

donde el radio efectivo r_e contiene la mitad de la luminosidad y Σ_e es el brillo superficial a este radio.

Al intentar ajustarle perfiles a la curva se encontró que en ningún rango era posible ajustar un perfil de Vaucouleurs, mientras que en la parte externa se ajustaba muy bien un perfil exponencial, pero era imposible extender éste ajuste a todos los datos. Por esto se intentó ajustar a todos los puntos una suma de dos exponenciales y el resultado fue un ajuste bastante bueno en los cuatro filtros como se muestra en la figura 6. Los datos del ajuste se presentan en la tabla 2.

param\filtro	B	V	R	I
χ^2	4.34×10^{-23}	8.45×10^{-23}	5.97×10^{-22}	2.90×10^{-22}
Σ_e	1.84×10^{-9}	5.54×10^{-9}	1.80×10^{-8}	1.36×10^{-9}
r_e	5.81	4.75	4.39	4.06
Σ_0	6.81×10^{-11}	4.96×10^{-10}	1.63×10^{-9}	1.42×10^{-10}
h	25.70	16.57	16.07	19.09

Tabla 2 : Parámetros del ajuste de datos

Los parámetros del ajuste son consistentes en los cuatro filtros con un perfil de luminosidad que tiene dos componentes distintas. La primera sigue el comportamiento de bulbo exponencial propuesto por de Jong (1996)

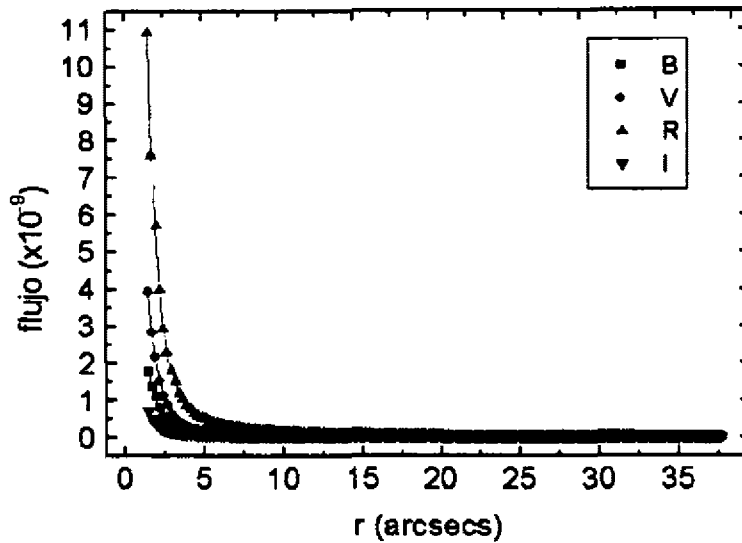


Figura 6: Ajuste para los cuatro filtros

y la segunda la de el disco exponencial propuesto por de Vaucouleurs (1959). Dado que la imagen en el filtro B es la que tiene mayor “seeing”, el hecho de que tanto en el radio efectivo del bulbo como en la escala de disco sean mayores en este filtro, se puede deber a éste efecto y no a una diferencia real. Sin embargo, la imagen con menor seeing es la del filtro I, por lo que en este filtro la diferencia en la escala de disco puede ser real.

Otra de las maneras de descomponer la galaxia en bulbo y disco es observando la expansión de Fourier de la diferencia entre las isofotas de la galaxia y las elipses ajustadas. El coeficiente C_4 (del $\cos 4\phi$) indica si la isofota es cuadrada (boxy, $C_4 < 0$), que corresponde a un bulbo o galaxia elíptica; o plana (disky, $C_4 > 0$), correspondiente a un disco de galaxia espiral. Los ajustes de los cuatro filtros arrojan un coeficiente positivo para cada elipse ajustada (fig 7-10). Estos resultados confirman la existencia de un disco en la galaxia, mas no dan indicaciones de la escala del bulbo, esto se puede deber a que como ya se observó, el perfil es peculiar en el centro y no se puede ajustar con modelos estándares.

Se puede observar que tanto la elipticidad como el ángulo de posición

muestran en general cambios continuos y algunos saltos que son ≤ 0.2 para la elipticidad y $\leq 40^\circ$ para el ángulo de posición ($0^\circ=180^\circ$ para esta variable). Se puede detectar únicamente un punto en el que el cambio se detecta en ambas variables y en dos filtros. A un radio de ~ 27 arcsecs se encuentra una discontinuidad tanto en el filtro R como en el I. éstas discontinuidades pueden ser evidencia de morfologías perturbadas o regiones de formación estelar segun Chitre & Joshi (1999), que hacen un estudio muy similar al presentado aquí para una muestra de galaxias clasificadas como de alta formación estelar (starburst).

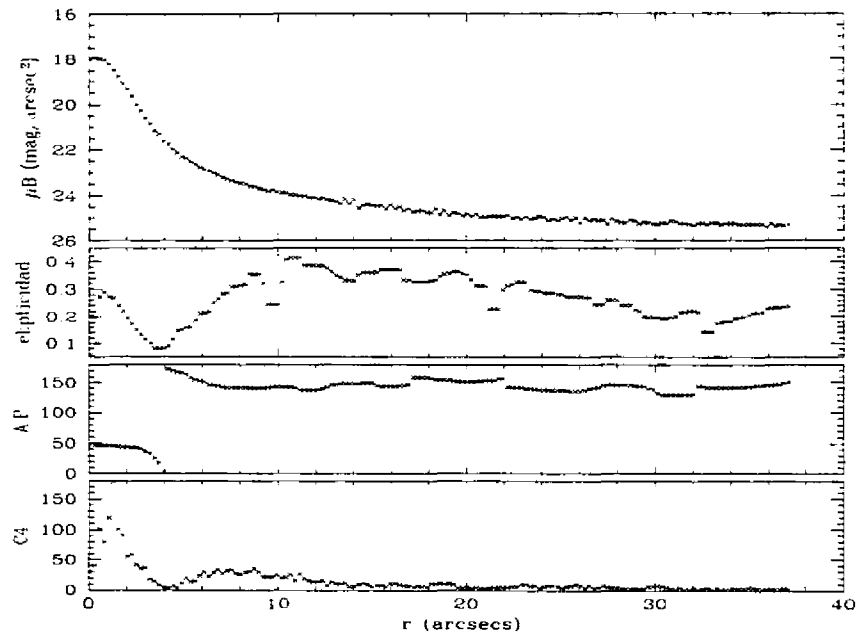


Figura 7: Variación de parámetros para B

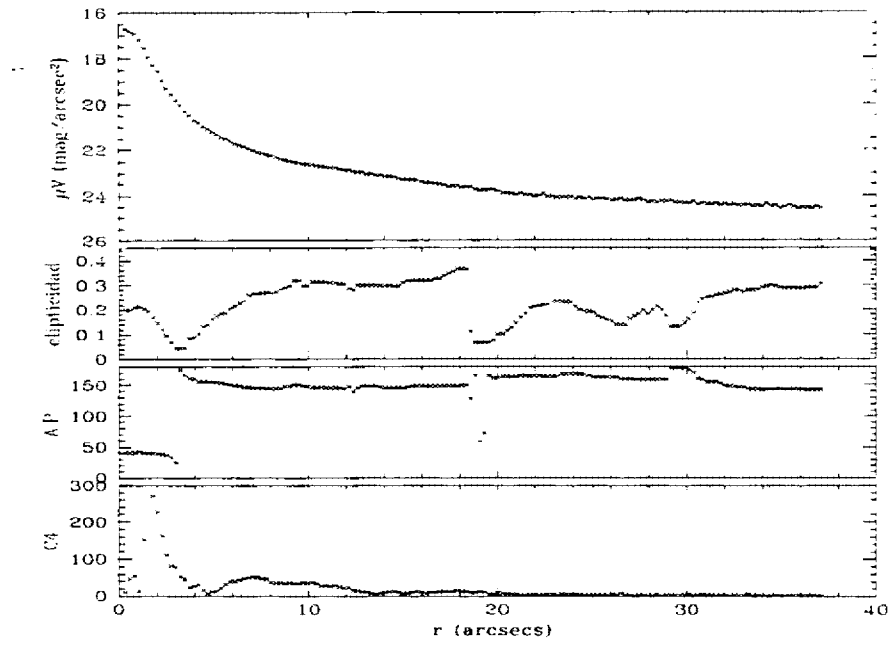


Figura 8: Variación de parámetros para V

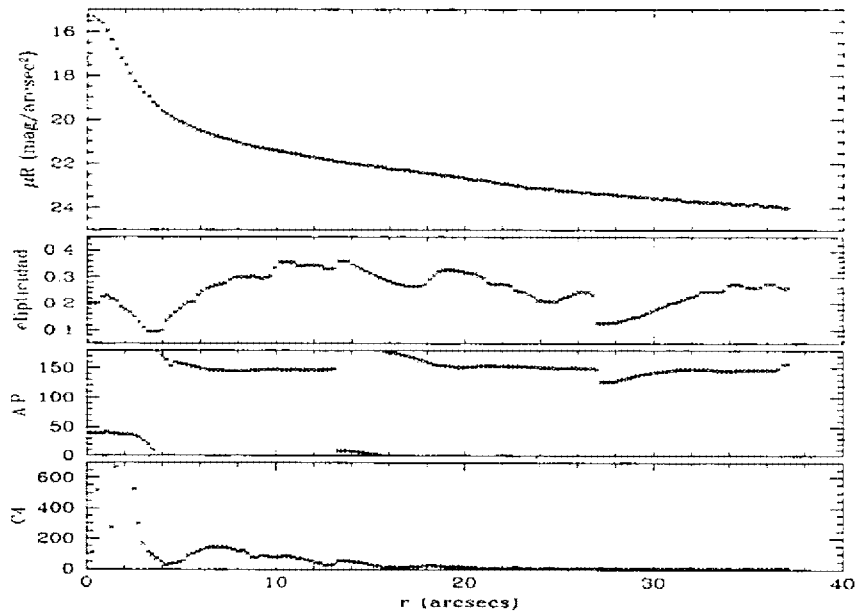


Figura 9: Variación de parámetros de R

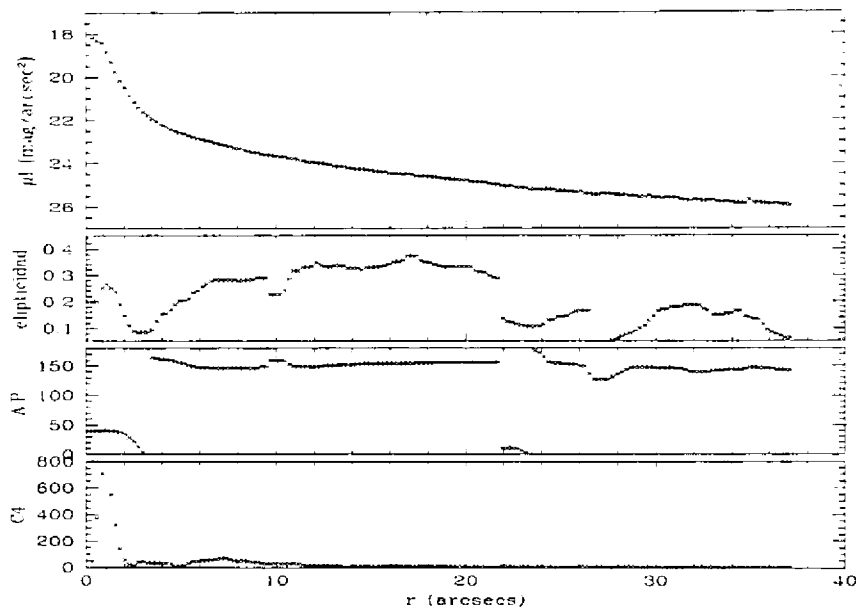


Figura 10: Variación de parámetros de I

5.2 Perfiles de color

La utilidad de los perfiles de color es observar, a lo largo del radio de la galaxia, posibles trazos de alguna población estelar o polvo.

Un estudio sobre las diferencias entre bulbos de galaxias S0 y galaxias elípticas (Balcells & Pelletier, 1994) encuentra que en varias de éstas galaxias se pueden encontrar “jorobas” en los perfiles de color. Ellos interpretan éstas irregularidades en los perfiles como contaminación por polvo y mencionan que este tipo de galaxias no pueden ser objeto de estudios sobre población estelar a lo largo de toda la galaxia. También excluyen del estudio a los objetos en los que no se puede hacer la descomposición bulbo-disco, como es el caso de 3C120. Por éstas razones el análisis de nuestras curvas de brillo no se hace utilizando modelos de poblaciones estelares, sino simplemente comparando con resultados de estudios previos sobre galaxias similares.

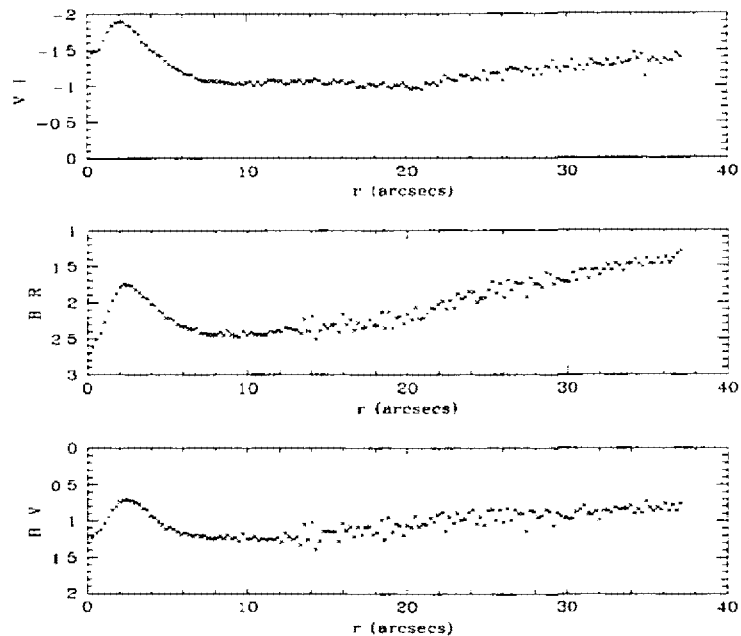


Figura 11:Perfiles de color V-I, B-R y B-V

(Zepf, Whitmore & Levinson, 1991) hacen un estudio de galaxias elípticas y S0 que parecen tener colores muy azules comparadas con las poblaciones normales. Detectan estos objetos por medio de una gráfica de color contra luminosidad, en donde las galaxias normales siguen un comportamiento lineal y las galaxias detectadas como anormalmente azules, están claramente fuera de esta distribución. Algunos de los objetos peculiares parecen presentar evidencias de provenir de una fusión de galaxias, y los colores azules (en B - V) se explican como resultado de la alta tasa de formación estelar que la fusión dispararía. La joroba que se detecta en nuestra curva B - V (fig 11) se encuentra en el rango de éstas galaxias anómalamente azules. Cabe mencionar que 3C120 ya había sido mencionada como candidato a provenir de una fusión de galaxias (Heckman et al.,1986), por lo que los resultados aquí presentados serían una evidencia más para apoyar esta hipótesis.

Chitre & Joshi (1999) muestran varios perfiles de color en los que se detecta una "joroba" muy similar a la observada en los perfiles de 3C120. Ellos interpretan estos perfiles en términos de la contribución de regiones de formación estelar y regiones enrojecidas por polvo.

Cabe mencionar que en este trabajo no se realizó una corrección por "seeing" a las imágenes. Dicha corrección podría modificar los perfiles de color en radios pequeños, por lo que la interpretación derivada de estos datos debe tomarse con reservas. Si se encontrara una correlación entre la diferencia de seeing en las distintas imágenes y el tamaño de las jorobas en los perfiles de color, entonces tendríamos un indicador inequívoco de que estos rasgos son efecto del "seeing". Para los colores B - V y B - R encontramos esta correlación, mas no así para los colores B - V y V - I, por lo que concluimos que estos rasgos podrían estar amplificadas por el efecto de seeing y existe la posibilidad de que sean reales.

5.3 Imágenes

El análisis que se puede hacer con imágenes es el siguiente: se pueden observar las imágenes de contornos en cada filtro para detectar en qué punto de la galaxia hay irregularidades y desviaciones de los perfiles elípticos. También se pueden observar las imágenes de color, que nos pueden indicar la ubicación espacial de los cambios en los perfiles de color. Por último, a partir de los parámetros del ajuste de elipses hecho a cada filtro se puede reconstruir una galaxia suavizada que al sustraerse de la imagen original de la galaxia, muestra una imagen de residuos que puede revelar regiones de emisión no simétricas que podrían no ser aparentes en las imágenes directas.

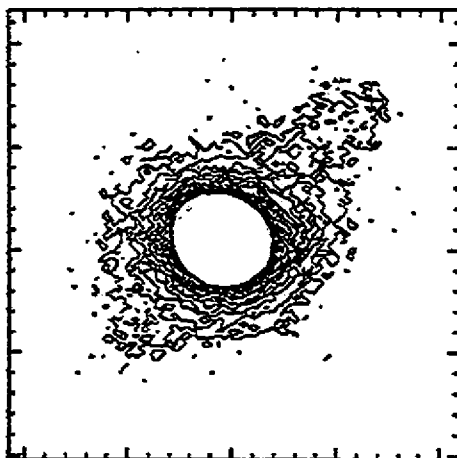


Figura 12: Isocontornos en B

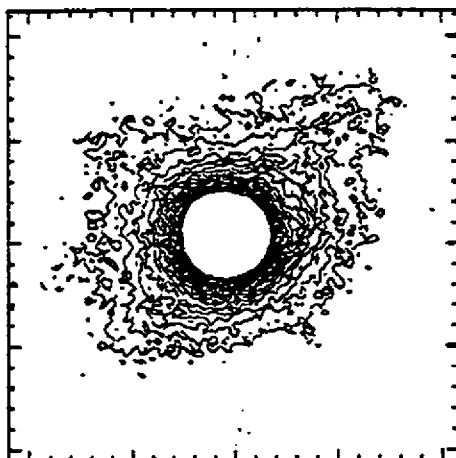


Figura 13: Isocontornos en V

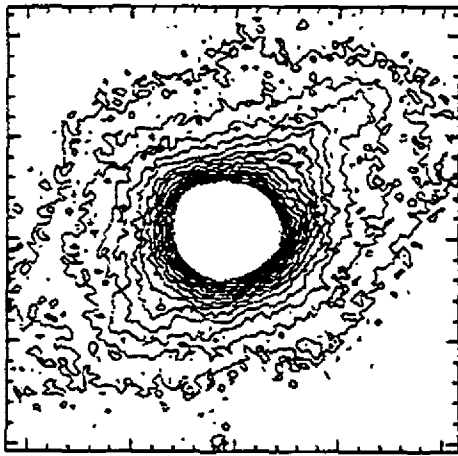


Figura 14: Isocontornos en R

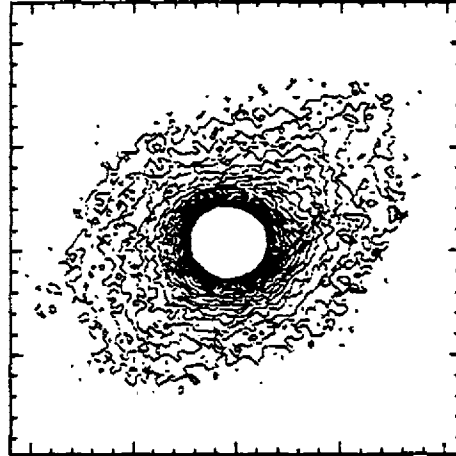


Figura 15: Isocontornos en I

Los resultados se muestran en la figura 12-15 donde se presentan las imágenes de contorno de la galaxia en cada uno de los cuatro filtros. Podemos observar que en cada una se encuentra que las isofotas en el centro se ajustan a un perfil elíptico mientras que las isofotas externas son muy irregulares, además en las cuatro se puede apreciar al sureste del núcleo, especialmente en los filtros R e I, como se aplanan las isofotas. Moles et al. (1988) crearon una imagen de contornos con el jet de radio superpuesto para tener su ubicación (figura 16) donde se puede observar que el jet está cerca de esta región mas no exactamente ahí.

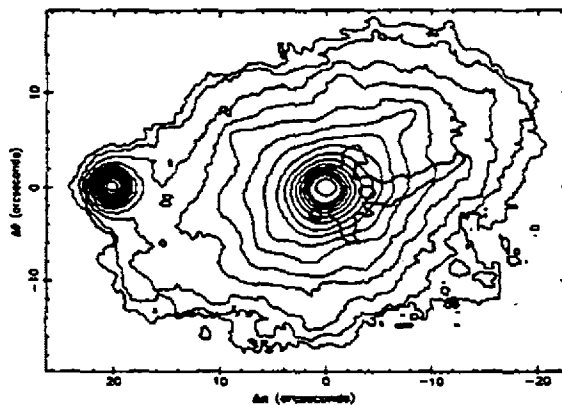


Figura 16: Proyección de jet sobre imagen de contornos (Moles et al., 1988)

Al obtener las imágenes residuales (fig 17-20) esta misma región es ev-

idente en todos los filtros, junto con una complicada estructura cerca del núcleo muy similar a la encontrada en las galaxias de Chitre & Joshi (1999), que sugiere como en ese estudio, la existencia cerca del núcleo de pequeñas regiones de formación estelar que podrían ser producto de la fusión antes mencionada o de la interacción del jet con el medio interestelar, interacción que ya fue comprobada por Axon et al. (1989).

Como se puede observar en la sección 2.3, el jet se dobla conforme se aleja del núcleo; esto podría deberse, entre otras cosas, a que precesa. Bajo esta hipótesis, al interactuar éste con el disco de la galaxia provocaría episodios de formación estelar que al pasar el tiempo se encontrarían en un lugar distinto a la ubicación del jet por la precesión.



Figura 17:Residuos en B



Figura 18:Residuos en V



Figura 19:Residuos en R

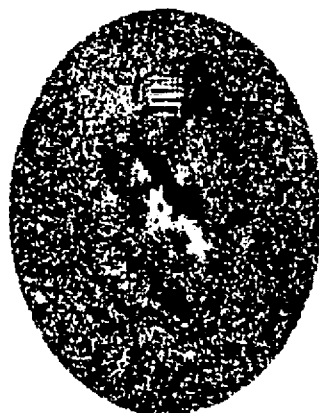


Figura 20:Residuos en I

6 CONCLUSIONES Y PERSPECTIVAS

6.1 Conclusiones

Se puede concluir del análisis anterior que la galaxia 3C120 podría clasificarse como una galaxia de tipo S0 ya que se encuentra evidencia clara de la existencia de dos componentes en su perfil de brillo, que se pueden interpretar como bulbo y disco. Además, en los ajustes de elipses a las isofotas de la galaxia en cuatro filtros (B, V, R e I), los coeficientes C_4 son siempre positivos, lo que es un indicador inequívoco de la existencia de un disco. Esto da un ejemplo más de que no todas las radio-galaxias están hospedadas en galaxias elípticas.

Los resultados son consistentes con la teoría de que la galaxia proviene de una fusión entre dos galaxias, debido a los colores azules que presenta cerca del núcleo y el posible hallazgo de regiones de formación estelar. Además, bajo la hipótesis de que el jet de radio precesa, podría asociarse una importante región de formación estelar con una interacción entre el medio interestelar y dicho jet. Parece haber evidencia de que la galaxia está contaminada por polvo por lo irregular de los perfiles de color y las imágenes residuales, además de la imposibilidad de ajustar los perfiles de brillo con un perfil de Vaucouleurs.

Es importante resaltar que en los estudios de fotometría superficial, las características de la galaxia huésped se hacen evidentes, independientemente de la existencia del núcleo activo, cosa que en estudios espectroscópicos sucede menos a menudo. Mientras que en espectroscopía es muy difícil de-

7 BIBLIOGRAFÍA

- Alexander & Netzer, 1994, MNRAS, 270, 781
- Arp H., 1968, ApJ, 152, 1101
- Arp H., 1975, PASP, 87, 545
- Axon et al., 1989, Nature, 341, 631
- Balcells & Pelletier, 1994, AJ, 107, 135
- Baldwin, 1977, MNRAS, 178P, 67
- Baldwin et al., 1980, ApJ, 236, 388
- Benson et al., 1988, ApJ, 334, 560
- Blanford, McKee & Rees, 1977, Nature, 276, 211
- Burbidge & Burbidge, 1967, Quasi Stellar Objects, (W.H. Freeman, Sn. Fco.)
- Chitre & Joshi, 1999, A&AS, 139, 105
- Clarke, Bolton & Shimmins, 1966, Austr. Journal of Physics, 19, 375
- Cohen et al., 1977, Nature, 268, 405
- de Jong, 1996, A&AS, 118, 557
- de Vaucouleurs, 1948, Ann d' Astrophys, II, 247
- de Vaucouleurs, 1959, Dultzin-Hacyan et al., 1999, ApJ, 5113, L111
- Filippenko, 1992, Relationships Between Active galactic Nuclei and Starburst Galaxies, A.V. Filippenko (ASP: San Francisco), p 253
- Ford et al., 1997, ApJ, 435, L27
- Fraix-Burnet et al., A.J., 102, 562
- French & Miller, 1980, PASP, 92, 753
- Gomez et al., 1998, ApJ, 499, 221
- Gonzalez-Delgado & Perez, 1993, Ap&SS, 205, 127
- Govoni et al., 2000, A&AS, 143, 369
- Grandi et al., 1997, ApJ, 487, 636
- Hagen-Thorn et al., 1997 Astron. rep., 41, 1
- Halpern, 1985, ApJ, 290, 130
- Heckman & Balick, 1979, A&A, 76, L7
- Heckman, 1980, A&A, 87, 152
- Heckman et al., 1986, ApJ, 311, 526
- Heckman, 1987, Observational Evidence of Activity in galaxies, ed. E-Ye Khachilkian, K.J. Fricke, and J. Melnick (Reidel:Dordrecht), p 421
- Hjorth et al., 1995, ApJ, 452, L17

-Ho, Filippenko & Sargent, 1994, Multi-Wavelength Continuum Emission of AGN, ed T.J-L Courvoisier and A. Blecha (Kluwer Academic Publishers:Dordrecht), p 275

- Hua, 1988, A&A, 199, 165
- Khachilkian & Weedman, 1974, ApJ, 192, 518
- Kormendy et al., 1997, ApJ, 482, L139
- Krolick, McKee & Tarter, 1981, ApJ, 249, 422
- Lelièvre, 1976, A&A, 51, 347
- Maiolino, Rieke & Papadopoulos, 1997, ApJ, 485, 552
- Maraschi et al., 1991, ApJ, 368, 138
- Miyoshi et al., 1995, Nature, 373, 127
- Moles et al., 1988, A&A, 197, 1
- Oke & Zimmerman, 1979, A.J, 231, L13
- Osterbrock, 1989, ApJ, 249, 462
- Phillips & Osterbrock, 1975, PASP, 87, 949
- Rees, 1987, MNRAS, 228, 47
- Rothschild et al., 1983, ApJ, 269, 423
- Sandage, 1973, ApJ, 180, 687
- Sargent W, 1976, PASP, 79, 369
- Schnopper et al., 1977, A.J, 215, L7
- Seielstad et al., 1979, ApJ, 229, 53
- Seyfert C., 1943, ApJ, 97, 28
- Shields, Oke & Sargent, 1972, ApJ, 176, 75
- Soifer, Houck & Neugebauer, 1987, ARA&A, 25, 187
- Souberyán et al., 1989, A&A, 222, 27
- Steiner, 1981, ApJ, 250, 469
- Terlevich et al., 1992, MNRAS, 255, 713
- Viegas-Aldrovani & Contini, 1989, ApJ, 339, 689
- Walker et al., 1974, ApJ, 194, L125
- Walker et al., 1982, ApJ, 257, 56
- Walker et al., 1997, ApJ, 488, 675
- Walker Benson & Unwin, 1987, ApJ, 334, 560
- Webb, 1990, A.J., 99, 49
- Weedman, 1976, QJRAS, 17, 227
- Wlerick et al., 1981, A&A, 102, L17
- Zepf, Whitmore & Levinson, 1991, ApJ, 383, 524