

UNIVERSIDAD NACIONAL DE
CÓRDOBA

FACULTAD DE MATEMÁTICA, ASTRONOMÍA Y FÍSICA



Trabajo Especial de la Licenciatura en Astronomía

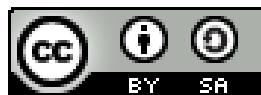
Espectroscopía Infrarroja de la Región Central de NGC 6300

Autora: Gaia Gaspar

Directores: Rubén Díaz

María Paz Agüero

Marzo 2015



Esta obra está bajo una [Licencia Creative Commons Atribución-CompartirIgual 2.5 Argentina](https://creativecommons.org/licenses/by-sa/2.5/argentina/).

Índice

- Capítulo 1: Introducción5
 - El medio interestelar
 - Espectros de emisión en AGNs
 - Modelado de la emisión AGN
 - AGNs oscurecidos

- Capítulo 2: El infrarrojo (IR)40
 - Definición y características del IR
 - Descubrimiento y aplicaciones del IR
 - Transmisión atmosférica
 - Radiación de fondo

- Capítulo 3: Observaciones con Flamingos-252
 - El proceso de detección
 - El instrumento: Flamingos-2
 - Procesamiento de la señal

- Capítulo 4: NGC 630063
 - Características
 - Antecedentes observacionales
 - Motivación para su estudio

- Capítulo 5: Presentación de los datos y su procesamiento70
 - Los datos
 - Dos procedimientos de reducción
 1. Paso a paso con PYRAF
 2. La línea de comandos de F2
 - Procedimiento combinado

- Capítulo 6: Resultados116
 - Banda J
 - Banda Ks
 - Conclusiones

Códigos:

95.55.-n	Astronomical and space-research instrumentation
95.75.Fg	Spectroscopy and spectrophotometry
95.75.Mn	Image processing (including source extraction)
95.85.Jq	Near infrared (0.75-3 μm)
98.58.-w	Interstellar medium (ISM) and nebulae in external galaxies
98.52.Nr	Spiral galaxies
98.54.Cm	Active and peculiar galaxies and related systems (including BL Lacertae objects, blazars, Seyfert galaxies, Markarian galaxies, and active galactic nuclei)

Palabras Claves:

Infrared: general; Instrumentation: spectrographs; Techniques: spectroscopic; Galaxies: ISM; Galaxies: nuclei; Galaxies: Seyfert.

Resumen

NGC 6300 es una galaxia espiral con actividad nuclear (AGN) de tipo Seyfert 2, que presenta gran cantidad de polvo en su medio interestelar. Algunas características de su emisión nuclear podrían estar enmascaradas cuando se la observa en la banda óptica. En este trabajo especial se trabajó con espectros infrarrojos (menos afectados por la extinción) con el fin de caracterizar la emisión nuclear en ésta banda. Estos espectros fueron tomados en un total de 6 horas de observación con el instrumento F2 en el telescopio de 8m Gemini Sur. Una parte importante de este trabajo se concentró en hacer una reducción manual con procedimientos tradicionales de la banda óptica y evaluar en cada paso su aplicación en el infrarrojo. Se presentan los resultados obtenidos tanto en lo concerniente a la reducción de datos como al análisis de la emisión nuclear, en particular en cuanto a la distribución y cinemática del gas en los 200 parsecs centrales del sistema.

*A mi familia y a quienes
me acompañaron,
infinitamente agradecida...*

Capítulo 1: Introducción

Sección 1.1: El Medio Interestelar

En una galaxia, el espacio entre las estrellas no está vacío sino que está ocupado por una entidad dinámica que acopla gas de baja densidad con partículas de polvo, electrones, partículas relativistas y campos magnéticos, conocida como Medio Interestelar (MI). Esta entidad constituye aproximadamente el 10% de la masa de una galaxia pero a pesar de su escasa proporción es una de las mayores diferencias entre galaxias de distinto tipo de Hubble, y es además la que causa algunas de las diferencias más importantes entre los distintos tipos de núcleos activos de galaxias, de aquí el interés en el estudio del Medio Interestelar para este trabajo.

El MI no está distribuido uniformemente sino que es de naturaleza discreta y las observaciones muestran que se estructura en forma de *nubes interestelares* que se mueven en el potencial gravitatorio galáctico a distintas velocidades (produciéndose corrimientos Doppler en las líneas de emisión y absorción que generan). Estas nubes presentan distintos tamaños, temperaturas y densidades aunque aún no hay un criterio totalmente establecido para identificar la frontera entre una nube y otra. Aun así podemos clasificar los distintos tipos de nubes según el estado predominante de su elemento principal: el hidrógeno, el cual constituye alrededor del 90% del material de una nube interestelar.

Constituyentes del Medio Interestelar y su estado

1. Fase gaseosa:

Casi el 90% del gas es Hidrógeno (H), probablemente la mitad en forma de HI (hidrógeno atómico neutro) y HII (hidrógeno atómico ionizado) y la otra mitad en forma de H₂. La forma que más volumen ocupa es la del HI, mientras que el HII y el H₂ por lo general están en regiones más localizadas. Dado que el H es el elemento más abundante, los complejos gaseosos se suelen designar según el estado predominante de este gas, por ejemplo región HII o nube HI. Muchos otros elementos químicos se encuentran presentes pero en menor proporción, los más importantes son He, C, N, O, Mg, Si, Fe, S, Na, Al y Ca.

Las distintas fases del MI están ligadas al estado del H, con los otros elementos actuando básicamente como enfriadores o atenuadores, éstas son:

a. Fase atómica ionizada:

- Gas ionizado que rodea las estrellas calientes de tipo temprano con $T \sim 1 \times 10^4$ (regiones HII) y densidades típicas de 10^3 a 10^4 cm^{-3} .
- Gas coronal, en general ionizado por la parte más dura del espectro estelar, por rayos cósmicos y por núcleos activos, con $T \sim 10^5$ - 10^6 y densidades típicas de 0.003 cm^{-3} .

b. Fase atómica neutra:

- Gas frío en las llamadas nubes de HI, con temperaturas de $T \sim 80 \text{ K}$ y densidades de 1 cm^{-3} . El límite inferior para su temperatura viene dado por la temperatura de fondo cósmico de radiación (2.7 K).
- El gas neutro “tibio”, con temperaturas tan altas como $T \sim 6000 \text{ K}$ y densidades más bajas del orden de 0.05 a 0.2 cm^{-3} .

c. Fase molecular:

- Gas frío en las nubes moleculares difusas, que “rellenan” el volumen de los discos galácticos en las envolventes de los brazos espirales. Son muy frías, $T \sim 80 \text{ K}$ y las densidades son de $n \sim 100 \text{ cm}^{-3}$.
- Gas y polvo en las nubes oscuras y moleculares, donde se forman estrellas y planetas. Es ultra-frío con $T \sim 10$ - 40 K y con densidades mayores que la densidad típica de las regiones HII: $n \sim 10^4$ - 10^6 cm^{-3} .

2. Moléculas interestelares:

El MI contiene un número sorprendente de moléculas, incluyendo moléculas orgánicas (por definición contienen C), y se detectan principalmente en longitudes de onda de radio.

Las moléculas consisten principalmente en combinaciones de H, C, N y O, y el número de moléculas conocidas aumenta cada año. Algunas son muy familiares como amoníaco, agua, compuestos sulfatados, formaldehído, alcohol metílico y etílico y hasta aminoácidos. Todas ellas en total suman, en número, menos de un milésimo de la cantidad de átomos de H. Las moléculas se detectan primordialmente en los complejos de nubes oscuras como aquellos que se ven fácilmente a ojo desnudo en las constelaciones de Crux y Carina. En muchas galaxias se detecta la emisión molecular; en particular el CO es ampliamente utilizado como trazador de las regiones de más densidad del MI en galaxias.

Aún no se conocen completamente los mecanismos de formación de estas moléculas, pero se sabe que debe intervenir un elemento aglutinador como pueden ser las partículas de polvo.

3. Polvo interestelar:

Esta componente da cuenta del 1% del material interestelar de nuestra galaxia. Consiste en granos sólidos de tamaño microscópico cuya composición y propiedades son poco comunes comparadas con las de los granos de polvo en la Tierra. En las imágenes de la Vía Láctea se pueden apreciar claramente los trazos oscuros de grandes nubes, que no sólo contienen gas molecular sino también grandes cantidades de polvo. En otras galaxias espirales de canto, las nubes oscuras forman una banda prácticamente continua que las disecta. Esta extinción de la luz estelar es causada mayormente por el polvo interestelar, puesto que la componente gaseosa del MI es relativamente transparente a este tipo de radiación.

Las nubes interestelares están compuestas por un 1% de polvo y la densidad media del polvo en las nubes galácticas es de un grano por cada 10^{13} cm^3 , o sea un grano en un cubo de 200 m de lado. Respecto del tamaño de estos granos, el hecho que la dispersión de los fotones depende de la sección eficaz de las partículas y que la luz visible es fuertemente dispersada, nos indica que las partículas tienen que ser de tamaños comparables a los de la longitud de onda de la luz, es decir unos pocos cientos de nanómetros ($100 \text{ nm} \sim 10^{-5} \text{ cm}$) o menores. Con este tamaño, el grano típico debería contener alrededor de 10^8 átomos, si se considera que en un grano de polvo la mayoría deben ser elementos más pesados que H y He. A partir de los efectos causados por el polvo, entre ellos el enrojecimiento, la extinción y la polarización de la

luz, se puede concluir que los granos son una mezcla de grafito, partículas de Fe, SiC (carburo de silicio), silicatos y hielo.

Como se mencionó antes, los granos interestelares pueden ser el medio para formar las moléculas interestelares. Se piensa que el H y otros tipos de átomos pueden aglomerarse en las superficies frías de los granos, donde se combinan para dar lugar a las moléculas. Estas moléculas pueden escapar de la superficie del grano de polvo ganando energía cinética al absorber un fotón estelar de baja energía o por otros medios. Lo importante es que la misma nube de polvo bloquea la radiación estelar ultravioleta e impide que las moléculas sean disociadas por la misma.

4. Otros ingredientes:

- En orden de importancia, radiación de las estrellas (mayormente de UV a NIR), radiación X (de los choques y discos de acreción), radiación gamma (de los fenómenos más violentos como colapsos gravitatorios).
- Rayos cósmicos, provenientes del decaimiento de elementos pesados en las SN, y iones acelerados en los campos magnéticos.
- Campos magnéticos, en general despreciados en los fenómenos que afectan al medio pero que pueden ser un gran reservorio de energía.

Detección del medio interestelar

El MI puede ser estudiado utilizando distintas técnicas disponibles en la actualidad. En particular, en este trabajo se hará énfasis en la técnica de la Espectroscopía que consiste en dispersar la luz en sus distintas longitudes de onda, lo cual permite detectar las trazas de los distintos constituyentes de la galaxia a estudiar. El MI puede detectarse a veces por su propia emisión y otras por los efectos que produce sobre la radiación de fuentes de fondo.

Según la descripción de las Leyes de Kirchoff, un gas puede absorber fotones que inciden sobre él, utilizando esta energía para la excitación o ionización de sus átomos, lo cual produce líneas y bandas de absorción en los espectros de estrellas de fondo. Un mismo elemento puede producir un sistema de absorciones sobre un espectro estelar, cada una de las líneas proviene de una nube interestelar distinta y entre ellas se miden velocidades radiales relativas del orden de ~ 10 km/seg (efecto Doppler). Esta fue una de las primeras evidencias de la naturaleza discreta del medio interestelar.

Por otro lado, un gas puede emitir un espectro de líneas debido a la des-excitación y recombinación de sus átomos, ya sea por mecanismos espontáneos o colisionales.

Las desexcitaciones espontáneas se producen por la tendencia natural de los átomos a decaer al estado de menor energía (estado fundamental). El tiempo (τ) que tarda cada átomo en hacerlo es característico de cada elemento. Por otro lado, las transiciones colisionales se deben a la transferencia de energía cinética entre dos partículas (átomos, iones, electrones, etc) durante una interacción entre ambos, las transiciones posibles son: excitación, des-excitación, ionización y recombinación. Las probabilidades de ocurrencia de las transiciones colisionales están reguladas por las condiciones físicas a las que se encuentra el gas.

Un caso particular de la des-excitación espontánea es el de las líneas prohibidas, éstas se originan a partir de transiciones electrónicas que tienen muy baja probabilidad de ocurrir en comparación con la probabilidad de que el átomo sea des-excitado colisionalmente si estuviera en un ambiente de densidad interestelar normal, y por lo tanto no son observadas en dichos ambientes. Estas líneas prohibidas son indicadoras de regiones de baja densidad.

En el caso de las moléculas, estas pueden emitir si cambia su estado vibracional o rotacional o si cambia la dirección de su spin. Un ejemplo es la línea de 21cm (radio) que se produce al cambiar en 180° la orientación del spin del hidrógeno molecular.

La forma de una línea espectral se denomina *perfil de línea* y contiene información de los fenómenos físicos que están ocurriendo en o cerca del gas donde se originó la línea. Hay diversos tipos de perfiles pero específicamente para este trabajo nos interesa el perfil gaussiano que es, en principio, el perfil básico que tiene una línea debido a la dispersión de velocidades del gas. En el caso más simple se encuentra que una línea típica puede ser modelada como la suma de funciones gaussianas con distintos anchos (FWHM, ancho a mitad de altura por sus siglas en inglés de Full Width Half Maximun), intensidades y posiciones centrales. Un ejemplo de un perfil de línea de emisión se muestra en la figura 1.1.1.

El hecho de que las líneas detectadas en el MI sean en realidad suma de varias componentes gaussianas nos habla de que estas componentes se están originando en distintas regiones donde el gas se encuentra bajo distintas condiciones.

Mediante la fórmula del ancho Doppler

$$\frac{\Delta\lambda}{\lambda} = \frac{v}{c}$$

puede calcularse la amplitud en velocidades que presentan las nubes. Donde λ es la longitud de onda central de la línea, $\Delta\lambda$ es el FWHM, v es la amplitud en velocidad y c es la velocidad de la luz.

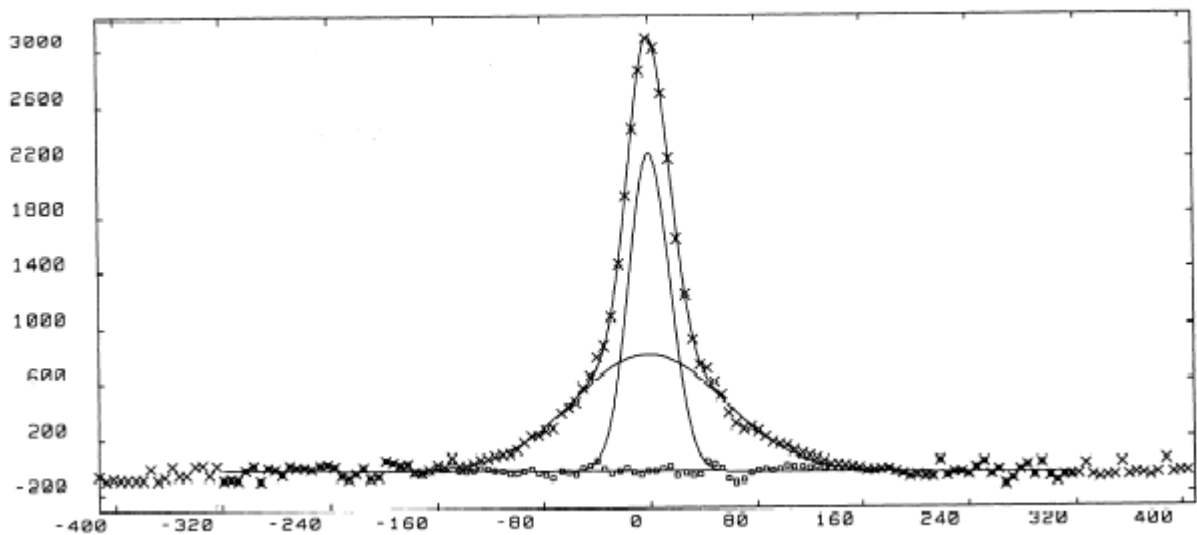


Figura 1.1.1: Ejemplo de ajuste de una línea de emisión con funciones gaussianas correspondiente a emisión $H\alpha$ en el remanente de supernova *Lazo de Cygnus* en este caso se utilizaron dos funciones donde una de las gaussianas es más ancha que la otra pero las dos están centradas en el mismo valor de velocidad (no siempre es así).

Figura extraída de http://fuse.pha.jhu.edu/~wpb/cygloop/distance/cyglp_dist.html.

El medio interestelar en galaxias espirales

Las galaxias pueden clasificarse según sus morfologías en tipos con distintas sub-estructuras, en las cuales el MI se manifiesta de distintas formas. La separación más general se da en dos tipos: elípticas y espirales, en éste trabajo nos concentraremos en las galaxias espirales ya que constituyen nuestro objeto de estudio.

La estructura de las galaxias espirales es aplanada, de tipo “disco”, sus componentes estructurales son:

- Disco: Es una estructura aplanada donde las estrellas tienen marcados movimientos circulares, que posee alto contenido de gas y por lo tanto regiones de formación estelar. Un patrón temporal del campo gravitatorio de la galaxia genera sobredensidades en el material que provocan la formación de brazos espirales. En ésta región de la galaxia se encuentran nubes de gas en las tres fases: ionizada, atómica y molecular. La distribución de luz de origen estelar en el disco sigue un perfil radial de tipo exponencial $I(r) = I_0 \exp(-r/r_0)$, con radios de escalas r_0 que van entre 1 y 10 kpc.

- Bulbo: Se encuentra en la región central de la galaxia, y su preponderancia en la región central permite distinguir una secuencia morfológica en los tipos de galaxias espirales, desde los llamados tipo Sc-d en los que la componente esférica central es apenas notoria, hasta los tipos Sa-S0 en los que el bulbo posee la mayor parte de la luminosidad de la galaxia. El bulbo posee forma esferoidal, sigue una distribución radial de luz de tipo $I(r) = I_e 10^{(-bn[(r/r_e)^{1/n} - 1])}$, siendo el exponente más común el 1/4. Los radios de escala del bulbo son siempre menores 1 kpc, es decir presentan gran concentración de luz hacia el centro del sistema. La población estelar es siempre envejecida con edades de varios 10^9 hasta más de 10^{10} años. En general hay muy poco gas asociado a la componente bulbo, ya que la mayor parte del mismo está asociado a la componente galáctico discoidal.

- Halo estelar: es un subsistema que envuelve a los dos anteriores, extendiéndose mucho más allá del disco galáctico. Está compuesto por estrellas viejas, cúmulos globulares y gas calentado por el potencial gravitatorio de la galaxia y por explosiones de supernova (es la fase correspondiente al gas coronal). Debido a sus altas temperaturas el gas coronal no está disponible para formar estrellas.

- Halo de materia oscura: se extiende a distancias mucho mayores que la galaxia ópticamente visible. Su composición y naturaleza es aún desconocida y no puede detectarse mediante radiación electromagnética pero su presencia es delatada en las curvas de velocidad radial de las galaxias.

A partir de los perfiles radiales de emisión de las distintas fases del gas del MI se puede conocer su distribución a lo largo de la galaxia: se observa que la fase molecular (H₂) es mucho más concentrada hacia el centro galáctico (ver figura 1.1.2) que la fase atómica neutra (HI), de hecho, la distribución de HI presenta una depresión en el centro y se extiende hasta radios bastante mayores que la población estelar. En cuanto a otras moléculas, en general, sus perfiles decrecen exponencialmente con el radio, por ejemplo para la Vía Láctea, el perfil de emisión de CO tiene un pico alrededor de ~4 kpc y decrece abruptamente hacia el núcleo y hacia los extremos, es decir que el gas reside en un sistema anular, probablemente en el extremo de la hipotética barra de la galaxia. El centro del potencial gravitacional de las galaxias espirales, conocido como núcleo, alberga regiones de formación estelar en aquellas galaxias con mayor contenido de gas y por lo tanto emitirá un espectro de líneas correspondiente a gas ionizado por estrellas jóvenes. Estas se denominan “núcleos HII” y cuando la formación estelar es más intensa de lo normal (en general con tasas de formación estelar superiores a 1 Ms/año), se tiene una galaxia con núcleo *Starburst*. Sin embargo, hay algunas galaxias (10%) que presentan en su núcleo emisión térmica y no-térmica de origen no-estelar: estos se denominan “núcleos activos de galaxias” o AGNs por *Active Galactic Nuclei*, los cuales, a lo largo de todo el espectro electromagnético presentan características que los diferencian de los núcleos de las galaxias normales o “inactivas”. En la siguiente sección se describirán las características de éstos núcleos peculiares.

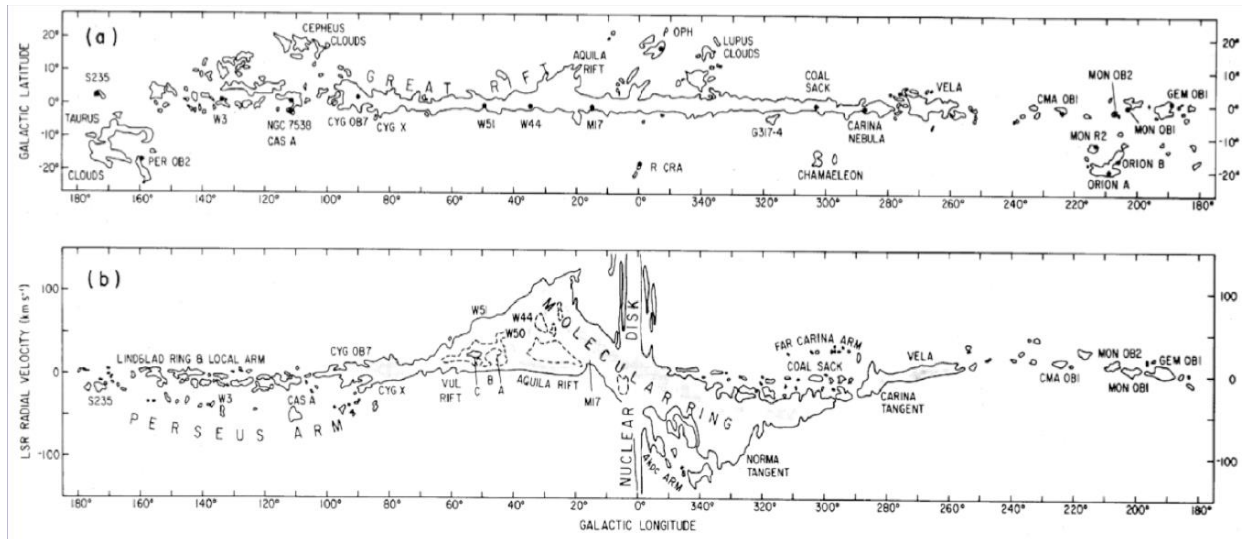


Figura 1.1.2: Distribución de la fase molecular del MI en la Vía Láctea. El gas molecular en las galaxias espirales está fuertemente concentrado hacia las regiones centrales y asociado al disco galáctico, por tanto se presenta como una componente estructural adecuada para muestrear los movimientos en las regiones nucleares, ya que están fuertemente oscurcidas en el rango óptico.

Sección 1.2: Espectros de emisión en AGNs

Características de la emisión AGN

Los Núcleos Activos de Galaxias son objetos alojados en las regiones nucleares de galaxias tanto tardías como tempranas que presentan características diferentes respecto de las galaxias 'normales' o 'inactivas':

- Fuerte emisión en rayos X con altas variabilidades en escalas temporales de horas o días.
- Emisión relativamente intensa en radio, observada en forma de lóbulos gigantes salientes de la región nuclear de la galaxia (emisión synchrotrón).
- Espectros desde el UV al IR dominados por líneas de emisión de gas difuso, relativamente anchas, cubriendo un amplio rango de ionización, superpuestos a espectros continuos con forma de ley de potencia (y por lo tanto de naturaleza no-estelar).

El primer indicio de actividad nuclear inusual fue encontrado por Edward Fath en 1909 estudiando espectros de nebulosas espirales (todavía no estaba totalmente clara la naturaleza extragaláctica de las nebulosas que luego fueron llamadas *galaxias*). Fath identificó en el núcleo NGC 1068 seis líneas de emisión de las cuales una era H α y las otras eran típicas líneas nebulares prohibidas.

Durante varias décadas los astrónomos estudiaron estas desconocidas líneas de emisión provenientes de los núcleos galácticos sin llegar a ninguna conclusión ni clasificación respecto de su naturaleza. Recién hacia mediados de siglo XX Carl Seyfert publicó un importante trabajo donde establece que una pequeña fracción de galaxias posee núcleos cuyos espectros presentan muchas líneas de emisión de alta ionización. Además establece que estos núcleos son particularmente más luminosos que el resto y que sus líneas de emisión son más anchas que las líneas de emisión de las galaxias espirales normales (regiones HII). Todas estas características definen lo que hoy llamamos *galaxias Seyfert*, y son el tipo más común de AGN pero son poco numerosas comparadas con las galaxias inactivas.

Hasta que no hubo suficiente resolución instrumental no se supo si la emisión anormal provenía de la región nuclear o de toda la galaxia, cuando mejoró la resolución espacial de los espectros se pudo ver que la emisión proviene del núcleo y la galaxia huésped posee un espectro galáctico normal.

Hoy en día se sabe que los principios básicos que gobiernan las estructuras y el espectro emitido por los AGNs son en gran parte los mismos que en las nebulosas gaseosas (Regiones HII y nebulosas planetarias). Gran parte del gas ionizado en los AGNs parece estar foto-ionizado. Sin embargo, el continuo ionizante en estos objetos se extiende a energías mucho mayores que los espectros de las estrellas calientes que ionizan las nebulosas gaseosas. Por lo tanto, algunos procesos físicos nuevos se vuelven importantes en AGNs, causando que sus estructuras difieran de las nebulosas clásicas. La forma en que el gas en los AGN está ionizado no es uniforme sino que varía con la distancia a la fuente, es decir que tiene una estructura de ionización compleja. Cerca de la fuente central, la intensa radiación X producirá especies de iones altamente ionizadas como por ejemplo Ne^{+4} , Fe^{+6} e incluso Fe^{+14} mientras que en regiones más externas se producirán especies parcialmente ionizadas como H^0 y H^+ , O^0 y S^+ .

Las nebulosas gaseosas no se encuentran en equilibrio hidrostático, sin embargo la temperatura electrónica T_e está bien definida para cualquier población de partículas con una distribución de velocidades de Maxwell y puede ser calculada mediante la ecuación de conservación de la energía:

$$\sum \text{calentamiento} = \sum \text{enfriamiento}$$

ya que es el resultado del calentamiento producido al absorber los fotones provenientes de la fuente central y del enfriamiento producido por cualquier proceso que remueva energía cinética del gas. Hay distintos mecanismos mediante los cuales una nube puede ser enfriada o calentada, cada uno contribuirá al espectro del AGN en forma de continuo o de líneas de emisión o absorción.

En AGNs las líneas de emisión son usualmente clasificadas como líneas de recombinación o líneas excitadas colisionalmente. La mayoría de las líneas observadas de H y He pertenecen a la primera categoría, aunque existen excepciones. Por otro lado, la mayoría de las líneas de los metales pertenecen al segundo grupo.

Además del continuo producido por foto-ionización, los AGN presentan componentes de continuo originadas mediante mecanismos de emisión no-térmicos: en la región del radio se observa emisión *synchrotrón* producida cuando una población de electrones relativistas se mueve en un campo magnético, mientras que en la región de los rayos X y los rayos γ se observa un continuo producido por efecto Compton Inverso en el cual fotones de baja energía (radio, IR, óptico) aumentan su energía (y por lo tanto su frecuencia) al interactuar con una población de electrones relativistas, ambos efectos pueden producirse en la misma población de electrones, desencadenando entonces el proceso conocido como *Synchrotron Self-Compton*.

Distintos tipos de AGNs

A pesar de las características comunes mencionadas en la sección anterior, los AGNs presentan amplias diferencias y pueden clasificarse en grupos, históricamente estos grupos se definieron a partir de sus características observacionales, principalmente las observadas en las bandas del óptico y radio:

◆ Núcleos Seyfert

Los núcleos Seyfert son de particular interés para este trabajo ya que están alojados, en general, en galaxias espirales que, para los casos cercanos, pueden ser observadas con buena resolución espacial. Además son los AGNs más comunes en el universo local.

En los núcleos Seyfert no se observa la presencia de jets. Dicho de otra manera, la emisión producida en estos núcleos es no-colimada; sin embargo, presentan emisión continua no-térmica (*synchrotron*) en la región de ondas de radio, probablemente producida en un pequeño jet no resuelto cercano a la región nuclear. Debido a ello, se los clasifica como AGNs “sin emisión en radio”, un subtipo más popularmente llamado “*radio-quiet*”.

En el rango óptico, las líneas típicas observadas en los espectros de núcleos Seyfert corresponden a Hidrógeno, Oxígeno, Nitrógeno, Silicio, Carbono, Helio, Magnesio, Neón y Hierro. Estas líneas difieren en intensidad y en ancho cinemático (Doppler) de AGN a AGN, y se pueden distinguir dos grupos:

1. Núcleos Seyfert 1:

Presentan un continuo espectral sin caracteres, cuya pendiente puede ser modelada mediante una ley de potencias, superpuesto a un espectro de líneas de emisión permitidas y prohibidas en un amplio rango de ionización. Por ejemplo, la galaxia III Zw 77 tiene la línea de [FeXIV] λ 5303 cuyo potencial de ionización es 361 eV coexistiendo con líneas de baja ionización. Las líneas prohibidas presentan anchos típicos del orden de ~ 500 km/s, más anchas que las observadas en galaxias sin AGNs cuyos anchos son del orden de ~ 200 km/s. Las líneas permitidas presentan anchos que pueden llegar hasta ~ 10000 km/s evidenciando la alta dispersión de velocidades de las nubes donde estas líneas se están generando. El hecho que las líneas prohibidas sean más angostas indica que la región donde el gas se mueve a altas velocidades se encuentra también a altas densidades, inhibiendo la posibilidad de que se generen transiciones prohibidas en el gas, y el hecho que puedan observarse los dos tipos de líneas en los espectros de estos núcleos evidencia que la estructura de gas que los rodea es compleja, conteniendo al menos dos regiones diferenciadas: una donde se producen las líneas angostas llamada *Región de Líneas Angostas* o *Narrow Line Region* (NLR por sus siglas en inglés), y otra región, la *Región de Líneas Anchas* o *Broad Line Region* (BLR por sus siglas en inglés). Algunos elementos como el H se encuentran presentes tanto en la NLR como en la BLR, por lo que observacionalmente se tendrá un perfil comuesto como el de la figura 1.1.1.

En la figura 1.2.1 se muestra un espectro del núcleo de la galaxia NGC 3227 donde se marcan con recuadros las líneas H α y H β . Aquí se puede ver el ancho relativamente mayor, comparado con las otras líneas.

En la realidad el escenario es más complejo pudiendo existir una transición suave y continua entre la BLR y la NLR donde se produce un gradiente de densidad y de velocidades.

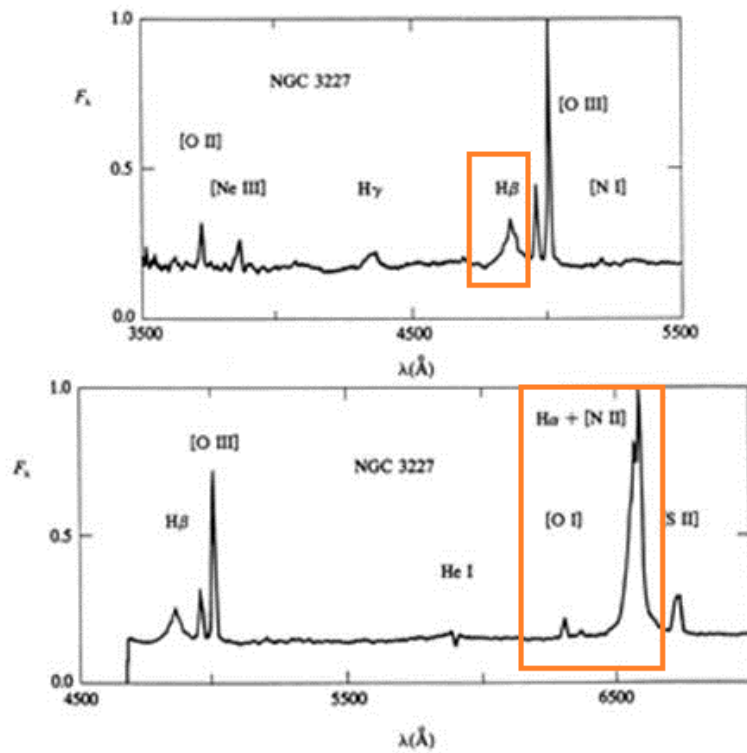


Figura 1.2.1: Espectro óptico de la galaxia *Seyfert 1* NGC 3227, los dos rangos espectrales se solapan en la región de H α . Con recuadros naranjas se remarcan H α y H β , las líneas que presentan componente ancha. (Extraída de Osterbroock, 2006).

2. Núcleos Seyfert 2:

El continuo sin caracteres de estos núcleos es tan débil que en la mayoría de los casos no puede ser observado en el óptico. Las líneas de emisión son todas de anchos comparables a las líneas prohibidas de los núcleos Seyfert 1, es decir, del orden de ~ 500 km/s, indicando que solo estamos recibiendo radiación de la NLR.

En la figura 1.2.2 se muestra un espectro del núcleo de la galaxia Mrk 1157 (Seyfert 2), en recuadros se muestran las líneas H α y H β , comparando con la figura 4 se puede ver la diferencia de anchos en velocidad entre los dos tipos de núcleos Seyfert.

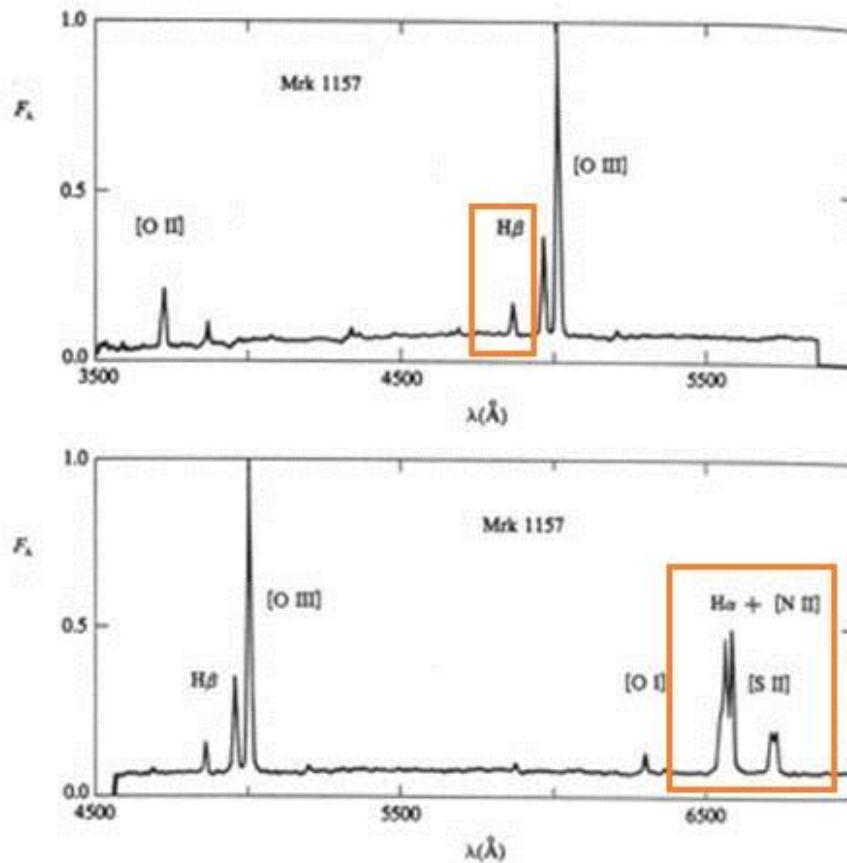


Figura 1.2.2: Espectro óptico de la galaxia *Seyfert 2* Mrk 1157, los dos rangos espectrales se solapan en la región de $H\beta$. Con recuadros naranjas se marcan las líneas del H que muestran componente ancha en los núcleos tipo 1 (ver fig 4). Notar que aquí presentan el mismo ancho que las líneas prohibidas de O y S. (Figura extraída de Osterbrook, 2006).

En la práctica se encuentran también tipos intermedios de galaxias Seyfert (1.2, 1.5, 1.8, 1.9) cuyas líneas pueden presentar componentes anchas superpuestas a las angostas con creciente diferencia de intensidad relativa a medida que el tipo de Seyfert se acerca de 1 a 2, o presentar una componente ancha en algunas líneas permitidas y en otras no. Un caso particular son los núcleos NLS1 (por *Narrow Line Seyfert 1*) que presentan componente ancha en la línea $H\alpha$ mientras que la línea $H\beta$ es angosta, y en el rango UV también presentan líneas angostas y algunas otras diferencias respecto de las Seyfert 1 en cuanto a cocientes de líneas. Los núcleos de este subtipo presentan en general fuentes centrales asociadas a agujeros negros supermasivos en promedio menos masivos que los de los Seyfert 1 y sin embargo sus luminosidades son comparables, por lo que se deduce que los NLS1s están acreutando material a tasas más altas que otros Seyfert, según el modelo unificado (ver sección 1.3).

Emisión en rayos X:

Los núcleos *Seyfert* también pueden ser separados en dos subtipos según observaciones en rayos-X blandos ($E \ll 5\text{keV}$) de absorción intrínseca en material muy cercano a la fuente central. La absorción se mide en densidad de columna de Hidrógeno (NH) en la línea de la visual en unidades de átomos por cm^2 . Las fuentes con mayor absorción son clasificadas como tipo 2 y suelen llamarse “*Compton-thick*” mientras que las menos absorbidas son de tipo 1 o “*Compton-thin*”. El límite divisorio se fija en $\text{NH} = 10^{22} \text{cm}^{-2}$. La mayoría, pero no todos, los núcleos *Seyfert* 1 presentan densidades de columnas en rayos-X menores que 10^{22}cm^{-2} mientras que la mayoría, pero no todos, los núcleos *Seyfert* 2 presentan densidades de columnas por encima del límite divisorio.

Algunos núcleos *Seyfert* presentan variaciones esporádicas en la densidad de columna medida en rayos-X. Muchas hipótesis han sido propuestas pero la causa última aún no ha sido determinada satisfactoriamente.

◆ AGNs de baja luminosidad

También llamados LINER (*Low Ionization Nuclear Emission Regions*) representan la cola poco luminosa del fenómeno AGN y llenan el salto entre las galaxias “inactivas” y las *Seyfert*. Sus características espectrales son similares a las de los núcleos *Seyfert* 2 pero siempre con menor luminosidad. Presentan un núcleo poco luminoso que emite líneas de gas poco ionizado; aun así presentan intensas líneas prohibidas.

Las galaxias con emisión tipo LINER parecen ser jóvenes comparadas con aquellas sin este tipo de emisión: esto es consistente con el hecho de que los espectros en rayos-X están dominados por formación estelar más que por un núcleo AGN. Además están fuertemente afectadas por absorción.

◆ Radio Galaxias

Algunas galaxias presentan lóbulos de fuerte emisión en radio que se extienden mucho más allá del tamaño de la galaxia huésped, la fuente central que produce la emisión está oculta pero se asume que es un AGN. (ver figura 1.2.3)

Las radio galaxias pueden ser separadas en dos subclases según su emisión: la clase de baja luminosidad I de Fanaroff-Riley (FR-I) son galaxias que muestran emisión compacta originada muy cerca del núcleo y la clase altamente luminosa FR-II, en las cuales la estructura está dominada por los lóbulos de radio y la emisión parece provenir de los extremos de la emisión extendida. En luminosidad, la división entre las dos clases está dada por $L_R = 10^{22} \text{erg s}^{-1} \text{Hz}^{-1} \text{sr}^{-1}$ a la frecuencia de 175 MHz.

La emisión del jet es polarizada y de origen no-térmico, y por eso se cree que es emisión synchrotron originada en el cambio de direcciones que un campo magnético le genera a una población de partículas cargadas. Aunque las imágenes sugieren que el jet se origina en el núcleo y termina en los lóbulos con un choque en los extremos, no es fácil confirmar este escenario ya que la velocidad del flujo saliente no puede ser medida directamente. El espectro en radio del núcleo, el jet y los lóbulos no presenta caracteres y por lo tanto no pueden hacerse mediciones de corrimiento Doppler.

◆ Quasars

Los quasars (Quasi Stellar Radio Sources) fueron descubiertos al inicio de la década de 1960 en relevamientos de radio. Estos objetos fueron difíciles de identificar ya que aparecían como fuentes puntuales azules en el óptico, y de ahí su denominación. Relevamientos espectroscópicos en el óptico detectaron intensas líneas de emisión provenientes de los Quasars que permanecieron como un misterio hasta que Maarten Schmidt descubrió que se trataba de líneas de Balmer altamente corridas al rojo, se dedujo así que estos objetos son la contraparte lejana de los núcleos Seyfert aunque los telescopios de la época no permitían detectar la luz de la galaxia huésped. El hecho de que puedan ser observados a pesar de su gran distancia se debe a la gran diferencia en luminosidad que presentan con los núcleos Seyfert. Los quasars constituyen de ésta manera el extremo luminoso del fenómeno AGN.

A su vez, los quasars pueden ser divididos en dos subclases según presenten intensa emisión en radio (“*radio-loud*”) o relativamente baja emisión en radio (“*radio-quiet*”). Ambas subclases comparten características espectrales similares, como un continuo variable, una componente UV fuerte e intensas líneas de emisión, se diferencian en la emisión en radio y en que los Quasars con intensa emisión en radio tienden a residir en galaxias más masivas que la otra subclase.

◆ Blazars

Los blazars parecen ser una subclase de los Quasars en los que el jet está apuntando hacia el observador. Debido a esto presentan alta variabilidad y un continuo tan intenso que diluye las líneas

espectrales. Aun así en algunos blazars es posible identificar líneas de emisión débiles que pueden mostrar componente ancha o no.

El continuo de estas fuentes puede ser aproximado por dos parábolas correspondientes a emisiones no-térmicas. La primera, a longitudes de onda largas (radio e IR) corresponde a emisión synchrotrón mientras que la segunda, a altas energías (rayos X y γ), corresponde a emisión debida al efecto Compton-inverso, donde un fotón de bajas energías aumenta su frecuencia debido a interacciones con partículas cargadas relativistas, al menos una parte de esta emisión se produce en la misma población de partículas que desencadena la emisión synchrotrón (efecto *Synchrotrón Self-Compton*).



Figura 1.2.3: Imagen compuesta en óptico y radio de la galaxia Centaurus-A, donde se destacan los lóbulos salientes que se extienden mucho más allá del centro galáctico. Las imágenes individuales fueron tomadas con el VLT y el VLA respectivamente.

Diagramas de diagnóstico

Los núcleos activos correspondientes al subgrupo de los AGN de menor luminosidad, esto es los núcleos *Seyfert* y los LINERs, son a veces confundidos entre sí o con otro tipo de galaxia que no presenta actividad nuclear: las galaxias HII (frecuentemente llamadas *Starburst* debido a su alta tasa de formación estelar). Este subgrupo consiste en galaxias normales salvo las intensas líneas de emisión angostas que presentan y que son producidas en enormes regiones de formación estelar, es decir que la fuente de ionización son estrellas masivas recién formadas. En la figura 1.2.4 se muestra un espectro de una galaxia HII.

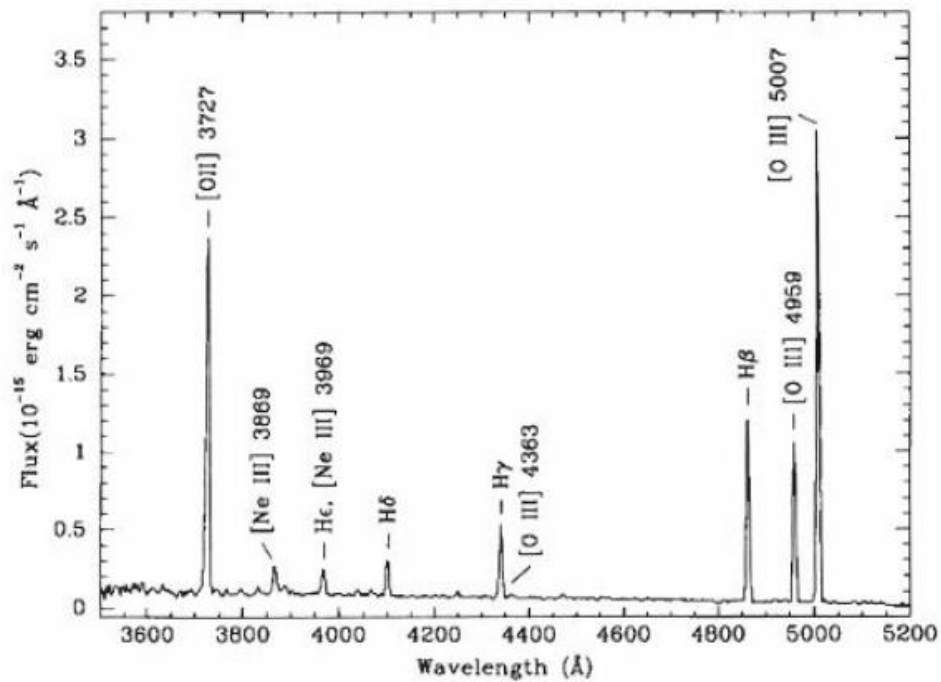


Figura 1.2.4: Espectro óptico de la galaxia espiral NGC 2541. El espectro es originado en regiones HII como se puede apreciar a partir del bajo nivel de ionización que presentan las líneas en comparación con los espectros de núcleos Seyfert, y en sus relativamente menores anchos cinemáticos del orden de ~ 200 km/s. (Figura de Zaritsky et al. 1994).

Las galaxias HII se distinguen fácilmente de las *Seyfert* 1 debido a la componente ancha en las líneas permitidas que presentan las últimas pero la distinción respecto de las *Seyfert* 2 y LINERs no es tan sencilla, es necesario utilizar diagramas de cocientes de líneas.

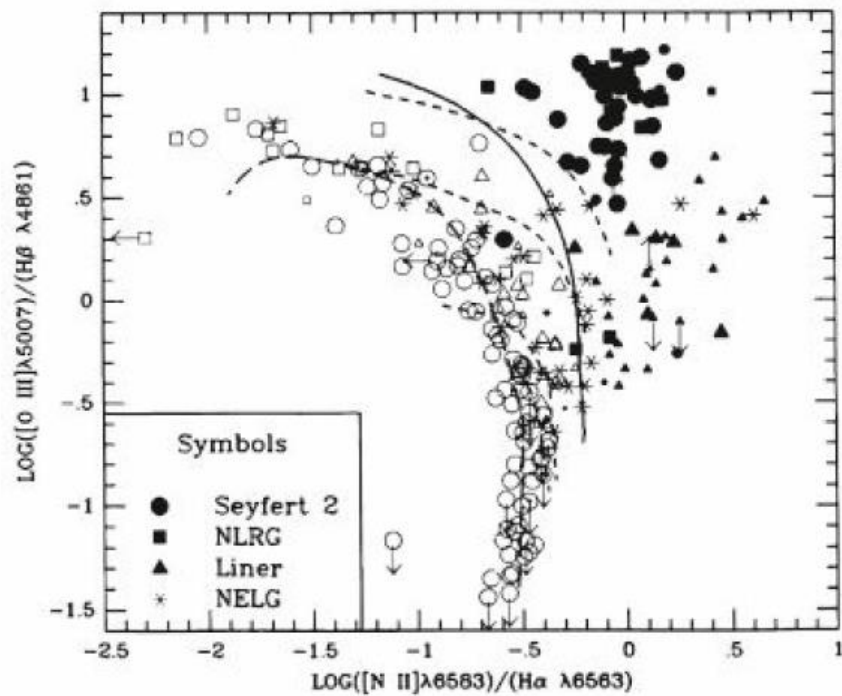


Figura 1.2.5: Diagrama de diagnóstico basado en cocientes de líneas de Oxígeno, Nitrógeno e Hidrógeno, los símbolos vacíos representan regiones de emisión HII y galaxias starburst, los símbolos llenos representan AGNs según se detalla en el recuadro interior. La línea de trazos gruesos es un modelo para emisión de regiones HII y la línea sólida separa los objetos tipo región HII de los objetos foto-ionizados por un núcleo activo. (Figura de Veilleux & Osterbrock, 1987).

Los núcleos en emisión se ubican en distintas posiciones en los diagramas de cocientes de líneas. Estos diagramas comparan cocientes de intensidades de líneas de emisión y separan a los núcleos dependiendo el mecanismo de excitación del gas que predomina en ellos, y por lo tanto del estado de temperatura, ionización, etc en el que se encuentra el gas. Además, los cocientes son elegidos de manera que minimizan el efecto de la extinción interestelar.

La región izquierda inferior corresponde a núcleos cuyo gas está siendo principalmente ionizado por estrellas masivas (regiones HII) y por lo tanto aquí se encuentran galaxias HII sin actividad tipo AGN, mientras que en la región superior derecha corresponde a núcleos cuyo gas está siendo ionizado por un continuo más energético, con gran intensidad en el UV y por lo tanto aquí se encontrarán los AGN tipo *Seyfert*. Mientras más intensamente ionizado se encuentra el gas en un núcleo, más arriba y a la

derecha se encontrará en el diagrama. En la figura 1.2.5 se muestra un diagrama de cocientes de líneas en el óptico, el cual involucra [NII] λ 6583, H α λ 6563 (HI), [OIII] λ 5007 y H β λ 4881.

A pesar de que estos diagramas fueron popularizados principalmente por su uso en el rango óptico, diversos autores los han utilizado para testear la emisión nuclear en otras bandas espectroscópicas. En la figura 1.2.6 se muestra un ejemplo presentado por Van der Laan et al. (2013) donde se utilizan líneas de H₂, Fe y HI (Br γ) que se encuentran en las bandas H (1.631 μ m) y K (2.157 μ m) del infrarrojo cercano. En particular en este diagrama los autores graficaron los cocientes para dos regiones de la galaxia: una centrada en el núcleo y otra en una región fuera del núcleo. Notar que con líneas de trazos están delimitadas las regiones que ocupan los núcleos AGN, los LINERS y los *Starburst*.

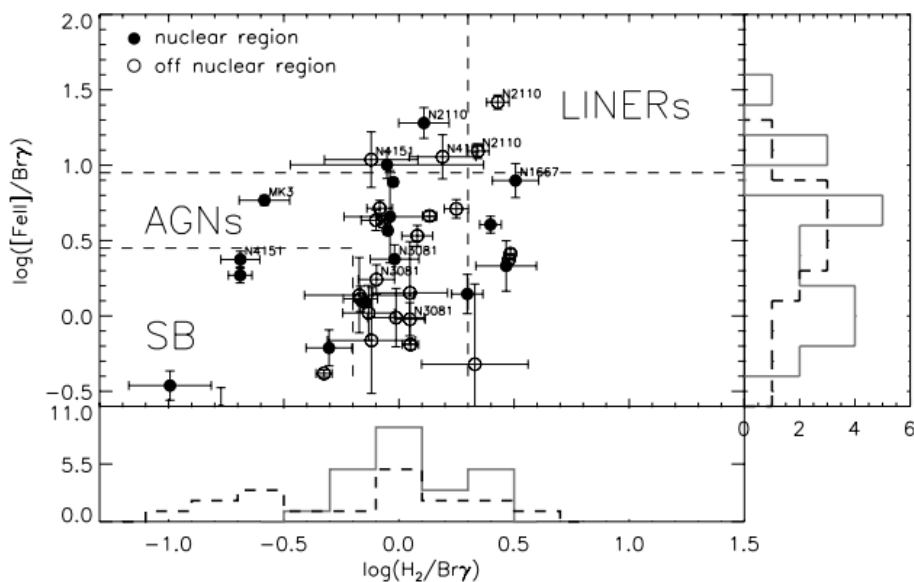


Figura 1.2.6: Diagrama de diagnóstico basado en cocientes de líneas de emisión de Hidrógeno atómico, Hidrógeno molecular y Hierro en la región infrarroja del espectro. Los símbolos llenos indican mediciones realizadas en la región nuclear y los símbolos vacíos corresponden a la región externa al núcleo. Las líneas de trazos horizontales delimitan las zonas del diagrama donde predominan los núcleos con emisión de tipo AGN, los núcleos con emisión tipo *Starburst* y los núcleos de baja ionización LINERS. (Figura extraída de Van der Laan et al, 2013).

Sección 1.3: Modelado de la emisión AGN

Caracterización de la fuente

El entendimiento que se tiene sobre el fenómeno AGN no es completamente satisfactorio aún. Algunos resultados observacionales mantienen viva la gran pregunta concerniente a la naturaleza de las diferencias entre los AGNs: ¿los distintos tipos de AGN corresponden simplemente a objetos astronómicos distintos o se trata esencialmente del mismo objeto siendo observado bajo condiciones diferentes?

Los modelos actuales tienden a la unificación, es decir a considerar que todos los tipos de AGN son iguales pero que algunos factores hacen que observemos distintas características.

Para entender completamente el fenómeno AGN es necesario contar con un modelo que reproduzca las características observadas en los distintos tipos y permita hacer predicciones que puedan ser testeadas. Dicho modelo debe contemplar lo ya expuesto sobre las regiones de emisión de líneas (NLR y BLR).

La idea más importante que se desprende del análisis de las regiones de emisión es la de la fotoionización como principal mecanismo de calentamiento del gas, mediante un espectro continuo que se extiende a altas energías. La fuente de este continuo no puede ser de naturaleza estelar ya que presenta luminosidades típicas del orden de $10^{12}L_s$. Las estrellas más masivas, con masas del orden de 10^2M_s presentan luminosidades del orden de 10^5L_s , mucho menores que las de un AGN típico. En estas estrellas masivas la presión de radiación domina sobre la presión del gas haciéndolas muy inestables, y las estrellas más masivas que éstas no pueden existir.

Independientemente del mecanismo de producción de energía, cualquier objeto esférico que se mantenga unido por su propia gravedad debe satisfacer la condición de Eddington:

$$\frac{L}{L_s} \leq \frac{L_E}{L_s} = 3.22 \times 10^4 \frac{M}{M_s}$$

De acuerdo a esto, la fuente central de un AGN con $10^{12}L_{\odot}$ debe tener $M > 3 \times 10^7 M_{\odot}$. Además debe ser pequeña debido a que la BLR que probablemente la rodea es mucho menor a 1pc y a que muchos de los AGN presentan variabilidad en rayos X en períodos de pocos días. El período de variabilidad determina un límite superior para el tamaño de la fuente si se considera que la perturbación que produce la variabilidad no puede viajar más rápido que la luz en un intervalo Δt (ver figura 1.3.1),

$$d = c\Delta t$$

Es importante notar que para objetos sin simetría esférica o que no se encuentran en equilibrio hidrostático el límite de Eddington es solo una aproximación, un ejemplo extremo es el caso de las explosiones de supernova.

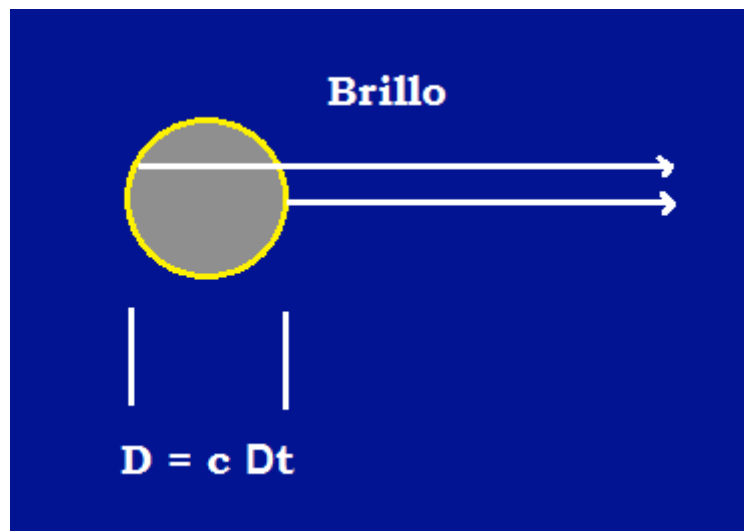


Figura 1.3.1: Representación esquemática de cómo el período de variabilidad (Δt) de una fuente establece una cota superior para su tamaño. Considerando que la perturbación que genera la variabilidad no puede viajar a través de la fuente a una velocidad mayor que la de la luz (c), el producto de la velocidad por el período determinan la distancia máxima que la perturbación puede haber recorrido, es decir, el tamaño máximo de la fuente.

Hasta aquí se pudo deducir que la fuente ionizante de los AGN debe ser un objeto muy masivo que ocupa una región muy pequeña y por lo tanto es muy compacto. Esta energía no puede ser producida mediante reacciones termonucleares pero sí puede originarse mediante liberación de energía gravitacional, por lo tanto un candidato fuerte a ser la fuente central es un agujero negro supermasivo (ANSM o BH por sus siglas en inglés) rodeado por un disco de acreción, en tal objeto la energía de reposo del material en caída libre puede ser convertida en radiación con mayor eficiencia que en cualquier otro mecanismo conocido. La luminosidad producida en un proceso tal es:

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

donde \dot{M} es la tasa de acreción y η es la eficiencia. Por ejemplo para una eficiencia del 10%, y una AGN de $10^{12} L_{\odot}$ la tasa de acreción sería de $\dot{M} = 0.7 M_{\odot} \text{año}^{-1}$.

El Modelo Unificado

Los modelos actuales proponen como fuente central un agujero negro supermasivo que está siendo alimentado por gas circunestelar, espacialmente el agujero negro y su disco de acreción estarían rodeados por la BLR que a su vez estaría embebida en la NLR (con una transición continua en densidad que las une, como fue mencionado más arriba). La BLR es pequeña (diámetro $d \sim 0.1 pc$) y densa (en promedio $n_e \sim 10^{10} cm^{-3}$). Su campo de velocidades parece tener una componente rotacional dominante, probablemente se acerca más a una forma de disco que a un esferoide pero la evidencia no es concluyente, esta región de gas y polvo ópticamente gruesa se iría transformando gradualmente en un toroide molecular denso y frío a la altura del ecuador del ANSM mientras que permanecería ópticamente delgada hacia la dirección del eje de rotación. La NLR es mucho mayor ($d \sim 10^2 pc$) y mucho menos densa ($n_e \sim 10^4 cm^{-3}$), su campo de velocidades presenta una contundente velocidad radial aunque no es claro si su forma es tipo disco o esferoide.

El toroide de gas molecular frío ópticamente grueso es una de las hipótesis fundamentales del Modelo Unificado (ver figura 1.2.2), el modelo más utilizado y aceptado a la fecha (2015), el cual propone que las diferencias entre los distintos tipos de AGN pueden ser explicadas simplemente por la orientación de los mismos respecto de la dirección de la visual, considerando que algunos objetos presentan fuerte emisión en radio y otros no y que pueden presentar distintos rangos de luminosidades (por ejemplo lo

que distingue a un quasar de una *Seyfert*, pero NO una *Seyfert* 1 de una 2). El objeto propuesto debe ser altamente anisotrópico si se quiere explicar la diferencia entre núcleos *Seyfert* 1 y 2 y esta anisotropía se logra a partir de un toroide de gas molecular que bloquea distinta cantidad de radiación proveniente de la fuente central dependiendo de la dirección de donde se lo esté observando.

La construcción del modelo unificado fue lenta y tuvo varios cambios, ya en la década de 1970 varios autores (Weedman, Penston, etc) hablaban de que una galaxia *Seyfert* parece ser esencialmente una galaxia espiral con un quasar en su núcleo. La versión actual del modelo fue descrita detalladamente por Antonucci en un trabajo de 1993 (Antonucci, 1993) donde destaca la figura del toroide como causante de las diferencias entre AGN y deja abiertas las preguntas sobre la diferencia entre los AGN con emisión en radio y los de débil emisión en radio y sobre por qué los primeros tienden a residir en galaxias elípticas y los segundos en galaxias espirales. Hoy en día estas preguntas aún no han llegado a tener respuesta satisfactoria.

Según el Modelo Unificado, muchas de las diferencias en los espectros de los distintos AGNs pueden ser explicados simplemente con consideraciones geométricas: supongamos un único núcleo AGN, si se lo observara desde una dirección perpendicular al plano del toroide se observaría directamente la radiación colimada del jet (si lo hubiera), ésta es tan intensa que diluye cualquier otra característica espectral y se observaría un núcleo tipo blazar, observando con una inclinación un poco mayor se alcanzan a ver tanto la BLR como la NLR y se tendría un objeto de tipo 1, es decir un núcleo *Seyfert* 1 o una radio-galaxia con líneas anchas si hubiera intensa emisión en radio. Si se sigue aumentando la inclinación de la dirección de la visual llega un momento en que el toroide bloquea completamente la radiación de la BLR y se puede observar solamente la NLR, en cuyo caso se tiene un objeto de tipo 2, es decir un núcleo *Seyfert* 2 o una radio-galaxia con líneas angostas.

En 1985 Miller & Antonucci midieron en un espectro de la galaxia NGC 1068 (*Seyfert* 2) líneas de Balmer (HI) con componente ancha en luz polarizada, evidenciando que en el núcleo de esta galaxia se oculta una genuina BLR. La luz de la BLR no es detectable en luz directa sino que llega a nosotros por dispersión producida en electrones en la NLR que desvían su camino y hacen posible su detección.

Las líneas angostas no presentan emisión en luz polarizada y por lo tanto se sabe que la NLR está siendo observada directamente. Alrededor de un 40% de las galaxias *Seyfert* 2 presentan emisión ancha en luz polarizada, y éstas coinciden justamente con los AGN cuya fuente central es más poderosa, evidenciando una correlación entre detectabilidad de la BLR y tasa de acreción del agujero negro.

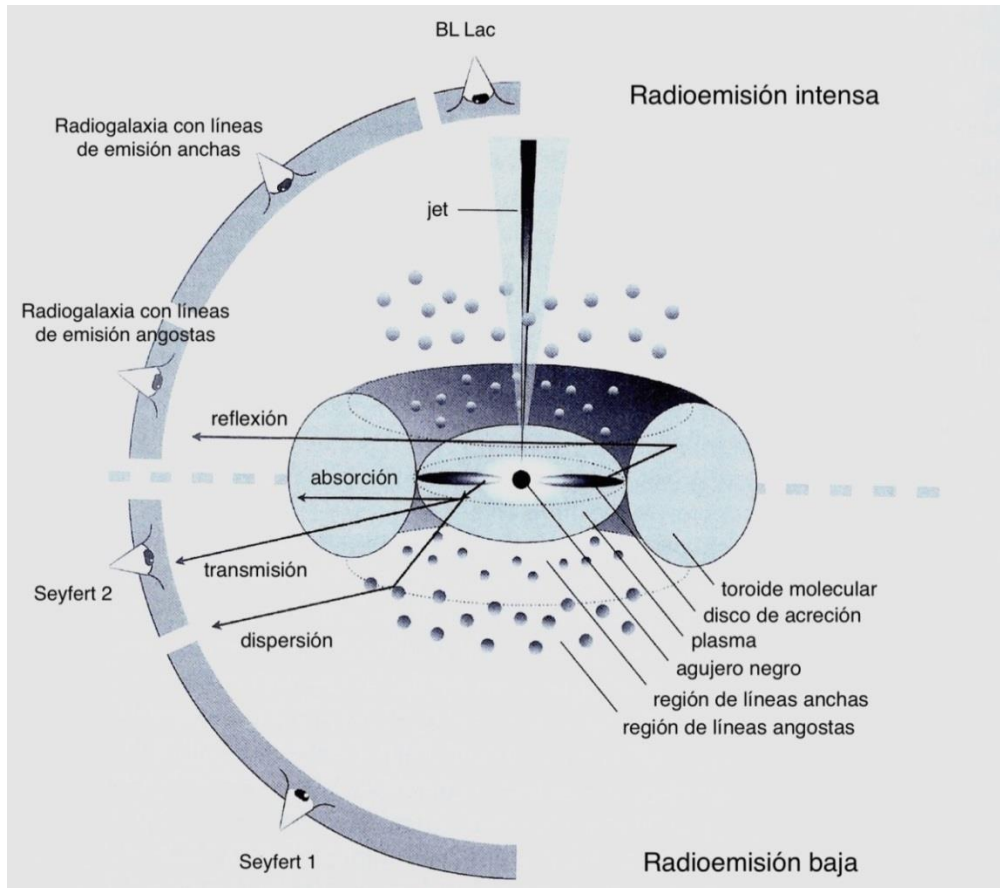


Figura 11: Representación del Modelo Unificado: un núcleo activo consiste en un ANSM acretando material, la radiación producida en el disco de acreción es bloqueada en mayor o menor proporción según la dirección desde la cual se lo observa por un toroide de gas molecular y polvo. Ésta es la principal causa de las diferencias entre los distintos tipos de AGN además del hecho de que algunos presentan *jets* en radio y otros no. La representación no está a escala, ya que no es posible debido a la enorme diferencia de tamaño entre el disco de acreción, la BLR y la NLR (varios ordenes de magnitud de diferencia). (Figura extraída de Beckmann, 2010)

Problemas en la unificación

El modelo unificado funciona bastante bien pero hay algunos resultados observacionales que no pueden ser explicados bajo la hipótesis de las diferencias basadas solamente en la orientación sino que requieren otros parámetros para ser reproducidas, es decir que es necesaria una complejización del modelo.

- BLR en núcleos *Seyfert 2*:

Como fue ya mencionado, sólo un 40% de las galaxias *Seyfert 2* presentan emisión de líneas anchas cuando se las observa en luz polarizada. Para explicar estas galaxias con ausencia de BLR es necesario asumir que la fuente central no es suficientemente poderosa para ionizar la BLR de manera que podamos observarla. El mismo razonamiento puede ser utilizado para explicar la ausencia de líneas de emisión en los blazares más débiles. Esto significa que la potencia de la fuente central juega un rol significativo en la unificación, es decir que se rompe la hipótesis de que todos los AGN poseen fuentes centrales iguales.

- Absorción en núcleos *Seyfert 2*:

Cuando se observan núcleos *Seyfert 2* en rayos X se está teniendo acceso a la región más central del núcleo, el disco de acreción, donde esta radiación altamente energética se genera. Por lo tanto, la radiación debe ser más absorbida por el medio gaseoso circundante. Sin embargo hay casos de núcleos de tipo 2, por ejemplo NGC 3147 y NGC 4698 (Pappa et al, 2001) que no presentan absorción en la banda de rayos X suaves. Estos casos pueden también ser explicados como fuentes que no están absorbidas sino que la ausencia de BLR es debido a la relativa debilidad de su fuente central.

Respecto a la absorción, se han detectado efectos importantes del MI de la galaxia huésped en estudios infrarrojos:

Riffel et al. (2008) encontraron dos núcleos de tipo 2, NCG 7674 y Mrk 993 que al ser observados en la banda del NIR presentan una componente ancha en las líneas permitidas (luz directa), sugiriendo que la absorción de la BLR está produciéndose en otras regiones de la galaxia que son transparentes al NIR, quitándole peso a la hipótesis del toroide molecular como único factor determinante entre tipos de AGN.

Goulding & Alexander (2008) estudian una muestra de espectros de galaxias *Seyfert* cercanas en la banda del MIR y encuentran que muchas galaxias clasificadas como inactivas en la banda óptica presentan fuertes evidencias de actividad AGN en el MIR. Ellos atribuyen esta diferencia de clasificación a la gran extinción que presenta el rango óptico en el MI de la galaxia huésped. Los autores concluyen que los relevamientos ópticos pierden aproximadamente la mitad de los núcleos activos. Esto podría generar conclusiones erróneas en las estadísticas y modelos generados a partir de ellos, por lo tanto es necesario completar los relevamientos con datos en otras bandas espectrales. (ver subsección “AGNs oscurecidos”).

- Absorción vs. Luminosidad:

En relevamientos en rayos-X de galaxias *Seyfert* se observa una anticorrelación entre la luminosidad y la absorción medida en densidad de columna de Hidrógeno NH, es decir que mayor cantidad de núcleos menos luminosos presentan gran absorción ($L_{20-100keV} = 10^{42} erg s^{-1} \rightarrow 65\%$ de los núcleos con $N_H > 10^{22} cm^{-2}$) mientras que una menor cantidad de núcleos más luminosos presentan esa cantidad de absorción ($L_{20-100keV} = 10^{45} erg s^{-1} \rightarrow 35\%$ de los núcleos con $N_H > 10^{22} cm^{-2}$)

Una explicación para esta tendencia fue propuesta por Lawrence (1991), en forma del modelo del “receding torus”, en éste escenario la radiación de la fuente central evapora el material cercano a $T \sim 1000$ K y por lo tanto el radio interno del toro será proporcional a la luminosidad. La anticorrelación se debe a que mientras mayor es el radio interno del toro, mayor es el ángulo de visión a través del cual se puede observar la BLR.

- Función de luminosidad:

La función de luminosidad para un tipo de galaxia es la cantidad de galaxias de ese tipo por intervalo de luminosidad y unidad de volumen. En el caso de las galaxias *Seyfert* de tipo 1 y 2 no es fácil obtener muestras completas por volumen en el rango óptico debido a la contaminación por galaxias LINERs y HII, por lo tanto es necesario construir la función de luminosidad utilizando la banda de los rayos-X. Dado que el modelo unificado no predice diferencias en luminosidad entre los dos tipos de *Seyfert*, se esperaría que éstos se distribuyan uniformemente a lo largo de todo el rango de luminosidades. En la realidad se encuentra que las *Seyfert* 1 tienden a dominar el extremo de altas luminosidades mientras que las *Seyfert* 2 son más numerosas en el extremo de baja luminosidad. Este resultado muestra que el parámetro luminosidad debe ser incluido en el modelo para lograr la unificación.

- Variabilidad:

Según las predicciones del modelo unificado, la variabilidad debería ser independiente del tipo de AGN. Sin embargo se observa en rayos-X, UV y óptico una anticorrelación entre variabilidad y luminosidad del AGN, es decir que los AGN más luminosos presentan menor variabilidad. Esto puede ser explicado si los AGN más luminosos son físicamente más grandes y por lo tanto presentan variabilidades de mayor período. Además, al ser más grandes, presentarían más regiones de *flaring* y

por lo tanto tendrían una menor amplitud en la variación. Este efecto se traduce en una anti-correlación entre variabilidad y masa del agujero negro central.

En base a estos resultados observacionales puede verse que el modelo unificado requiere la incorporación de algunos parámetros para seguir siendo válido. Estos parámetros podrían ser la masa del agujero negro, la luminosidad y la extinción intrínseca del MI de la galaxia huésped.

Otros estudios sobre las características de la materia absorbente que está bloqueando la radiación de la BLR en galaxias *Seyfert 2* van más allá y exigen modificaciones más radicales del modelo, proponiendo estructuras granuladas en el medio absorbente. Un ejemplo es el trabajo de Risaliti et al. (2002), ellos trabajaron con una muestra de 25 galaxias *Seyfert 2* y encontraron que el 90% muestra variaciones significativas en la densidad de columna medida en rayos-X. Esto no puede ser explicado mediante el modelo del toroide sino que requiere un medio absorbente granulado. La más extrema de estas galaxias cambiantes es la *Seyfert 1.8* NGC 1365, en rayos-X esta fuente cambia de ser un absorbente “Compton-thick” a uno “Compton-thin” y viceversa, en períodos del orden de meses.

En otro estudio, Ramos Almeida et al (2011) trabajaron con una muestra pequeña de galaxias *Seyfert 2* y concluyeron que los toros absorbentes en las galaxias *Seyfert 2* tienen un mayor factor de llenado, una menor profundidad óptica y presentan una estructura más granulada que aquellos en galaxias *Seyfert 1*.

Además, si asumimos que el medio absorbente no es homogéneo sino granulado, el hecho de observar una galaxia *Seyfert* de tipo 1 o 2 está dado por la probabilidad de que la luz de la BLR logre brillar a través de él. En este modelo, un objeto con pequeño ángulo de inclinación donde observáramos al disco del AGN de frente podría también aparecer como una *Seyfert 2*.

Naturaleza transitoria del fenómeno AGN

El fenómeno AGN es en el presente entendido como una fase transitoria que atraviesan las galaxias a lo largo de su evolución durante el cual el agujero negro que vive en el centro empieza a acretar materia circundante y el núcleo comienza a emitir los espectros anómalos descritos. Se piensa que una galaxia típica atraviesa aproximadamente 10 eventos AGN a lo largo de su vida y estos eventos están íntimamente relacionados con la evolución química, dinámica y morfológica de la galaxia ya que se encuentran correlaciones entre propiedades del agujero negro y propiedades del bulbo galáctico. (por ejemplo ver Gebhardt et al. 2000 y Ferrarese & Merritt, 2000)

Para que un ANSM mantenga su emisión es necesario que sea constantemente alimentado con material proveniente de regiones más externas. No está claro aún el mecanismo mediante el cual el

material galáctico puede pasar de escalas de distancia de los kiloparsec a escalas sub-parsec en el tiempo necesario para mantener en actividad el AGN y con prácticamente momento angular nulo. Se han propuesto varias hipótesis, pero ninguna es suficiente para explicar la diversidad de casos conocidos.

Relevamientos de alta calidad han revelado que una alta fracción de galaxias contienen AGNs de baja luminosidad, las líneas de emisión de un AGN débil son fácilmente confundidas con el continuo estelar y sus absorciones en espectros de baja calidad, por lo que han sido sistemáticamente no-identificados. Por el mismo efecto, muchas galaxias previamente clasificadas como *Seyfert 2*, LINER o HII muestran en espectros de mayor resolución componentes anchas en sus líneas permitidas revelando un núcleo *Seyfert 1* débil. Tal vez, aunque sea a niveles muy bajos de luminosidad, toda galaxia contenga un núcleo activo o pasando por un período de inactividad. Green & Ho (2007) estimaron que un AGN pasa el 99% de su vida en períodos de inactividad donde no hay acreción o la acreción no es radiativamente eficiente. Nuestra propia galaxia, la Vía Láctea, alberga un ANSM en la posición de la fuente de radio *Sgr** con una masa de $4 \times 10^6 M_{\odot}$ y una luminosidad de $L_{bol} = 10^{37} \text{ erg s}^{-1}$, debido a esto *Sgr** no sería detectable si estuviera en otra galaxia, ni siquiera en la más cercana, esta fuente podría haber atravesado períodos de mayor actividad en el pasado, de hecho algunos trabajos en la literatura presentan evidencias de actividad intensificada pero hasta la fecha no ha habido resultados concluyentes.

Sección 1.4: AGNs Oscurecidos

Los AGNs oscurecidos son objetos que presentan gran extinción en el óptico debido a la cantidad inusual de polvo en el MI de la galaxia huésped o a la alta inclinación de la galaxia (en este caso el AGN debe ser observado a través de todo el MI del disco galáctico). Debido a esto, los AGNs oscurecidos no presentan actividad nuclear en el óptico pero sí en otras bandas espectrales, como por ejemplo el infrarrojo. En esta subsección se presenta un resumen de un trabajo de A.D. Goulding y D.M. Alexander de 2009 que hemos tomado como antecedente y motivación para el estudio que realizamos de la galaxia NGC 6300. Los autores de dicho trabajo utilizaron datos de Spitzer en el MIR para realizar un censo completo de AGNs en el universo local y encontraron que en esta banda espectral se identifican el doble de AGNs que en la banda óptica.

Antecedentes:

1. Todas las galaxias masivas poseen ANSM en sus núcleos y deben haber experimentado un estado de actividad nuclear (AGN) en algún momento en los últimos ~ 13 Gyr (Kormendy & Richstone 1995; Magorrian et al. 1998; Gebhardt et al. 2000; etc).
2. Ho, Filippenko y Sargent (1997a,b) realizaron un relevamiento de todas las galaxias del hemisferio norte con $B_T \leq 12.5$ mag y las clasificaron de acuerdo a la intensidad relativa de sus líneas prohibidas y permitidas en el rango óptico, el resultado fue que el $\sim 10\%$ de las galaxias albergan un AGN.
3. Entre otros ejemplos, la galaxia Scd NGC 4945 es clasificada como una galaxia Starburst en el óptico y sin embargo claramente alberga un AGN al estudiarla mediante espectroscopia infrarroja (Spoon et al. 2000) y observaciones de rayos X (Iwasawa et al. 1993).
4. Utilizando como indicador de actividad AGN la línea de [Ne V] λ 14.32 μm , Satyapal et al. (2008) sugirieron que un gran número de galaxias Sc-Sm albergan núcleos activos que están ópticamente no-identificados.

Debido a su alto potencial de ionización (97.1 eV), la línea de emisión de [Ne V] λ 14.32, 24.32 μm sólo puede producirse bajo condiciones extremas y es por esto que es un claro indicador de la presencia de un AGN, y debido a su longitud de onda es altamente insensible a la extinción interestelar, haciéndola ideal para identificar AGNs en galaxias fuertemente oscurecidas.

Estos antecedentes llevan a los autores a realizar este censo para responder a la pregunta de por qué hay tantos AGN no-identificados en el óptico, es decir, qué factores hacen que un AGN no tenga evidencia de actividad nuclear en el óptico y sí en otras longitudes de onda.

La muestra con la que trabajaron fue seleccionada de manera de incluir todas las galaxias con $L_{IR} > 3 \times 10^9 L_\odot$ y distancias menores a 15 Mpc. El límite en luminosidad fue adoptado para excluir galaxias enanas o poco luminosas y el límite en distancias fue adoptado para excluir al cúmulo de Virgo y así asegurar representatividad de galaxias de campo. La muestra incluye 64 galaxias; el diagrama de

diagnóstico de cocientes de líneas óptico se muestra en la figura 1.4.1. En este diagrama se puede ver que sólo 7 de las 64 galaxias presentan inequívoca actividad nuclear de tipo Seyfert (~11%).

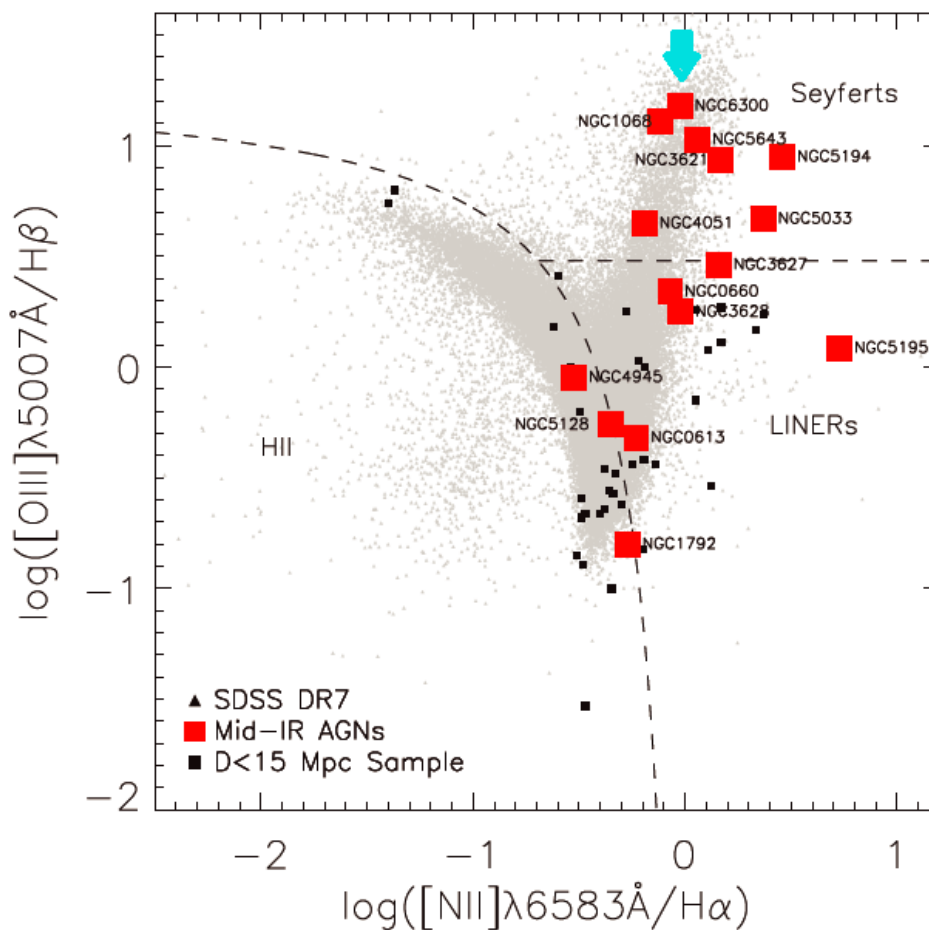


Figura 1.4.1: Diagrama de diagnóstico óptico para la muestra de galaxias del trabajo de Goulding & Alexander (2009). Con cuadrados rojos se muestran los AGNs identificados por ellos en la banda del MIR, y con cuadrados negros el resto de la muestra. Considerando las líneas divisorias de trazos se ve que sólo aproximadamente la mitad de los AGN identificados en el MIR muestran actividad nuclear en el óptico. La galaxia que presenta mayor excitación es NGC 6300, la galaxia estudiada en este Trabajo Especial.

En su análisis de espectros en el MIR, los autores encuentran la línea de [NeV] en 17 de las 64 galaxia. Esto representa ~22% de la muestra, el doble que lo encontrado a partir de relevamientos ópticos (ver regiones del diagrama del diagnóstico en la Fig 12). Para responder a la pregunta inicial, ellos proponen tres hipótesis para explicar esta discrepancia entre las clasificaciones:

1. Los AGN no identificados en el óptico son intrínsecamente menos luminosos

Para testear esta hipótesis los autores comparan las luminosidades de estos AGN (obtenidas a partir del flujo en [NeV] con luminosidades de un muestra de AGNs ópticamente identificados y encuentran a los AGNs ópticamente no-identificados con las mismas luminosidades de AGNs ópticamente identificados, en base a esto concluyen que esta no es la causa de la discrepancia entre las clasificaciones.

2. Los AGN no identificados en el óptico están dominados por formación estelar

Las marcas identificadoras de actividad nuclear podrían estar diluidas en el óptico por fuertes caracteres originados en una formación estelar intensificada. Los autores analizan esta posible hipótesis estudiando intensidades relativas de PAH (*Polycyclic Aromatic Hydrocarbons*) en la muestra completa de AGNs, los PAH son indicadores de intensa formación estelar. Encuentran que de hecho los AGN no identificados en el óptico tienden a estar dominados por formación estelar pero dado que la mitad de los AGN ópticamente identificados también lo están, concluyen que ésta no puede ser la causa de la falta de evidencias de actividad nuclear en los espectros ópticos para todos los nuevos AGNs de la muestra.

3. Los AGN no identificados en el óptico están fuertemente oscurecidos por polvo

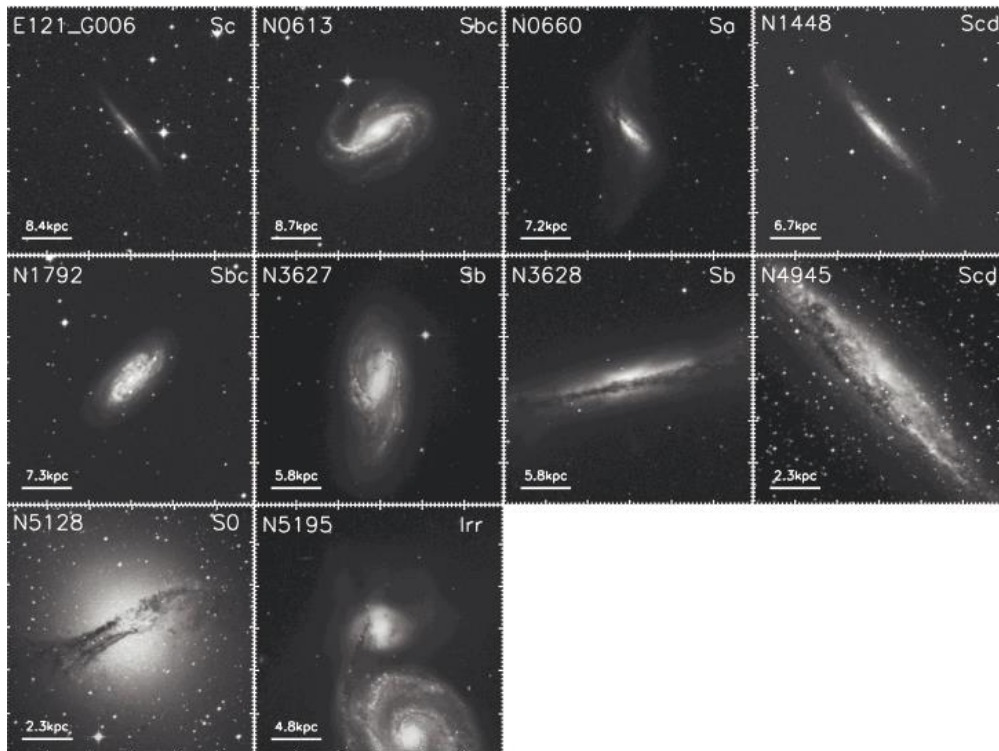
Para testear esta hipótesis los autores utilizan cocientes de líneas del Oxígeno. La línea [OIV] λ 25.89 μ m (MIR) es un indicador de la luminosidad AGN relativamente independiente de la extinción por polvo, en contraste la línea detectada en el óptico [OIII] λ 5007 \AA producida en la NLR de AGNs está sujeta a fuerte oscurecimiento por polvo. Por lo tanto la razón [OIV]/[OIII] es una buena indicación de la extinción por polvo en la galaxia huésped y analizando esta cantidad encuentran que todos los AGNs ópticamente no identificados salvo 3

presentan fuerte extinción, de hasta $A_V \sim 9 \text{ mag}$. Los 3 AGNs restantes son justamente los que presentan mayor formación estelar.

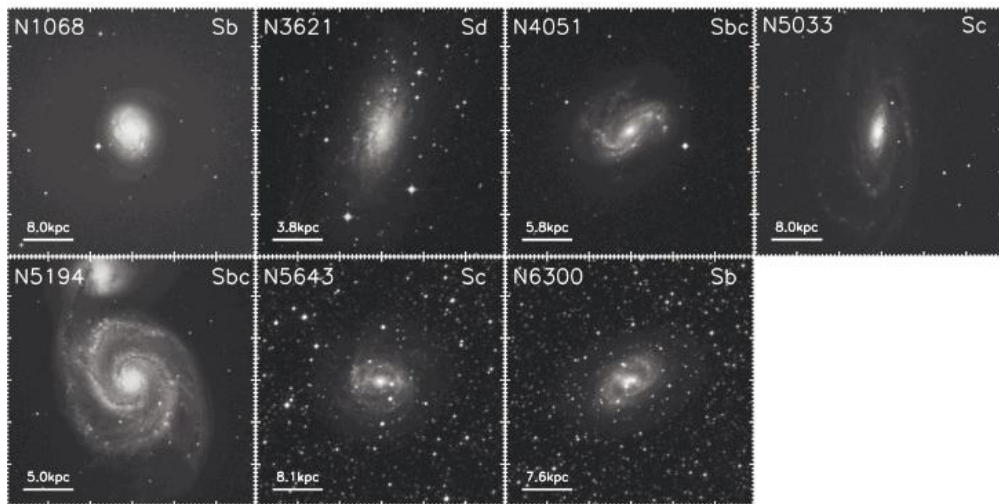
La fuerte extinción presente en los AGNs no identificados en el óptico podría deberse a la presencia de un toro de gas molecular y polvo, según predice el modelo unificado, o podría deberse a extinción en el MI de la galaxia huésped debido a alta inclinación o a la presencia de bandas de polvo. Los autores analizan estas posibilidades estudiando imágenes ópticas de toda su muestra de AGNs, como muestra la fig 1.4.2. y encuentran que $\sim 40\%$ de los AGNs no identificados en el óptico residen en galaxias altamente inclinadas y otro $\sim 40\%$ reside en galaxias que presentan fuertes bandas de polvo. En base a esto los autores concluyen que la extinción en el MI de la galaxia es el principal factor de oscurecimiento en estos AGNs. Por lo tanto, el oscurecimiento del núcleo que determina el tipo de actividad nuclear no sería necesariamente debido a un toroide de gas y polvo que rodea al agujero negro acrecante.

Bajo la luz de los resultados encontrados por Goulding & Alexander podemos suponer también que la actividad nuclear de un AGN ópticamente identificado podría ser mayor si lo observamos en un rango espectral menos oscurecido que el óptico como por ejemplo el infrarrojo. En tal rango espectral un AGN de tipo 2 podría presentar características de AGN de tipo 1 o de tipos intermedios como por ejemplo componentes anchas en los perfiles de las líneas permitidas, fortaleciendo así la hipótesis de que una fuerte extinción en el MI de la galaxia huésped podría ser responsable (tal vez en parte) del hecho que la BLR sea observable o no.

En el marco de estos antecedentes se presentan en este Trabajo Final observaciones espectroscópicas en la banda NIR de la galaxia NGC 6300 (ver capítulo 4). La espectroscopía fue realizada con el instrumento Flamingos-2 (F2) de Gemini Sur, el presentan alta resolución espacial permitiendo así el acceso a la región nuclear de la galaxia.



(a)



(b)

Figura 1.4.2: Imágenes ópticas de las galaxias de la muestra de Goulding & Alexander. (a) galaxias que hospedan un AGN no identificado en el óptico, notar que la mayoría de estas galaxias están altamente inclinadas o presentan fuerte presencia de polvo. (b) galaxias que hospedan AGNs identificados en el óptico, notar que estas galaxias están todas prácticamente de frente.

Referencias:

Van der Laan, T. P. R. et al., 2013, A&A 560, 99

Osterbroock, 2006 “Astrophysics of Gaseous Nebulae”

Osterbroock, D., Ferland, G., 2006, “Astrophysics of Gaseous Nebulae and Active Galactic Nuclei”, 2nd. ed., University Science Books.

Antonucci, Robert, 1993, ARA&A 31, 473

Beckmann, V., Shrader C., 2010, “Active Galactic Nuclei”., WILEY-VCH.

Antonucci, R. R. J. & Miller, J. S., 1985, ApJ 297, 621

Pappa, A, et al., 2001, MNRAS.326, 995

Riffel, R.; Rodríguez-Ardila, A.; Pastoriza, M. G., 2006, A&A, 457, 61

Goulding, A. D.; Alexander, D. M., 2009, MNRAS, 398, 1165

Risaliti, G. et al., 2002, ApJ, 571, 34

Ramos Almeida, C., et al., 2011, ApJ, 731, 92

Gebhardt, Karl, et al., 2000, ApJ, 539, 13

Ferrarese, Laura & Merritt, David, 2000, ApJ, 539, 9

Capítulo 2: El infrarrojo

En el capítulo 1 se vio que los núcleos AGNs pueden estar fuertemente extinguidos por el MI de la galaxia huésped. Esto presenta complicaciones a la hora de identificar y caracterizar la emisión AGN en la banda óptica, por lo que es de suma importancia realizar observaciones de estos objetos en bandas espectrales menos extinguidas, como por ejemplo el infrarrojo (IR).

En las primeras dos secciones de este capítulo se caracterizará y definirá la banda infrarroja y se resumirá brevemente la historia de su descubrimiento y las aplicaciones que actualmente se encuentran tanto en el área astronómica como en la civil y militar. En las últimas dos secciones se describirán dos factores muy importantes a la hora de observar en el infrarrojo: el hecho de que la atmósfera terrestre absorbe selectivamente esta radiación y el hecho de que tanto la atmósfera como varias fuentes extraterrestres emiten luz infrarroja que diluye la detección del objeto astronómico de interés. Para una descripción más extensa sobre la observación en el IR dirigirse al texto de L. Viktor Tóth et al. (2013).

Sección 2.1: Definición y características del IR

El IR es la banda espectral que se encuentra contigua al óptico y hacia longitudes de onda más grandes (figura 2.1.1), cubre el rango espectral entre 1 y 350 μm aproximadamente, aunque su definición exacta varía de autor a autor. Junto con el óptico y las ondas de radio es una de las bandas que pueden ser detectadas desde tierra ya que la atmósfera presenta ventanas de transmisión.

El IR puede definirse a partir de la técnica que se usa para observarlo. La eficiencia cuántica de las foto-emulsiones típicas es similar al ojo humano. Sin embargo, las placas fotográficas sensibles al infrarrojo eran sensibles hasta $\sim 1 \mu\text{m}$. No se puede usar ninguna de las tecnologías de la banda visible como CCDs, fotografía y fotocátodos más allá de $\lambda > 1.1 \mu\text{m}$; esta longitud de onda puede ser considerada un borde inferior para la banda infrarroja. El fin de la banda IR está de nuevo tecnológicamente definido: es la longitud de onda de $\sim 350 \mu\text{m}$ donde las técnicas de radio empiezan a ser utilizadas abandonando el “estilo óptico” que predomina en la banda IR y a partir de aquí la luz tiende a considerarse como ondas en vez de como fotones incidentes. La región de 0.35 mm a 1mm se conoce como la región sub-milimétrica y se suele considerar una subdivisión de la radio-astronomía.

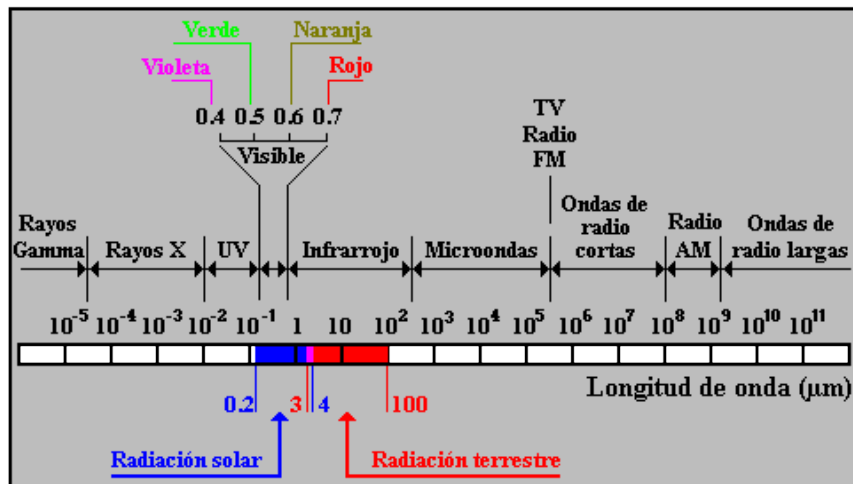


Figura 2.1.1: Posición de la banda infrarroja en el espectro electromagnético. El IR se extiende desde el borde inferior del óptico en $\sim 1 \mu\text{m}$ hasta que empieza la región del sub-mm (radio) en $\sim 350\mu\text{m}$. Figura extraída de <http://www.proteccioncivil.org/catalogo/carpeta02/carpeta24/vademecum12/vdm031.htm>

Generalmente, el rango infrarrojo se divide en tres regiones: infrarrojo cercano (NIR por Near InfraRed), infrarrojo medio (MIR por Mid InfraRed) e infrarrojo lejano (FIR por Far InfraRed). En la tabla 2.1.1 se muestran los rangos en longitud de onda correspondientes a cada sub-banda, aquí los límites de cada sub-banda tampoco están completamente definidos y sus valores dependerán del autor. Notar que en esta región espectral no se utiliza la unidad generalmente usada en el óptico (el angstrom, \AA), sino que se recurre a la unidad del micrómetro (μm) ya que es más adecuada para describir las longitudes de onda involucradas. Un micrómetro equivale a 10000 angstroms.

Como ya se mencionó al principio de este capítulo, la ventaja que posee el IR respecto del óptico en el estudio de los núcleos activos es la relativa baja extinción que presenta para profundidades ópticas bajas. La extinción decrece con la longitud de onda, por lo que para la banda K por ejemplo, la extinción es diez veces menor a la que se tiene para la banda V del óptico. En la tabla 2.1.2 se presentan los valores de extinción relativos al V para las bandas del NIR J, H y K.

Región espectral	Rango en λ [μm]	Rango de temperatura	Lo que se ve
NIR	1 a 5	$\sim 3000\text{-}5200$ a 740 K	Estrellas frías rojas Gigantes rojas El polvo es transparente
MIR	5 a $\sim 25\text{-}40$	740 a $\sim 92\text{-}140$ K	Planetas, cometas y asteriodes, polvo calentado por luz estelar y discos protoplanetarios.
FIR	$25\text{-}40$ a $\sim 200\text{-}350$	$92\text{-}140$ a $\sim 10\text{-}18$ K	Emisión de polvo frío, regiones centrales de galaxias y nubes moleculares muy frías.

Tabla 2.1.1: Subdivisiones del IR, cada una es sensible a un rango de temperatura y por lo tanto los objetos astronómicos que se pueden observar en cada una son diferentes. (Tabla extraída de <http://legacy.spitzer.caltech.edu/espanol/edu/ir/regions/irregions.html>)

Banda	Extinción relativa al V
J ($\lambda_c = 1.255\mu\text{m}$)	$0.28 A_V$
H ($\lambda_c = 1.631\mu\text{m}$)	$0.18 A_V$
K ($\lambda_c = 2.157\mu\text{m}$)	$0.11 A_V$

Tabla 2.1.2: Extinción relativa al a la banda óptica V para las bandas del NIR J, H y K.

Sin embargo, para profundidades ópticas grandes en el medio MI, el IR proporciona detallados mapas de la estructura del polvo ya que este componente del MI suele encontrarse a temperaturas cuyo máximo de emisión se da en las bandas del MIR y FIR. En la figura 2.1.2 se muestran dos imágenes de la galaxia Andrómeda, una en el óptico y otra en el infrarrojo (bandas de 24 , 70 y $160 \mu\text{m}$ de Spitzer). En la imagen infrarroja se puede apreciar con gran detalle la morfología del polvo en la galaxia.

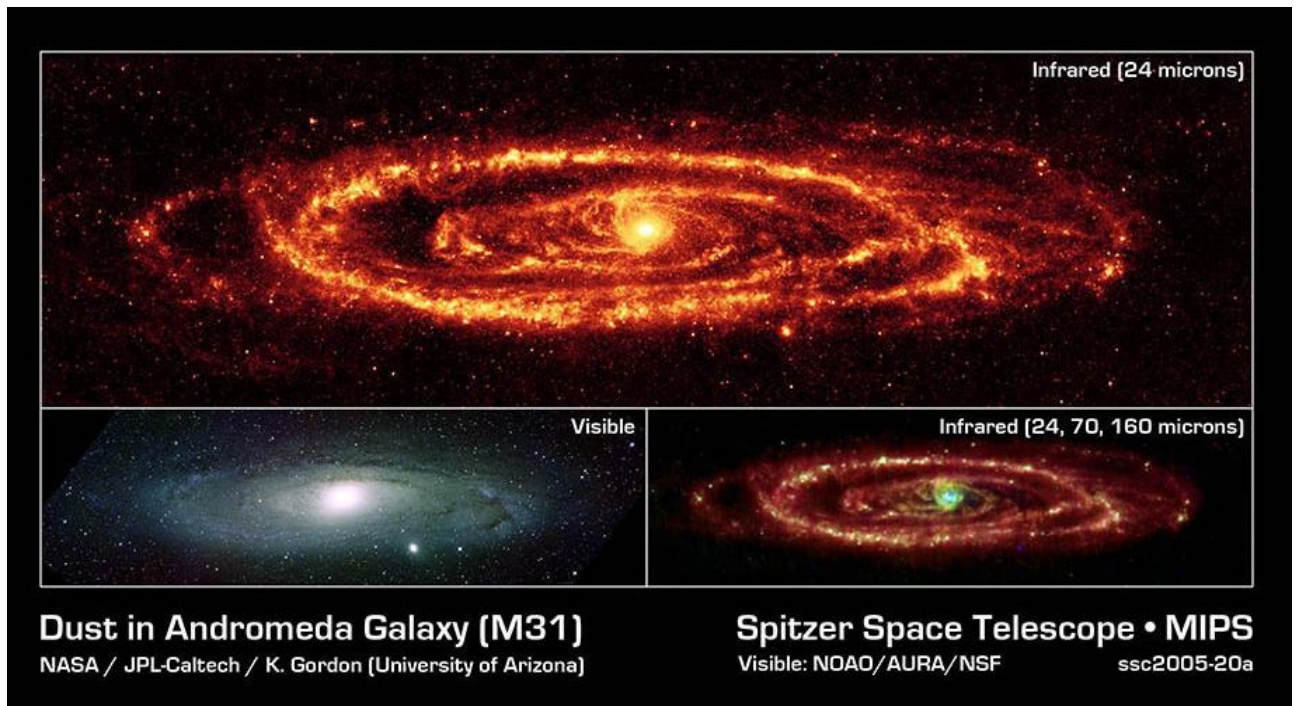


Figura 2.1.2: La galaxia Andrómeda vista en distintas bandas espectrales. Abajo a la izquierda una imagen óptica muestra principalmente la contribución de la luz estelar joven mientras que en la banda de $24\mu\text{m}$ de Spitzer (arriba) se observa principalmente radiación proveniente del polvo interestelar . Abajo a la derecha se muestra una composición de las tres bandas infrarrojas de Spitzer en 24, 70 y $260\mu\text{m}$.

Sección 2.2: Descubrimiento y aplicaciones del IR

El descubrimiento de la radiación infrarroja se debe a Frederick Willam Herschel (1738-1822) quien fuera un fabricante de telescopios que junto a su hermana Caroline realizó extensos catálogos astronómicos. Además en 1781 descubrió el planeta Urano, el primer planeta descubierto desde la antigüedad.

Para estudiar cómo los rayos solares llevan calor Herschel realizó un experimento en el año 1800 en el cual midió con termómetros el calor transportado por los diferentes colores de un espectro solar generado con un prisma. Además colocó termómetros en distintos lugares de la habitación para llevar un cuidadoso control de la temperatura ambiental, en particular colocó un termómetro a la derecha del espectro, por debajo del color rojo. Cuando fue a medir las temperaturas en cada termómetro observó

que éstas aumentaban a medida que los colores cambiaban al rojo y que la temperatura en el termómetro de color contiguo presentaba una temperatura aún mayor, de esto dedujo correctamente que debía existir una radiación invisible para el ojo humano cuya longitud de onda sea mayor que la del color rojo y la llamó “rayos caloríficos”.

Las observaciones astronómicas requieren gran resolución angular, sensibilidad y un muy bajo nivel de ruido. Esto genera restricciones sobre los sistemas ópticos, las técnicas de detección y la electrónica disparando continuos avances en la tecnología infrarroja, estos avances son aprovechados por el uso del infrarrojo en distintas disciplinas y aplicaciones civiles y militares como por ejemplo en cámaras de visión nocturna, determinación del balance energético de una construcción, comunicación encriptada en la atmósfera (láseres infrarrojos), análisis de materiales y control de calidad en industria, diagnósticos y tratamientos médicos, etc.

En astronomía, el uso de la región infrarroja está hoy en día extendido desde el estudio de las atmosferas planetarias (por sus temperaturas) hasta los confines del universo (ya que para los objetos más lejanos la emisión óptica de las estrellas está desplazada hacia longitudes de onda más largas).

Sección 2.3: Transmisión atmosférica

A la hora de realizar observaciones en el rango infrarrojo es esencial tener en cuenta que si bien los objetos astronómicos emiten radiación electromagnética en todas las longitudes de onda este espectro no es enteramente observable desde la superficie de la Tierra. La mayoría del espectro electromagnético es absorbido o bloqueado en la atmosfera. En la figura 2.3.1 se muestra la transmisión atmosférica para todas las longitudes de onda: la radiación más energética que llega en forma de rayos X, rayos γ y radiación UV es completamente bloqueada al igual que la radiación infrarroja MIR y FIR y la cola de baja energía de las ondas de radio. En la región del visible (óptico) y una porción del rango de radio la atmósfera es transparente y en la región del NIR solo algunas porciones logran atravesarla.

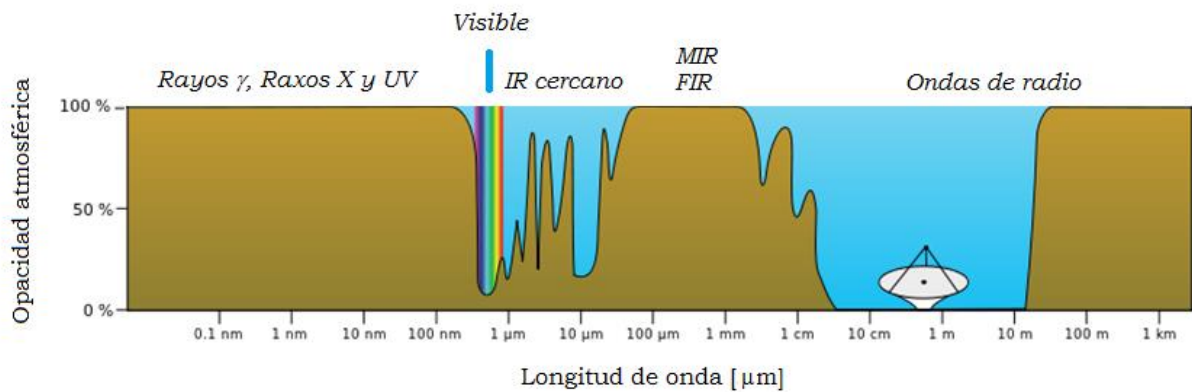


Figura 2.3.1: Representación de la transmisión atmosférica a lo largo de todo el espectro electromagnético. La atmósfera solo permite que llegue a la superficie terrestre la luz visible (u óptica) y una parte de las ondas de radio y en la región del IR permite el paso de algunas bandas angostas. Notar lo irregular que es la transmisión en esa parte del espectro.

La mayoría de la luz infrarroja es absorbida por vapor de agua y dióxido de carbono presentes en la atmósfera de la Tierra. En el IR cercano existen algunas bandas donde la absorción no es tan intensa, sólo a través de esas ventanas la luz infrarroja puede llegar a la superficie terrestre y aun así estará afectada por una función de transmisión dependiente de la longitud de onda que introduce mucho ruido en la señal. En la figura 2.3.2 se muestran ejemplos de transmisión atmosférica en varios rangos del IR, todas modeladas para Mauna Kea (Hawaii) a partir del *software* ATRAN (NASA). Se puede apreciar cómo la transmisión atmosférica se reduce y se vuelve más ruidosa a medida que aumenta la longitud de onda.

Las mejores ventanas para observar el IR están dadas por una combinación de gran transparencia de la atmósfera y poca emisión de la misma en esas longitudes de onda y están ubicadas debajo de los 4 micrómetros (NIR). Las bandas tradicionales en el NIR son las Y, J, H, K. Estas bandas están ubicadas de manera que aprovechan al máximo las regiones más transparentes del NIR (ver figura 2.3.3).

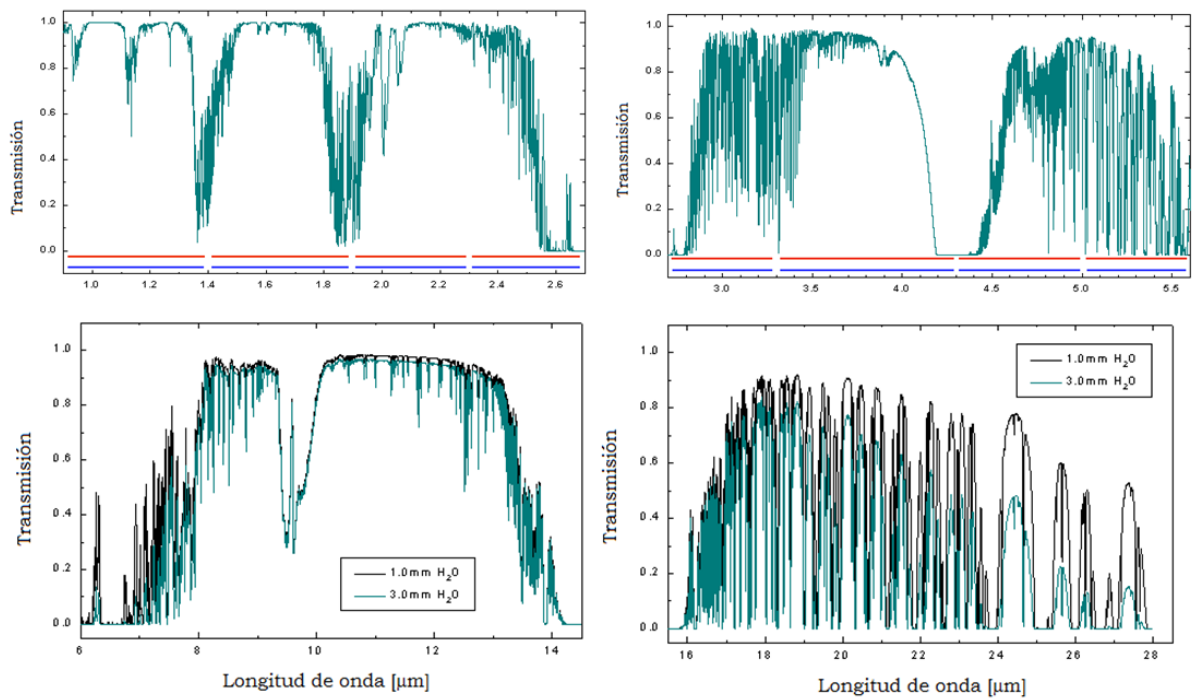


Figura 2.3.2: Transmisión atmosférica para distintos rangos espectrales del IR, la transmisión disminuye y se hace más ruidosa a medida que crece la longitud de onda. Figura adaptada de <http://gemini.edu/>)

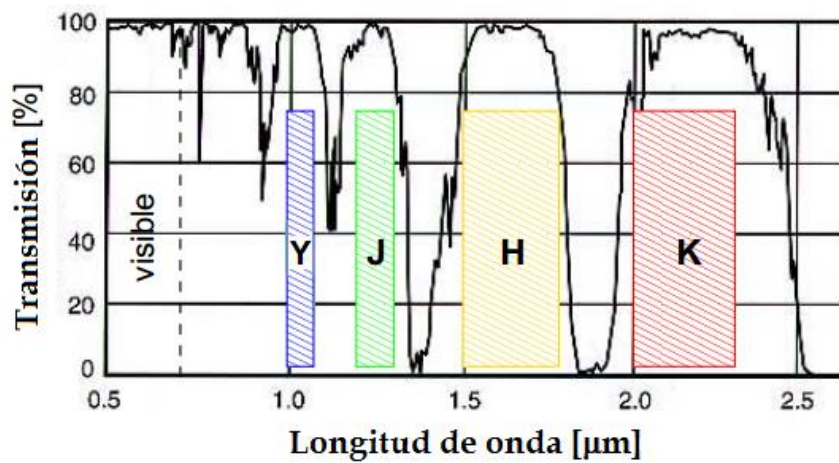


Figura 2.3.2: Posiciones de los filtros tradicionales del NIR Y, J, H y K. La longitud de onda central y el ancho de cada uno se especifican en la tabla TT para el caso de Flamingos-2.

La transmisión atmosférica es distinta para distintos sitios sobre la superficie terrestre, ya que pueden variar la cantidad de moléculas en la atmósfera y el estado en el que éstas se encuentran debido a diferencias de temperatura, presión, etc. Los sitios ideales para las observaciones infrarrojas son aquellos con bajos contenidos de vapor, CO_2 y O_2 en la atmósfera. En general estas condiciones se encuentran en las cimas de las montañas frías y secas, y en la Antártida. Esto se debe a que el contenido de vapor de agua de la atmósfera varía fuertemente con la temperatura, y ya que la temperatura cae abruptamente con la altura en la tropósfera, la profundidad de escala H_w es mucho menor que, por ejemplo, la de la presión del aire. La densidad numérica de las moléculas de agua a una altura z es $n_w(z)$:

$$n_w(z) = n(z_0) \exp\left(\frac{z - z_0}{H_w}\right)$$

donde $n(z_0)$ es la densidad de el vapor de agua en la superficie. El contenido de vapor de agua en la atmósfera es entonces sensible a la altitud del observatorio y es por esto que la mayoría de los telescopios infrarrojos con base en tierra están en sitios altos y secos. Sin embargo la atmósfera bloquea toda la radiación infrarroja más allá de $20\mu m$ por lo que las observaciones en el rango del FIR sólo pueden ser realizadas desde el espacio.

Notar que en el caso de los espectros, las absorciones atmosféricas generan ruido en la dirección espectral modificando los perfiles del continuo y de las líneas pero no afectarán la forma original de los perfiles espaciales ya que afectan a todos los pixeles de una fila en la misma medida (salvo ruido aleatorio) y por lo tanto sólo generarán disminución de la intensidad en esta dirección.

Sección 2.4: Radiación de fondo

Además de la transmisión atmosférica dependiente de la longitud de onda, el IR tiene otra fuente de ruido muy importante: la radiación de fondo, es decir luz proveniente de otras fuentes astronómicas que diluye o enmascara la radiación proveniente del objeto astronómico que se desea observar. Hay varios elementos que contribuyen a la radiación de fondo:

- Emisión por partículas de la atmósfera: iones, moléculas, luminiscencia y emisión de objetos terrestres y la Tierra misma.
- Estrellas débiles de la Vía Láctea.
- Luz zodiacal y el brillo de cuerpos menores del Sistema Solar que brillan en el IR.
- Emisión cuasi-térmica de nubes de polvo galácticas.
- Luz no resuelta de galaxias distantes, especialmente galaxias con formación estelar activa.
- La parte FIR del Fondo Cósmico de Microondas (CMB por sus siglas en inglés).

La segunda y la quinta fuente consisten en emisión débil no resuelta proveniente de galaxias o estrellas débiles que se encuentran en el mismo campo que el objeto de estudio. El resto de las fuentes son un poco más complejas y por ello se detallan a continuación:

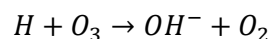
1. Radiación atmosférica y terrestre:

La atmósfera de la Tierra radia fuertemente en el IR, por debajo de los $2\mu m$ se debe principalmente a luz afectada por dispersión de Rayleigh proveniente de la Luna y las estrellas. En longitudes de onda más alta domina la emisión térmica de la atmósfera calentada por el Sol durante el día. Además, las fuentes terrestres a una temperatura promedio de $T\sim 300$ K tienen su pico de emisión en $9\mu m$. El telescopio mismo constituye una fuente de emisión infrarroja de la que los detectores deben ser cuidadosamente escudados (ver el caso de F2 en el capítulo 3).

La emisión de radiación por átomos y moléculas se denomina luminiscencia atmosférica (Airglow) y es la fuente dominante en las bandas J, H y K del NIR. Esta radiación altamente variable presenta su pico de emisión en $3\mu m$. La luminiscencia atmosférica se produce debido a la excitación producida por radiación UV proveniente del Sol en los átomos y moléculas que se encuentran en la región más alta de la atmósfera.

Hay varias fuentes de luminiscencia: foto-disociación, reacciones químicas y colisiones atómicas o moleculares. Además puede producirse por transiciones rotacionales (por ejemplo en los $17\mu m$ por vapor de agua) o por transiciones electrónicas (por ejemplo en 1.2 y $1.5\mu m$ por O_2) y transiciones vibracional-rotacional en el estado fundamental de las moléculas. Incluye emisión de OH , CO_2 , O_3 , NO y H_2O . El brillo de la Tierra sólo puede excitar los niveles energéticos de las moléculas activas en el IR mientras que el Sol juega un rol importante en excitar los niveles de mayor energía.

Otra fuente importante de luminiscencia es el radical de hidroxyl OH^- , y aparece en el espectro como las bandas de Meinel entre 0.6 y $2.6\mu m$. En la figura 2.4.1 se muestra un ejemplo de espectro de emisión de OH^- . La reacción química detrás de esta excitación es:



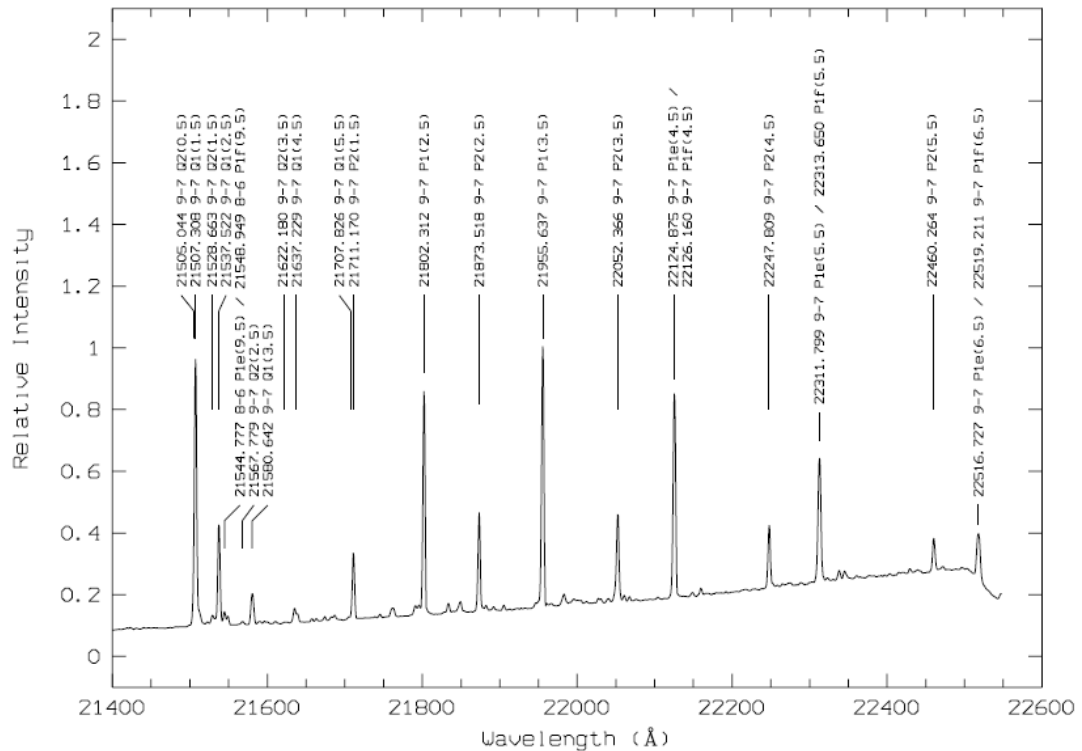


Figura 2.4.1: Espectro de emisión del radical hidroxil OH^- para Cerro Paranal en el rango espectral 21400–22550 Å. (Figura extraída de Rousselot et al. 2000)

La capa de oxígeno molecular (O_2) que emite su pico de intensidad a una altura de 95 km es otro fuerte contribuyente a la luminiscencia sumada a las capas de sodio, hierro, potasio y calcio. La altura de la emisión de luminiscencia es alrededor de 85-100 km y afecta a todos los sitios terrestres.

Las líneas y bandas producidas por la luminiscencia en el IR son numerosas y su intensidad es altamente variable en el espacio y el tiempo, con cuasi-períodos de ~10 km y ~10min.

Estas intensas líneas espectrales pueden ser utilizadas para calibrar los espectros IR ya que sus longitudes de onda son conocidas y presentan en general buena relación S/N .

2. Luz zodiacal:

El término luz zodiacal se refiere al brillo débil y difuso que puede ser observado en las cercanías del Sol luego del atardecer o antes del amanecer. Afecta las bandas del óptico, el

UV y el NIR y se debe a la luz del sol dispersada por partículas de polvo en el Sistema Solar interior.

La emisión zodiacal está dominada por la emisión térmica $\sim 270\text{K}$ de las partículas sólidas que son originadas por cometas, colisiones de asteroides y por polvo interestelar. La nube formada por estas partículas se denomina *Nube de Polvo Interplanetaria*. La distribución de esta nube no es uniforme, contiene regiones más densas debidas a asteroides y cometas. Su masa total es solamente $\sim 10^{16} - 10^{17} \text{kg}$ (esto es 30-500 veces la masa del cometa Halley) pero domina el brillo del cielo en IR entre 3 y $70 \mu\text{m}$. Las partículas de polvo caen en forma espiral lentamente hacia el Sol y por lo tanto es necesaria una producción constante de polvo para mantener la nube interplanetaria.

3. Emisión de nubes galácticas (galactic cirrus):

La emisión de nubes galácticas fue descubierta por el satélite IRAS en 1984 y fue nombrada “cirrus emission” por el parecido a las nubes del mismo nombre que se producen en la atmósfera terrestre. La estructura de esta emisión posee forma fractal y es la fuente dominante de radiación de fondo en todo el cielo para longitudes de onda $> 60 \mu\text{m}$. Esta emisión no está correlacionada con el plano de la Vía Láctea, proviene del polvo en nubes de baja densidad de HI en la galaxia con una temperatura de $\sim 18 \text{K}$.

4. El CMB (Cosmic Microwave Background)

Se trata de una radiación de cuerpo negro con pico en 2.73K . Es la radiación más lejana y antigua que puede observarse y es una de las evidencias más fuertes en la teoría del Big Bang. En la región del FIR, el CMB constituye el mayor contribuyente al ruido de fondo. (Recordar que el FIR sólo es observable desde telescopios satelitales ya que la atmósfera lo bloquea completamente).

En el capítulo 3 se abordarán las diversas estrategias que pueden adoptarse para minimizar los efectos de la transmisión selectiva y la emisión atmosférica, en particular para el caso del instrumento Flamingos-2 del telescopio Gemini Sur.

Referencias:

Tóth V., Zahorecz S., Kiss C., 2013, “Infrared Astronomy”, Eötvös Loránd University.

<http://www.spitzer.caltech.edu/>

<http://gemini.edu>

Rousselot, P, et al., 2000, A&A,354, 1134

Capítulo 3: Observaciones con Flamings-2

Sección 3.1. El proceso de detección

Una detección astronómica es un proceso complejo a partir del cual se obtiene una señal que caracteriza a una fuente, sin embargo, ésta caracterización no es directa ya que durante el proceso de detección intervienen factores que modifican la información proveniente de los fotones.

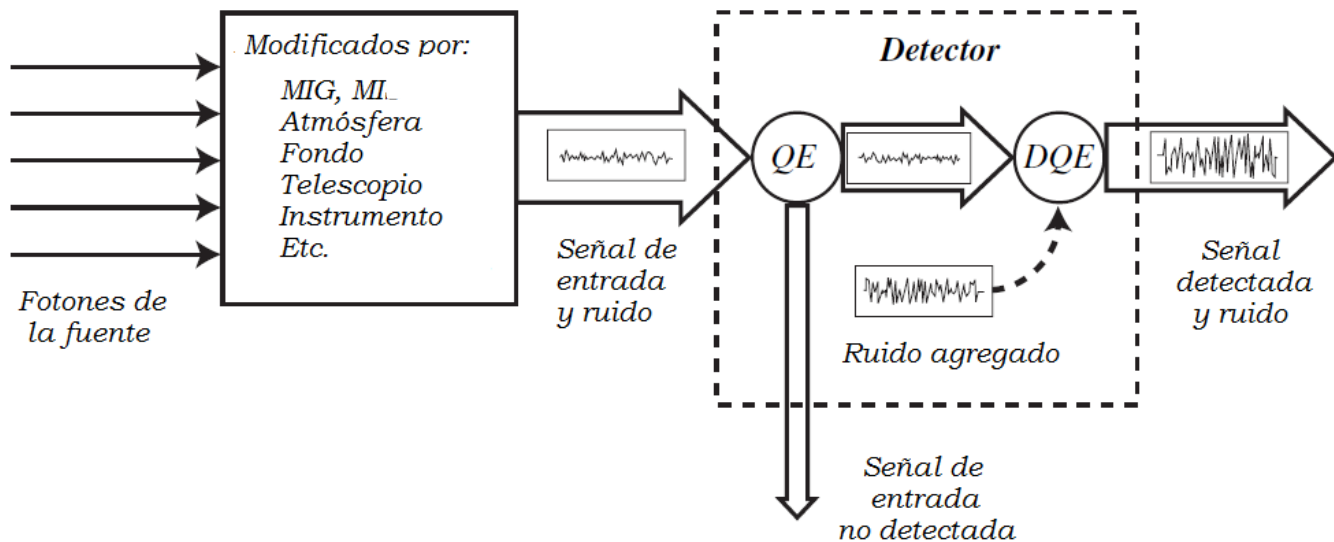


Figura 3.1.1: Representación esquemática del proceso de detección. A la izquierda se encuentran los fotones que son emitidos por la fuente, a la derecha la señal detectada, y en el medio se detallan las fuentes de ruido que modifican la señal. Las siglas MIG corresponden a Medio Intergaláctico. (Figura adaptada de Chromey, 2010).

Se pueden separar los factores que modificarán la señal en dos partes:

1. **Fuera del detector:**

Incluso antes de alcanzar el detector, los fotones provenientes de la fuente se ven afectados por absorciones, emisiones y modificaciones producidas en los medios que atraviesan:

- El medio intergaláctico (MIG)
- El medio interestelar (MI)
- La atmósfera terrestre
- El telescopio y su sistema óptico

Las primeras tres fueron descritas en el capítulo 2 para el caso específico del IR, mientras que el cuarto ítem involucra emisiones del propio sistema telescopio-óptica y aberraciones que puedan producirse en el mismo. Además algunas modificaciones son impuestas intencionalmente con el fin de obtener alguna información específica proveniente del haz de fotones, como por ejemplo las producidas por filtros, ranuras y elementos de dispersión o polarizadores, la manera en que éstos elementos actúan sobre la luz también debe ser tenida en cuenta a la hora de interpretar la señal.

2. **En el detector:**

Una vez que los fotones llegan al detector también sufrirán modificaciones debido a ineficiencias, imperfecciones y malos funcionamientos del mismo, conociendo el funcionamiento del sistema telescopio + detector en fuentes astronómicas estándares o con el obturador del telescopio cerrado es posible cuantificar estas modificaciones (ruido) y compensarlas en la señal obtenida.

- Corriente de oscuridad
- Ruido de lectura (bias)
- Diferencias en la respuesta pixel-a-pixel
- Impactos de rayos cósmicos

Los detectores astronómicos no son todos iguales y dependiendo del objetivo científico será más o menos útil un detector que otro. Empezando por la región espectral que se desee estudiar, los

detectores presentan tecnologías muy diferentes dependiendo de la frecuencia de la radiación a la que son sensibles y representan desafíos tecnológicos que cambian constantemente en función de los requerimientos de la comunidad astronómica. Un detector puede entenderse como un sistema físico que cambia alguna/s de sus propiedades ante la incidencia de radiación electromagnética, la detección en si misma es la medición y cuantificación de éste cambio en el detector (señal) y que eventualmente podrá ser relacionada con la fuente astronómica de donde proviene la radiación.

Sección 3.2: El instrumento: Flamingos-2

Flamingos-2 (F2) (Eikenberry et al. 2008, Díaz et al. 2013) es un instrumento que opera en el telescopio Gemini Sur y fue diseñado para la detección infrarroja (NIR) en tres modos de observación: imagen, espectroscopia de ranura larga y espectroscopia multiobjeto. Para los tres modos cuenta con los 4 filtros tradicionales del NIR Y, J, H y Ks, el Jlow que es una extensión del filtro J y dos filtros de banda ancha JH y HK. Las longitudes de onda centrales para cada filtro y los anchos de banda se detallan en la tabla 3.1.1

Filtro	λ central [μm]	Ancho de banda [nm]
Y	1.020	89.4
J	1.255	151
H	1.631	274
K	2.157	318
Jlow	1.222	132
JH	1.390	720
HK	1.871	1067

Tabla 3.2.1: Filtros disponibles para utilizar en Flamingos-2 con sus longitudes de onda centrales y anchos de banda.

En el modo espectroscopia pueden utilizarse 6 ranuras de anchos distintos: 1, 2, 3,4,6 y 8 pixeles. Los elementos dispersores que utiliza F2 son grismas, dos de resolución moderada llamados HK y JH que se usan en combinación con los filtros de banda ancha y dan resoluciones nominales de $R \sim 1250$ y uno de mayor resolución llamado R3K que puede utilizarse con cualquiera de los filtros de banda angosta y da resoluciones nominales de $R \sim 3200$ en el centro de cada rango espectral.

Flamingos-2 (F2) cuenta con un detector infrarrojo de HgCdTe, modelo Hawaii-2 fabricado por la compañía Teledyne. El detector es del tipo CMOS, cuya principal diferencia con los dispositivos de acople de carga (CCDs) usados en el óptico, es que en vez de desplazar los fotoelectrones durante la lectura, se mide directamente la diferencia de potencial provocada por la acumulación de carga en cada pixel. Esto permite que la carga de fotoelectrones acumulada por exposición a la luz infrarroja, y al calor mismo del material, pueda ser leída múltiples veces. Si bien los detectores infrarrojos son más ruidosos y relativamente menos sensibles que los ópticos, la posibilidad de leerlos múltiples veces permite disminuir el ruido de lectura (proporcionalmente a la raíz cuadrada del número de lecturas). En el comisionado de F2 se determinó que la mejor temperatura de operación, como compromiso entre la corriente de oscuridad (disminuye con T) y la eficiencia cuántica (aumenta con T), es de 80,0 K. Esta es la temperatura de operación del detector en este momento, la cual se mantiene con un complejo sistema criogénico de helio.

En el momento de tomar nuestros espectros, el detector se operó únicamente en el modo de doble muestreo correlacionado (CDS), es decir se realizan dos lecturas, una antes de comenzar la exposición y otra después, y lo que se graba en el archivo FITS final es la diferencia entre ambas lecturas. Esto obedece a que a fin de aumentar la sensibilidad en la detección de diferencias de voltaje en cada pixel, se aplica un voltaje tipo 'pedestal', el cual debe ser descontado en la sustracción electrónica de ambas imágenes. De no sustraerse el pedestal, el almacenamiento en una imagen de 16 bits por pixel implicaría una pérdida de información.

La eficiencia cuántica del detector de F2 es de aproximadamente 50% en la región espectral de 2 a 2,5 micrones, y sube hacia longitudes de onda más cortas, siendo de 66% en la región espectral de 0.9 a 1.2 micrones. Con la configuración elegida para la electrónica de control del detector, la amplificación que se aplica luego de la lectura resulta en una 'ganancia' de 4,4 electrones/ADU. Dado que en este trabajo manejaremos transmisiones y flujos relativos, cada vez que nos refiramos a 'cuentas' en la intensidad de una imagen, estaremos hablando de ADU (*analog to digital units*).

A fin de determinar el valor aproximado del ruido de lectura, se procedió a restar pares de exposiciones cortas (2-3 segundos) con el obturador cerrado. En exposiciones cortas el ruido de oscuridad es mínimo y la mayor componente del ruido remanente en la sustracción es el ruido de lectura, más precisamente el doble del ruido de lectura. De esta manera se comprobó que el ruido de lectura para observaciones en el modo CDS de lectura, es de 2.7 ADU.

Para determinar el valor de la corriente de oscuridad se realizaron estadísticas de los 'darks' más largos (exposiciones usando un filtro que corta la radiación térmica externa al instrumento). La corriente de oscuridad resultó de aproximadamente 0,12 ADU/pixel/s. El origen de la corriente de oscuridad es la liberación de electrones por colisiones térmicas en el substrato del detector, más el fondo de radiación térmica propio del instrumento, cuyas partes internas están a temperaturas del orden de 60 a 110 K.

Otro efecto importante es la excitación de electrones por colisiones de rayos cósmicos, razón por la que siempre se toman varias imágenes o espectros que permiten descontar estos ruidos, cuya localización e intensidad es aleatoria. Una fracción importante de los eventos tipo rayos cósmicos provienen en realidad por el decaimiento radiactivo de isótopos en el propio sustrato del detector y la electrónica circundante. La fracción exacta no es conocida debido a que tanto el detector como su electrónica de control están considerados tecnologías comercialmente restringidas.

En cuanto a la fluctuación en respuesta a la radiación, de píxel a píxel, se hicieron estadísticas de imágenes iluminadas con una fuente de continuo (lámpara de cuarzo), y estas estadísticas mostraron que la fluctuación en respuesta es de aproximadamente 2% (rms), dentro del rango espectral de la banda Ks, y en niveles de cuentas entre 1000 y 20.000. En niveles inferiores es difícil de determinar debido al ruido intrínseco de la señal, y por encima de 20.000 cuentas el detector empieza a perder linealidad, es decir la cantidad de fotones acumulados no sigue la misma proporción que el aumento de la radiación. La pérdida de linealidad supera el 1% por encima de las 25.000 ADU.

La distancia focal efectiva del telescopio Gemini Sur es de 128,2 m, por lo que la escala es de 1.610"/mm en el modo de razón focal f/16. Un píxel del detector de F2 (de medida física 18 micrones) subtiende 0.18" (111,8 micrones) en el plano focal del telescopio. El detector de F2 tiene 2048x2048 pixeles, por lo subtiende 368" por lado. Este es el diámetro máximo disponible pues el campo de F2 en el modo imagen es circular.

La siguiente tabla resume las mencionadas características del detector.

Temperatura de operación	80 K
Cantidad de pixeles	2048x2048
Mínima EQ	50% en 2,5 micrones
Ruido de lectura (rms)	2,7 ADU
Modo de lectura típico	CDS (lectura inicial y final)
Corriente de oscuridad	0.12 ADU/píxel/s
Fluctuación de respuesta píxel a píxel (rms)	~2%
Linealidad	>99% hasta 25.000 ADU
Ganancia	~4.4 e-/ADU
Escala	0.18"/píxel
Saturación	~38.000 ADU
Formato de imágenes	FITS, 16-bits

Tabla 3.2.2: Características funcionales del detector de F2.

Sección 3.3: Procesamiento de la señal

Como se vio al principio del capítulo el proceso de realizar una detección astronómica involucra muchos factores que agregan información a la señal de salida (ruido) que nada tiene que ver con la fuente astronómica bajo estudio, por lo que antes de poder realizar el análisis científico de la observación será necesario hacer un procesamiento para extraer la información útil. El ruido no es simplemente algo que se quiere eliminar sino que muchas veces durante el proceso de reducción sirve para hacer control sobre la detección, medir resolución de los datos, eficacia de los procedimientos, etc, e incluso para caracterizar al detector. Un ejemplo es la utilización de las líneas de emisión atmosféricas (también llamadas telúricas) para calibrar un espectro en unidades de longitud de onda.

En el proceso de reducción intervienen otras imágenes o espectros que mediante operaciones matemáticas pixel-a-pixel serán aplicadas a la imagen o espectro de ciencia y deben ser tomadas bajo las mismas condiciones de observación que los espectros de ciencia a fin de evitar variaciones de los ruidos:

- Captura de imagen con el obturador cerrado (dark)
- Captura de imagen de un frente de luz uniforme (flat)
- Espectro de una lámpara de comparación
- Espectro del cielo (opcional)
- Espectro de una estrella estándar.

De cada tipo de imagen o espectro será útil tener varias observaciones ya que el proceso de detección estará sujeto a un ruido aleatorio por la naturaleza aleatoria de contar fotones (ruido de Poisson, que es proporcional a la raíz cuadrada de los fotones detectados), la combinación promediada de varias imágenes o espectros reduce significativamente este ruido final por el simple hecho de aumentar el muestreo (aumenta la señal y también el ruido, pero la diferencia relativa entre ambos disminuye), este concepto será tenido en cuenta a lo largo de todo el procedimiento cada vez que sea necesario. Además estas imágenes o espectros se toman siguiendo una técnica de desplazamientos leves entre una exposición y otra (“*dithering*”) a fin de corregir los defectos locales del detector.

Las distintas imágenes o espectros tendrán distintos tiempos de exposición dependiendo de la intensidad de cada fuente de luz. Esto será importante a la hora de realizar operaciones matemáticas con las imágenes de dark ya que la cantidad de ruido que introduce la corriente de oscuridad y los pixeles calientes será (aproximadamente) proporcional al tiempo de exposición. Además los distintos espectros están tomados en distintas posiciones del telescopio, esto produce variación de la masa de aire y de la configuración de la óptica del telescopio entre observaciones distintas y deberá también ser tenido en cuenta en el procedimiento de reducción para detectar a tiempo los errores.

A continuación se describe en términos generales el procedimiento que utilizamos para reducir los espectros de NGC 6300 tomados con Flamings 2. Para mayor detalle dirigirse al capítulo 5 donde éste procedimiento se aplica específicamente a las bandas J y K de dos maneras diferentes. Hasta el paso 7 todo el procedimiento debe ser aplicado tanto a los espectros de cielo como a los de estrella telúrica:

1. Restado del dark:

Para cada tiempo de exposición se promedian todas las imágenes de dark y se normaliza el resultado, la imagen obtenida es llamada comúnmente “dark maestro” y será sustraída de cada imagen o espectro 2D, incluidas todas las de calibración teniendo en cuenta el tiempo de exposición de cada una ya que el ruido de corriente de oscuridad es acumulativo con el tiempo. Esta es una operación pixel-a-pixel. Hay que controlar por posibles corrimientos entre las dos imágenes a restar midiendo la posición de algún caracter que resalte en las dos imágenes.

2. División por el *flat*:

Las imágenes de flat previamente corregidas por dark se combinan promediándolas para producir un flat-maestro que deberá ser normalizado en intensidad y que luego se usará para dividir los espectros de ciencia y de estrella telúrica.

3. Restado de las líneas de emisión del cielo:

Este procedimiento puede ser realizado mediante dos técnicas. La primera utiliza la estrategia de tomar espectros del objeto en distintas posiciones del detector para hacer desaparecer las emisiones telúricas en una operación paralela a las filas de pixeles, la segunda es un caso particular de la primera.

- ◆ Técnica del *chopping and nodding*:

En ésta técnica se toman espectros del objeto de ciencia en distintas configuraciones del telescopio, el *chopping* consiste en mover espejo secundario entre el objeto de ciencia y una posición cercana del cielo, y se sustraen las dos imágenes. La radiación infrarroja del telescopio será un poco diferente en las dos posiciones, produciendo un residuo de radiación en el resultado de la resta, para corregir éste efecto se realiza el *nodding*, en el cual se mueve el telescopio entero con una amplitud y dirección iguales al movimiento anterior, tal que el

objeto intercambia las posiciones chop en las dos posiciones nod. Un par de imágenes sustraídas con los movimientos chop/nod producirán una imagen positiva en el centro de la mitad del tiempo de exposición y una imagen negativa del objeto a cada lado con un cuarto del tiempo de exposición cada una. La imagen resultante es calculada como:

$$I_{final} = (I(nod_A, chop_1) - I(nod_A, chop_2)) - (I(nod_B, chop_1) - I(nod_B, chop_2))$$

◆ **Sustracción mediante un espectro del cielo:**

Consiste en un restado manual: se realiza un cielo-maestro combinando varios espectros de cielo y luego se lo normaliza en intensidad. Este espectro es restado al espectro de ciencia teniendo sumo cuidado de hacer coincidir las posiciones de las líneas de cielo en ambos. A veces se obtienen mejores resultados restando a cada espectro del objeto un espectro del cielo temporalmente cercano. Este es un caso particular en el cual el nodding se hace a una gran distancia del objeto por ser éste muy extendido.

Es inevitable que queden residuos luego de la sustracción de las líneas de emisión telúricas debido a la rápida variabilidad que presentan en tiempo y en espacio, produciendo que éstas cambien en observaciones sucesivas de los espectros. En el caso de que la sustracción deje mucho ruido en el espectro de ciencia será necesario realizar la sustracción localmente en cada región espectral de interés.

4. **Combinación de todos los espectros disponibles:**

Llegado a este punto es el momento de combinar por separado los espectros de ciencia y de estrella estándar. En este caso se trata de una suma pixel-a-pixel en vez de un promedio. Cada vez que se sume un nuevo espectro será necesario controlar el cambio en la S/N y en la dispersión del ruido aleatorio para verificar que el espectro resultante efectivamente ha mejorado, aunque no siempre se obtienen mejores resultados mientras más espectros se sumen.

5. Extracción del espectro unidimensional:

Para poder analizar el espectro de ciencia es necesario contar con un espectro unidimensional, es decir una distribución de intensidad en función de pixel en lugar de una imagen 2D. En este paso las unidades de intensidad todavía serán ADU (unidades digitales arbitrarias) ya que aún no se realizó la calibración a flujo. Para obtener el espectro 1D se miden intensidades de filas de píxeles a lo largo de una línea en la dirección de dispersión y con un ancho o apertura de columnas determinada. La apertura limitará la cantidad de información espacial del objeto que será incluida en la extracción 1D y habrá que elegirla en base al objetivo científico. También se pueden realizar varias extracciones de distintos anchos y en distintas posiciones (en caso de objetos extendidos) si el objetivo así lo requiriera.

6. Calibración a longitud de onda:

Este es un paso muy delicado ya que la dispersión del espectro está en general afectada por flexiones mecánicas que por simple geometría determinan una relación $\text{pixel} \leftrightarrow \lambda$ diferente para cada posición del telescopio y por lo tanto para los espectros del objeto y de la estrella telúrica. En el caso de utilizar espectros de lámpara de comparación lo ideal es tener espectros de la misma en cada posición del telescopio donde se hayan hecho observaciones. En el caso de no tenerlos pueden utilizarse espectros del cielo en cada configuración para realizar la calibración ya que las longitudes de onda de las emisiones telúricas son bien conocidas.

Para realizar la calibración se cuenta con una base de datos con las líneas de emisión de la lámpara utilizada. Con ella se identificarán todas las líneas con la longitud de onda correspondiente, lo cual puede hacerse manualmente o con algún algoritmo de asociación. Las longitudes de onda identificadas se ajustan con una función (generalmente un polinomio) para obtener la relación continua $\lambda(\text{pixel})$ y la dispersión por pixel.

Este procedimiento debe ser realizado por separado para el objeto de ciencia y para la estrella estándar.

7. Compensación por la transmisión atmosférica:

Llegado a este punto muchas de las absorciones observadas en la distribución espectral de energía no serán características del objeto de ciencia sino debidas a la transmisión atmosférica (absorción de la luz del objeto por parte de los átomos y moléculas de la atmósfera, ver

capítulo 2). Para compensar este efecto será necesario recurrir al espectro de la estrella telúrica para cuantificar la transmisión pixel a pixel.

Es importante que la estrella telúrica posea pocos caracteres espectrales propios (absorciones o emisiones en la atmósfera estelar) pero aun así estos caracteres se pueden confundir con las absorciones atmosféricas. Para corregir esto es necesario contar con un espectro sintético del mismo tipo espectral que la estrella telúrica observada que será multiplicado pixel-a-pixel por el espectro 1D de dicha estrella. Este procedimiento generará un espectro que al ser normalizado en intensidad podrá ser utilizado para dividir al espectro de ciencia y obtener finalmente el espectro limpio de ruidos sistemáticos. En ésta división habrá que medir con sumo cuidado las posiciones de caracteres comunes para determinar posibles corrimientos en longitud de onda debidos a diferencias de dispersión.

Los espectros de la estrella telúrica deben ser observados a poca distancia temporal de los del objeto de ciencia para reducir el impacto de la rápida variabilidad temporal en la emisión atmosférica. Además las estrellas estándares deben estar cerca del objeto de ciencia en coordenadas celestes para que puedan ser observados bajo la mas parecida masa de aire y configuración del sistema óptico-detector posible. Mayores apartamientos en estos factores generará mayor incerteza en el resultado final.

8. Calibración a flujo:

Se utiliza el espectro de una estrella estándar de flujo conocido para cada porción del espectro electromagnético. Por ejemplo las estándares espectrofotométricas en el óptico están caracterizadas en su flujo cada 40 a 80 A. En el caso del infrarrojo, la caracterización es de mayor base en longitud de onda, de tal manera que sólo se pueden realizar calibraciones aproximadas. Al conocer la intensidad de su espectro en unidades de flujo puede conocerse la relación $ADU \leftrightarrow$ flujo para la estrella, y esa relación será luego aplicada al espectro de ciencia.

Referencias:

Chromey, F. R., 2010, "To Measure The Sky", Cambridge University Press.

Eikenberry S., Elston R., Raines N., et al., 2008, in Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, Vol. 7014, Society of Photo-Optical Instrumentation Engineers (SPIE) Conference Series, p. 0

Diaz R., Gomez P., Schirmer M., et al., 2013, Boletin de la Asociacion Argentina de Astronomia, en prensa, Vol. 56, p. 0

Capítulo 4: NGC 6300

En este capítulo se describe la galaxia que se ha estudiado para este Trabajo Final. Como ya se mencionó anteriormente, el estudio consiste en el análisis de espectros NIR tomados con F2 de Gemini. Aquí se presentan las características de la galaxia, antecedentes observacionales y los antecedentes que motivan a estudiarla.

Sección 4.1: Características de NGC 6300

NGC 6300 se encuentra en la constelación de Ara a 17h 15m 59.47s de ascensión recta (RA) y $-62^{\circ} 49m 14.05s$ de declinación (DEC) referidas al equinoccio J 2000.0. Su distancia física es de (15.4 ± 3) Mpc, la cual fue obtenida como un promedio de mediciones realizadas mediante el método de Tully-Fisher por varios autores. La velocidad heliocéntrica es de (1109 ± 3) km/s, lo que corresponde a un *redshift* de 0.0037. Forma parte de un grupo de galaxias de las cuales es el miembro más brillante, los demás miembros confirmados son NGC 6221, NGC 6215, IC 4662A y NGC 215A. Debido a la baja latitud galáctica a la que se encuentran todo el grupo está fuertemente extinguido y contaminado por estrellas de campo de la Vía Láctea. Para NGC 6300 la extinción toma valores de 0.266 en el V y de 0.069 y 0.029 en las bandas del NIR J y K respectivamente. Su magnitud es 10.18 mag en el V.

En cuanto a su estructura, posee un eje mayor (2a) de 27.84 kpc medido en el óptico (ESO-LV) y de 24.41 kpc medido en la banda Ks del NIR con 2MASS mientras que el eje menor (2b) es de 18.65 kpc en el óptico y de 14.89 en el NIR (los valores de los ejes son solamente ilustrativos debido a incertezas en la distancia y a la posible falta de corrección por extinción). Su clasificación morfológica es SB(rs)b ya que se trata de una galaxia espiral barrada de tipo b, es decir que es una espiral de tipo intermedio entre aquellas donde domina la componente bulbo y aquellas donde domina la estructura espiral. El subtipo “rs” indica que se trata de una espiral con forma de “s” y que posee uno o varios anillos, NGC 6300 posee un anillo circumnuclear que alberga intensas regiones de formación estelar. Dentro del anillo la cantidad de gas decrece significativamente y por lo tanto en esa región no se produce formación estelar salvo en el núcleo donde ésta es intensa nuevamente (Crocker, Baugus & Buta, 1996). En la figura 4.1.1 se muestra una imagen óptica de NGC 6300 donde se puede apreciar su morfología y la gran contaminación por estrellas al frente que presenta. Además, posee una gran cantidad de polvo como es posible apreciar en los mapas de color (ver figura 4.1.2) que en la región nuclear se concentra principalmente al sur del núcleo en forma de una banda de polvo (ver fig 4.1.3) (Paul et al., 2002 y Peter, 2003)

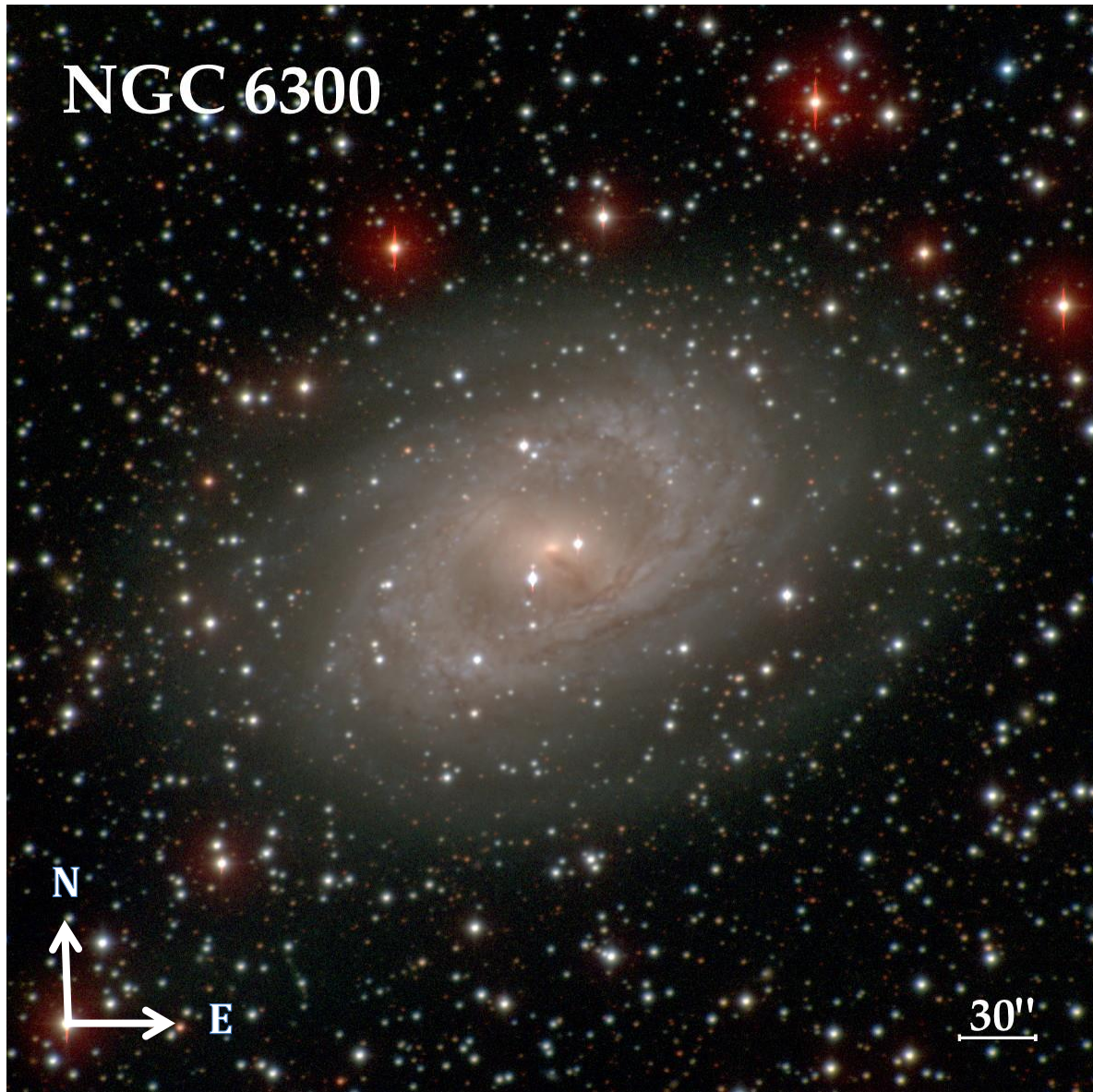


Figura 4.1.1 Imagen composición en los filtros B, V, R e I de óptico extraída del atlas de galaxias de Carnegie-Irvine (CGS). Notar la banda de polvo que ingresa al núcleo desde la región sur y las dos estrellas de la Vía Láctea ubicadas a cada lado del núcleo de NGC 6300 que han dificultado el estudio de la región central.

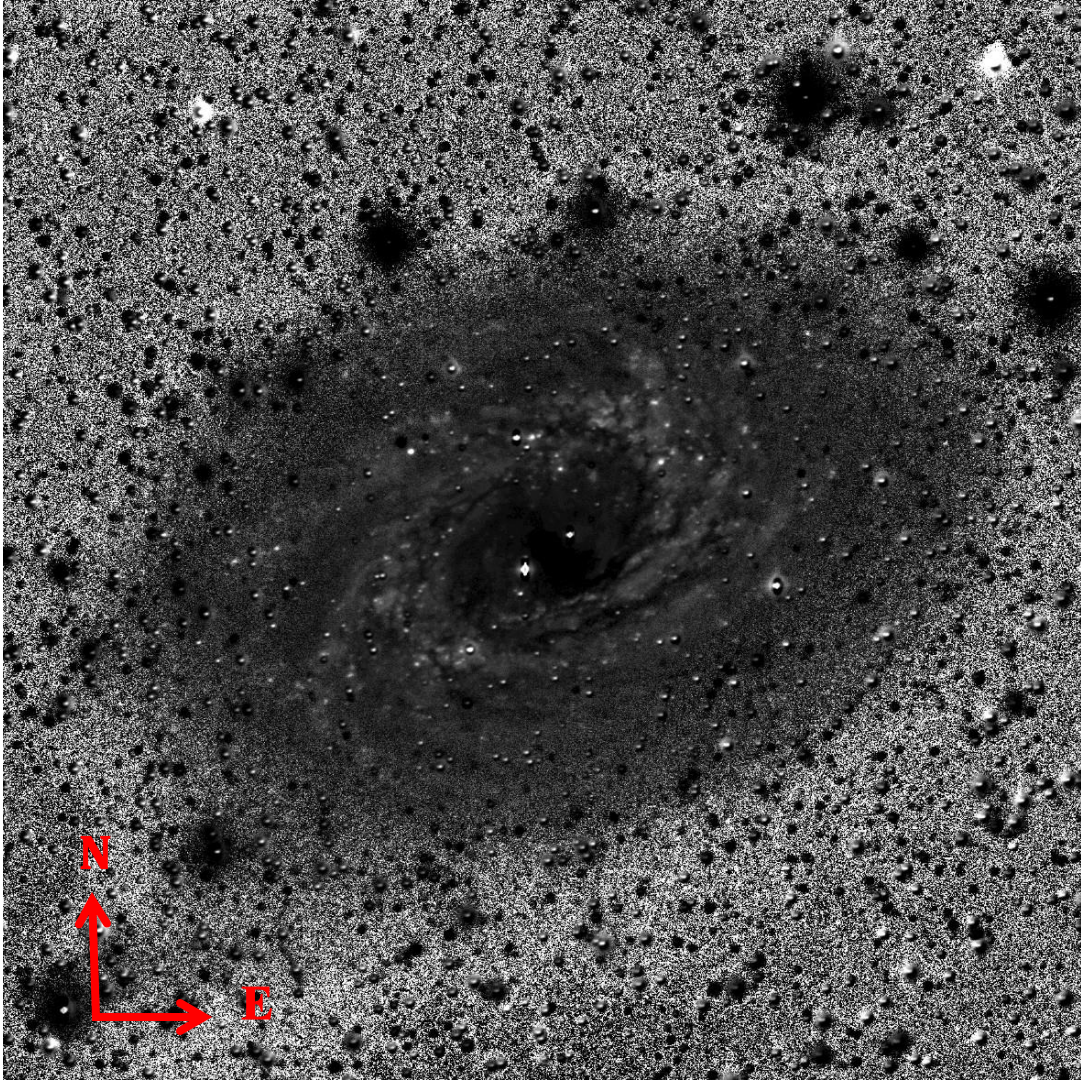


Figura 4.1.2: Mapa de color B-R de NGC 6300 extraído del atlas de galaxias de Carnegie-Irvine (CGS). La región nuclear está fuertemente oscurecida en el óptico como puede verse en el hecho de que el flujo en las bandas B y R es similar, de aquí la necesidad de estudiar ésta galaxia en una banda menos afectada por la extinción como por ejemplo el NIR.

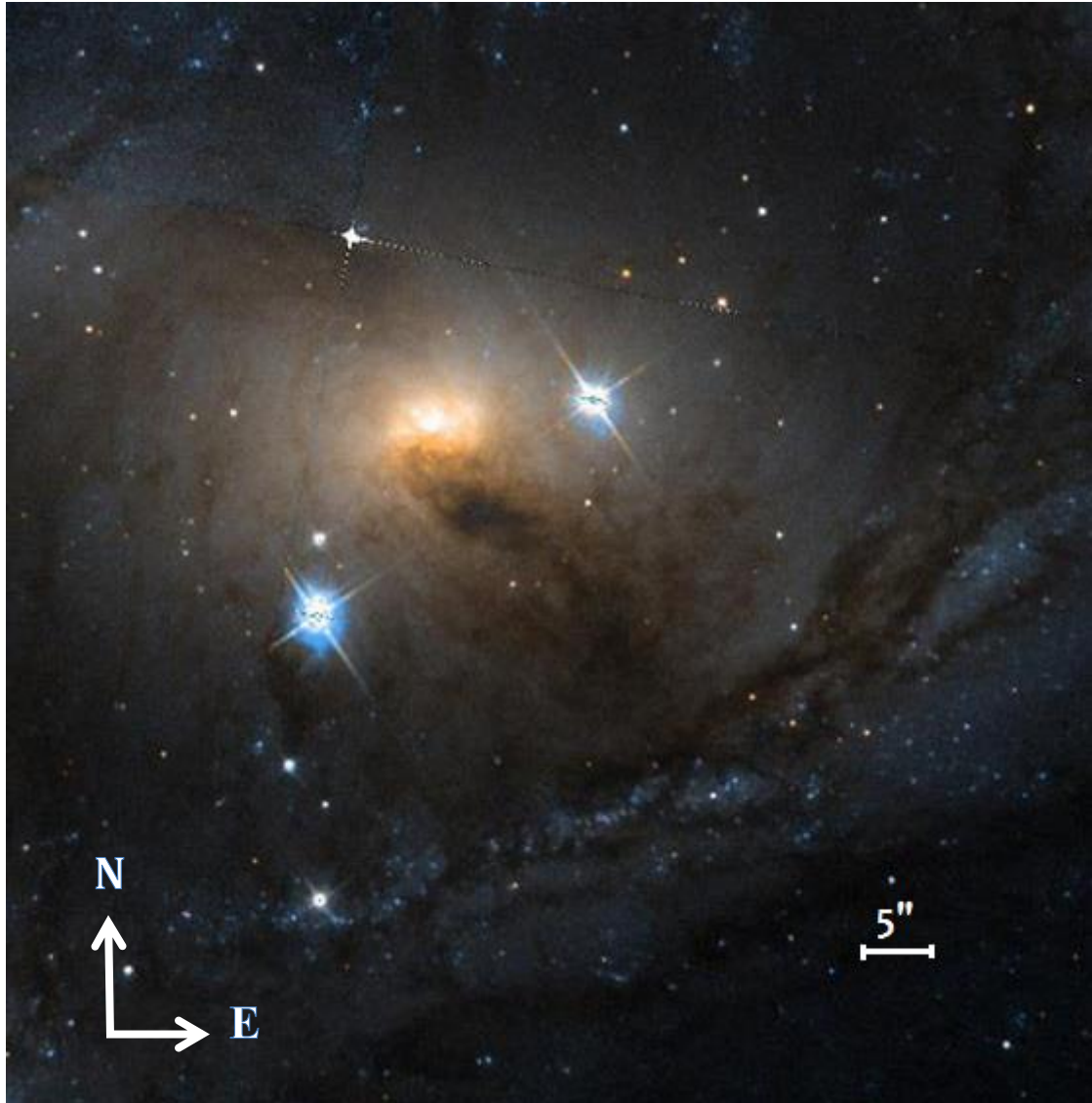


Figura 4.1.3: Acercamiento a la región central de NGC 6300 donde se ve claramente la banda de polvo ingresando al núcleo desde la dirección sur. (Imagen óptica del HST)

Como ya se mencionó, debido a su baja latitud galáctica NGC 6300 está afectada por una fuerte extinción y por una importante contaminación por estrellas al frente. Particularmente dificultosas son dos estrellas que se hallan una a cada lado del núcleo y que han perjudicado ampliamente el estudio del núcleo de esta galaxia. Estos problemas son mencionados por varios autores (por ejemplo Sandage & Bedke, 1994 y Ryder & Dopita, 1993, entre otros), por lo que NGC 6300 presenta muy pocos estudios específicos comparada con otras galaxias cercanas, los estudios más relevantes para este Trabajo Final se describen a continuación.

Sección 4.2: Antecedentes observacionales

1. Matsumoto et al. 2004:

En este trabajo los autores analizan espectros en rayos X obtenidos con XMM-Newton del núcleo de NGC 6300. El espectro consiste en dos componentes, una componente fuertemente absorbida en la banda de los rayos X duros (3 - 10 keV) y una componente en los rayos X blandos (0.2-2 keV). La primera puede ajustarse bien con una ley de potencias con índice de fotones 1.83 ± 0.08 y atenuada por un medio absorbedor de tipo “Compton-thin”. Se detecta la línea K del hierro en ~ 6.43 keV con un ancho de 150 eV. La segunda componente (rayos X blandos) puede ser modelada también mediante una ley de potencias y está probablemente dispersada por el plasma circundante.

Encuentran rápida variabilidad en la componente más energética mientras que tanto en la línea de hierro como en la componente en rayos X suaves no se encuentra variabilidad significativa. Para explicar esto los autores proponen que el núcleo ha experimentado un decrecimiento de largo período de la intensidad en rayos X duros en escalas de tiempo de años.

2. Matt et al. 2003:

En éste trabajo los autores hacen un análisis de algunas galaxias que cambian en el tiempo su densidad de columna de H medida en rayos X, que está relacionada también con la importancia de la componente de reflexión en el espectro de una galaxia. Entre las galaxias que estudiaron se encuentra NGC 6300, la cual fue observada en un estado “Compton-thick” dominado por reflexión por RXTE en febrero de 1997 (Leighly et al. 1999). Dos años y medio después un núcleo Seyfert remarcablemente fuerte (flujo en 2-10 keV $\sim 1.3 \times 10^{-11}$ erg cm⁻²) visto a través de una densidad de columna de NH $\sim 2 \times 10^{23}$ cm⁻² fue descubierto en una observación de BeppoSAX (Guainazzi, 2002). Una observación de XMM-Newton realizada a principios de 2001 encontró a la fuente todavía en su estado “Compton-thin” y presentando un intenso flujo (Maddox et al. 2002).

De esto Matt y colaboradores concluyen que el material reflector (thick) debe ser distinto que el absorbedor (thin), esto significa que se requieren dos regiones circumnucleares distintas para explicar las observaciones. Sin embargo no es posible distinguir si son dos regiones físicamente separadas o se trata de una sola región con inhomogeneidades.

3. Lumsden, Alexander & Haugh, 2004

En este trabajo los autores realizan espectropolarimetría óptica de una muestra de 7 galaxias Seyfert cercanas entre las que se encuentra NGC 6300. Buscan determinar cuáles de las galaxias poseen una BLR escondida que pueda ser detectada en luz dispersada (polarizada). Para establecer la presencia de

tal BLR usan como criterio la presencia de componente ancha en la línea H α . Para NGC 6300 no encuentran componente ancha en dicha línea y concluyen que o bien NGC 6300 no posee una BLR o bien ésta es demasiado débil y necesita espectros de mayor relación señal-ruido para poder ser detectada.

4)Storchi-Bergmann & Pastoriza, 1989

En este trabajo las autoras presentan espectroscopía óptica de una muestra de 6 galaxias de las cuales 4 son Seyfert 2, una es una LINER y la última es una caso intermedio, en la muestra está incluida NGC 6300. A partir de los espectros analizan los anchos equivalentes de líneas de absorción de CaII, CN, Mg, la banda G y las líneas de balmer H β , H γ , y H δ . A partir de éstas mediciones concluyen que NGC 6300 posee una población estelar envejecida con una pequeña contribución de estrellas jóvenes.

Sección 4.3: Motivación para su estudio

NGC 6300 es una de las galaxias con núcleo activo más cercanas ($d \sim 15$ Mpc). Esto permite observarla con suficiente resolución espacial como para asegurar que se está teniendo acceso a la región nuclear y separar en gran medida la contribución del AGN de la de la formación estelar circundante. Por otro lado debido a la alta extinción y contaminación por estrellas al frente que presenta ha sido una galaxia relativamente poco estudiada para la corta distancia a la que se encuentra.

Basándonos en el precedente sentado por Goulding & Alexander (ver sección 1.4) podemos suponer que, así como hay núcleos galácticos que parecen inactivos en observaciones ópticas pero presentan una clara actividad al ser observadas en el infrarrojo, podría haber núcleos que en el óptico presenten emisión LINER o *Seyfert 2* y en el infrarrojo presenten una actividad nuclear mayor, de tipo *Seyfert 1* o tipos intermedios. NGC 6300 es una buena candidata para ser un AGN oscurecido debido a que se encuentra en la región de mayor excitación en el diagrama de cocientes de líneas en el óptico (ver figura 1.4.1). Esto significa que su fuente ionizante se encuentra entre las más potentes de la muestra de núcleos *Seyfert 2* de Goulding & Alexander (una muestra completa de galaxias de campo en el universo local).

Para encontrar evidencias de mayor actividad nuclear en NGC 6300 se requieren observaciones espectroscópicas en el infrarrojo y con buena resolución espacial.

Referencias:

<https://ned.ipac.caltech.edu/>

Crocker, D. A.; Baugus, P. D.; Buta, R., 1996 ASPC, 91, 80C

Matsumoto, Chiho et al., 2004, ApJ, 617, 930

Matt, G., Guainazzi, M. & Maiolino, R., 2003, ASPC, 290, 163

Lumsden, S. L.; Alexander, D. M.; Hough, J. H., 2004, MNRAS, 348, 1451

Storchi Bergmann, T. & Pastoriza, M., 1989, ApJ, 347, 95

Capítulo 5: Presentación de los datos y su procesamiento

Como parte de un programa para estudio de la emisión de AGNs cercanos se han tomado imágenes y espectros de ranura larga en las bandas J, Jlow, H y K de una muestra de galaxias con actividad nuclear de tipo Seyfert 2 entre las cuales se encuentra NGC 6300. La muestra fue seleccionada de manera que dadas las distancias a las que se encuentran las galaxias sea posible mediante observaciones con F2 en Gemini Sur acceder a la región nuclear y poder separar en gran medida la contribución AGN de la de la formación estelar circumnuclear, y muestrear la cinemática alrededor del núcleo activo en escalas por debajo del segundo de arco. En este capítulo se describen los datos que tenemos para NGC 6300 y los distintos procedimientos con que se redujeron los espectros de las bandas J y Ks.

Sección 5.1: Los datos

Los datos de NGC 6300 junto con todas las imágenes y espectros auxiliares necesarios para la reducción fueron tomados durante los meses de abril, mayo, junio y julio de 2013 con el instrumento F2 en el modo de ranura larga. Los espectros de la galaxia (y auxiliares) se tomaron con el grisma R3K y las ranuras de 2 y 3 pixeles de ancho. En este trabajo se presentan solamente la reducción y análisis de espectros de las bandas J y Ks, que se detallan en la tabla 5.1.1 y suman 3.1 horas de observación efectiva (colectando fotones) y un total de 5.8 horas nocturnas de uso del telescopio, esto incluye el movimiento del telescopio, las imágenes del campo obtenidas antes de cada serie de espectros, imágenes de la ranura para posicionamiento del telescopio, desplazamientos (“offsets”) a lo largo de la ranura para mejorar la sustracción del cielo y de ruidos, los tiempos de movimientos mecánicos internos del instrumento, y calibraciones durante la observación. A ello se suma aproximadamente 1 hora de calibraciones diurnas.

En algunos casos no se usan todas las imágenes disponibles para ese día, por ejemplo aunque haya más espectros de lámpara de comparación, solo se utiliza una ya que presentan alta señal/ruido. Algunos detalles sobre los datos que no se aprecian en la tabla son que los espectros de cielo están temporalmente intercalados con los de la galaxia, que los espectros de estrellas telúricas no tienen

espectros de cielo asociados y que hay espectros de lámpara de comparación tomados a cada posición del telescopio (uno para la galaxia y otro para la estrella).

A la hora de realizar la observación y teniendo en cuenta que se quiere observar el núcleo de NGC 6300 hay que tener mucho cuidado al posicionar la ranura de manera de incorporar en la menor medida posible luz proveniente de las dos estrellas al frente que se encuentran a cada lado del núcleo de NGC 6300 y que siempre han dificultado su observación. A partir de las imágenes en infrarrojas en banda ancha se determinó la posición y orientación óptima, teniendo en cuenta que el Telescopio Gemini puede posicionar la ranura con precisión absoluta del orden de $0.09''$ cuando se tienen objetos puntuales de referencia. Además de los objetos puntuales de referencia usados para la definición de la observación, se utilizó una estrella de censado de frente de onda y guiado que estuviera a no más de 1,5 minutos de arco del núcleo de la galaxia. En la figura 5.1.1 se muestra la posición de la ranura.

La ranura larga de F2 mide 4.4 arcmin mientras que el campo completo mide 6 arcmin. Debido a esto la superficie que ocupa el espectro es menor que la superficie del detector (el cual sólo se usa en todo su diámetro en la observación de espectroscopía multiobjeto). La ranura fue ubicada de manera que el espectro de toda la zona de interés de la galaxia quede dentro de un radio de 1.5 arcmin desde el centro del detector para garantizar buena resolución. Para algunas bandas, se puede observar otro orden de dispersión además del buscado en la región inferior o superior del detector, ese orden no será utilizado ya que se encuentra cortado y en una región del detector donde la resolución es mucho menor.

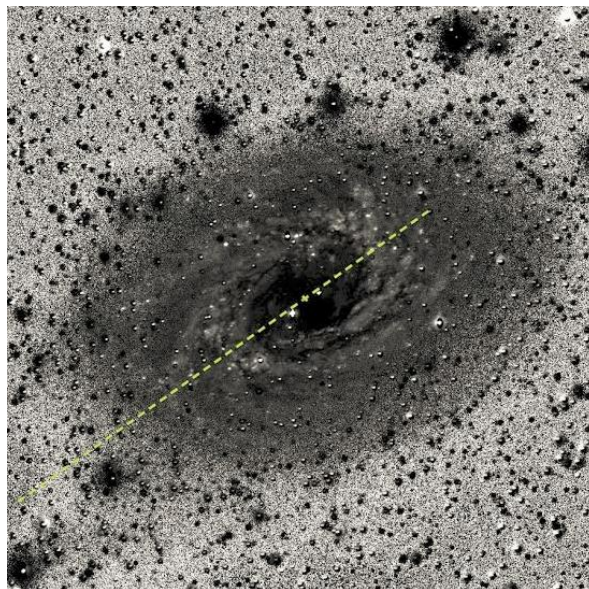


Figura 5.1.1: Posición de la ranura utilizada en la observación. Se eligió a lo largo del eje mayor de la galaxia y de manera tal que incluyera el núcleo de NGC 6300 y evitara en lo posible incorporar luz proveniente de las dos estrellas brillantes, de la Vía Láctea.

Banda	Fecha	Tipo de imagen	Cantidad	Tiempo de exposición
Banda J	21 /06 /13	NGC 6300	4	300
		HIP 99289	4	20
		HIP108437	2/4	300/10
		Cielo	4	300
		Dark	5/10	por cada t.exp.
		Flat	4/1	20/10
	Comparación	3	40	
	24 /06 /13	NGC 6300	4	300
		HIP 77198	8	120
Cielo		4	300	
Dark		5/10	por cada t.exp.	
Flat		4	10	
Comparación		2	40	
26 /06 /13	NGC 6300	4	300	
	HIP 77198	4	120	
	Cielo	4	300	
	Dark	5/10	por cada t.exp.	
	Flat	4	10	
	Comparación	2	40	
Banda K	24 /06 /13	NGC 6300	6	300
		HIP 77198	4	120
		HIP 108437	4	60
		Cielo	6	300
		Dark	5/10	por cada t.exp.
		Flat	4	6
		Comparación	4	180

Tabla 5.1: Espectros de NGC 6300 con todos sus espectros e imágenes necesarios para la reducción que se utilizaron en este Trabajo. Todos fueron tomados con la ranura de 3 pixeles de ancho y el grisma R3K. Se detallan las estrellas estándares observadas cada día. La lámpara de comparación es de argón. Los tiempos de exposición corresponden a cada imagen individual. Cada vez que se observa un objeto en el infrarrojo cercano, el “overhead” o sobrecarga por posicionamiento y preparación de la observación es del orden de los 20 minutos por objeto, a lo cual se suman las calibraciones, movimientos mecánicos del instrumento y corrimientos que se realizan a lo largo de la ranura para mejorar la sustracción del fondo de cielo y otros ruidos. Por lo tanto las 3.1 horas de colección efectiva de fotones, tuvieron un costo aproximado de 5.8 horas nocturnas de telescopio.

En la figura 5.1.2 se muestra un ejemplo de espectro crudo de NGC 6300, correspondiente a la banda J. Antes de realizar la reducción las diferencias entre distintas bandas son difíciles de identificar. Notar la multitud de ruidos que aparecen: los rayos cósmicos y pixeles calientes, las líneas de emisión del cielo, las intensas franjas de luz debidas a la corriente de oscuridad y las marcas en forma de media luna de los bordes debidas a la emisión térmica de los amplificadores de señal que se utilizan en la lectura, (estas últimas sólo aparecen en imágenes de larga exposición). También se aprecian claramente las líneas de unión entre los cuatro cuadrantes del detector infrarrojo Hawaii-2 de 2048 x 2048 pixeles. Cada cuadrante es leído desde uno de sus lados a fin de incrementar la velocidad de lectura y minimizar los ruidos, y luego se usa una serie de ocho amplificadores que son los que producen las bandas diferenciales en corriente de oscuridad y ruido de lectura. En la figura 5.3 se muestran espectros crudos para las cuatro bandas (Ks, J, Jlow, H) en distintos colores para una mejor diferenciación. Aquí se puede apreciar que no se observan muchas diferencias entre las cuatro bandas antes de realizar la reducción.

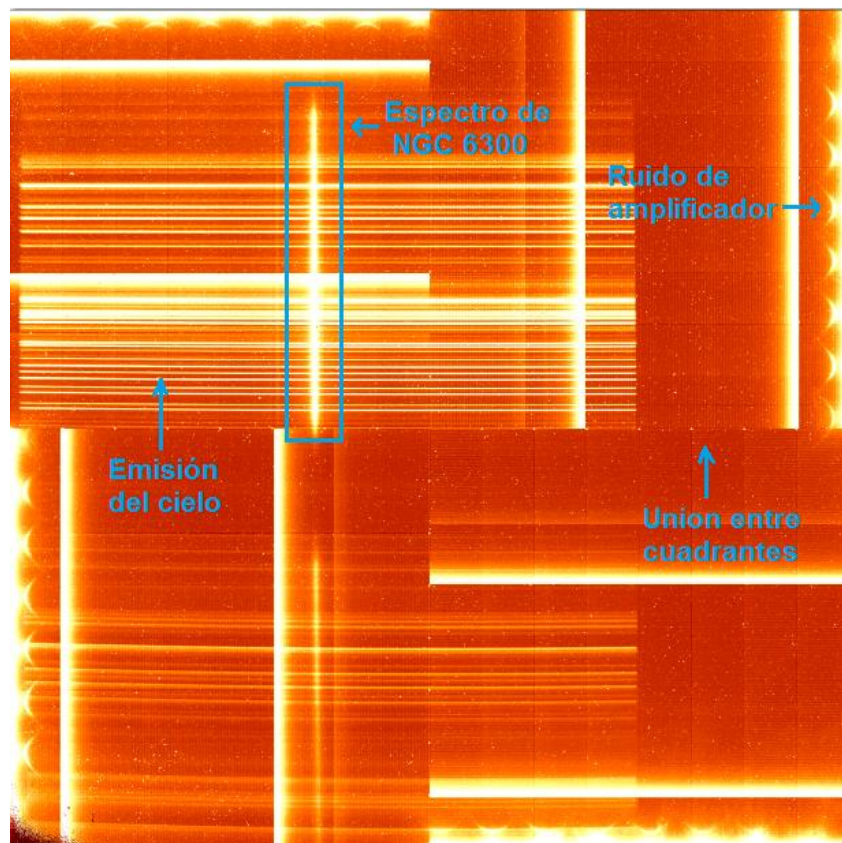


Figura 5.1.2: Espectro de NGC 6300 en la banda J, el espectro en si mismo está marcado mediante un recuadro, la dirección de dispersión es vertical mientras que la dirección horizontal es espacial a lo largo de la ranura. Se resaltan también otros ruidos en la imagen.

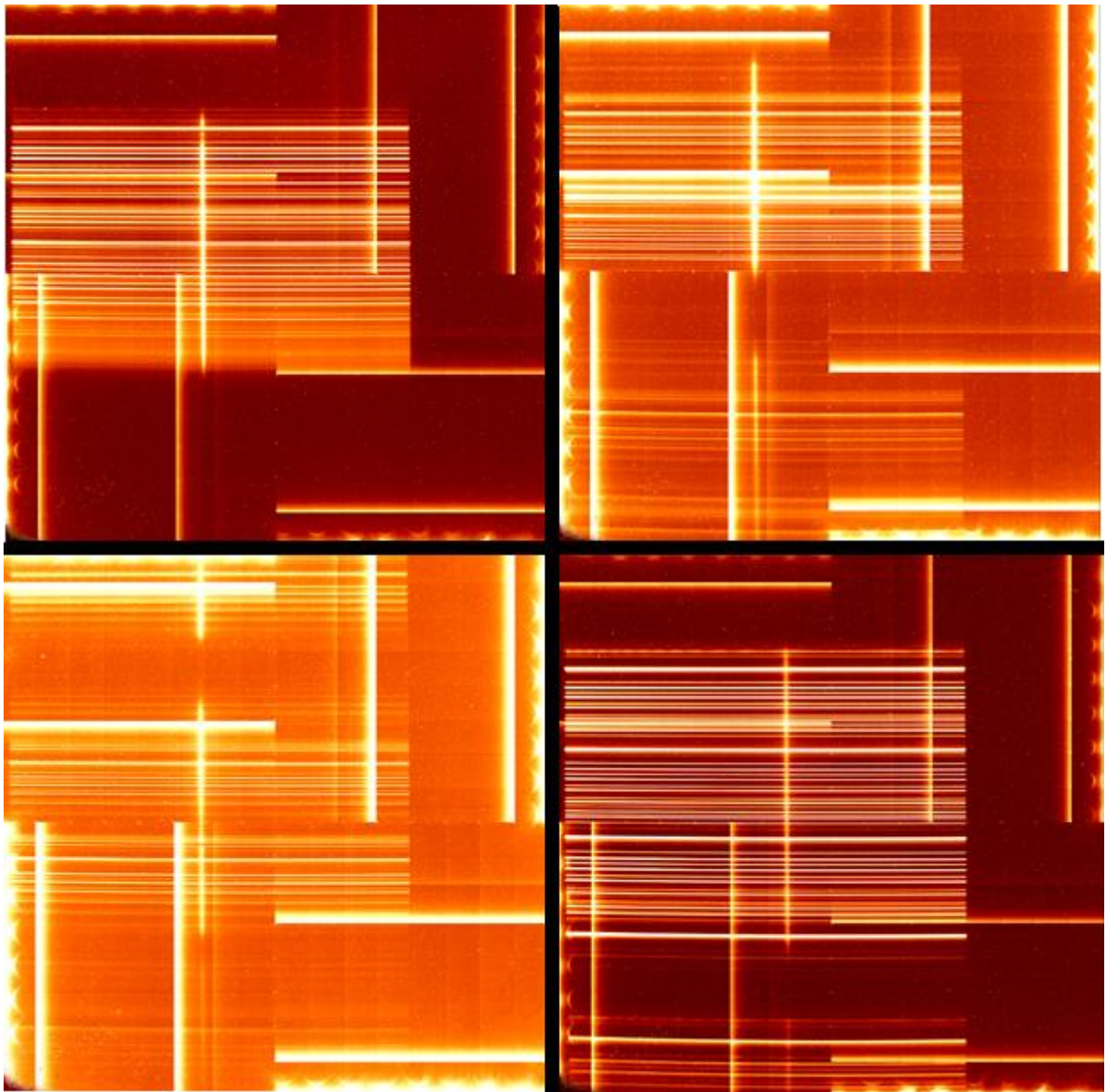


Figura 5.1.3: Espectros crudos de NCG 6300 en las bandas Ks, J(arriba), Jlow, H (abajo), las diferencias de color son artificiales, de hecho, los cuatro espectros son muy similares antes de realizar la reducción.

Ejemplos de los espectros en la banda J e imágenes auxiliares se muestran en las figuras 5.1.4, 5.1.5, 5.1.6, 5.1.7 y 5.1.8 en el siguiente orden: dark, flat, espectro de lámpara de comparación, espectro del cielo y espectro de la estrella estándar HIP 77198, todos en la banda J.

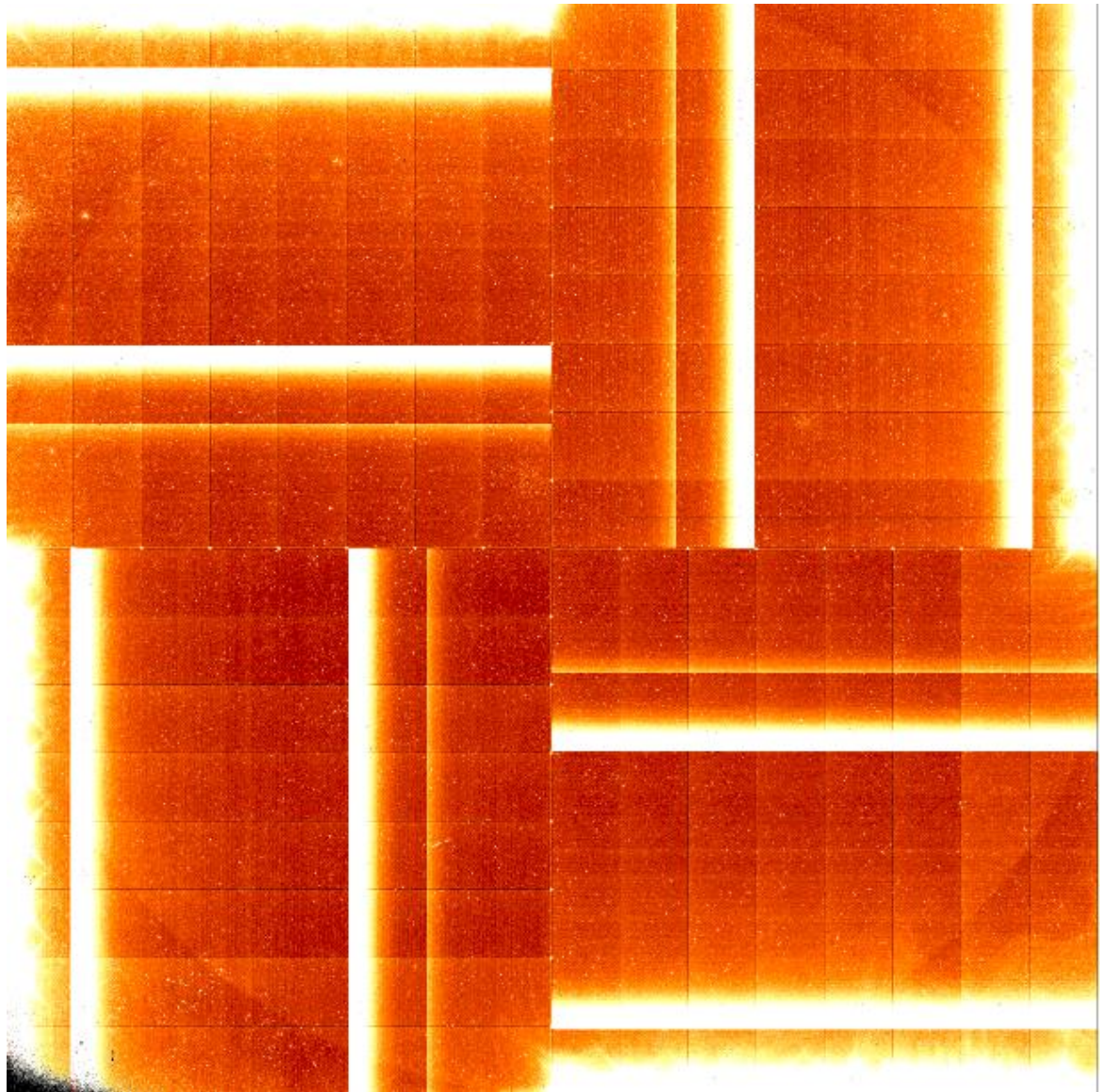


Figura 5.1.4: Imagen de dark de 300s de exposición. Se distinguen claramente las cuatro uniones de los detectores, las bandas brillantes producidas por pixeles defectuosos y la emisión de la corriente de oscuridad.

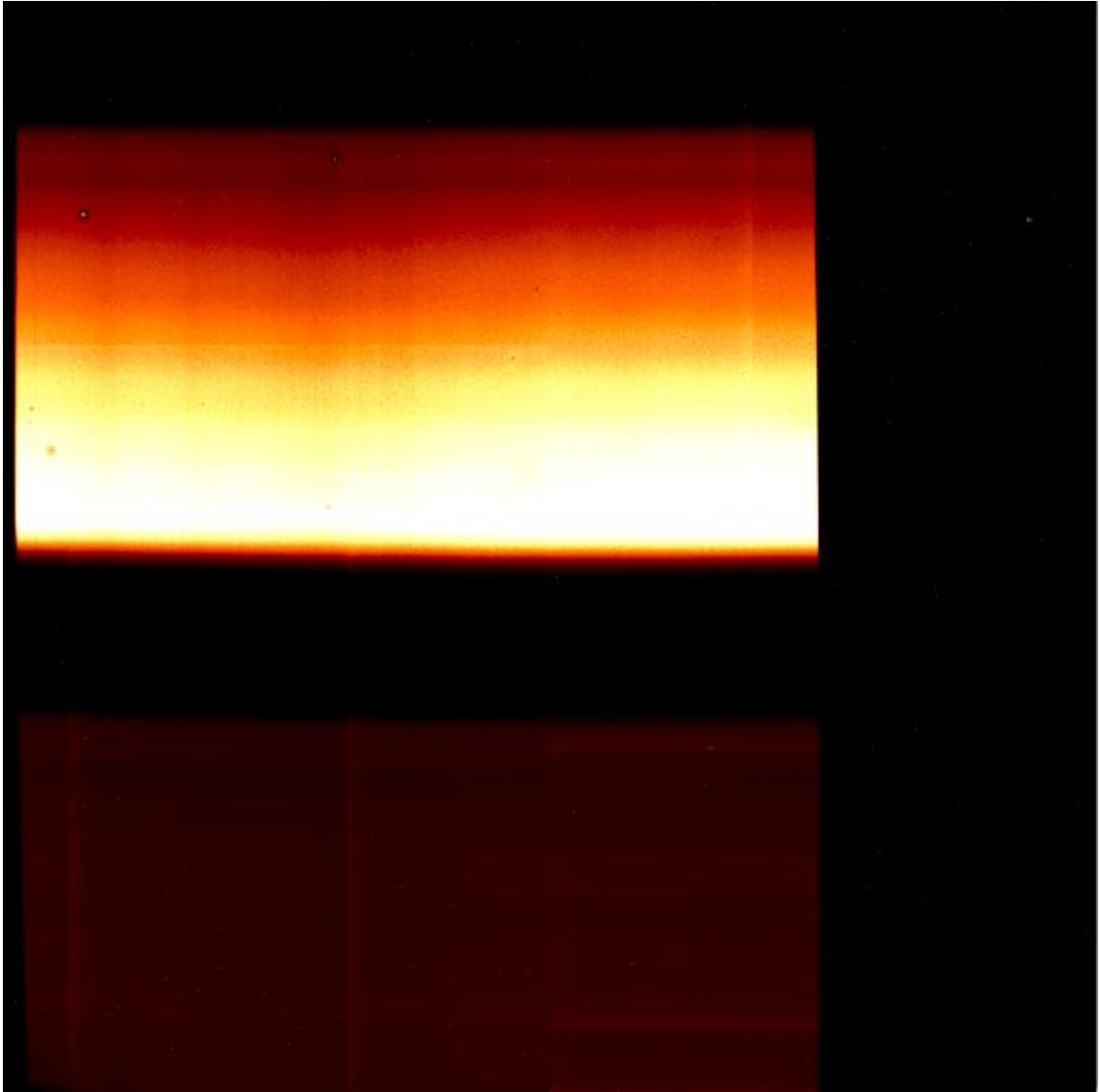


Figura 5.1.5: Ejemplo de una imagen de flat tomada con la Unidad de Calibración de Gemini (GCAL). Se puede ver que la detección no es uniforme ya que presenta un gradiente de intensidad vertical.

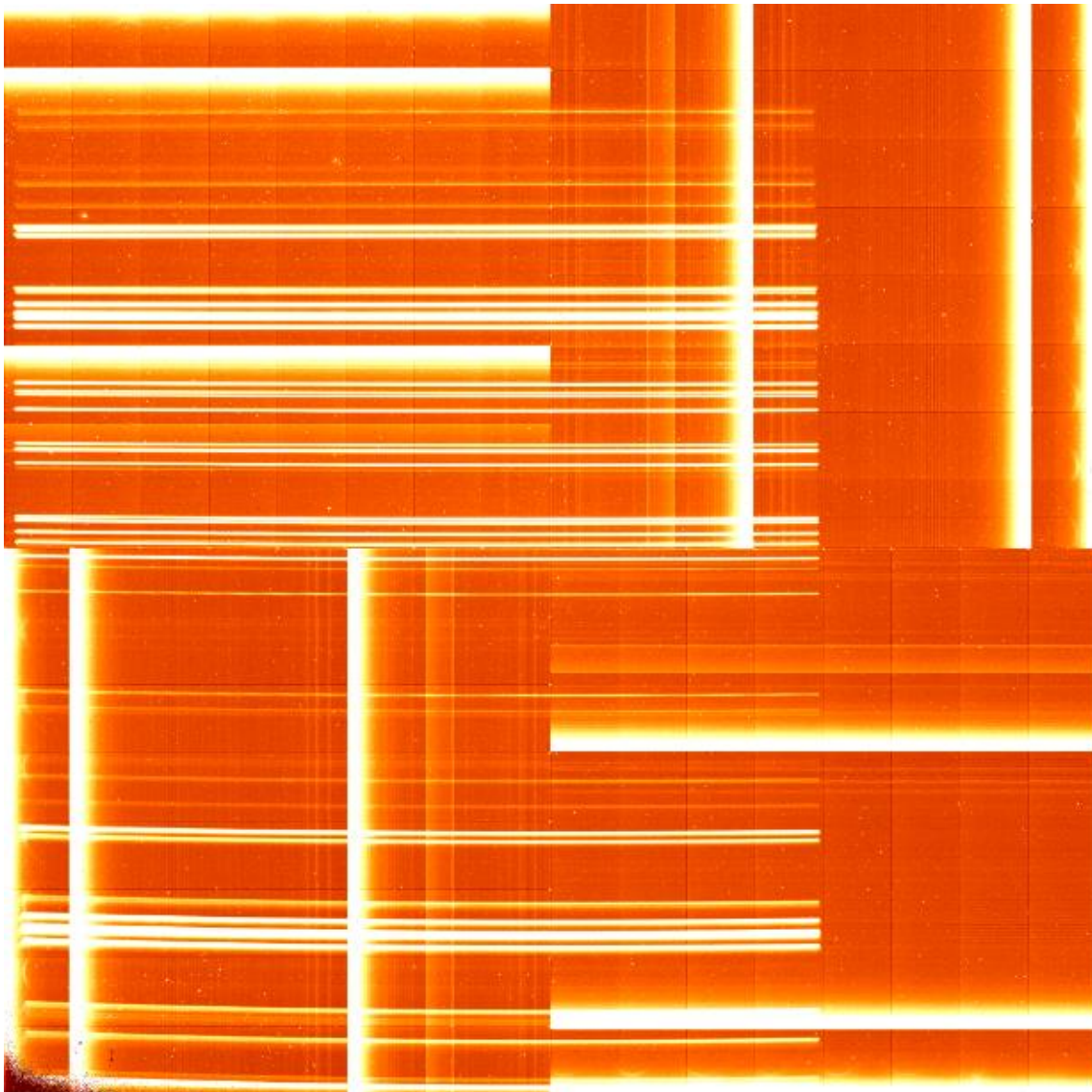


Figura 5.1.6: Espectro de una lámpara de comparación de Argón. Las líneas de emisión (horizontales) tienen su longitud de onda bien determinada y esto se utiliza para conocer la solución de dispersión para los demás espectros.

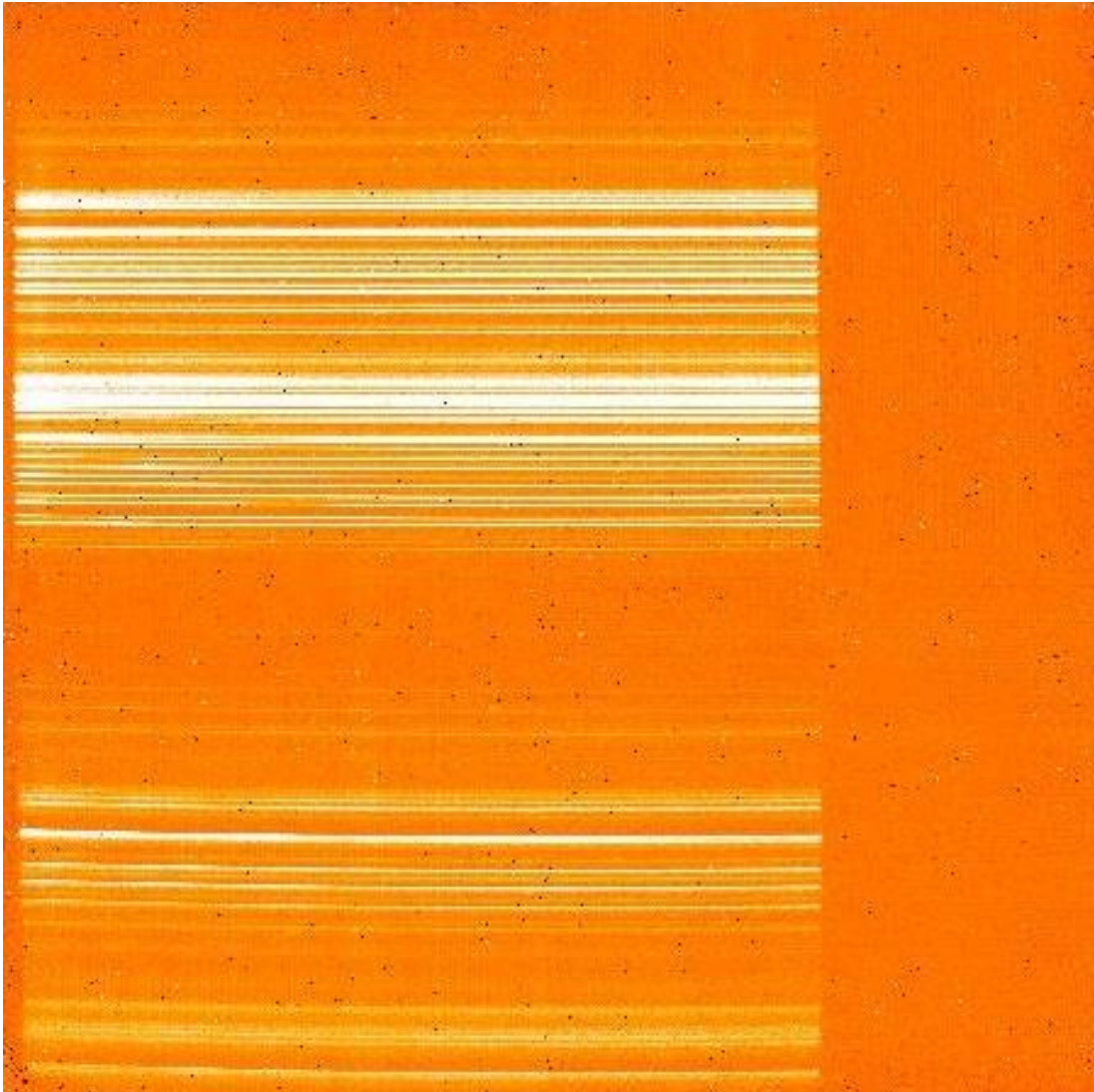


Figura5.1.7: Espectro de emisión atmosférica o espectro de cielo, tomado a una distancia cercana a NGC 6300 para conservar la masa de aire y configuración telescopio-detector.

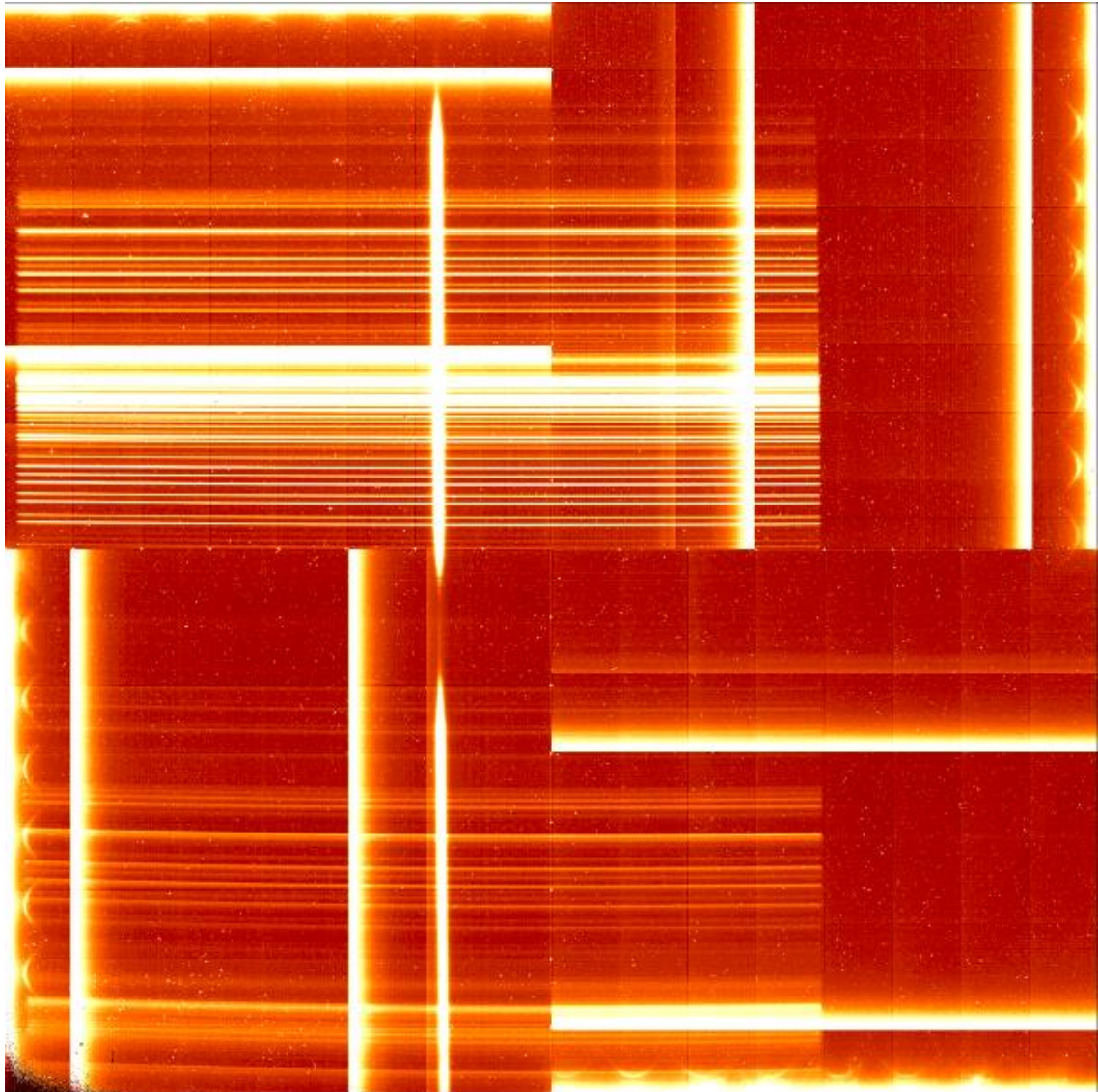


Figura 5.1.8: Espectro crudo de la estrella estándar HIP 77198.

En la figura 5.1.9 se muestra un corte transversal de una imagen sin ingreso de luz al detector y con un filtro totalmente opaco en el infrarrojo. Esta imagen registra la corriente de oscuridad (“dark”) del detector, en el que se pueden apreciar las intensidades de las bandas brillantes al ruido de lectura pero tienen la particularidad de que se manifiestan para tiempo de exposición no nulo (para tiempo nulo sólo aparecen los dos píxeles defectuosos que originan el ruido, en vez de una banda completa que se propaga a la lectura de todos los cuadrantes). Debido a esto el perfil de intensidad de la banda brillante es dependiente del tiempo y solo puede ser removida por un *dark* del mismo tiempo de exposición que la exposición del espectro del objeto.

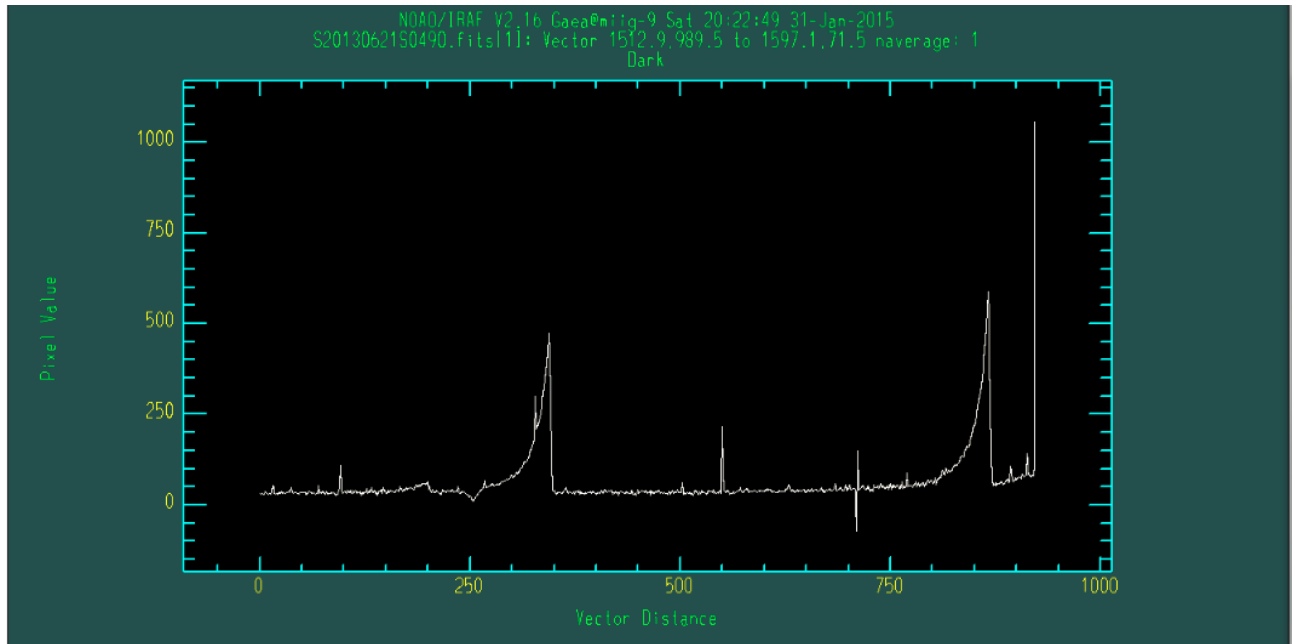


Figura 5.1.9: Corte transversal de una imagen de dark, la emisión de fondo es no-nula y corresponde a la corriente de oscuridad, los picos anchos corresponden a las bandas brillantes producidas por ruido de lectura.

Sección 5.2: Dos procedimientos de reducción

Como ya se mencionó el objetivo del procedimiento de reducción es obtener, a partir del conjunto de datos crudos, uno o varios espectros unidimensionales y libres en la mayor medida posible, de ruidos sistemáticos introducidos durante el proceso de detección, ya sea en el medio que atraviesa la luz o en el detector mismo.

Para este Trabajo se realizó la reducción mediante dos métodos distintos:

1. Paso por paso mediante procedimientos estándares de reducción.
2. Utilizando la línea de reducción (*pipeline*) preliminar de F2.

Los dos métodos fueron realizados en paralelo, para ir llevando un control cuidadoso paso a paso de lo que hace cada tarea y poder hacer un control sobre la reducción con la pipeline ya que ésta aún se

encuentra en desarrollo. Luego de probar ambos métodos se llegó a la conclusión que la mejor opción para la reducción consiste en un procedimiento híbrido que se detalla en la última sección de éste capítulo. Tanto el procedimiento manual como la pipeline están basados en tareas del software PyRAF, el cual consiste en un lenguaje de comandos para correr IRAF basado en el lenguaje de programación Python.

IRAF (Image Reduction and Analysis Facility) es un software para la reducción y análisis de datos científicos, escrito y mantenido por un grupo de programación de los National Optical Astronomy Observatories (NOAO), Tucson Arizona. IRAF incluye una buena selección de programas para procesamiento general y aplicaciones gráficas y un gran número de programas para la reducción y análisis de datos ópticos en el paquete NOAO. Paquetes externos también están disponibles.

El núcleo de IRAF provee herramientas para leer y escribir datos en formato .FITS, herramientas de visualización de gráficos interactivas, herramientas de exploración de imágenes y eliminación de pixeles malos, operadores de suavizado, y herramientas para aritmética, estadística y combinación de imágenes. En cuanto a espectroscopia, IRAF tiene una rica selección de herramientas para reducción espectral y análisis en el paquete NOAO que abarca espectroscopia 1-d, 2-d, echelle y fibra óptica. Estas herramientas incluyen reducciones básicas de CCD y corrección por flat, correcciones de distorsión para los datos 2-d, extracción de imágenes 2-d y eschelle, calibración de longitud de onda y de flujo, análisis de velocidades radiales y una multitud de tareas para manipular espectros en general.

Para éste trabajo se utilizaron tareas de aritmética entre espectros/imágenes, combinación, estadística, desplazamiento, extracción, identificación de líneas de comparación y display gráfico. A continuación se detallarán las características que fueron relevantes de cada tarea utilizada para este Trabajo, para una descripción completa se puede tipear “help <tarea>” en una terminal donde se esté corriendo IRAF.

IMARITH

Operación aritmética binaria realizada de la forma

$$\text{operand1 op operand2 = result}$$

operand1 y operand2 deben ser imágenes o uno de los dos puede ser una constante numérica. El primer operando también podría ser una lista, en cuyo caso el resultado será otra lista de la misma cantidad de elementos. Las operaciones posibles son suma, resta, multiplicación, división, mínimo y máximo. El parámetro “divzero” indica un valor de reemplazo para el segundo operando en caso de

tener una división por cero. La operación se hace pixel-a-pixel para cada par de imágenes o par imagen-constante numérica.

IMCOMBINE

Un conjunto de imágenes son combinadas usando como pesos el promedio, la mediana o simplemente sumando (pixel-a-pixel). Algunos pixeles pueden ser rechazados a partir de imponer condiciones mediante máscaras, límites o algoritmos de rechazo.

Las imágenes que serán combinadas deben ser especificadas en una lista. Si el parámetro de proyección esta establecido en “sí” entonces los elementos de mayor dimensión de cada imagen son combinados para hacer una imagen de salida de menor dimensión y no hay un límite en la cantidad de imágenes a combinar. Si el parámetro de proyección es “no” entonces la lista entera de imágenes es combinada para formar una sola imagen de salida, en este caso todas las imágenes deben tener la misma dimensión pero podrían tener diferentes tamaños y hay un límite de alrededor de 4000 imágenes que pueden ser abiertas simultáneamente.

Rechazo de pixeles (el tipo de rechazo se elige con el parámetro “reject”):

- Máscara de pixeles malos:

Es una imagen .FITS, que contiene en forma de 0s y 1s , que es la información sobre los pixeles buenos y malos de una imagen. Si se dispone de esta máscara, imcombine la utilizará para elegir pixel-a-pixel cuales serán incluidos en la operación de combinación y cuales no.

- Límites (thresholds):

En éste caso se establecen un límite superior y/o un límite inferior para los valores que pueden adoptar los pixeles: aquellos con valores que excedan los límites ya sea hacia arriba o hacia abajo, no serán tenidos en cuenta a la hora de hacer la combinación.

- Algoritmos de rechazo:

MINMAX: Una fracción especificada de los pixeles más altos y más bajos son rechazados.

CCDCLIP: Si las imágenes han sido obtenidas usando un CCD con parámetros de ruido de lectura, ganancia y ruido de sensibilidad conocidos, y han sido procesadas de manera que

conserven estos parámetros entonces las características del ruido de las imágenes están bien definidas.

El algoritmo opera en cada pixel de salida independientemente. Empieza calculando la mediana o el promedio sin pesar (excluyendo el mínimo y el máximo) de los pixeles no-rechazados siempre que haya al menos dos pixeles de entrada. El sigma (desviación estándar) esperado es calculado de los parámetros de ruido del CCD y pixeles por encima de $l\sigma$ veces sigma por encima o $h\sigma$ veces sigma por debajo de la mediana o el promedio (según se haya establecido en los parámetros) son rechazados. Este proceso se repite hasta que no produzca más rechazos de pixeles. Los parámetros $l\sigma$ y $h\sigma$ deben ser definidos por el usuario.

Otro parámetro que debe ser definido por el usuario es $nkeep$. El cual establece el mínimo de pixeles que deben quedar para hacer la combinación. Si hubiera menos pixeles aceptados que $nkeep$, aquellos que tengan menores residuos son recuperados.

CRREJECT: Este algoritmo es idéntico a “ccdclip” excepto que sólo los pixeles por encima del promedio serán rechazados con el parámetro $h\sigma$. Es apropiado para rechazar rayos cósmicos y funciona incluso si se tienen sólo dos imágenes.

SIGCLIP: El algoritmo sigma clipping calcula para cada pixel de salida la mediana o el promedio excluyendo los valores más altos y más bajos. Luego el sigma es calculado a partir de esa estimación (sin excluir valores). Debe haber al menos tres pixeles de entrada, aunque para que el algoritmo funcione bien debe haber al menos 10. Los valores que se desvían más que un cierto valor de sigma límite son rechazados. Estos pasos se repiten hasta que no se rechazan más pixeles o hay menos de tres pixeles, a menos que después del primer paso el promedio incluya todos los valores. Nuevamente el parámetro $nkeep$ es usado para establecer el mínimo de pixeles a combinar.

AVSIGCLIP: El algoritmo sigma clipping promediado asume que el sigma alrededor de la mediana o la media (el promedio excluyendo el valor más bajo y el más alto) es proporcional a la raíz cuadrada de la mediana o la media en cada punto. Esto es descrito por la siguiente ecuación:

$$\text{sigma}(\text{column}, \text{line}) = \text{sqrt}(\text{gain}(\text{line}) * \text{signal}(\text{column}, \text{line}))$$

donde la señal estimada es la mediana o la media y la ganancia es estimada como si fuera proporcionalmente constante y teniendo unidades de fotones/número del dato.

Este algoritmo estima una ganancia para el detector cuando no hay disponible información sobre los parámetros de ruido del detector. El factor de proporcionalidad de la ganancia es calculado independientemente para cada línea de salida promediando los cuadrados de los residuos (en los puntos que tienen al menos tres pixeles de entrada) escalados por la mediana o

la media. En teoría la proporcionalidad debería ser la misma para todas las columnas pero en la práctica varía un poco debido al proceso de estimación.

Una vez determinado el factor de proporcionalidad, los píxeles que excedan los límites especificados son rechazados en cada punto estimando el sigma a partir de la mediana o la media. Si ningún valor es rechazado entonces la mediana o la media (esta vez sin excluir valores extremos) es recalculada y nuevos valores son rechazados. Esto se repite hasta que no hay más píxeles rechazados o quedan menos de tres píxeles.

Notar que si las imágenes tienen parámetros de ganancia y ruido de lectura conocidos (que es el factor de proporcionalidad que éste algoritmo calcula) entonces el algoritmo “ccdclip” es superior.

PCLIP: El algoritmo percentil clipping es similar al sigma clipping en que se usa la media como el centro de la distribución pero en vez de calcular el sigma de los píxeles a partir de los parámetros de ruido del CCD o a partir de los valores de los datos, se utiliza el ancho de la distribución que es caracterizado por la diferencia entre el valor de la mediana y un valor especificado de “percentil” para cada pixel. Este ancho es luego multiplicado por los factores de escala l_{σ} y h_{σ} para definir los límites de rechazo por encima y por debajo de la mediana. El procedimiento no es iterado.

Combinación:

Luego de los eventuales cambios que se puedan hacer sobre las imágenes de entrada tales como corrimientos, utilización de máscaras de píxeles, cambios de escala y aplicación de algoritmos de rechazo, los píxeles restantes son combinados en una imagen de salida. El tipo de combinación deberá ser determinado por el usuario:

PROMEDIO: Cada pixel en la imagen de salida es el promedio de los píxeles aceptados que le correspondan. Puede realizarse un promedio simple o definirse pesos para cada pixel.

MEDIANA: Cada pixel en la imagen de salida es la mediana de los píxeles aceptados que le correspondan. Por la definición de la mediana ésta corresponde a uno de los valores de la muestra si la cantidad de elementos es impar o corresponde al promedio de los dos elementos centrales (si se los ordena en orden creciente) en caso de que la cantidad de elementos sea par.

SUMA: Cada pixel en la imagen de salida es la suma de los píxeles aceptados que le correspondan. Notar que este tipo de combinación es diferente a los dos anteriores, es más parecido a una suma de imágenes con el agregado de los algoritmos de rechazo que a una combinación auténtica.

Otros tipos de combinación que no son relevantes para este Trabajo son LMEDIAN (variante de median para pocos pixeles), QUADRATURE y NMODEL.

IMSTAT

Calcula para una imagen o una región de una imagen las cantidades estadísticas que se le indiquen en el parámetro “campos”(fields), los resultados se imprimen en la terminal en forma de tabla, los campos disponibles para calcular son:

- image – el nombre de la imagen
- npix – la cantidad de pixeles utilizados para realizar la estadística
- mean – el promedio de la distribución de pixeles
- midpt – estimación de la mediana de la distribución de pixeles
- mode – la moda de la distribución de pixeles
- stddev – la desviación estándar de la distribución de pixeles
- skew – la skewness de la distribución de pixeles
- kurtosis – la kurtosis de la distribución de pixeles
- min – el valor mínimo de los pixeles
- max – el valor máximo de los pixeles

El promedio, la desviación estándar, la skewness, la kurtosis y los valores extremos son calculados con una sola pasada por la imagen mientras que la moda y el punto medio (midpt) requieren dos pasadas por la imagen. En el caso de querer realizar la estadística sobre un región delimitada de la imagen, sus coordenadas deben ser especificadas como parámetros de entrada.

IMSHIFT

Esta tarea desplaza las imágenes en coordenadas X e Y tal que:

$$x_{salida} = x_{entrada} + D_x$$

$$y_{salida} = y_{entrada} + D_y$$

Si los corrimientos incluyen fracciones de pixel la escala de grises de la imagen de salida es determinada interpolando la imagen de entrada a las posiciones de los pixeles de la imagen de salida.

IMEXAM

Examina imágenes usando un visualizador, se pueden obtener varios tipos de gráficos y salidas de texto utilizando interactivamente comandos específicos en distintas posiciones de la imagen:

Salidas de texto:

Los siguientes comandos producen salidas de texto que también pueden ser enviadas a un archivo de salida:

- a, ','

Se realiza fotometría circular alrededor de la posición del cursor. Si la opción de centrado esta seleccionada, la posición del cursor es usada como la posición inicial para calcular los momentos centrales de las distribuciones marginales de x e y.

La salida de la tarea consiste a grandes rasgos en la magnitud, el flujo, el fondo promedio, el valor del pico, el FWHM, etc. pero debe tenerse en cuenta que esas mediciones sirven para análisis general y mediciones rápidas. El ajuste del fondo, la fotometría y los cálculos del FWHM no están preparados para hacer fotometría astronómica definitiva.

- b

Provee la parte entera de las coordenadas de un pixel, dos posiciones del cursor son usadas para seleccionar un rango de filas y columnas. La salida consiste en las coordenadas de principio y fin de una columna y las de una fila. Esta tarea proporciona datos de entrada a otras tareas y puede ser usada para generar secciones de imágenes.

- j, k

Realiza e imprime ajustes gaussianos donde el cursor lo indique: el comando j lo hace en la dirección horizontal y el k en la vertical. Imprime los valores gaussianos de centro, pico, desviación estándar, FWHM y nivel de fondo.

- m

Calcula e imprime cantidades estadísticas de una región rectangular centrada en la posición del cursor. El tamaño del rectángulo es fijado por los parámetros nstat y nlstat. La salida de la tarea da la sección de la imagen, el número de pixeles contenido, el promedio, la mediana, la desviación estándar, el mínimo y el máximo.

- x, y

Imprime las coordenadas del pixel más cercano al cursor.

- z

Imprime una grilla de 10x10 pixeles.

Las salidas gráficas no serán incluidas en este Trabajo pero pueden consultarse tipeando “help imexam” en una terminal donde se esté ejecutando IRAF.

PVECTOR

Grafica un vector definido por el usuario de elementos de una imagen. El vector puede ser definido mediante los dos puntos extremos o mediante un punto central, una longitud y un ángulo. Los datos pueden ser graficados como puntos individuales o puntos con un marcador específico, el usuario puede también especificar el tamaño del gráfico, la escala y los ejes. La salida puede también guardarse en forma de texto.

El vector es extraído como una línea recta entre las coordenadas dadas pero es posible determinar el ancho en pixeles perpendiculares al vector que serán promediados para la extracción, la ventana de promediado estará centrada en el vector.

El algoritmo de extracción utiliza interpolación bilineal para evaluar puntos en posiciones no-enteras de pixeles.

IDENTIFY

Esta tarea requiere que se carguen los paquetes noao y onedspec de IRAF..

Los caracteres son marcados interactivamente en gráficos de vectores unidimensionales y pueden ser líneas espectrales si el vector es un espectro o posiciones en perfiles cuando el vector es un corte espacial. Una función será ajustada con las coordenadas buscadas a las coordenadas en pixeles. Esta tarea es principalmente usada para encontrar funciones de dispersión para espectros, es decir hacer la calibración a longitud de onda con una lámpara de comparación.

Durante el procedimiento interactivo, la letra 'm' se utiliza para marcar la posición de un carácter espectral, al hacer esto se aplica un algoritmo de centrado y si se encuentra un centro el carácter es agregado a la lista de caracteres, es decir que es identificado y marcado en el espectro. Luego de realizar este proceso iterativamente IDENTIFY calcula la función de dispersión y ésta es almacenada en la base de datos en forma de coeficientes.

REFSPEC

Esta tarea permite al usuario definir cual espectro de referencia será usado para calcular la solución de dispersión de un espectro aún no calibrado. Un espectro de referencia consiste en un espectro que ha sido usado para calcular una solución de dispersión con la tarea IDENTIFY o REIDENTIFY. Luego de la aplicación de alguna de esas tareas, el espectro poseerá una palabra clave en su *header* que lo señala como un espectro de referencia. La asignación de un espectro de referencia al espectro de un objeto no es una tarea sencilla debido a la cantidad de espectros, el uso de distintas aperturas, los diferentes modos de observación y el hecho de que muchas veces se tenga un solo espectro de lámpara

de comparación para todos los espectros de una misma noche. Esta tarea provee múltiples métodos para cubrir muchos de los casos comunes.

DISPCOR

Esta tarea establece o cambia el sistema de coordenadas en la dirección de dispersión de un espectro. El eje de coordenadas de dispersión está definido en el *header* de la imagen o en la base de datos en forma de una función de dispersión. Para usar espectros de referencia primero se le debe asignar uno mediante la tarea REFSPEC, que establecerá la asignación en el *header* del espectro de ciencia.

SPECPLOT

Grafica simultáneamente múltiples espectros con la posibilidad de cambiarles las escalas, separarlos verticalmente u horizontalmente y etiquetarlos. Esta tarea es usada para comprimir muchos espectros en una página y así poder revisarlos, compararlos, clasificarlos, etc.

SPLOT

Al igual que specplot grafica espectros pero uno por vez, luego de abierto el gráfico aparece un cursor interactivo que, dependiendo del comando utilizado, realiza tareas de exploración y análisis del gráfico.

En particular, el comando 'd' por *deblending* ajusta en el gráfico, en la posición indicada por el usuario, funciones gaussianas, lorentzianas o de tipo voigt asumiendo un fondo lineal. Con dos posiciones del cursor se definen los extremos del continuo lineal a ajustar, que deben marcarse uno a cada lado del carácter espectral que se quiere ajustar, luego se debe marcar la posición aproximada del pico, con 'g' si se quiere ajustar una gaussiana, con 'l' una lorentziana y con 'v' una voigt.

El output de esta sub-tarea es el centro del ajuste, el pico y el FWHM, y por esto es útil para identificar longitudes de onda de caracteres espectrales o medir con buena precisión posición de caracteres con forma de pico.

SARITH

Realiza operaciones aritméticas en espectros. Se diferencia de IMARITH en que puede ser utilizada con un solo espectro realizando operaciones sobre sí mismo, además de las típicas operaciones entre dos espectros o un espectro y una constante numérica. Hay que tener en cuenta además que las operaciones se realizan en el espacio de coordenadas de dispersión en vez de el espacio de píxeles. Debido a esto, cuando se trabaja con dos espectros. SARITH debe comparar las funciones de dispersión de cada uno (que no son necesariamente lineales) y, si no coinciden, el segundo espectro es interpolado perdiendo la conservación de flujo.

Los operadores binarios trabajan con dos espectros o un espectro y una constante numérica. En el segundo caso, la constante numérica se considera como un espectro de intensidad constante. Las posibilidades son las siguientes:

- replace – reemplaza los valores del primer espectro por los del segundo
- + - suma
- - - resta
- * - multiplicación
- / - división
- ^ - exponenciación

SPECSHIFT

Esta tarea aplica un desplazamiento al sistema de coordenadas de dispersión en un espectro. Los datos del espectro no son modificados sino que el sistema de coordenadas es movido respecto de los datos.

En varios pasos del procedimiento de reducción fue necesario hacer estadísticas de control para medir el cambio del ruido de un paso a otro. Para esto se utilizaron las tareas IMSTAT o m-IMEXAM. La tarea IMSTAT también fue utilizada varias veces para calcular el promedio de intensidad de un espectro a la hora de normalizarlo a 1.

La tarea IMEXAM fue también ampliamente utilizada para medir posiciones de caracteres en las imágenes con sus comandos 'j' y 'k', y con el comando 'v' cuando fue necesario conocer la forma

aproximada del espectro o del perfil espacial para fijar criterios o hacer elecciones de límites, etc.

Fue muy importante la existencia de caracteres comunes entre distintos espectros, por ejemplo líneas de emisión telúricas o absorciones telúricas presentes en los espectros de las estrellas y de la galaxia. Esto permite comparar los desplazamientos relativos entre espectros o diferencias en las calibraciones a longitud de onda. Los caracteres comunes pueden posicionarse usando la tarea IMEXAM o la subtarea 'd' de SPLOT.

Cada imagen posee una extensión llamada *header* que almacena información útil de las imágenes como por ejemplo la fecha y hora en que fueron tomadas, el tiempo de exposición, los filtros, grismas u otros elementos que hayan sido utilizados, los parámetros ambientales al momento de la observación, etc. Muchas tareas de PYRAF utilizan ésta información para realizar operaciones automáticas sin necesidad de la intervención del usuario.

Procesos de reducción:

1. Paso a paso mediante procedimientos estándares de Pyraf

Para ejemplificar el procedimiento de reducción realizado se detallará el caso de la banda J. Para esta banda contamos con datos tomados los días 21, 24 y 26 de junio de 2013, cuyo detalle de los datos se encuentra en la tabla 5.1.

Los tres bloques de espectros correspondientes a los 3 días de observación se trabajaron por separado hasta llegar al punto de obtener un solo espectro combinado de la galaxia y un solo espectro combinado de la estrella telúrica (paso 5, ver última sección del capítulo 2 para una descripción del procedimiento teórico).

Hasta el paso 5, donde se hace la combinación de todos los espectros de galaxia y estrella se ejemplificara el procedimiento con los datos del 21 de junio y luego se incorporarán los datos de los otros días que también fueron reducidos mediante el mismo procedimiento:

A lo largo del procedimiento se realizaron mediciones de ruido con la tarea m-IMEXAM en una ventana posicionada entre los dos órdenes del espectro para garantizar que no se incluyera el patrón de emisión de líneas de cielo, la ventana se muestra en la figura 5.2.1. El ruido se estimó a partir de la desviación estándar de los valores de intensidad de los pixeles.

- Paso 1:

Se hicieron imágenes de dark-maestros para cada tiempo de exposición necesario, es decir, 10s, 20s, 40s, 60s, 120s, 300s. Los darks-maestros se realizaron mediante la tarea IMCOMBINE, usando tipo de combinación 'average' y ningún método de rechazo.

Antes de la sustracción del dark, el espectro crudo de NGC 6300 presenta desviaciones estándares del orden de ~40 cuentas por pixel, luego de sustraer el dark la desviación estándar se reduce a ~15 cuentas. La sustracción del dark se realizó con la tarea IMARITH para todos los espectros de la galaxia y los espectros e imágenes auxiliares, en la figura 5.11 se muestra el resultado para un espectro de NGC 6300, notar el patrón de rayas verticales tenues que se observa en el espectro crudo (Fig. 5.2.2) y no en el dark (Fig 5.1.4) y que por lo tanto persisten luego de la sustracción, éste ruido prevalece en todos los pasos de reducción, incluso en el espectro final y se debe a algún evento circunstancial, es decir, algo que perturbó al detector en el momento de la observación.

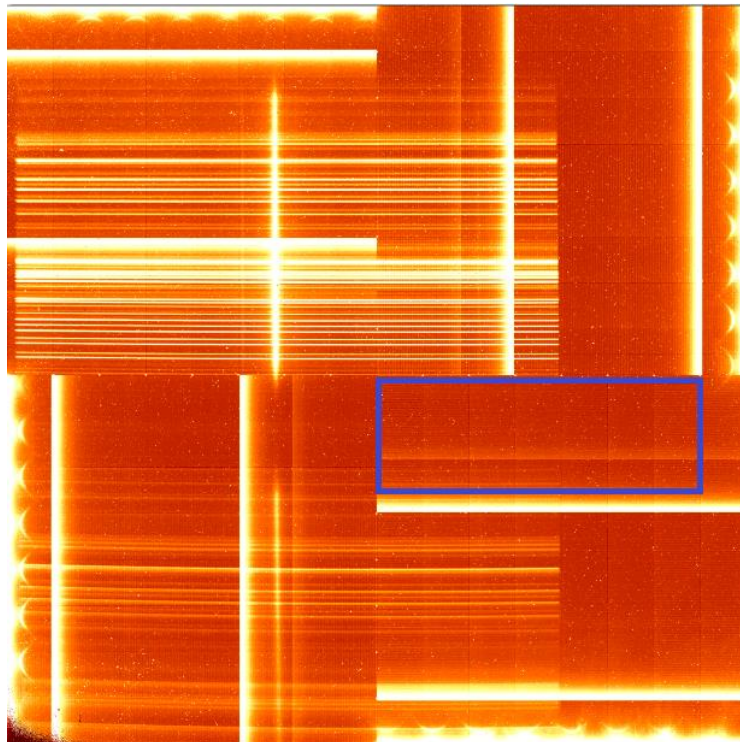


Figura 5.2.1: Representación de la región que se utilizó para realizar estadísticas de ruido. Se eligió de manera que no incluyera parte del espectro de emisión atmosférica ni a las franjas de ruido de lectura ya que se quería cuantificar la oscilación del ruido de fondo.

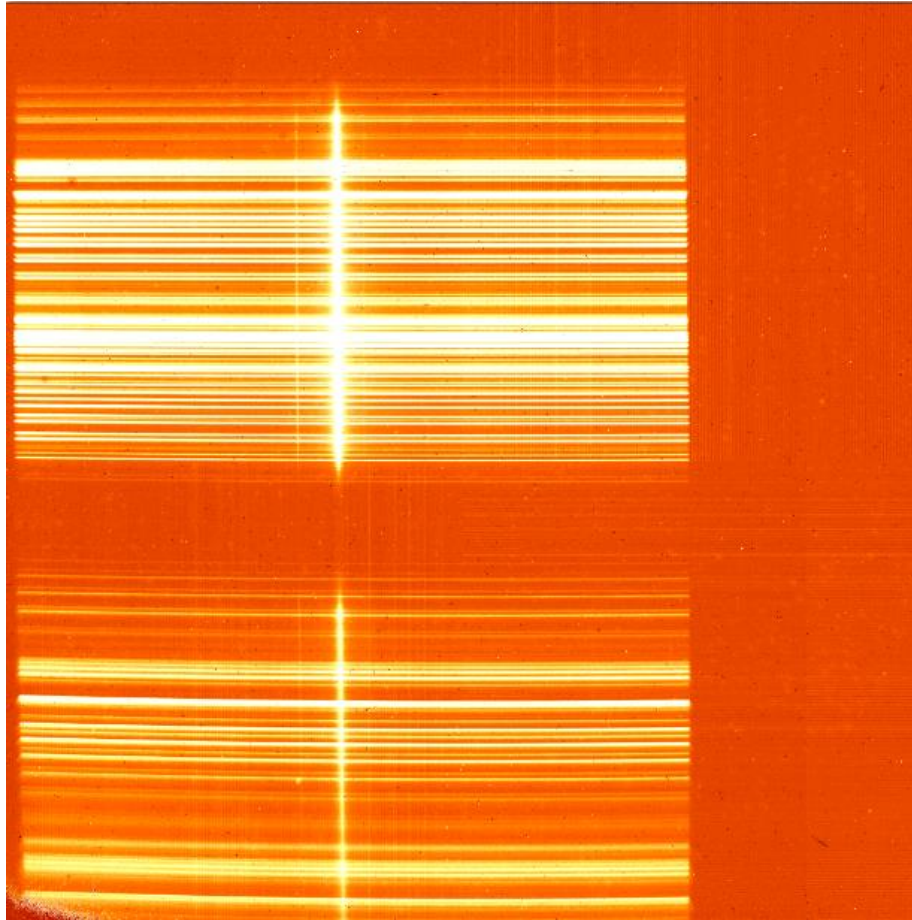


Figura 5.2.2: Espectro de NGC 6300 luego de la sustracción del dark, el ruido disminuye considerablemente salvo un patrón de líneas verticales y horizontales muy tenues que no se encuentran en el dark y que por lo tanto no fueron eliminadas en la sustracción.

- Paso 2:

Se construyó una imagen de flat combinando todas las imágenes de flat de la banda J mediante la tarea IMCOMBINE. Con la tarea IMSTAT se determinó el promedio de intensidad de toda la imagen y se la dividió por este valor usando la tarea IMARITH.

El flat normalizado se utilizó para dividir a todos los espectros de la galaxia y los datos auxiliares. Al dividir el espectro de la figura 5.2.2 por el flat, la desviación estándar del ruido disminuyó a ~7 cuentas por pixel.

- Paso 3:

NGC 6300: como en el caso de la galaxia se cuenta con espectros de cielo tomados consecutivamente es posible realizar la sustracción manual. Para esto se construyó un espectro de cielo normalizado de manera similar que con el flat, es decir, utilizando las tareas IMCOMBINE, IMSTAT e IMARITH. Esta combinación necesitó sumo cuidado a la hora de hacer que las líneas del cielo coincidieran lo más precisamente posible. Para ello se hicieron desplazamientos de los espectros con la tarea IMSHIFT con precisión de la décima de pixel, midiendo a lo largo de varias líneas los centros gaussianos con la tarea k-IMEXAM.

En la práctica se encontró que da mejores resultados restar a cada espectro de la galaxia su cielo más cercano en vez de usar un mismo cielo normalizado para todos. El resultado de una sustracción, hecha con IMARITH se muestra en la figura 5.2.3, notar que el ruido en forma de rayas verticales empeora y consecuentemente aumenta levemente la desviación estándar medida en la ventana de control llegando a valores de ~11 cuentas. Sin embargo, esto es inevitable a la hora de remover las líneas de cielo y se puede ver que éstas son efectivamente removidas dejando solamente algunos residuos.

HIP 99289: para las estrellas telúricas no se tienen espectros de cielo cercanos por lo que se debe utilizar la técnica del chopp and nodd descrita en el capítulo anterior. El resultado se muestra en la figura 5.2.4 donde se puede apreciar el espectro negativo de la estrella producto de las operaciones matemáticas que se realizan en este método. Notar que también quedan residuos de la sustracción debidos a la inevitable variabilidad de la emisión del cielo entre la toma de los distintos espectros.

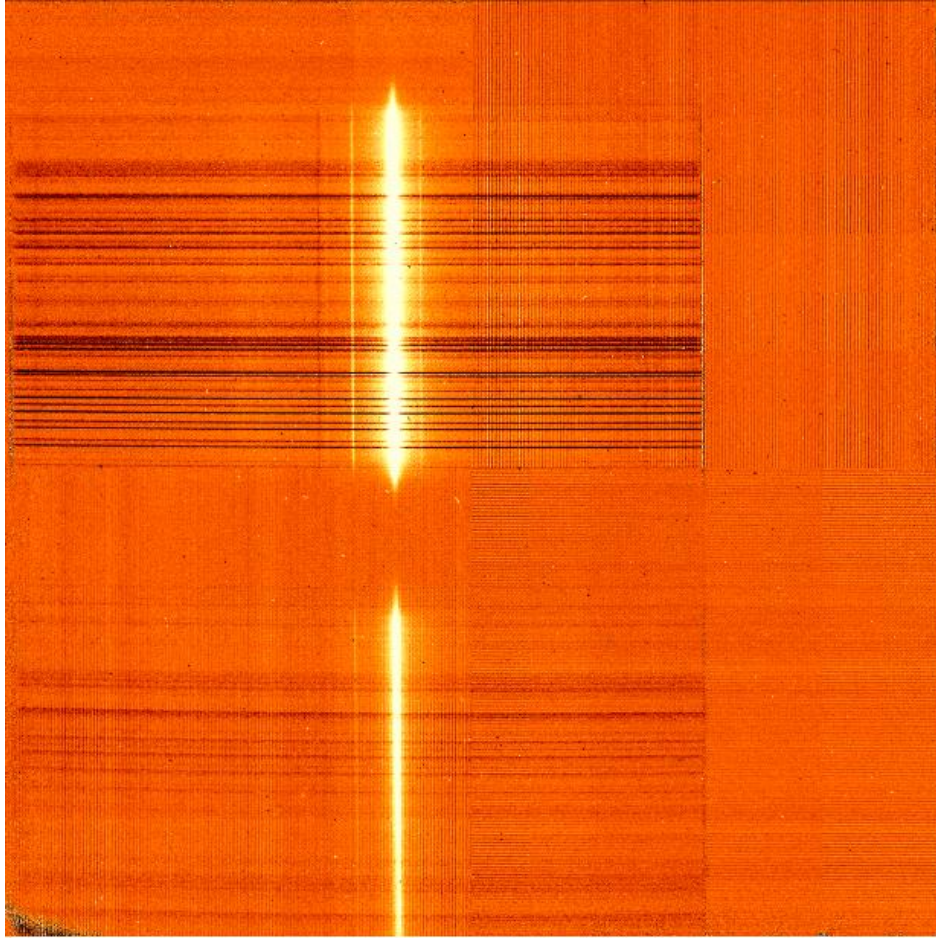


Figura 5.2.3: Espectro de NGC 6300 luego de la sustracción de la emisión atmosférica, las rayas oscuras horizontales son residuos de la sustracción y aunque en algunos casos se puede mejorar, la remoción completa es inalcanzable debido a la rápida variabilidad temporal que ésta emisión presenta.

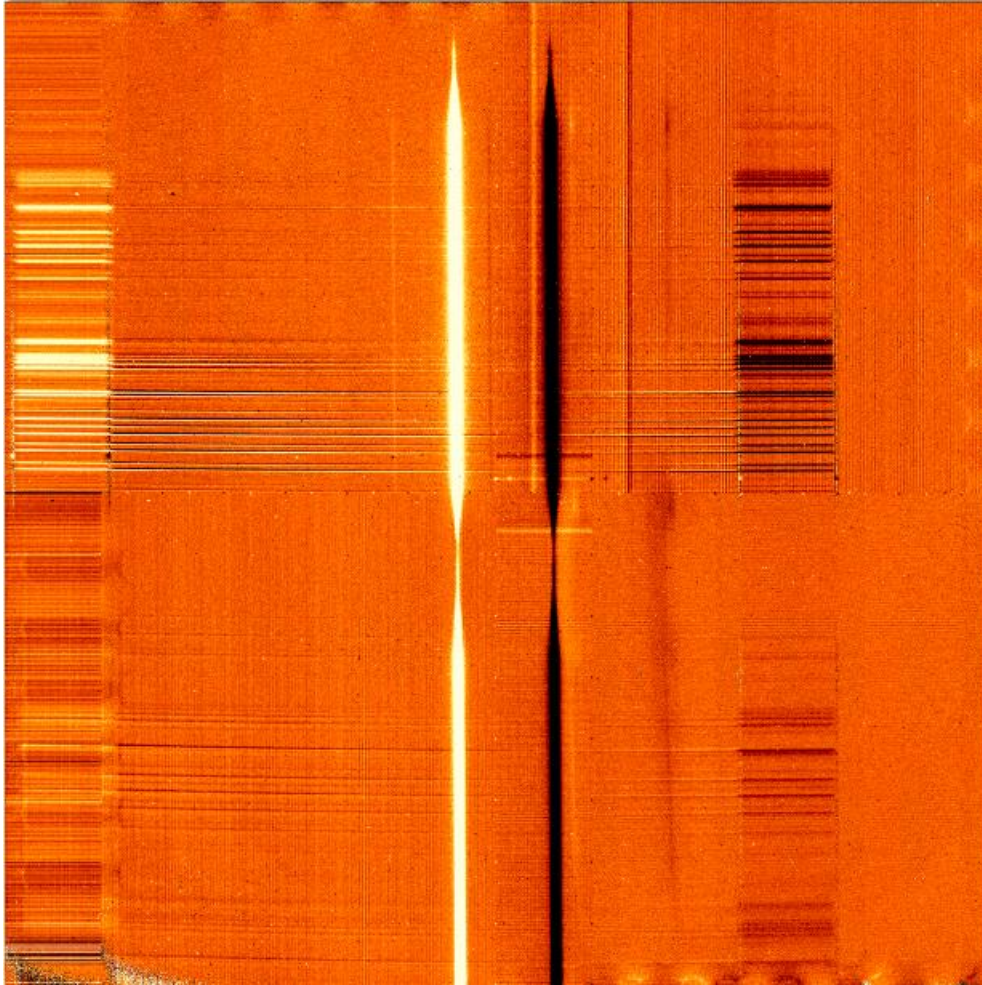


Figura 5.2.4: Espectro de la estrella estándar HIP 99289 luego de la sustracción de la emisión telúrica, el espectro en negativo que aparece a la derecha es el resultado de la aplicación de la técnica del *nodding*.

- Paso 4:

Se combinaron primero en bloque los espectros de cada día, y por lo tanto el resultado fueron 3 espectros para la galaxia (un bloque para el 21 de junio, otro para el 24 y otro para el 26) y tres para la estrella telúrica. Hasta aquí los espectros presentaban muchos pixeles intensos debidos a rayos cósmicos y muchos pixeles oscuros debidos a errores de lectura. Para mejorar esto se realizaron varias pruebas con distintos mecanismos de rechazo y valores de thresholds en la tarea IMCOMBINE. Los

mejores resultados se obtuvieron con tipo de rechazo 'erreject' y 'lthreshold=0' (límite inferior). Además en este caso no se quiere hacer un promedio de las imágenes sino sumar la luz de la galaxia para incrementar la señal/ruido, por lo que se utilizó tipo de combinación 'sum'.

Finalmente se combinaron los 3 espectros de los 3 días y el resultado fue el presentado en la figura 5.2.5. El espectro de la galaxia es combinación de 11 espectros individuales.

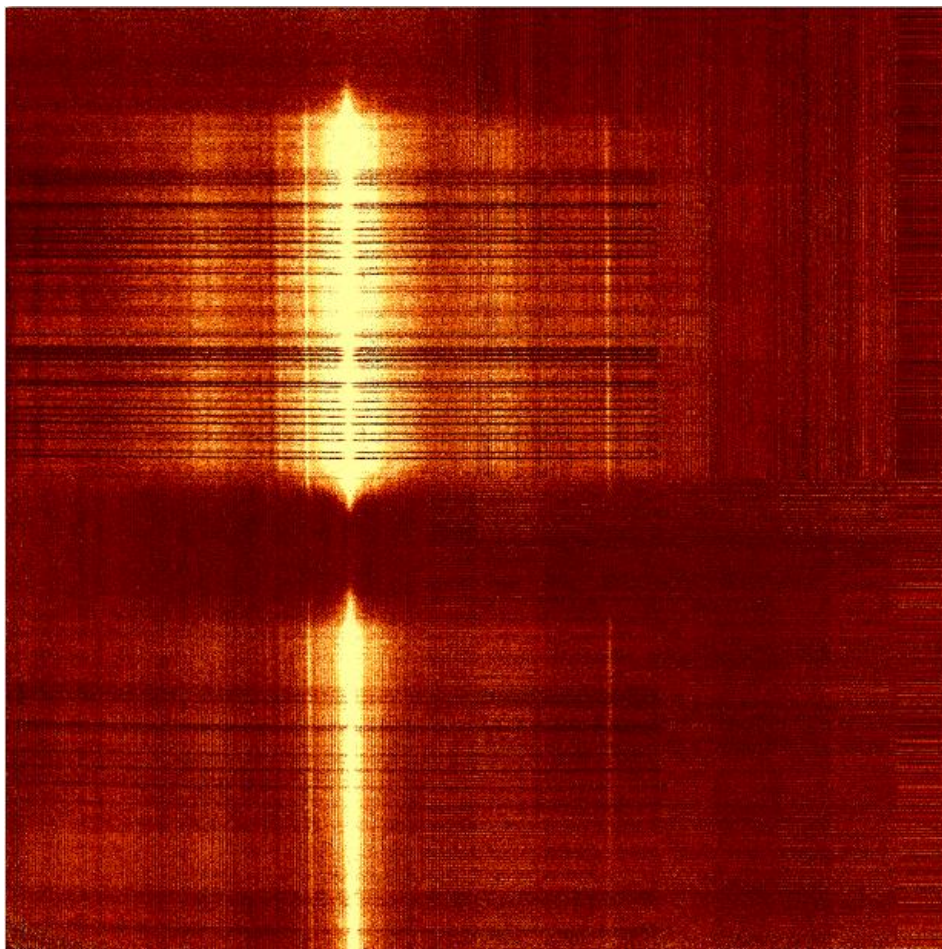


Figura 5.2.5: Espectro combinado obtenido a partir de la suma de 11 espectros de NGC 6300. El ruido se incrementa considerablemente pero el gran incremento de la señal justifica la combinación ya que se disminuye la relación S/N.

En este punto es posible hacer una identificación rápida de las líneas de emisión galácticas mediante un simple procedimiento: hacer una copia del espectro, a la copia desplazarla una cierta cantidad de píxeles en la dirección de dispersión (en este caso 6 píxeles) y restarla al espectro original (5.15). Lo que se está haciendo con este procedimiento es restar el continuo contiguo a cada píxel y esto produce un resaltado de las líneas de emisión y de los residuos de la sustracción del cielo. Para diferenciarlos hay que ver que las líneas de emisión están confinadas al espectro en la dirección x mientras que los residuos presentan un alargamiento en esa dirección que los delata. Al hacer esto para el espectro combinado se puede ver que una de las líneas de emisión más intensas (que en éste punto puede sospecharse fuertemente que se trata de $\text{Pa}\beta$) hay un pozo de píxeles negros en el centro de la línea, como se muestra en la figura 5.2.6.

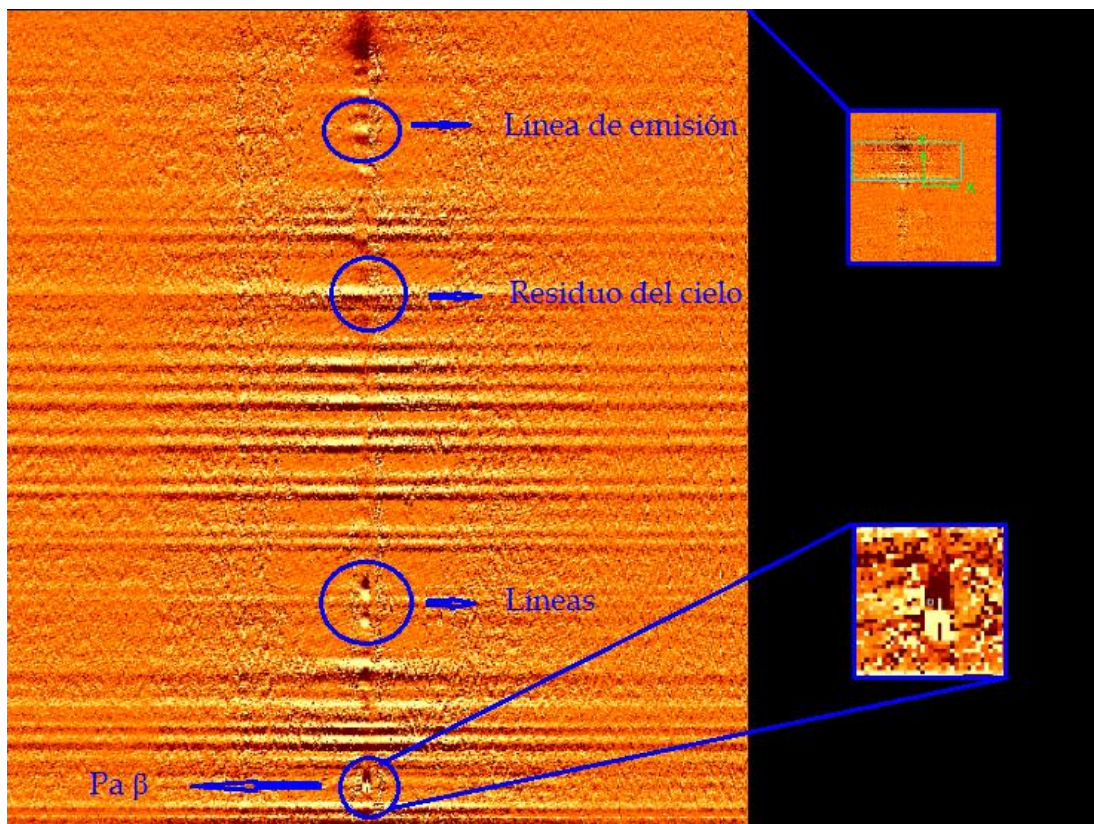


Figura 5.2.6: Identificación rápida de las líneas intensas presentes en el espectro. Se hace un desplazamiento del espectro y se lo resta a sí mismo para eliminar en gran medida el continuo y resaltar la emisión en forma de líneas, las cuales aparecerán como círculos de luz mientras que los residuos del restado del cielo se distinguen por apareceres elongados. En el recuadro inferior se muestra un zoom en la línea $\text{Pa}\beta$ del HI que presenta un defecto en esta combinación.

Al detectar esto se hicieron muchas combinaciones de espectros dejando uno o dos afuera cada vez y se encontró que algunos presentaban este defecto y otros no. El motivo permaneció incierto pero se eligió la combinación que dió mejor resultado, que fue dejar afuera los espectros del 26 de junio hasta que se encuentre la causa de éste problema y puedan ser incorporados. El resultado final con el que se trabajó es la combinación de 9 espectros individuales de los días 24 y 26 de junio.

- Paso 5:

La extracción de los espectros fue realizada con la tarea PVECTOR que requiere la determinación de los puntos inicial y final del vector y el ancho o apertura de extracción.

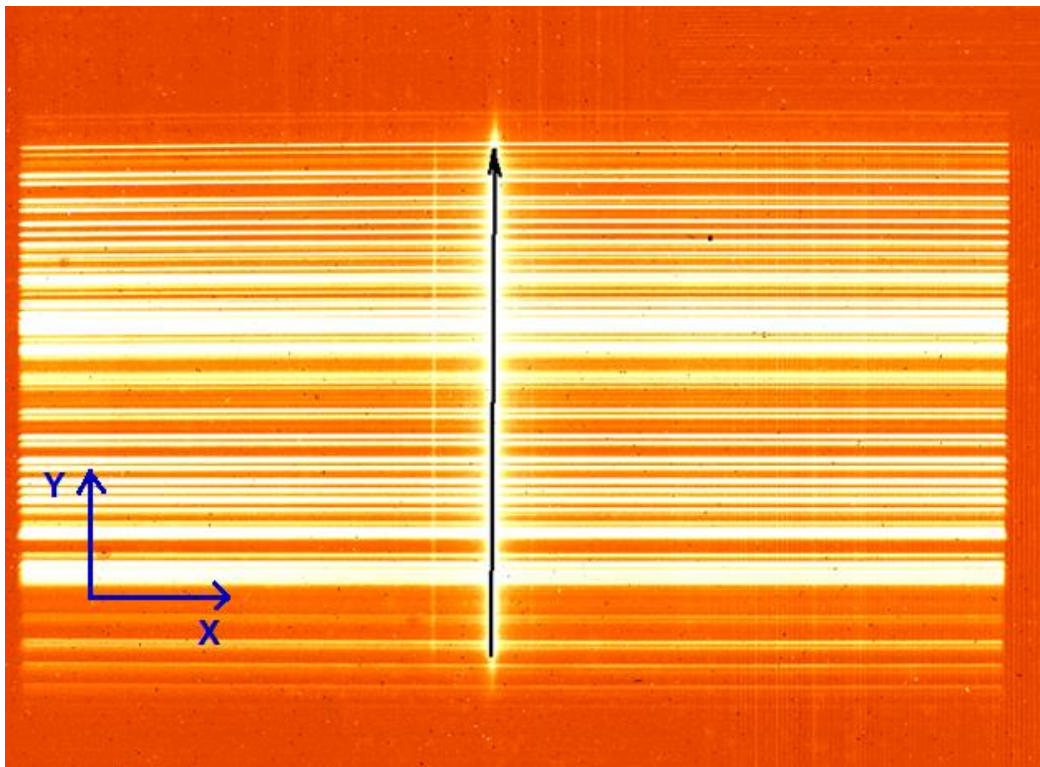


Figura 5.2.7: Vector utilizado para extraer los espectros unidimensionales mediante la tarea PVECTOR. Notar que su dirección marca la inclinación que el espectro tiene respecto de los ejes del detector (en azul). Esta figura busca mostrar también que el vector es perpendicular a las líneas de cielo, pero es meramente ilustrativa ya que las extracciones se hacen en realidad sobre un espectro libre de emisión telúrica.

Los elementos de dispersión fueron ubicados en el momento de la observación de manera que la dirección de dispersión coincida con uno de los ejes del detector pero en la práctica no se alcanza ésta posición ideal sino que el espectro se encuentra levemente girado o incluso curvado, para cuantificar esto se hicieron mediciones del pico de intensidad del espectro en la dirección espacial (X) para distintas posiciones en la dirección espectral (Y) con la tarea j-IMEXAM. A estos valores se le aplicó una regresión lineal y la función resultante se utilizó para determinar el vector elegido (figura 5.2.7).

Se hicieron extracciones de varias aperturas con el objetivo de obtener espectros unidimensionales de energía que contengan distinta información espacial de la galaxia. Recordar que, para NGC 6300, 1 pixel representa 13pc dada la escala del detector, y que la resolución de nuestros espectros es de 39 pc (3 pixeles). Por otro lado, mientras más pixeles sume una extracción mayor será la señal del espectro resultante, esto resulta de gran importancia en las regiones más externas donde la luminosidad decrece. Las extracciones centradas fuera del núcleo darán información espectral de las regiones a diferentes radios.

- Extracción de 1 pixel de ancho: región nuclear
- Extracción de 3 pixeles de ancho: región circumnuclear
- Extracción de 3 pixeles de ancho centrada a 7 del centro: región del disco sin incluir el núcleo.

- Paso 6:

Hay varias maneras de realizar la calibración a longitud de onda como se verá más adelante, en éste caso se hizo mediante la identificación de las líneas de emisión del cielo usando un atlas de líneas del OH (Rousselot et al., 2000). Un ejemplo de espectro de OH se presenta en la figura 2.6. Se identificaron 19 posiciones y a éstas se les ajustó un polinomio de orden 4 para obtener una función de dispersión continua que vincula la posición en pixeles con la longitud de onda.

Las posiciones de las líneas de emisión del cielo fueron determinadas mediante ajustes gaussianos aplicando el comando 'd' en la tarea SPLOT.

- Paso 7:

Para la banda J la corrección por transmisión atmosférica fue realizada mediante un método sencillo (aunque poco preciso) poniendo una máscara lineal a las absorciones asociadas a la atmósfera estelar y no a la terrestre. Por lo tanto el espectro unidimensional obtenido es sólo un resultado preliminar que debe ser corregido. Este se muestra en la figura 5.2.8, donde están marcadas algunas líneas de emisión nucleares que ya empiezan a destacar.

La división del espectro de la galaxia por el de transmisión atmosférica fue realizada con la tarea SARITH.

Paso 8: Aún no fue realizada para éstos espectros.

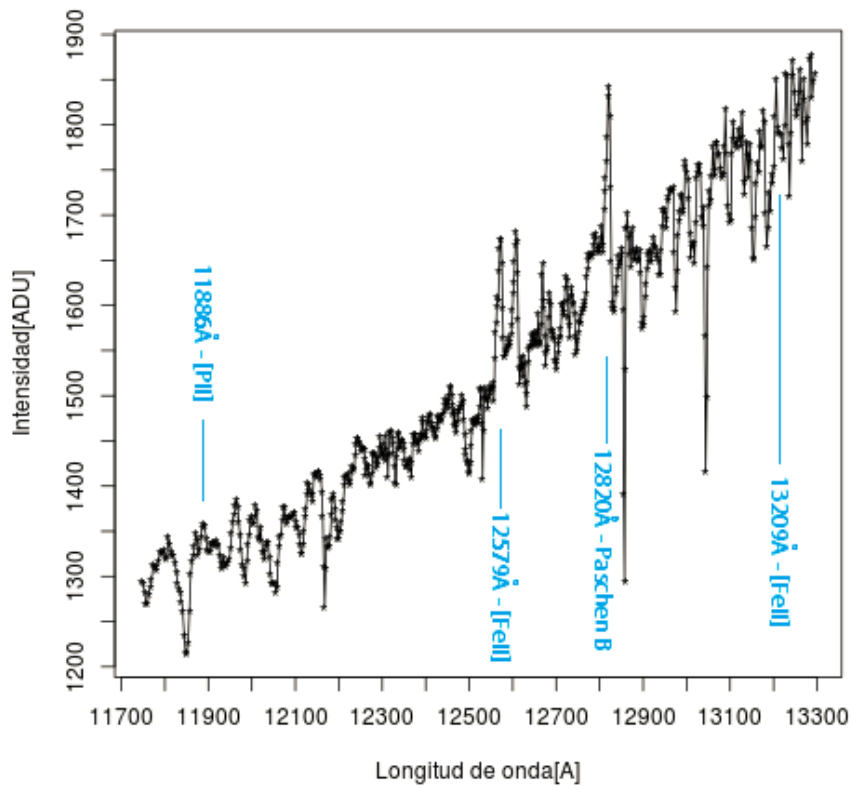


Figura 5.2.8: Espectro de la banda J obtenido mediante la reducción paso a paso, es meramente ilustrativo ya que finalmente se encontró que éste no es el mejor procedimiento de reducción, sin embargo pueden identificarse en el mismo líneas de HI, [FeII] y [PII]

2. Procedimiento de reducción con la línea de comandos de reducción de F2:

El procedimiento de reducción utilizando la línea de comandos de F2 proporcionada por el Observatorio Gemini fue probada en las cuatro bandas en las que tenemos espectros. Para ejemplificar el procedimiento se mostrará su aplicación en espectros de la banda Ks del día 24 de junio que también fueron tomados con la ranura de 3 pixeles y el grisma 3RK. La cantidad de espectros que fueron utilizados son los que se detallan en la tabla 5.1 junto con los respectivos tiempos de exposición.

La línea de comandos se divide en 18 pasos. Algunos son similares a los seguidos en el método anterior y otros son inherentes de los paquetes 'gemini' y 'f2' que utiliza y que trabajan específicamente con características de los datos de F2. A continuación se describen brevemente los pasos.

- Paso 1:

Se cargan los paquetes 'gemini' y 'f2' .

Se fijan los parámetros por defecto a los paquetes 'gemini', 'f2', 'gnirs' y 'gemtools'.

- Paso 2:

Se definen el logfile, el archivo base de datos, el directorio de trabajo y el tamaño del display.

- Paso 3:

Se crean las listas de imágenes con la tarea 'gemlist'. Esto produce listas en archivos de texto que indicarán a la línea de comandos cuales son las imágenes de cada tipo (objeto de ciencia, estrella telúrica, dark, flat, lámpara de comparación o espectro de cielo). Además se crea una lista extra que incluye a todas las imágenes (all.lis).

- Paso 4:

Se visualizan las imágenes contenidas en all.lis, es decir todas, en una terminal de visualización previamente inicializada por el usuario y cambiando de una imagen a la siguiente cada un intervalo de tiempo definido por el usuario (en éste caso 5 segundos).

Este paso es importante para verificar los datos que se van a reducir, antes de empezar. Pero es importante, aunque la línea de comandos no lo tiene incluido, hacerlo en todos los pasos o al menos en lo más relevantes para de esta manera ir controlando que la reducción vaya bien.

- Paso 5: Preparación de los datos previa a la reducción

Se realiza una preparación de los datos mediante la tarea F2PREPARE la cual realiza las siguientes modificaciones:

- Validación de los datos: se controla que los datos existan, que tengan el formato correcto, que si tuvieran máscara de píxeles malos el tamaño de ésta concuerde con el de las imágenes, etc.
- Agrega y modifica palabras claves en los *headers* de las imágenes.
- Lee de los *headers* y almacena la información del detector para cada imagen, como por ejemplo la ganancia, el límite de saturación, ruido de lectura, etc.
- Corrige por lecturas del detector no-destructivas.
- Calcula la calidad de los datos.

- Paso 6:

Crea las imágenes de 'dark-maestros' para cada tiempo de exposición, mediante la tarea GEMCOMBINE (análoga a IMCOMBINE del paquete gemini). En todos los casos utiliza el tipo de combinación 'average'.

- Paso 7:

Crea las imágenes de flat normalizadas (incluso si se trabaja con un sólo flat como en este caso) y la máscara de píxeles malos.

Utiliza las tareas GEMARITH (análoga de IMARITH), f2cut y nsflat.

La tarea F2CUT toma información del *header* de los espectros para cortar la imagen tal que contenga el orden del espectro de interés dejando afuera el resto de la imagen, en la figura 5.2.9 se puede apreciar el resultado del corte. A partir de aquí, en cada paso de reducción las imágenes serán cortadas con el mismo criterio.

La tarea NSFLAT normaliza la imagen de flat y crea una máscara de píxeles malos.

- Paso 8:

Reduce el espectro de la lámpara de comparación y calcula la calibración a longitud de onda: con la tarea NSREDUCE se sustrae el dark correspondiente y se divide por el flat normalizado el espectro de lámpara de comparación.

La tarea NSREDUCE es similar a IMCOMBINE, utiliza los mismos parámetros de combinación y rechazo pero está específicamente orientada a la sustracción de emisión telúrica, dark y flat para espectros en el NIR.

Luego determina la solución de dispersión con la tarea NSWAVELENGTH que es la tarea análoga a IDENTIFY en el paquete gemini y puede ser usada interactivamente o en modo automático. En cualquiera de los dos casos identifica líneas de emisión conocidas ya sea en espectros de lámpara de comparación o en espectros de emisión del cielo, con algunas identificaciones (mientras más mejor) determina la función de dispersión que luego será aplicada a los espectros de ciencia y de estrella telúrica.

- Paso 9:

Reducción de los espectros de estrella telúrica. Con la tarea NSREDUCE resta el dark primero y en otra aplicación de la tarea corrige por flat y por emisión telúrica. La corrección por emisión telúrica la realiza con la técnica del chopp-and-nodd por lo que nuevamente puede apreciarse en la imagen resultante el espectro negativo de la estrella.

- Paso 10:

Combinación de los espectros de estrella telúrica. La combinación se realiza con la tarea NSCOMBINE que desplaza los espectros para hacerlos coincidir tomando del *header* de la imagen el dato de la posición del telescopio en el momento de observación y luego los combina con un procedimiento similar al de IMCOMBINE que admite los mismos tipos de rechazo pero que admite sólo un tipo de combinación 'average' o 'median'. La línea de comandos utiliza el tipo 'average'.

En la figura 5.2.9 se muestra el resultado de la combinación de los espectros. Notar como la línea de comandos corta la imagen para dejar sólo la información útil, esto es, los 4.4 arcmin que cubre la ranura en la dirección espacial y la región que cubre el orden del espectro deseado en la dirección de dispersión.

- Paso 11:
Calibración a longitud de onda de la estrella telúrica. Se realiza aplicando la tarea NSFITCOORDS.
- Paso 12:
Extracción del espectro 1D de la estrella telúrica. Se extrae el espectro unidimensional utilizando la tarea NSEXTRACT que es una tarea específica para extracción de espectros. En el caso de esta línea de comandos, NSEXTRACT llama a la tarea APALL que define iterativamente el tamaño y la ubicación de la ventana 2D de la que se hará la extracción. APALL permite también la determinación interactiva de la ventana por parte del usuario.

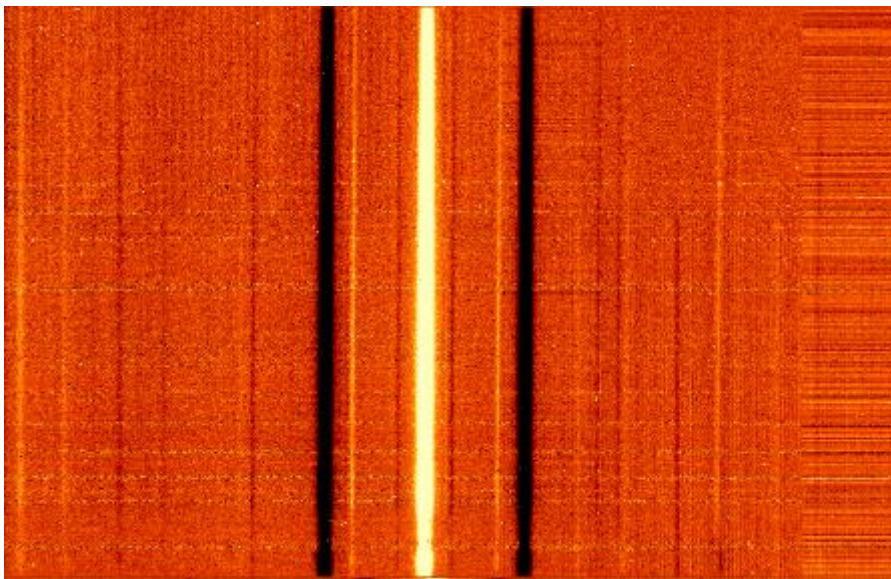


Figura 5.2.9: Combinación de todos los espectros de estrella telúrica para el 24 de junio. La imagen presenta dos espectros en negativo, uno a cada lado del espectro positivo, como resultado de la aplicación de la técnica de *chopp-and-nodd*.

- Los pasos 13, 14, 15 y 16 son análogos a los 9, 10, 11 y 12 pero aplicados a los espectros de NGC 6300 en este caso.

En la figura 5.2.10 se muestra el espectro combinado para NCG 6300, es posible hacer una comparación con el espectro de la banda J de la figura 5.2.5 pero teniendo en cuenta que ésta combina 11 espectros mientras que la análoga 5.2.10 combina sólo 6 y por lo tanto introduce menos señal pero también menos ruido.

- Paso 17:
Aplicar la corrección telúrica al espectro de ciencia. En la línea de comandos se advierte al comienzo de éste paso que no se removerán los caracteres espectrales intrínsecos de la estrella y por lo tanto el espectro final presentara emisiones falsas.

La corrección se hace con la tarea NSTELLURIC. Esta tarea realiza desplazamientos y re-escaleos para lograr la mejor división posible de las absorciones telúricas en los datos científicos y requiere un espectro de una estrella telúrica para cuantificar la absorción atmosférica. Los desplazamientos en longitud de onda son determinados llamando a la tarea de IRAF, TELLURIC.

- Paso 18:
Limpieza. La línea de comandos elimina todas las listas (durante el proceso de reducción se crean numerosas listas además de las del paso 3)

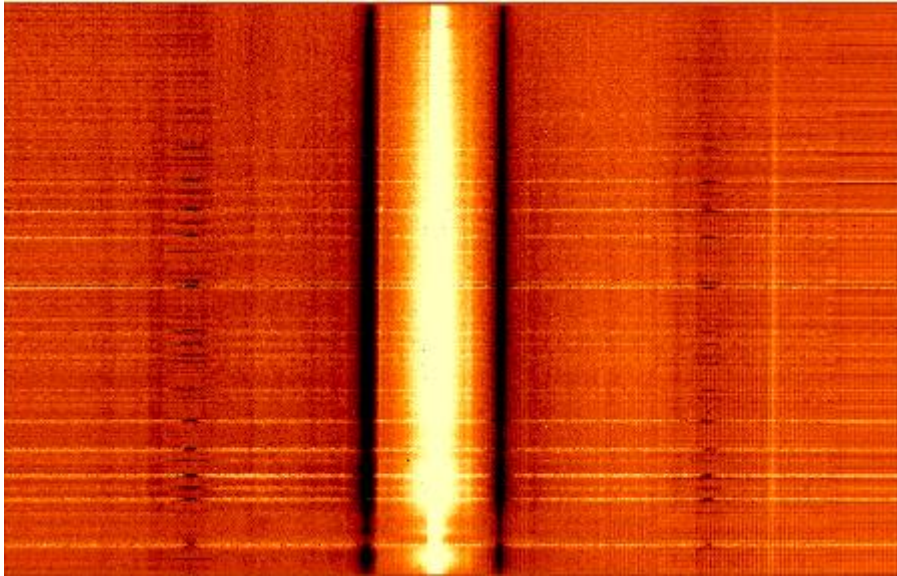


Figura 5.2.10: Combinación de 6 espectros de NGC 6300 para la banda Ks del día 24 de junio. Al igual que en el caso de la estrella telúrica se tienen los dos espectros negativos producto de la utilización de la técnica de *chopp-and-nodd*. Las líneas brillantes horizontales son residuos de la sustracción de la emisión telúrica.

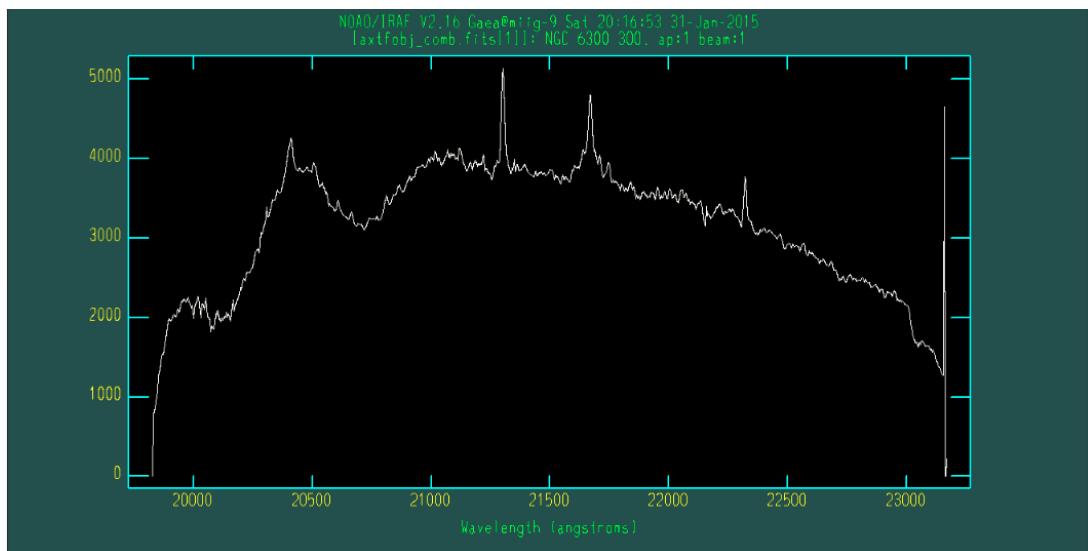


Figura 5.2.11: Espectro final obtenido con la línea de comandos de F2. La corrección por transmisión ha fallado, pues los caracteres espectrales se encuentran diluidos, y la emisión de continuo galáctico presenta variaciones con la longitud de onda que no son reales. Además, se aprecian claramente las absorciones atmosféricas ya que no han sido correctamente compensadas.

La línea de comandos descrita no tiene opción para trabajar simultáneamente con espectros de distintos días, si este fuera el caso, como sucede para la banda J, hay que reducir cada bloque por separado y unirlos antes del paso 16.

En la figura 5.2.11 se muestra un espectro unidimensional de NGC 6300 en unidades arbitrarias de flujo (banda Ks). Evidentemente algo ha fallado en la reducción realizada con la línea de comando ya que los caracteres espectrales del espectro resultante, tanto en emisión como en absorción, se encuentran diluidos. Esto se debe a una sub-estimación de las absorciones atmosféricas por parte de la línea de comandos que resulta en una sub-corrección, sumado a una compensación artificial de las absorciones producidas en la atmósfera estelar de la estrella telúrica. Lo mismo se puede ver en la figura 5.2.12 que corresponde a un espectro de la banda J obtenido mediante el mismo procedimiento de reducción con la línea de comandos.

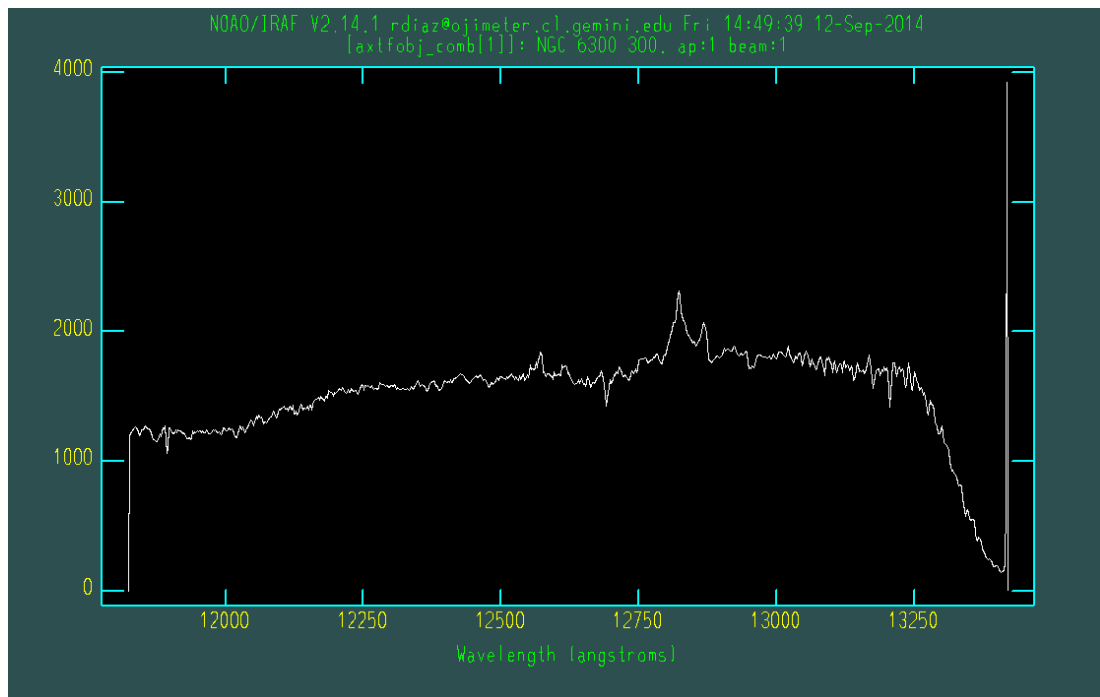


Figura 5.2.12: Espectro de NGC 6300 en la banda J. Comparando con la figura 5.2.8 se puede ver que tanto las líneas de emisión como la forma del continuo están diluidas debido a una sub-estimación de la absorción atmosférica y a compensaciones artificiales debidas a absorciones intrínsecas de la atmósfera estelar.

Sin embargo, los pasos de reducción que realizó la línea de comandos hasta la extracción de los espectros unidimensionales han dado resultados satisfactorios. Entonces, para la reducción de espectros con éstas características se adopta un procedimiento híbrido.

Sección 5.3: Procedimiento Combinado

Con referencia al procedimiento teórico descrito en el capítulo 2, se realizan con la línea de comandos los pasos del 1 al 4, es decir, la construcción de todos los frames maestros, el restado del dark, la división por flat, la sustracción de la emisión del cielo y las combinaciones de espectros necesarias.

La extracción de los espectros unidimensionales, la calibración a longitud de onda y la compensación por la transmisión atmosférica se realizan manualmente con las tareas de Pyraf descritas anteriormente pero con algunas variaciones respecto del procedimiento utilizado para la banda J.

a. Extracción de los espectros unidimensionales:

La tarea PVECTOR permite extraer un gráfico unidimensional de una ventana de una imagen 2D, dicha ventana tiene un ancho determinado pero PVECTOR no sumará todos los pixeles a lo ancho de la ventana sino que los promediará para lograr un solo valor que luego ocupara su posición en la extracción 1D. Para éste trabajo interesa la suma de los pixeles en vez de su promedio ya que se quiere que cuenten todas las contribuciones espaciales. Para lograr ésto se hicieron extracciones de 1 pixel de ancho paralelas al vector original y tal que cubran toda al ventana deseada. Por ejemplo si se quiere una extracción de 3 pixeles centrada en el vector original se hace una extracción en el centro y luego una a cada lado del vector (es decir, que se traslada el vector original 1 pixel a cada lado), luego se suman las tres extracciones con la tarea SARITH.

Tanto para la galaxia como para la estrella estándar se hicieron 11 extracciones de 1 pixel de ancho, Para la estrella se sumaron todos en una sola extracción unidimensional ya que interesaba que tuviera la mayor S/N posible. Para la galaxia se hicieron:

- Extracción de 1 pixel de ancho centrada en 0.
- Extracciones de 1 pixel de ancho centradas a 1, -1, 2 y -2 pixeles del centro.
- Extracción de 3 pixeles de ancho centrada en 0.
- Extracciones de 3 pixeles de ancho centradas a 3, -3, 6, -6, 9 y -9 del centro.
- Extracción de 5 pixeles de ancho centradas a 7 y -7 pixeles del centro: región del disco sin incluir el núcleo.

b. Calibración a longitud de onda:

A las líneas del espectro de la lámpara de comparación se les asignó la longitud de onda correspondiente con la tarea IDENTIFY y utilizando como referencia un espectro de lámpara de argón. La identificación fue realizada de forma interactiva.

La solución de dispersión encontrada por IDENTIFY fue asignada a los espectros de la estrella telúrica y de la galaxia mediante la tarea REFSPEC. Finalmente se terminó la calibración a longitud de onda aplicando las nuevas coordenadas de dispersión a los espectros con la tarea DISPCOR.

En la figura 5.3.1 se ven juntos los dos espectros calibrados, el superior corresponde a la estrella y el inferior a la galaxia. Tomando como referencia los dos caracteres picudos a la izquierda de los espectros (marcados con flechas en la figura) se puede comparar la solución de dispersión entre los dos espectros. En las primeras pruebas que se realizaron se encontró diferencia entre la separación de los picos para ambos espectros. La fuente de este error es el hecho de utilizar la misma lámpara de comparación para calibrar espectros que fueron tomados en distintas configuraciones del sistema telescopio-detector (distintas posiciones del telescopio), lo que genera una diferencia entre la dispersión de la luz entre las dos posiciones. Lo correcto es utilizar para cada espectro una lámpara de comparación tomada en la misma posición. Teniendo esto en cuenta se volvió a realizar el procedimiento utilizando la lámpara de comparación correspondiente para cada objeto, cuyo resultado es el que se muestra en la figura 5.3.1.

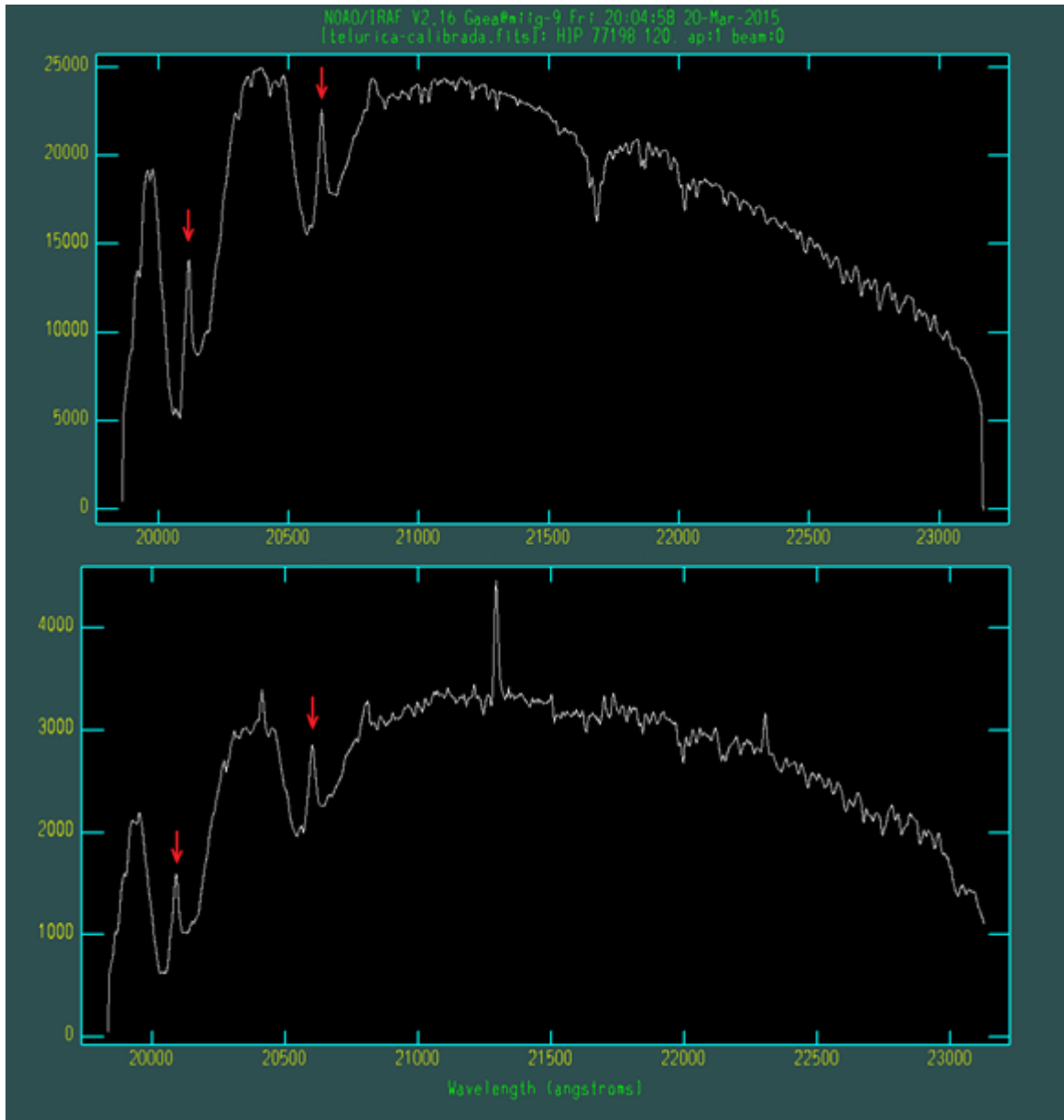


Figura 5.3.1: Arriba: espectro de la estrella telúrica HIP 77198 antes de corregir por absorciones intrínsecas de la estrella. Abajo: espectro de NGC 6300 antes de la corrección por transmisión atmosférica. Notar que en $\sim 21650 \text{ \AA}$ la estrella muestra una absorción intensa que no está presente en el espectro de la galaxia mientras que los dos sistemas absorbedores de la izquierda están presentes en ambos espectros, así como también otras absorciones menores. Con flechas rojas se marcan los dos caracteres espectrales (picos) que fueron utilizados a lo largo de todo el procedimiento híbrido para determinar corrimientos relativos entre los espectros de la galaxia y los de la estrella.

c. Compensación por la transmisión atmosférica

En la figura 5.21 puede notarse también que las absorciones presentes en la estrella telúrica también están presentes en el espectro de la galaxia, salvo una absorción muy importante y en forma de V en $\sim 21650 \text{ \AA}$. Esta es una absorción intrínseca de la atmósfera estelar de HIP 77198. Antes de proceder a corregir el espectro de la galaxia esta absorción debe ser compensada. Para esto se utilizó un espectro sintético de la estrella Vega que corresponde al mismo tipo espectral de HIP 77198 (ver figura 5.3.2). Este espectro sintético fue multiplicado por el espectro de la estrella telúrica para eliminar la absorción. Dado que la multiplicación directa generó que en el espectro final siguiera habiendo una depresión en el lugar de la absorción, se tuvo que hacer un reescalo del espectro sintético antes de multiplicar. Hubo que hacer varias pruebas antes de encontrar el factor de escala adecuado y en la figura 5.3.3 se muestran dos ejemplos, arriba el resultado sin reescalo y abajo un resultado con una sobre-estimación del espectro sintético.

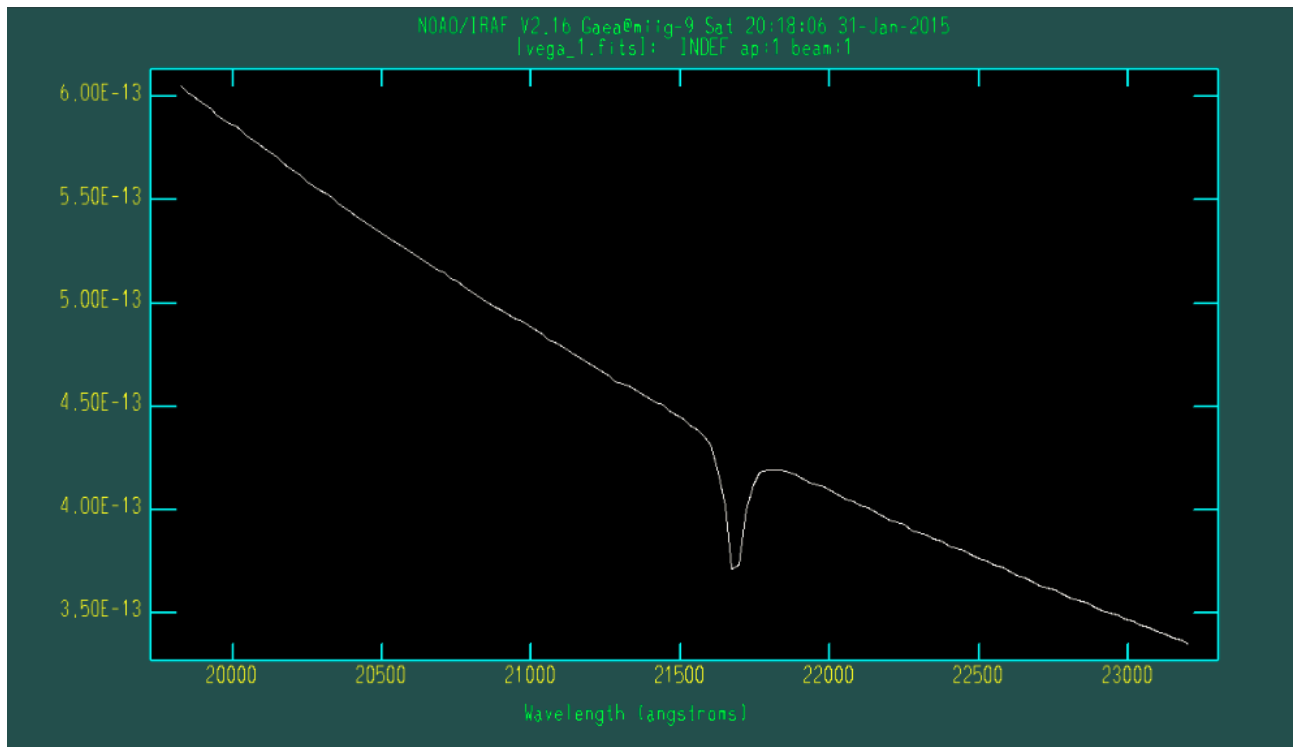


Figura 5.3.2: Espectro sintético de la estrella Vega, del mismo tipo espectral que HIP 77198. La absorción de la atmósfera estelar aquí observada también está presente en nuestros espectros de estrella estándar.

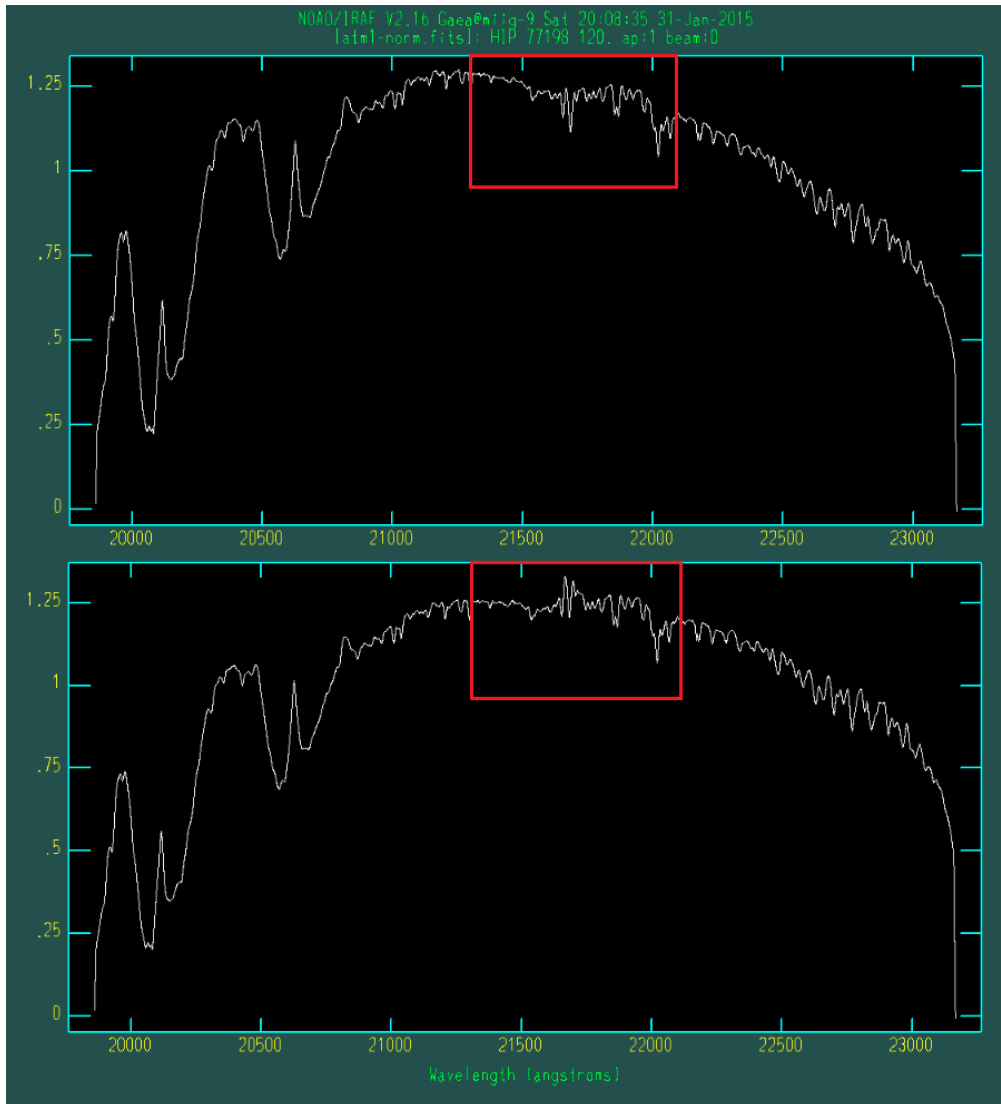


Figura 5.3.3: Ejemplos del resultado de la división por el template de Vega con un mal reescado: arriba sin re-escado y abajo con un sobre-escado. Con un recuadro rojo se marca la zona donde se produce la depresión en el primer caso o una elevación en el segundo.

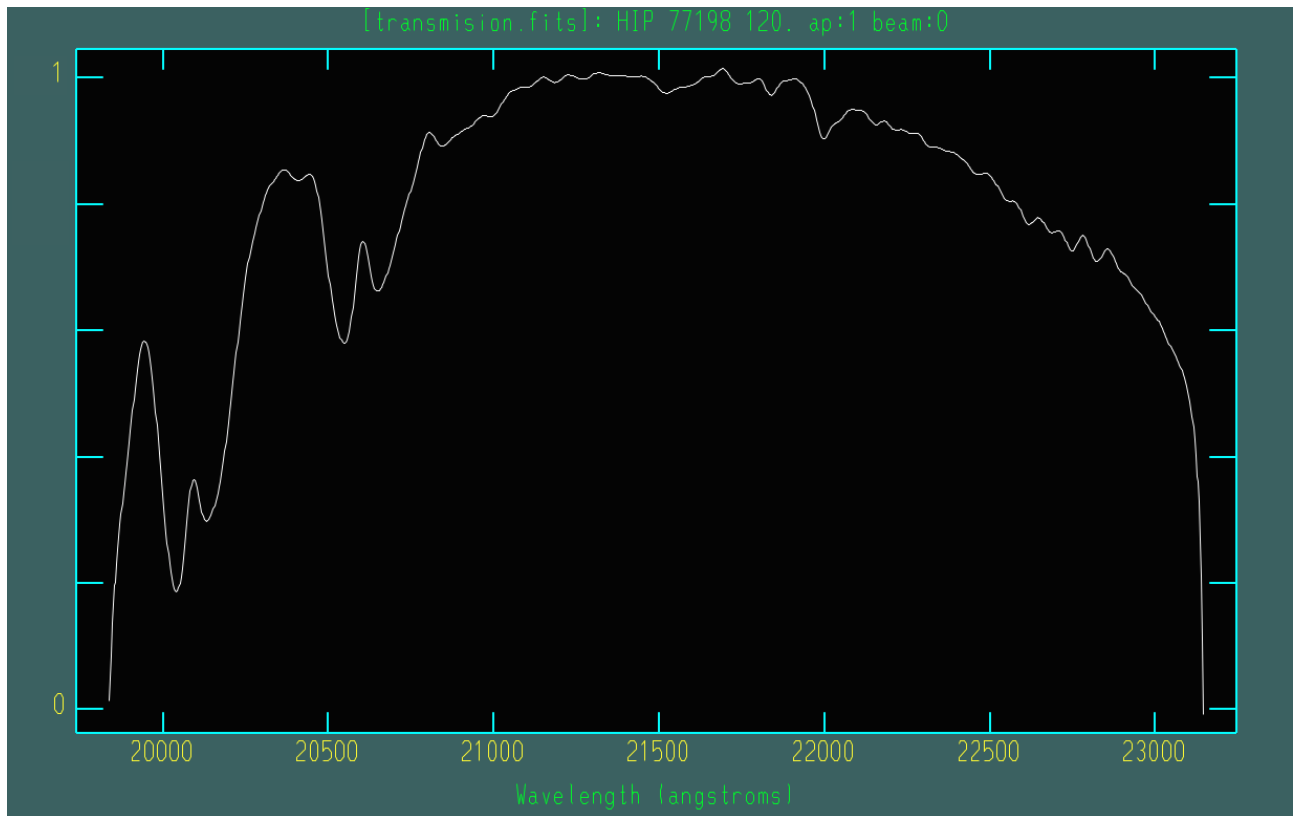


Figura 5.3.4: Espectro de transmisión atmosférica al cual se le aplicó un suavizado que refleja la resolución espectral. Se puede comparar con el primer cuadrante de la figura 2.3.2 donde se muestra la transmisión atmosférica modelada para Mauna Kea.

Luego de la multiplicación se calcula el promedio de intensidad con IMSTAT y se divide el espectro por el mismo. El resultado es un espectro de transmisión atmosférica (ver figura 5.3.4).

Finalmente se divide el espectro unidimensional de la galaxia por el espectro de transmisión atmosférica para corregir las absorciones y se obtiene el espectro de la galaxia limpio (en la mayor medida posible) de ruidos sistemáticos y en unidades ADU ya que aún no ha sido realizada la calibración a flujo. El resultado se muestra en la figura 5.3.5. El espectro corresponde a la extracción de 11 pixeles de ancho centrada en el núcleo y por lo tanto es el espectro que integra más señal. Se puede ver que hay un sistema de múltiples líneas de emisión y en el siguiente capítulo se analizará la contribución a cada línea de las diferentes regiones circumnucleares y se analizarán anchos cinemáticos y velocidades radiales para distintos radios galácticos.

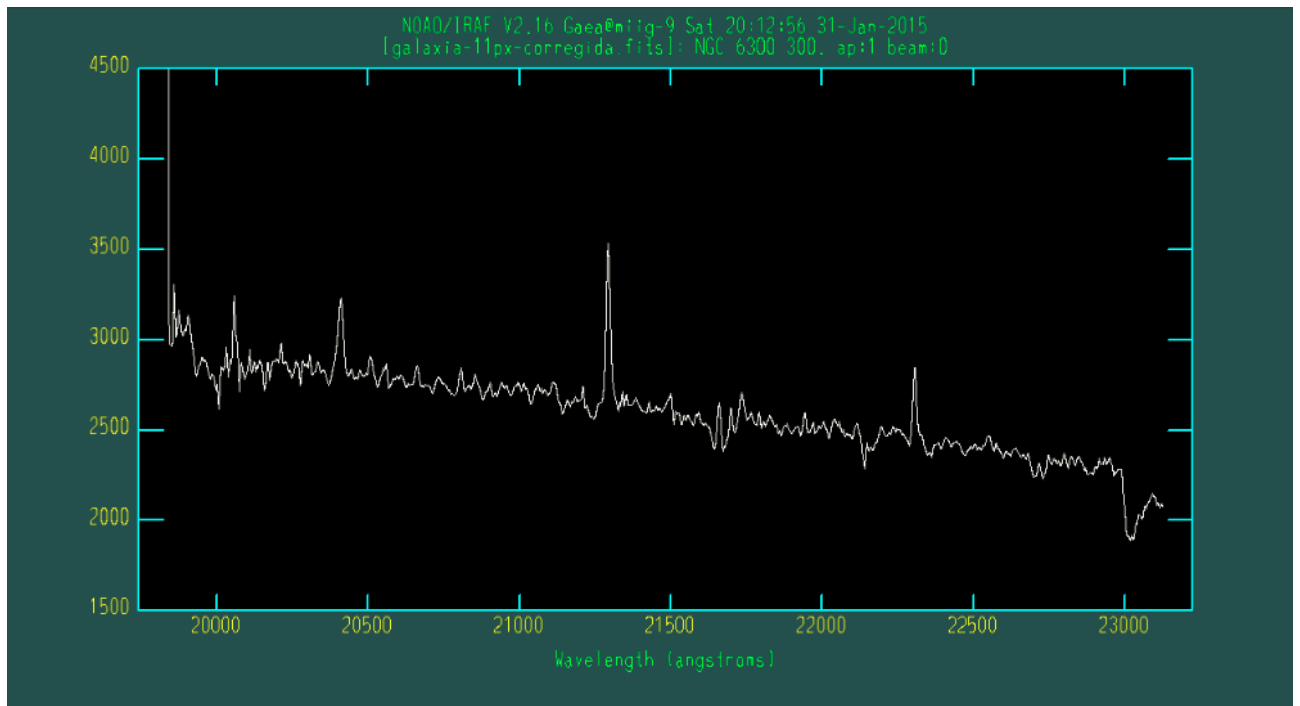


Figura 5.3.5 Espectro final. Nótese que el restado de las líneas de cielo ha dejado un residuo importante alrededor de los 21.600 Å, justo a la derecha de la posición de Br γ , el cual, afortunadamente no afecta el perfil de la línea.

Capítulo 6: Resultados

Sección 6.1: Banda J

A partir del espectro obtenido para la banda J con el procedimiento paso a paso (figura 5.2.8) se midió el perfil espacial del espectro en dos posiciones: una sobre una región del continuo en $1.36 \mu\text{m}$ (azul) y otra sobre la línea de H Paschen β λ 12818 \AA (rojo). Los perfiles espaciales obtenidos se muestran en la figura 6.1.1. Teniendo en cuenta que la resolución espacial es de $0.5''$ se puede ver que la emisión en Pa β es extendida y por lo tanto es posible identificar con precisión la región nuclear. En cuanto al perfil del continuo se ve que tiene dos componentes morfológicas diferenciadas cuyos valores aún no hemos ajustado.

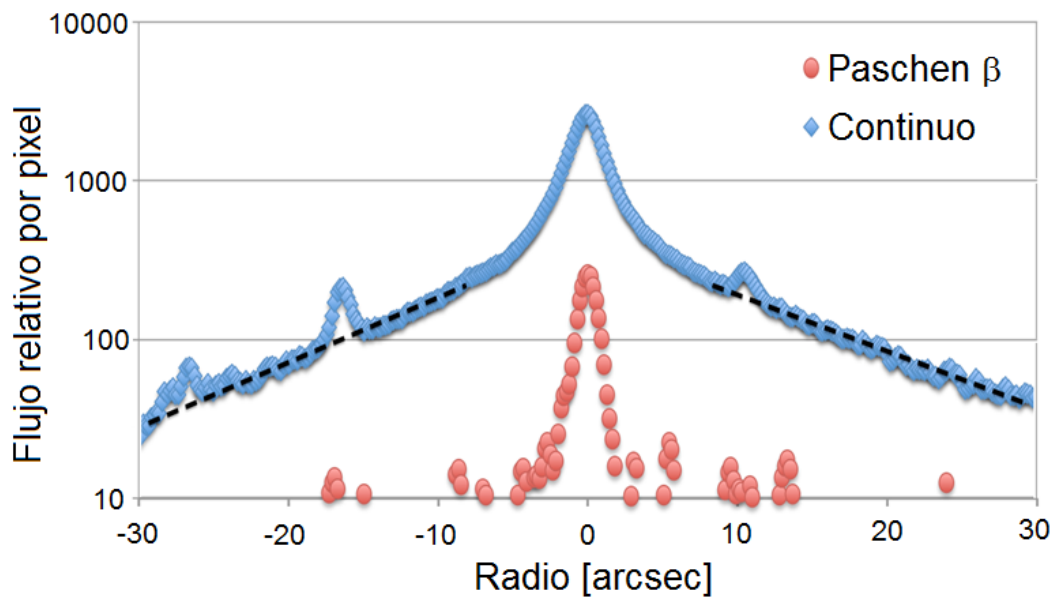


Figura 6.1.1: Perfil espacial del espectro de NGC 6300 para la banda J en dos regiones: el continuo en $\sim 1.26 \mu\text{m}$ (azul) y la línea Pa β 12818 \AA (rojo). Teniendo en cuenta la resolución de estos espectros de $0.5''$ se deduce que la emisión en Pa β es extendida permitiendo separar la región nuclear de la circumnuclear. El continuo presenta claramente dos componentes morfológicas diferentes.

Además se realizó un ajuste del perfil de línea de Pa β con el software *gaussian* y se logró el mejor ajuste considerando conservadoramente componentes angostas se logro combinando una componente angosta en emisión con un FWHM de 240 km/s más una componente en absorción originada en la población estelar y una componente ancha corrida al azul con un FWHM de 1330 km/ (posiblemente originada en un flujo saliente).

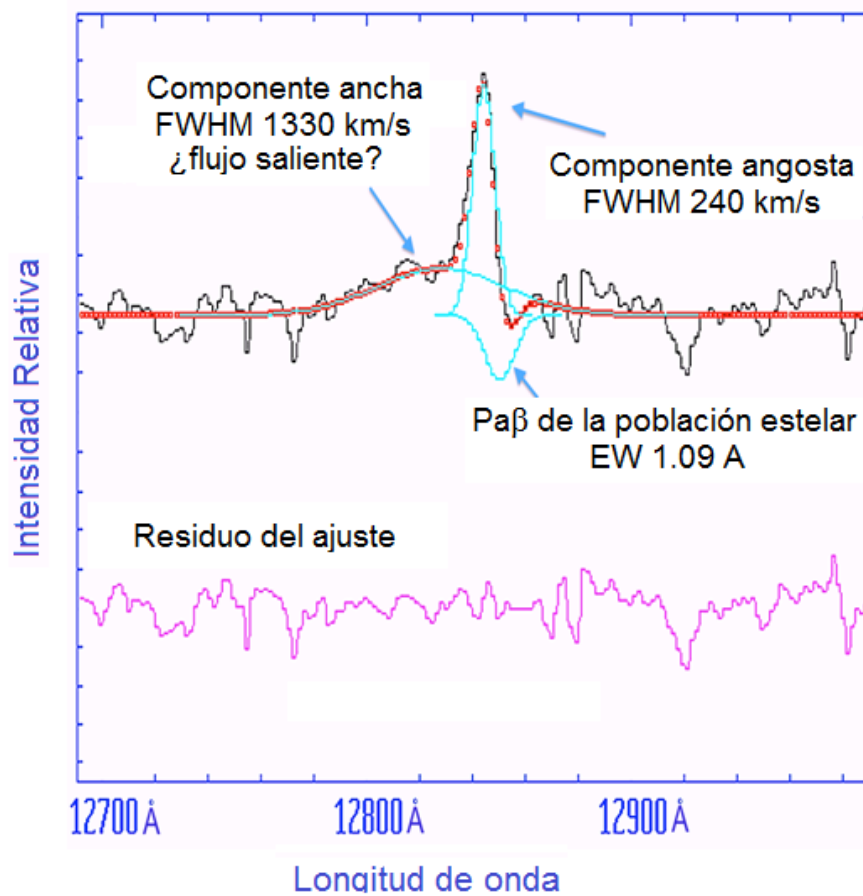


Figura 6.1.2: Perfil de línea para Pa β El mejor ajuste consiste en tres componentes: una componente angosta en emisión, una componente en absorción originada en la población estelar circumnuclear y una componente ancha corrida al azul probablemente originada en un flujo saliente.

Sección 6.2: Banda Ks

A partir de los espectros unidimensionales obtenidos para la banda Ks mediante el procedimiento híbrido descrito en el capítulo anterior, realizamos un análisis de las líneas espectrales identificadas, de sus anchos cinemáticos y velocidades radiales para la fase molecular (H_2) y la fase de gas ionizado (HII).

Identificación de líneas

Para identificar las líneas espectrales se midió la longitud de onda central para cada una ajustando una función gaussiana con PYRAF. Las longitudes de onda así obtenidas están afectadas por el redshift de la galaxia, con un valor de 0.00369 ± 0.009 medido de los espectros en banda Ks, los cuales son los de mayor resolución espectral. Antes de hacer la identificación hay que calcular las longitudes de onda de reposo.

Las líneas fueron identificadas usando principalmente el atlas de líneas espectrales de galaxias activas del trabajo de Riffel et al. (2008) que compila una lista de líneas que pueden ser encontradas en distintos tipos de AGN. Las líneas que no se encontraban en ese trabajo fueron buscadas en diferentes fuentes de la literatura.

Si bien no se realizó un ajuste de poblaciones estelares al espectro, la identificación de las líneas de Al, Ca, Na y la banda de CO en un mismo espectro permitió buscar que espectros estelares infrarrojos patrón publicados por Cushing et al. (2005) y Rainer et al. (2009) coinciden mejor. La identificación de líneas indica que la población estelar dominante es de tipo espectral M3 a M5 (V). (Ver figura 6.2.1)

Se analizó un espectro con la mínima apertura de muestreo posible a fin de separar lo mejor posible la contribución del AGN, y dos espectros con mayores aperturas de integración para mejorar la relación S/N, uno *central* y otro *circunnuclear*, con el fin de buscar diferencias entre estas regiones del centro de NGC 6300:

- Espectro de 13 pc de ancho centrado en 0. (Figura 6.2.1)
- Espectro de 39 pc de ancho centrado en 0.
- Espectro de 65 pc de ancho centrado en 91 pc. (Figura 6.2.3)

Recordar que 13pc equivale a un pixel en los espectros 2D y que la resolución espacial de los espectros Ks es de ~ 36 pc ($0.5''$).

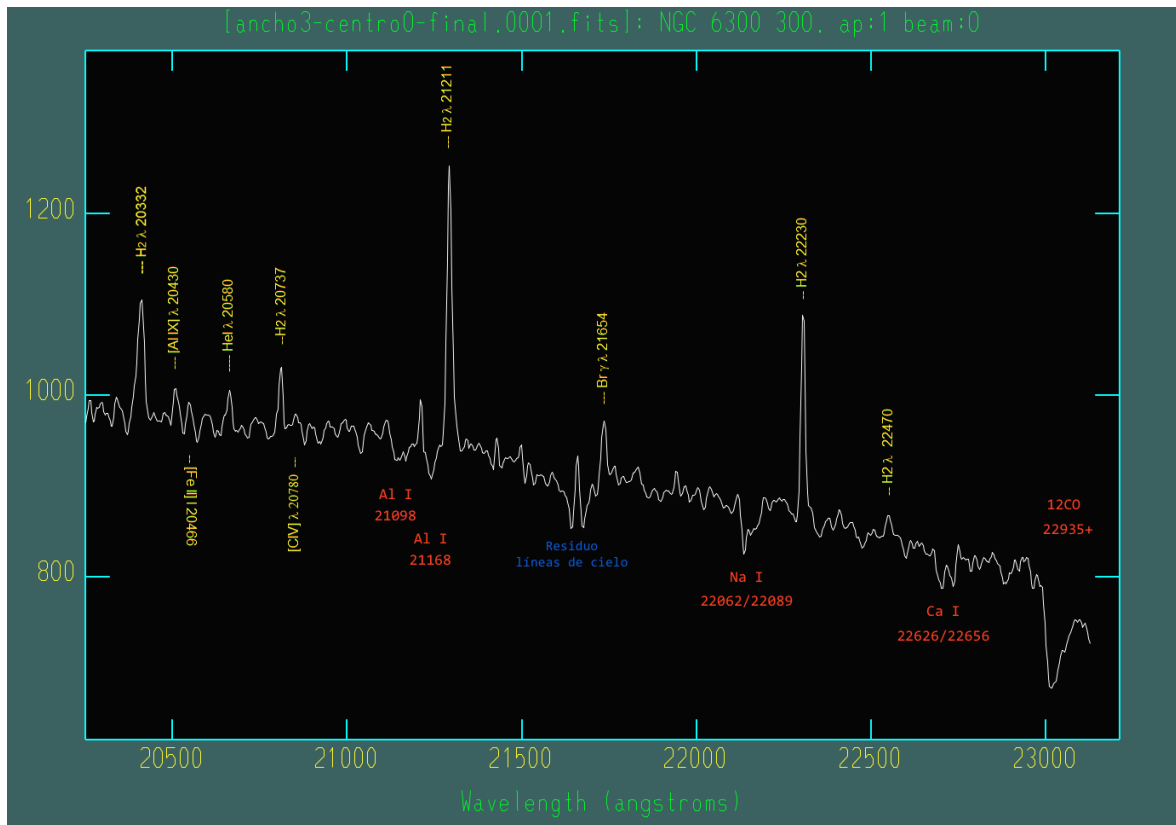


Figura 6.2.1: Espectro de NGC 6300 en la banda Ks de 39 pc de integración espacial y centrado en 0 pc, es decir en el centro del continuo espectral. Se marcan todas las líneas que pudieron ser identificadas, tanto en absorción como en emisión.

En la tabla 6.2.1 se detallan todas las líneas que fueron encontradas en los espectros con su longitud de onda de reposo y en gris se marcan las que aún no han sido identificadas.

Para todos los radios aparece un sistema de múltiples emisiones de gas molecular (H_2) presentando sólo leves diferencias con el radio:

- $H_2 \lambda 20332 \text{ \AA}$
- $H_2 \lambda 20656 \text{ \AA}$ (presente sólo en el espectro centrado en 91 pc)
- $H_2 \lambda 20737 \text{ \AA}$
- $H_2 \lambda 21213 \text{ \AA}$
- $H_2 \lambda 22014 \text{ \AA}$ (presente sólo en los espectros nucleares)
- $H_2 \lambda 22230 \text{ \AA}$
- $H_2 \lambda 2247 \text{ \AA}$ (presente sólo en los espectros nucleares)

ancho 13 pc radio 0pc	ancho 39 pc radio 0 pc	ancho 65pc radio 91 pc
λ emitida [μm]	λ emitida [μm]	λ emitida [μm]
19981.2	19981.5	19987.6
20136.7	20136.6	
		20197.8
		20259.3
20330.1	20330.5	20329.2
20430.2	20429.7	20422.3
20469.6	20469.5	20479.6
20583.6	20583.6	
		20643.3
20730.5	20730.4	20723.9
		20775.6
		20823.4
		20929.5
21030.6	21129.7	
21129.7		
21211.0	21211.1	21208.1
21345.7	21345.8	
21416.7	21416.0	21414.2
		21448.3
21576.3		
	21594.6	
21651.8	21652.1	21662.8
21859.8	21859.7	21859.0
		21961.5
	22034.5	
22220.2	22220.1	22217.8
22466.4	22464.9	

Tabla 6.2.1: Líneas espectrales encontradas para la banda Ks discriminadas según el espectro donde se encontraron (ancho y radio). En la tabla las líneas se encuentran listadas en orden creciente de longitud de onda y los cuadros negros marcan las líneas que no fueron encontradas en algún espectro pero sí en otro. En gris se destacan las líneas que no pudieron ser identificadas con ninguna transición según las fuentes consultadas.

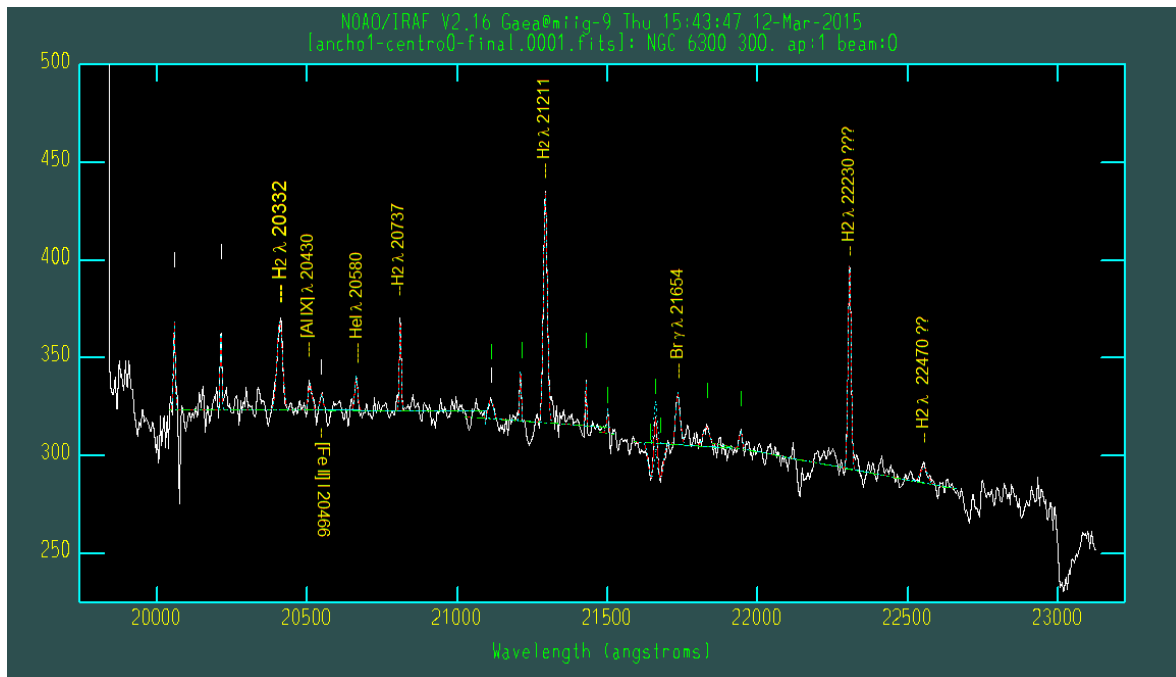


Figura 6.2.1: Espectro de NGC 6300 en la banda Ks de 13 pc de integración espacial y centrado en 0 pc, es decir en el centro del continuo espectral. Se marcan todas las líneas medidas y se señalan las que pudieron ser identificadas con algún elemento. Las dos últimas líneas (de H2) presentan una incerteza significativa debido a la caída de la resolución en el borde del espectro.

La línea de recombinación de gas ionizado Brackett γ en λ 21654 está presente para todos los radios analizados aunque con diferentes anchos equivalentes.

Las líneas identificadas correspondientes a otros elementos se listan a continuación:

- [Al IX] λ 20430 Å
- [Fe II] λ 20466 Å
- He I λ 20580 Å (presente sólo en los espectros nucleares)
- C IV λ 20780 Å (presente sólo en el espectro centrado en 91 pc)

A partir del atlas de Riffel et al.(2008) se puede identificar en qué tipo de núcleo puede encontrarse cada línea. Todas las líneas que fueron encontradas en dicho atlas están presentes tanto en núcleos de tipo 1 como de tipo 2.

En las figuras 6.2.1 y 6.2.3 se puede ver que la pendiente del continuo es menor en la región nuclear que en la región circumnuclear. Esto se ve más claramente en la figura 6.2.4 donde se presentan espectros de NGC 6300 para distintos radios separados cada 39 pc. El incremento en el continuo en la banda Ks se interpreta como una componente de polvo muy caliente en la zona más cercana al AGN ($T > 100$ K) superpuesta a la componente de continuo estelar cuyo pico se encuentra en el óptico y que domina en radios más externos.

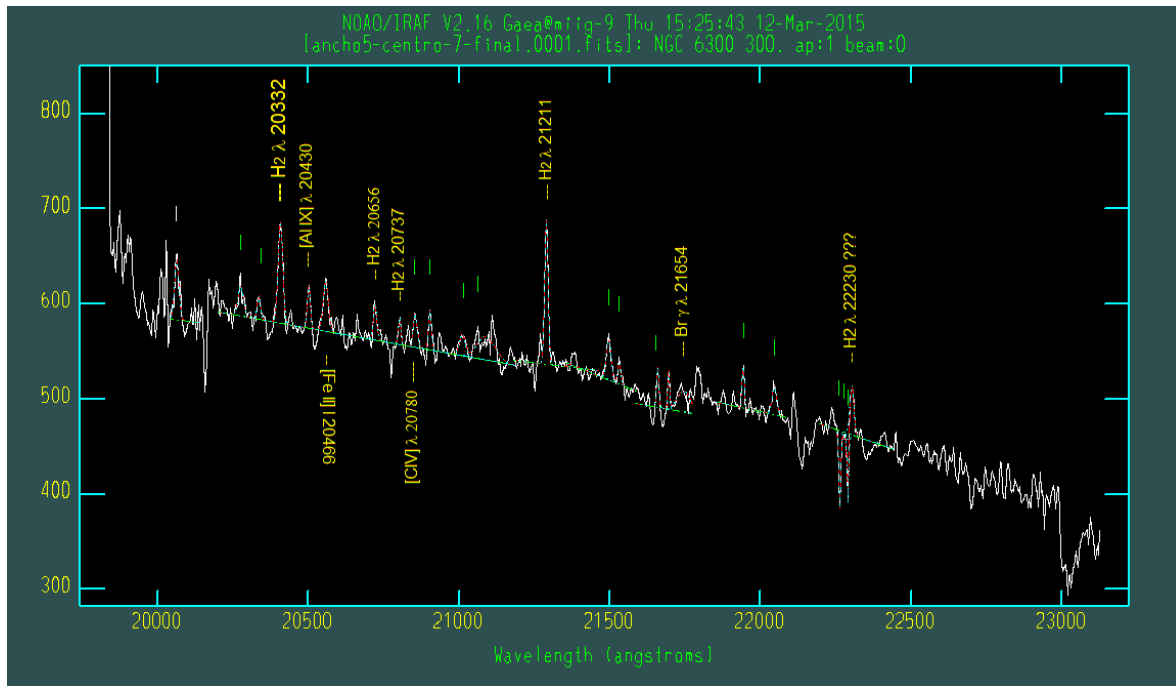


Figura 6.2.3: Espectro de NGC 6300 en la banda Ks de 65 pc de integración espacial y centrado a 91 pc del centro, corresponde a un espectro de la región circumnuclear. Se marcan todas las líneas medidas y se señalan las que pudieron ser identificadas con algún elemento. Las última líneas (de H₂) presentan una incerteza significativa debido a la caída de la resolución en el borde del espectro.

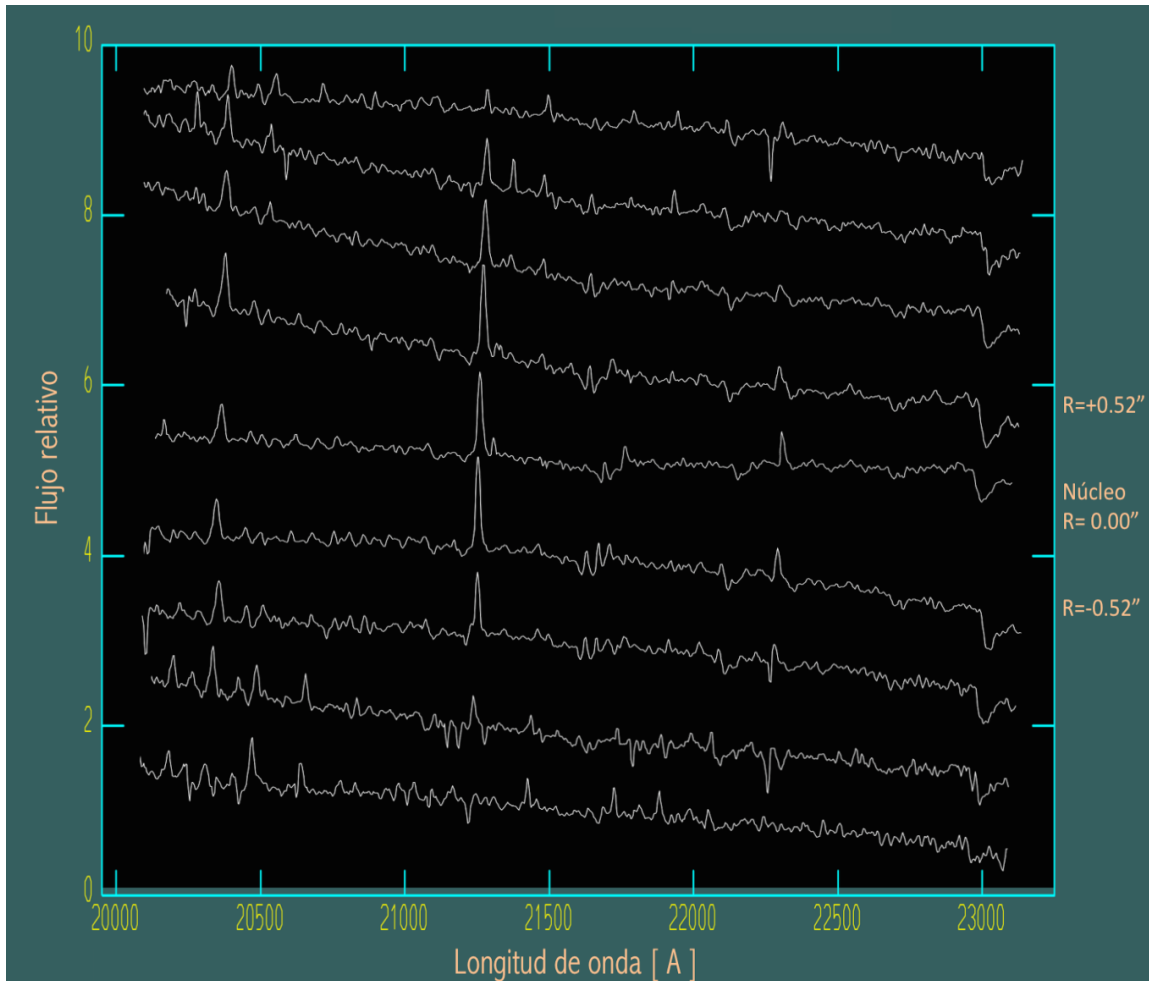


Figura 6.2.4: Extracciones de espectros de NGC 6300 cada $0.52''$, es decir 39 pc a cada lado del núcleo. El espectro nuclear muestra una pendiente menor que los correspondientes a las regiones circumnucleares. Esto puede ser interpretado como una fuerte presencia de polvo caliente cerca del AGN, cuyo pico de emisión se encuentra en el MIR.

A manera de comparación se presentan en la figura 6.2.5 extracciones radiales del espectro obtenido con NIRSPEC (Keck II) de la galaxia Seyfert 2 NGC 2110 (Ferruit et al. 2004). Las extracciones radiales son a -3.1 , -2.1 , -1.1 , -0.1 , 0.9 , 1.9 y 2.9 segundos de arco desde el pico de luminosidad. Este espectro en el rango $19800\text{-}24100 \text{ \AA}$ tuvo un tiempo de exposición efectivo (es decir la integración real de fotones de la fuente) de 1800 segundos y una ranura de $0.77''$. Nuestros espectros de NGC 6300 fueron obtenidos con una ranura de $0.54''$ y con tiempos de exposición efectivo de 1200 segundos. Nótese la gran similitud en relación señal ruido y en las características del

espectro en comparación con nuestro espectro en la figura 5.3.5. Estas similitudes con el espectro obtenido en el Telescopio Keck II de 10m, validan el proceso de observación y reducción que desarrollamos para NGC 6300 con Gemini.

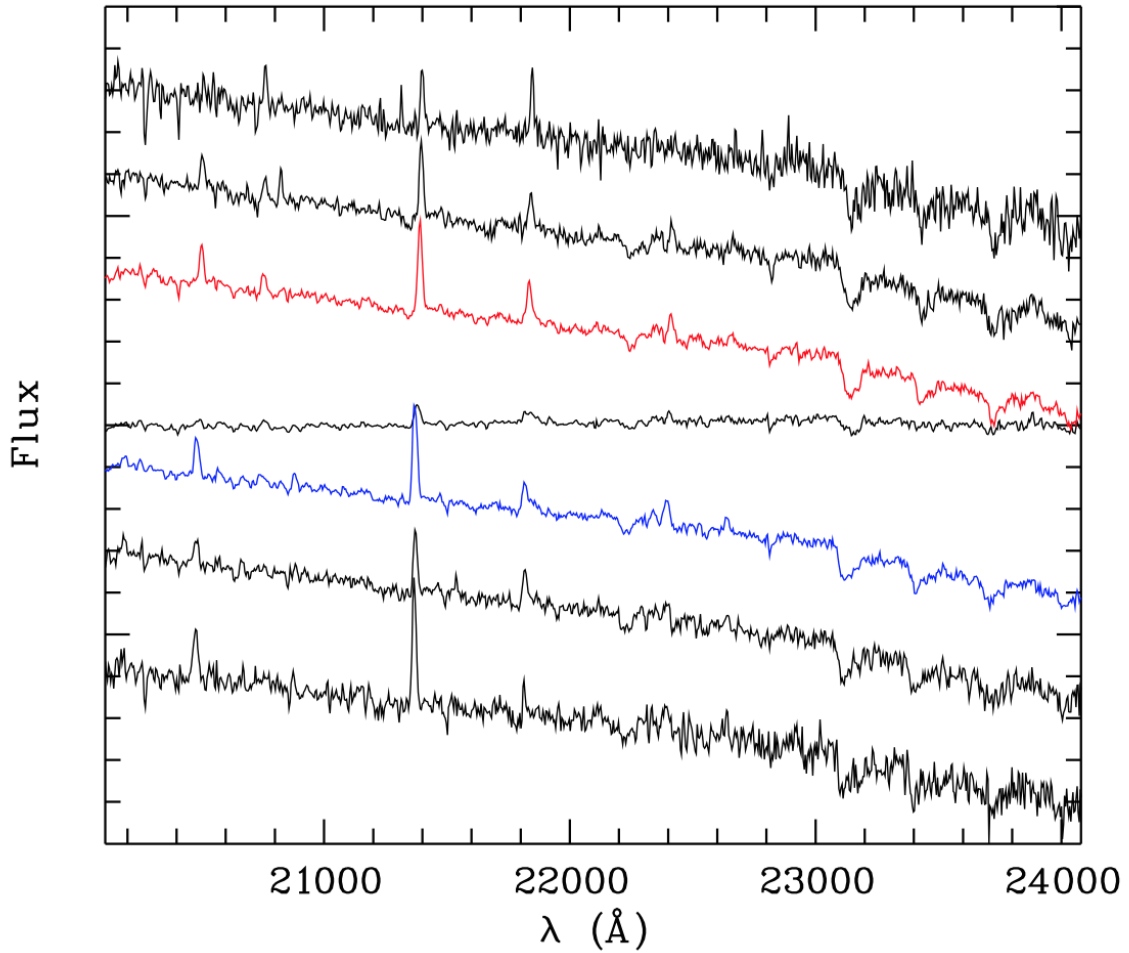


Figura 6.2.5: Extracciones a -3.1 , -2.1 , -1.1 , -0.1 , 0.9 , 1.9 y 2.9 del pico de continuo para un espectro de la banda Ks de la galaxia Seyfert 2 NGC 2110 obtenido con NIRSPEC (Keck II). La relación señal ruido de éstos espectros es comparable a los presentados en éste trabajo para NGC 6300. (figura extraída de Ferruit et al. 2004).

Análisis de la cinemática del gas

Las mediciones cinemáticas se realizaron a través del ajuste de gaussianas. A fin de realizar un muestreo del comportamiento cinemático con el radio, se muestreó el espectro Ks (19990-23100 Å) en tajadas espaciales de 3 pixeles de ancho (0.54"). Este ancho espacial es consistente con el seeing de las observaciones en esta banda espectral ($< 0.5''$). En la zona central se realizó un muestreo de cinco cortes de 0.18", pues en esta región la intensidad de la señal es lo suficientemente alta como para que las mediciones sean precisas hasta los 5 km/s, según el estudio de las incertezas cinemáticas publicado en Gaspar et al. (2012). Para analizar la significancia de estos resultados se evaluó la precisión que tienen las velocidades radiales obtenidas con F2 y se las comparo con las de otros instrumentos a los que tenemos acceso en el país. En resumen, se encontró que combinando REOSC (CASLEO), GMOS y F2, contamos con acceso a un conjunto instrumental que nos permite el muestreo detallado y extendido de las curvas de rotación de galaxias espirales con una precisión de alrededor de 10 km/s para líneas de emisión del gas ionizado detectadas con un mínimo de $S/N \sim 5$ por pixel. Estas determinaciones son independientes de la calibración absoluta en velocidades radiales. Entonces, para las líneas $H_2 \lambda 21213 \text{ \AA}$ y $Br \gamma \lambda 21645$ se tiene que las velocidades radiales medidas para el núcleo tienen un error mucho menor que la amplitud de la rotación detectada.

El rango radial total estudiado fue de 3", con centro en el pixel correspondiente al pico de continuo en el perfil espacial de la emisión en continuo. Para estudiar el comportamiento del gas molecular se eligió ajustar la línea $H_2 (1 - 0) \lambda 21213 \text{ \AA}$ y para el gas ionizado se eligió ajustar la línea de $Br \gamma \lambda 21654 \text{ \AA}$.

Las incertezas de linearización se estimaron a partir del ajuste de gaussianas a las líneas de cielo y comparación, y el error en velocidades radiales relativas se estimó a partir del ajuste de centroides a una misma línea de cielo lo largo de la ranura. El proceso de linearización presentó una incerteza menor que 1 Å (se asumió directamente 1 Å como un valor conservador). El error global en la determinación de velocidades radiales resultó de ~ 2 km/s en líneas de emisión con $S/N > 20$ (e.g. en la línea de H_2), y de ~ 5 km/s en líneas con $S/N > 5$ (e.g. en la línea $Br \gamma$). El trabajo de análisis de las incertezas se publicó en Gaspar et al. (2012).

La curva de velocidades radiales obtenida se muestra en la figura 6.2.6. El gas molecular, dinámicamente más frío y que usualmente traza mejor los movimientos del disco circumnuclear, muestra una pendiente central de $(44 \pm 10) \text{ km/s}$ dentro de los 39 pc de radio. Usando una aproximación kepleriana esto implica una masa interior de $(4.4 \pm 1.2) 10^6 / \sin(i) M_\odot$. Asumiendo por conservación del momento angular que el disco circumnuclear tiene una inclinación similar a la inclinación global del sistema (49° , Catálogo RC3, de Vaucoeurs et al. 1991), la masa resultante es de $(5.8 \pm 1.6) 10^6 M_\odot$, dentro de los 39 pc de radio.

Una característica notoria que se observa tanto en la velocidad radial del gas ionizado como en la del gas molecular, es el corrimiento al azul de los valores más centrales de velocidades radiales. Esto es usual en los AGN's de mayor actividad, en los cuales la presencia de flujos salientes, por geometría y extinción más evidentes en la dirección del observador, se detectan como componentes cinemáticas corridas al azul. En nuestros espectros del núcleo de NGC 6300 este corrimiento es de unos 25 o 30 km/s según se trate del gas molecular o del gas ionizado.

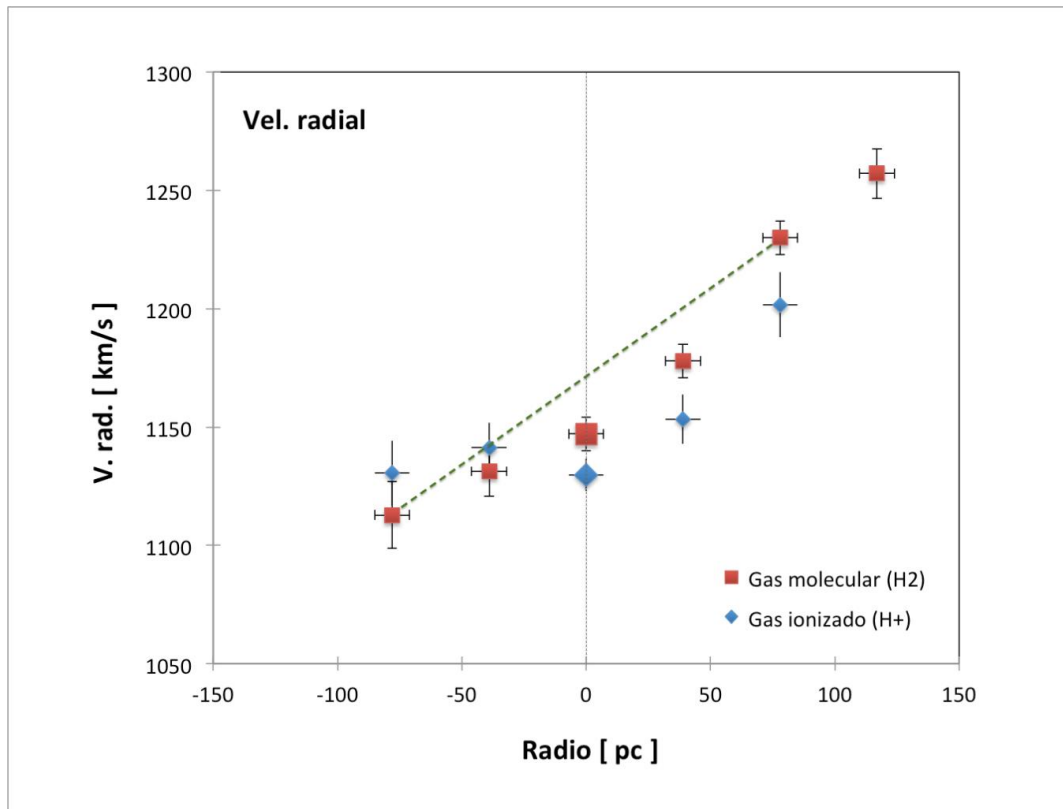


Figura 6.2.6: Mediciones de velocidad radial para la componente de gas molecular (H_2) en rojo y para la componente de gas ionizado en azul. Los valores centrales de velocidad radial presentan un corrimiento hacia el azul lo cual es usual en los AGN de mayor actividad y se debe a flujos salientes de material.

También se determinó la amplitud de la dispersión de velocidades del gas, en este caso se reporta en la forma del FWHM (figura 6.2.8). El comportamiento radial del FWHM es también consistente con una mayor turbulencia hacia la región central, debido a la presencia de los flujos salientes. La distribución es además asimétrica, con valores mayores del FWHM hacia el E del núcleo. Es notorio que la curva

de rotación también muestra valores de velocidad corridos al azul hacia el E del núcleo. Ambos resultados son consistentes con un escenario en el que los flujos salientes están orientados hacia el E del núcleo. El FWHM observado en la región nuclear es consistente con lo que se espera en la región de líneas de emisión angostas de un AGN, con valores por encima de los 100 km/s que se pueden esperar para regiones de formación estelar muy masivas o las regiones de choques en los brazos espirales. Debido a la baja señal de la emisión $\text{Br } \gamma$, y por el hecho de estar afectada por la presencia de líneas de emisión y absorción atmosféricas, no fue posible confirmar la presencia de la componente ancha nuclear que se detectara en la banda J (ver figura 6.1.2). A fin de confirmar la presencia de la componente ancha en las líneas de recombinación del gas ionizado en el núcleo, contamos con dos horas más de espectros obtenidos en la configuración HK, JH y Ks, los que reduciremos y analizaremos durante 2015.

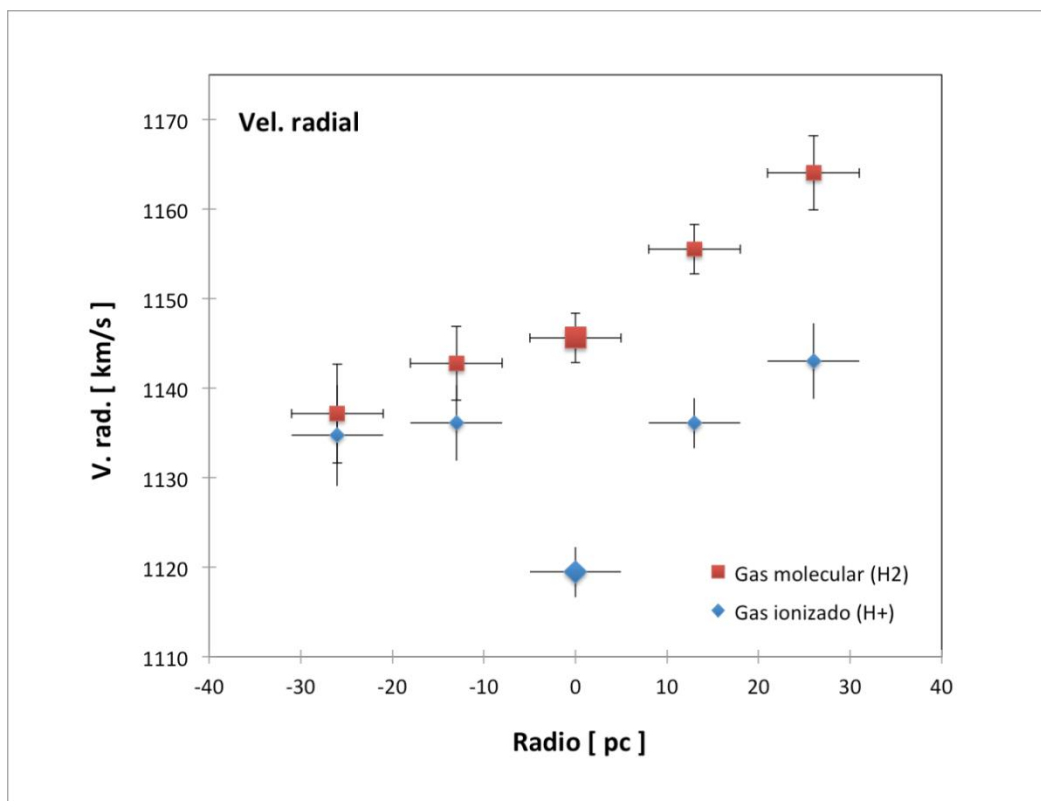


Figura 6.2.7: Mediciones de velocidad radial para la componente de gas molecular (H_2) en rojo y para la componente de gas ionizado en azul, para la región más interna abarcando los 60 pc centrales. El mayor detalle en muestreo permite discernir mejor la presencia del flujo saliente en el espectro central.

En la región de mejor señal, el comportamiento de la curva de rotación alrededor del núcleo fue analizado con el máximo nivel de muestreo posible, es decir $0.18''$ (13 pc), ver figura 6.2.7. Dado que el seeing fue mejor que $0.5''$ en la banda K, este es el nivel correcto de muestreo (es decir al menos dos elementos de muestreo por elemento de resolución). Estos espectros confirmaron el fuerte desplazamiento al azul de la emisión del gas ionizado, en aproximadamente 30 km/s. El gradiente de velocidades medido en el gas molecular para la región más central resultó de $(27 \pm 5) \text{ km/s}$ en radios interiores a 26 pc. Esto corresponde a un diámetro de $0.72''$, cercano al tamaño resuelto en nuestras observaciones (seeing $\sim 0.5''$). Por tanto la determinación de masa más interna es de $(1.4 \pm 0.2) 10^6 M_{\odot}$, lo que es consistente con el rango de masas del objeto central medidos por otros métodos, para galaxias de tipo espiral ($10^5 - 10^7 M_{\odot}$) (Beckmann, 2010).

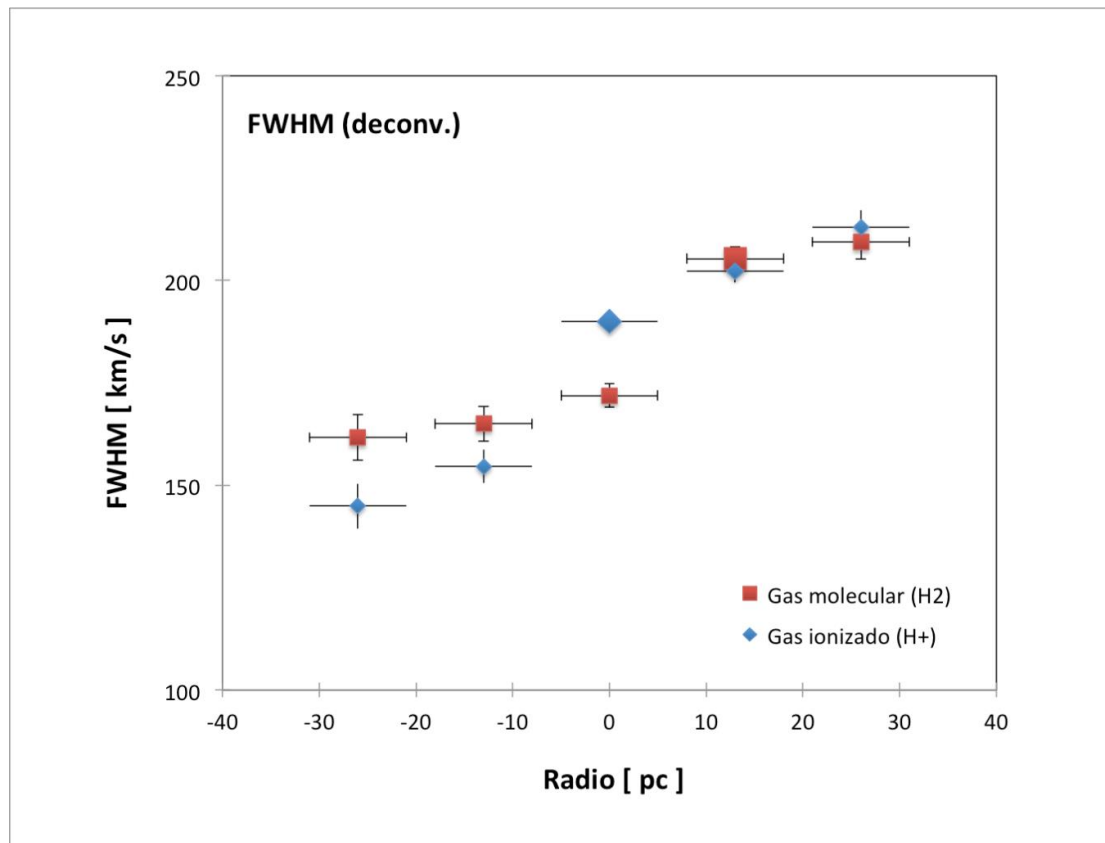


Figura 6.2.8: Anchos cinemáticos del gas en sus fases molecular (rojo) y ionizada (azul). Se observa un flujo saliente hacia el E consistente con el resultado encontrado a partir de las velocidades radiales del gas. Los anchos de las líneas son consistentes con los esperados para una NLR.

Sección 6.3: Conclusiones

Se determinó por primera vez con espectroscopia de alta resolución espacial del gas molecular, una estimación para la masa del agujero negro súper-masivo en NGC 6300. El objeto central tiene aproximadamente un millón de masas solares. Este resultado es consistente con lo encontrado anteriormente para esta galaxia por García-Rissmann et al. (2005) a partir de mediciones de absorciones de CaT en la población estelar y por Vega et al. (2009) a partir de mediciones de [SII].

El gradiente central de velocidades radiales del gas ionizado muestra un corrimiento al azul de unos 30 km/s, el cual a su vez es consistente con un aumento en la turbulencia del gas en la región central y hacia el E del núcleo: el FWHM deconvolucionado por el perfil instrumental es de ~200 km/s. Ambos fenómenos son consistentes con la presencia de flujos salientes de gas desde el núcleo activo.

Para la banda J se detectó una componente ancha en la línea de gas ionizado Pa β corrida al azul que podría estar originada en un flujo saliente o ser la cola azul de un perfil simétrico ancho centrado en Pa β cuya cola roja requiere un ajuste de componentes gaussianas menos conservador para su detección.

Los espectros en la banda Ks no alcanzaron relación S/N suficiente para asegurar la detección de la componente ancha vista en Pa β , debido a la presencia combinada de una absorción atmosférica y de varias líneas de emisión telúricas del OH, en la proximidad de la emisión Br γ . El espectro nuclear obtenido para NGC 6300 es muy parecido al espectro obtenido para NGC 2110 con Keck II en una configuración instrumental similar, lo que valida las técnicas de observación y reducción desarrolladas en este trabajo. Se han tomado más espectros que permitirán aumentar la señal disponible, y se han observado otros rangos espectrales que incluyen Pa β . También existe la posibilidad de que la componente ancha sea variable (como ha sido detectado en NGC 1097, Storchi-Bergmann et al. 1995).

El continuo en la banda Ks tiene dos características dominantes, el conjunto de líneas de absorción detectado indica el predominio de las estrellas gigantes rojas de tipo M3 a M5 en la población estelar circumnuclear. La emisión de continuo en la región más central muestra un cambio de pendiente significativo que en otros objetos se ha interpretado como la contribución térmica del polvo caliente en las cercanías del AGN.

En cuanto al procedimiento de reducción de los datos, se probó con dos métodos distintos y se encontró que el mejor es en realidad una forma híbrida entre los dos, donde primero se utiliza la línea de comandos de F2 proporcionada por el Observatorio Gemini y para los pasos más delicados (extracción de los espectros unidimensionales, calibración a longitud de onda y compensación de la transmisión atmosférica) es necesario hacer un seguimiento manual, paso a paso para controlar el cambio en la relación S/N, en general este seguimiento es necesario para instrumentos infrarrojos y especialmente para los instrumentos nuevos ya que cada paquete de datos tiene sus propias peculiaridades.

Referencias:

Cushing, M.C., Rayner, J. T. & Vacca, W. D., 2005, *ApJ*, 623, 1115

Ferruit, P., et al., 2004, *MNRAS* 352, 1180.

Gaspar, G. et al., 2012, *BAAA*, 55, 297

de Vaucouleurs, G., et al. 1991, *rc3*, book D

Garcia-Rissmann, A. et al., 2005, *MNRAS*, 359, 765

Vega, L. R. et al., 2009, *MNRAS*, 393, 846