

00372



UNIVERSIDAD NACIONAL AUTÓNOMA  
DE MÉXICO

INSTITUTO DE ASTRONOMÍA  
CENTRO DE RADIOASTRONOMÍA Y ASTROFÍSICA  
FACULTAD DE CIENCIAS  
DIVISIÓN DE ESTUDIOS DE POSGRADO

“Aplicaciones Instrumentales para la  
Astronomía en el Mediano Infrarrojo”

T E S I S

QUE PARA OBTENER EL GRADO ACADÉMICO DE  
MAESTRA EN CIENCIAS (ASTRONOMÍA)

P R E S E N T A

ERIKA SOHN LÓPEZ - FORMENT

DIRECTORES DE TESIS: DR. ELFEGO RUIZ SCHNEIDER  
DRA. IRENE CRUZ-GONZÁLEZ ESPINOSA

MÉXICO D.F.

2005

m343252





Universidad Nacional  
Autónoma de México



**UNAM – Dirección General de Bibliotecas**  
**Tesis Digitales**  
**Restricciones de uso**

**DERECHOS RESERVADOS ©**  
**PROHIBIDA SU REPRODUCCIÓN TOTAL O PARCIAL**

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

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

Dedico esta tesis a mi mamá  
con todo cariño

## Agradecimientos

Agradezco al Instituto de Astronomía UNAM, CU por todo el apoyo que recibí durante la elaboración de este trabajo.

Así mismo doy las gracias al personal del Observatorio Astronómico Nacional y el Instituto de Astronomía, sede Ensenada.

En especial deseo dar mis más sinceras gracias a los integrantes del jurado de este trabajo por sus valiosos comentarios.

Agradezco la ayuda de Esteban Luna por su asesoría en cuestiones de óptica y a Irene Cruz-González en sus comentarios en cuestiones observacionales, a Luis Salas por su ayuda en cuestiones de espectroscopia. A todos les agradezco su paciencia, apoyo y su amistad.

Finalmente deseo dar las gracias a Elfego Ruiz por enseñarme lo increíble que es la multidisciplinaria instrumentación astronómica.



# INDICE

|   |     |
|---|-----|
| Resumen   | v   |
| Introducción  | vii |
| <b>Capítulo 1. La banda del infrarrojo medio</b>                    |     |
| 1. Introducción   | 1   |
| 2. Propiedades de la banda del infrarrojo medio                     | 2   |
| 2.1 Antecedentes  | 2   |
| 2.2 Fundamentos de emisión de radiación                             | 3   |
| 2.3 Definición de las bandas del infrarrojo                         | 5   |
| 2.4 Consideraciones atmosféricas para las observaciones infrarrojas | 7   |
| 2.4.1 Transmisión atmosférica                                       | 7   |
| 2.4.2 Radiación de fondo ( <i>background</i> )                      | 15  |
| 2.4.3 Problemas de las observaciones infrarrojas desde la Tierra    | 19  |
| 2.4.4 Observaciones infrarrojas desde el espacio                    | 23  |
| 2.4.5 El satélite espacial SPITZER                                  | 23  |
| 3. Técnicas de observación  | 25  |
| 3.1 Consideraciones para un telescopio infrarrojo (optimización)    | 25  |
| 3.2 Secundarios oscilantes  | 28  |
| 3.3 Técnicas de adquisición y reducción de datos                    | 29  |
| <b>Capítulo 2. Detectores para el infrarrojo medio</b>              |     |
| 1. Introducción   | 33  |
| 2. Detectores IR de estado sólido (teoría de operación)             | 33  |
| 2.1 Detectores fotoconductivos                                      | 35  |
| 2.2 Detectores fotovoltaicos  | 37  |
| 2.3 Intrínseco vs. extrínseco                                       | 38  |
| 2.4 Detectores tipo IBC   | 39  |
| 3. Ruido en detectores  | 45  |
| 3.1 Antecedentes  | 45  |
| 3.2 Ruido   | 45  |
| 3.2.1 Ruido de Poisson  | 46  |
| 3.2.2 Ruido de Jonson o KTC (Nyquist)                               | 46  |
| 3.2.3 Ruido Shot  | 47  |
| 3.2.4 Ruido 1/f   | 47  |
| 3.2.5 Ruido generación-recombinación                                | 48  |
| 3.2.6 Ruido ELFN (Excess Low Frequency Noise)                       | 48  |
| 3.2.7 Ruido microfónico   | 49  |
| 3.2.8 Ruido Pop-Corn  | 49  |
| 3.2.9 Espectro de potencia de ruido                                 | 49  |
| 4. Parámetros característicos de un detector                        | 52  |
| 4.1 Eficiencia cuántica   | 52  |
| 4.2 Responsividad   | 53  |
| 4.3 Potencia equivalente de ruido (NEP)                             | 54  |

|  |     |
|--|-----|
| 4.4 Detectividad D*  | 54  |
| 4.5 BLIP   | 55  |
| 4.6 Corriente oscura   | 55  |
| <br>   |     |
| <b>Capítulo 3. Diseño conceptual del sistema electrónico de un instrumento basado en un detector IBC.</b>                    |     |
| 1. Introducción  | 57  |
| 2. Requerimientos científicos, especificaciones generales  | 58  |
| 2.1 Definición de los subsistemas del instrumento  | 58  |
| 2.2 Diagrama a bloques   | 59  |
| 2.3 Diagrama de bloques (sistema electrónico)  | 60  |
| 3. Descripción del detector IBC  | 61  |
| 3.1 Funcionamiento de la celda unitaria y la cadena de salida  | 65  |
| 3.2 Multiplexor de salida  | 69  |
| 3.3 Función de transferencia del arreglo   | 69  |
| 3.4 Operación del arreglo  | 70  |
| 3.4.1 Registros de corrimiento   | 70  |
| 3.4.2 Registro de corrimiento de columnas  | 71  |
| 3.4.3 Registro de corrimiento de reglones  | 72  |
| 3.4.4 Voltajes de polarización temporizados  | 72  |
| 4. Electrónica   | 73  |
| 4.1 Circuito integrado de control  | 73  |
| 4.2 Sistema de temporización   | 73  |
| 4.3 Sistema de polarización y calibración  | 73  |
| 4.4 Sistema de preamplificación y conversión analógica a digital   | 75  |
| 4.5 Convertidor analógico a digital  | 76  |
| 4.6 Sistema de adquisición y procesamiento de señales  | 78  |
| 4.7 Control de motores   | 78  |
| 4.8 Lectura de transductores   | 79  |
| 5. Lectura y análisis de datos   | 81  |
| <br>   |     |
| <b>Capítulo 4. Diseño conceptual del sistema óptico de un instrumento para el infrarrojo medio basado en un detector IBC</b> |     |
| 1. Requerimientos observacionales  | 83  |
| 2. Escala de placa   | 84  |
| 3. Sistema óptico del telescopio de 2m en OAN, SPM   | 86  |
| 4. Eficiencia del sistema  | 87  |
| 5. Rejillas de difracción  | 88  |
| 5.1 La ecuación de la rejilla  | 88  |
| 6. Descripción del sistema óptico  | 92  |
| 6.1 Sistema "Mono Z" 2:1   | 94  |
| 6.1.1 Diseño óptico  | 95  |
| 6.1.2 Calidad de imagen (cámara directa)   | 95  |
| 6.1.3 Calidad de imagen (modo espectroscópico)   | 99  |
| 6.1.4 Ventajas   | 102 |
| 6.1.5 Desventajas  | 103 |

|   |     |
|---|-----|
| 6.2 Sistema “Doble Z” 2:1   | 103 |
| 6.2.1 Diagrama óptico (cámara directa)  | 103 |
| 6.2.2 Calidad de imagen (imagen directa)  | 106 |
| 6.2.3 Modo espectroscópico  | 107 |
| 6.2.4 Ventajas  | 110 |
| 6.2.5 Desventajas   | 110 |
| 7. Sistema opto-mecánico  | 110 |
| 7.1 Componentes ópticas   | 110 |
| 7.1.1 Ventana   | 111 |
| 7.1.2 Espejos metálicos planos y recubrimiento de oro                                     | 112 |
| 7.1.3 Filtros   | 114 |
| 7.1.4 Rejillas de difracción  | 117 |
| 7.2 Ensamble opto-mecánico  | 117 |
| 7.2.1 Propuesta de ensamble   | 117 |
| 7.2.2 Análisis térmico  | 117 |
| 7.3 Sistema Criogénico  | 122 |
| 7.3.1 Crióstato HDL 10 IR-Labs  | 123 |
| 7.3.2 Crióstato diseñado para el sistema Doble Z  | 126 |
| 7.3.3 Descripción del sistema de enfriamiento   | 127 |
| <br>  |     |
| <b>Capítulo 5. Optimización y caracterización de la Cámara Infrarroja Doble (CID-BIB)</b> |     |
| 1. Introducción   | 131 |
| 2. Instrumento CID  | 131 |
| 2.1 CID InSb  | 134 |
| 2.2 CID BIB   | 135 |
| 2.2.1 Descripción del detector Rockwell HF 16   | 135 |
| 2.2.2 Lectura del arreglo   | 136 |
| 2.2.3 Reestablecimiento del arreglo   | 137 |
| 2.2.4 Operación del arreglo   | 138 |
| 2.2.5 Electrónica de control, lectura y transmisión                                       | 138 |
| 2.2.6 Sistema óptico CID-BIB  | 139 |
| 2.2.7 Opto-mecánica   | 140 |
| 3. Caracterización y optimización del detector CID-BIB                                    | 141 |
| 3.1 Obtención de los parámetros del detector  | 141 |
| 3.2 Señal vs. Tiempo de integración   | 142 |
| 3.3 Señal vs. Voltaje de polarización   | 143 |
| 3.4 Señal vs. Ruido   | 143 |
| 3.5 S/R vs. $V_{\text{bias}}$   | 145 |
| 3.6 Varianza vs. Señal  | 146 |
| 3.7 Corriente oscura  | 146 |
| <br>  |     |
| Conclusiones  | 149 |
| Bibliografía  | 151 |
| Apéndice (publicaciones)  | 155 |



## Resumen

El Instituto de Astronomía ha puesto gran interés en el desarrollo de varios instrumentos para realizar observaciones en las bandas del infrarrojo cercano y medio.

A la fecha cuenta con un instrumento (cámara / espectrógrafo) para el infrarrojo cercano: Camila / Camaleón, 1 - 2.5  $\mu\text{m}$ , que se encuentra en operación desde 1992. Este sistema será reemplazado por un instrumento de tercera generación con un detector de mayor tamaño (Tequila).

Para realizar observaciones con longitudes de onda mayores a 1  $\mu\text{m}$  y hasta 28  $\mu\text{m}$ , se cuenta con un sistema que utiliza dos detectores: la Cámara Infrarroja Doble, CID. Este instrumento incluye un detector de tipo InSb denominado CID-InSb (con 256 x 256 píxeles, 1 - 5  $\mu\text{m}$ ) y uno de tipo BIB llamado CID-BIB (con 128 x 128 píxeles, 2 - 28  $\mu\text{m}$ ).

Se tiene además un detector matricial de estado sólido de tipo BIB o IBC de 320 x 240 elementos. El propósito fundamental de este trabajo es el diseño conceptual de un instrumento para realizar observaciones en el intervalo del infrarrojo medio, utilizando el detector mencionado. De esta propuesta se derivará el diseño detallado para su construcción. Este trabajo involucra varias técnicas multidisciplinarias y paquetes de diseño de óptica, diseño mecánico (por elementos finitos) y electrónica. A continuación se resume el contenido de cada capítulo.

El Capítulo 1 presenta una revisión de los aspectos relativos a las observaciones astronómicas en el infrarrojo medio, desde las limitaciones impuestas por la atmósfera terrestre hasta los aspectos instrumentales y las técnicas para realizar observaciones en estas longitudes de onda. Se describen las principales propiedades atmosféricas del intervalo espectral del infrarrojo, específicamente las del mediano infrarrojo. También se presenta un resumen de las principales fuentes de la radiación de fondo en la banda del infrarrojo. Se hace una breve descripción de las técnicas de observación y de reducción de datos, que en el infrarrojo son más complejas que en el visible, por lo que es necesario considerar una serie de factores para poder obtener datos confiables.

El Capítulo 2 contiene la teoría de operación de los detectores más utilizados para las observaciones astronómicas en el infrarrojo medio; se presentan sus limitaciones técnicas y sus ventajas. Se hace énfasis en los detectores de tipo IBC o BIB, dado que este trabajo está basado en las características funcionales de un arreglo de este tipo. En particular, se hace un resumen de las distintas fuentes de ruido para los detectores, así como una exposición de sus distintos parámetros de operación.

En el Capítulo 3 se presenta el diseño conceptual de un instrumento infrarrojo (cámara / espectrógrafo) basado en un detector de tipo IBC. Se explican los principales subsistemas que componen al instrumento (electrónica y sistemas de adquisición y procesamiento de datos). También se hace una descripción detallada de los parámetros de operación del detector, puesto que varias de las especificaciones de los subsistemas del instrumento, dependen de ellos; en especial la electrónica.

El Capítulo 4 expone dos propuestas de diseño para la óptica del instrumento utilizando óptica reflectiva. El primer diseño consta de un sistema de cámara directa / espectrógrafo con reducción 2:1 utilizando dos parábolas fuera de eje. Este diseño presenta la desventaja de tener una incidencia muy inclinada sobre el detector. Esto se resuelve utilizando un sistema con cuatro parábolas fuera de eje. El segundo diseño es un sistema cámara / espectrógrafo que se basa en cuatro parábolas configuradas en 2:1. Este diseño tiene la ventaja de que posee dos pupilas y dos planos focales. Esto permite mayor flexibilidad para incluir filtros, máscaras de Lyot y rejillas. Otra ventaja de este diseño es que presenta una incidencia con menor inclinación que el diseño con dos parábolas. Se describen las componentes optomecánicas más importantes así como los sistemas de enfriamiento necesarios para la operación del instrumento.

El Capítulo 5 detalla el trabajo de optimización que se realizó para minimizar el ruido en el detector del instrumento CID-BIB que opera en el Observatorio Astronómico Nacional en SPM. Se hace una breve descripción del instrumento y del detector y se presentan los resultados de dicha optimización y caracterización.

El trabajo de optimización de los parámetros de operación será similar para la eventual puesta en marcha del futuro instrumento IBC.

# Introducción

En las últimas décadas, la banda del infrarrojo ha tenido auge debido a los avances en la tecnología de detección. Los nuevos detectores bidimensionales con alta sensibilidad, resolución espacial y gran intervalo espectral, han reemplazado a los detectores con elementos sensibles sencillos y eficiencias cuánticas bajas.

La astronomía infrarroja moderna se ha convertido en un tema dinámico impulsado por la puesta en operación de los nuevos telescopios de gran área, que en conjunto con los detectores infrarrojos, permiten hacer observaciones al límite de difracción. Una ventaja adicional de las observaciones en el infrarrojo es el *seeing*, que en estas longitudes de onda, es apreciablemente mejor que el intervalo visible.

Los detectores infrarrojos modernos compiten en resolución espacial y eficiencia cuántica con los detectores de estado sólido para el visible, pudiendo ahora cubrir el intervalo espectral de 1 a 30  $\mu\text{m}$ .

Con estos detectores es posible abordar prácticamente todos los campos de la astronomía, que van desde objetos del sistema solar y regiones de formación estelar hasta estudios de polvo y gas de la astronomía galáctica y de la extragaláctica.

Existe, sin embargo, una serie de problemas asociados tanto a las observaciones mismas como a la tecnología empleada para el registro de la luz en esta banda. La atmósfera terrestre no es transparente para todas las longitudes de onda del espectro electromagnético. En el intervalo infrarrojo esto es especialmente crítico, ya que toda la energía que no es transmitida a través de la atmósfera, es reemitida en forma de radiación de fondo, que en algunas circunstancias puede ser varias miles de veces mayor a la radiación emitida por la fuente de interés. Este hecho impone una serie de requerimientos y limitaciones para la tecnología y las observaciones en el infrarrojo. Una de las limitaciones más importantes es la velocidad de lectura del detector, que puede ser cercana a mil cuadros por segundo en las longitudes de onda cercanas a 10  $\mu\text{m}$ , debido al elevado flujo de la radiación de fondo. Otra complicación, derivada también de la emisión de radiación de fondo, es la observación con secundarios oscilantes, que requiere de la sincronización de los movimientos del telescopio y el espejo secundario. Tanto el detector como los sistemas de lectura y amplificación de la señal, deben ser optimizados para minimizar su corriente oscura y emisión de radiación parásita. Esto implica enfriarlos a temperaturas cercanas al cero absoluto (7-8 K para el detector y 15-30 K para los instrumentos), utilizar óptica reflectiva, generalmente con recubrimiento de oro, pantallas ópticas adecuadas, así como tomar en cuenta las modificaciones de la figura óptica que se dan con los cambios tan marcados de temperatura y presión.

Los detectores para el infrarrojo, debido a su naturaleza híbrida y a su diseño, difieren de los detectores visibles (CCD) en que no están basados en el principio de acoplamiento de cargas (*charge coupling*). Presentan algunas ventajas respecto a los CCD, como el no obstruir o saturar los píxeles de la misma columna en la que se encuentra y, especialmente, el permitir lecturas no destructivas. También presentan una serie de problemas que dificultan su operación. Algunos de los más comunes son la pérdida de

píxeles a lo largo de ciclos térmicos, capacitancias no uniformes para cada píxel, emisión térmica de los amplificadores del detector, imágenes residuales, y corriente oscura elevada. Estos problemas pueden ser resueltos por medio de técnicas especiales de construcción del instrumento y de lectura de la señal.

Todos estos problemas y peculiaridades de la instrumentación y las observaciones en la banda infrarroja media constituyen un reto tanto tecnológico como de observación.

Este trabajo está enfocado a la implementación y uso de los detectores de tipo BIB o IBC (*Blocked Impurity Band*) ya que actualmente presentan la tecnología más avanzada para la detección del infrarrojo medio.



# Capítulo 1. La banda del Infrarrojo Medio

## 1. Introducción

En los últimos 15 años, el desarrollo de los detectores infrarrojos y su instrumentación han experimentado un auge tanto en su tamaño como en la optimización de sus parámetros de operación, como son el ruido y la resolución espacial y espectral. Estos nuevos detectores han permitido el estudio de una serie de problemas astronómicos fundamentales como es la formación estelar, la detección de planetas, la astronomía extragaláctica, así como el estudio del medio interestelar, en especial del polvo. Es importante mencionar que estos detectores, en conjunto con los grandes telescopios actualmente en operación y utilizando óptica adaptiva, permiten realizar observaciones cercanas al límite de difracción que compiten y superan a las observaciones realizadas desde pequeños telescopios espaciales <sup>(3)</sup>. Con el telescopio de 2.1 m en San Pedro Mártir también es posible realizar observaciones al límite de difracción en el infrarrojo medio, como se verá más adelante.

A pesar de las actuales ventajas que presenta la astronomía infrarroja, existen varios factores que imponen limitaciones en las observaciones como son la opacidad y emisión atmosféricas, así como la emisión del telescopio y de los instrumentos asociados.

La opacidad atmosférica se debe principalmente a la absorción de la radiación infrarroja por vapor de agua. Es por ello que se recurre a las observaciones desde sitios elevados, lo cual disminuye este problema.

La emisión atmosférica, también llamada radiación de fondo o *Background*, domina en las longitudes de onda del mediano infrarrojo, teniendo su máximo a 10  $\mu\text{m}$  y pudiendo tener una intensidad típicamente  $10^6$  veces mayor a la emisión del objeto astronómico<sup>(3)</sup>. Esta emisión varía rápidamente en el tiempo, haciendo necesario la continua lectura tanto del objeto a observar como de una zona del cielo libre de objetos para su resta. Esto es para minimizar el ruido de fondo inherente a las observaciones infrarrojas.

Los tiempos de integración en este tipo de observaciones son muy cortos, no mayores a algunas decenas de milisegundos. Esto impone altas velocidades de lectura y adquisición de las imágenes infrarrojas, además de la implementación de técnicas de observación que permitan mover el telescopio entero (*nodding*) o hacer oscilar rápidamente el espejo secundario (*chopping*). Estas técnicas serán descritas con mayor detalle más adelante.

En este capítulo se describirán las principales propiedades de la banda del mediano infrarrojo, las propiedades de la atmósfera terrestre para ese intervalo de longitudes de onda, la emisión del telescopio así como las consideraciones que deben tomarse en cuenta para el diseño de los instrumentos. También se presentan algunas técnicas de observación que se emplean para optimizar la captura y la calidad de los datos observacionales.

## 2. Propiedades de la banda del infrarrojo medio

### 2.1 Antecedentes

La astronomía infrarroja moderna inició en los años 50, cuando se comenzaron a utilizar los primeros detectores de estado sólido de tipo bolométrico y celdas de PbS, originalmente desarrollados para aplicaciones militares<sup>(8)</sup>. Con estos dispositivos se pudo obtener el primer mapa del cielo infrarrojo en longitudes de onda de  $2\mu\text{m}$ . Durante este período se desarrollaron también los primeros detectores extrínsecos de germanio (Ge:X)<sup>1</sup> que expandieron la ventana espectral observable entre 8 hasta  $30\mu\text{m}$ . El invento del transistor disparó el desarrollo de los detectores infrarrojos gracias a las técnicas de fabricación que este ofrecía. En los años 60 se construyeron los primeros bolómetros que permitieron hacer observaciones a longitudes de onda mayores, así como los primeros detectores de HgCdTe. En la actualidad este material se emplea ampliamente en los detectores infrarrojos ya que permite entonar el ancho del intervalo espectral sensible<sup>(8)</sup>. Cuando las técnicas de litografía maduraron, fue posible construir los primeros arreglos lineales de detectores. En los 70's se comenzaron a utilizar fotodiodos de Antimoniuro de Indio (InSb) y los primeros detectores extrínsecos de silicio (Si:X), que expandieron el intervalo espectral observable hacia el mediano infrarrojo. También aparecieron los primeros telescopios optimizados para las observaciones en el infrarrojo. Durante los 80's se hicieron arreglos bidimensionales cada vez mayores y se inventó un nuevo tipo de detector con muchas ventajas sobre sus antecesores extrínsecos de Silicio: el detector tipo BIB (Blocked Impurity Band)<sup>(25)</sup>. Un detector de este tipo es el que se emplea en el presente trabajo.

Otro aspecto muy importante en el avance de la Astronomía infrarroja han sido los satélites espaciales infrarrojos, ya que estos permiten observar toda la banda del IR, fuera de la atmósfera terrestre.

El satélite IRAS (Infrared Astronomical Satellite)<sup>(11)</sup>, lanzado en 1983, fue el primer observatorio espacial. Su misión duró 10 meses. Durante este tiempo, este telescopio permitió hacer mapeos del 96% del cielo infrarrojo en las bandas centradas alrededor de 12, 25, 60 y  $100\mu\text{m}$ . Este instrumento observó cerca de 350 000 fuentes infrarrojas, aumentando así en un 70% el catálogo de fuentes existentes en su momento. Este satélite tuvo un gran impacto en casi todas las áreas de la astronomía.

Otros dos satélites, fueron lanzados en 1995, el ISO de la ESA y el IRTS de Japón, de los cuales el ISO tuvo gran importancia en el avance de la astronomía infrarroja.

El ISO (Infrared Space Observatory)<sup>(10)</sup>, fue un telescopio que estuvo en operación desde finales de 1995 hasta 1998. Su cobertura espectral fue de 2.5 hasta  $240\mu\text{m}$ . Su telescopio tenía una apertura de 60 cm e incluía cuatro instrumentos científicos: una cámara (2.5 –  $17\mu\text{m}$ ), un fotopolarímetro (2.5 –  $250\mu\text{m}$ ) y dos espectrógrafos (2.5 – 45 y 45 –  $197\mu\text{m}$ ). Este telescopio observó alrededor de 25 000 objetos, cubriendo casi todos los campos de la astronomía.

El IRTS (Infrared Telescope in Space)<sup>(12)</sup> de Japón fue un telescopio con una apertura de 15 cm que tuvo una duración de 28 días. Observó el 7% del cielo, observando simultáneamente con 3 espectrógrafos y un fotómetro en longitudes de onda desde 1 hasta  $1000\mu\text{m}$ .

El telescopio WIRE<sup>(13)</sup>, fue lanzado en 1999, pero perdió su líquido criogénico antes de poder ser operado. El propósito de esta misión era el estudio de galaxias tipo starburst y protogalaxias ultra luminosas.

El telescopio espacial Spitzer <sup>(9)</sup> fue lanzado a finales del año 2003 y ha tenido gran éxito hasta el momento.

Este telescopio tiene una apertura de 85 cm y presenta una serie de innovaciones sin precedentes en los telescopios espaciales infrarrojos. En una sección posterior se describe con mayor detalle este observatorio.

Se prevé un futuro muy interesante para la astronomía infrarroja; los detectores de estado sólido siguen creciendo en tamaño y su funcionamiento y eficiencia están llegando a los mismos niveles de eficiencia que los detectores tipo CCD para el visible. Los grandes telescopios terrestres están siendo optimizados para el infrarrojo y a mediano plazo se tienen planeadas otras dos misiones con telescopios espaciales de mayor tamaño y eficiencia, el telescopio de 67 cm japonés ASTRO-F<sup>(14)</sup>, el cual actualmente espera su lanzamiento y el telescopio europeo FIRST<sup>(15)</sup> (Far Infrared Submillimeter Telescope), cuyo lanzamiento está planeado para el 2007.

## 2.2 Fundamentos de la emisión de radiación

Para tener una noción cuantitativa de los fenómenos asociados a las fuentes de luz infrarrojas, se hace un breve resumen de las leyes de emisión de radiación.

La emisión de cuerpo negro de Planck a una temperatura  $T$ , en función de la longitud de onda  $\lambda$ , está dada por:

$$B_{\lambda}(T) = \frac{2hc^2}{\lambda^5} \frac{1}{\left(e^{hc/\lambda kT} - 1\right)} \quad \text{W m}^{-2} \mu\text{m}^{-1} \text{sr}^{-1} \quad (1.1)$$

con  $h = 6.6262 \times 10^{-27}$  erg seg (constante de Planck),  $c = 2.9979 \times 10^{10}$  cm seg<sup>-1</sup> (velocidad de la luz),  $k = 1.3806 \times 10^{-16}$  erg K<sup>-1</sup> (constante de Boltzmann) y  $\lambda=c/v$ .

La ley de desplazamiento de Wien determina la longitud de onda máxima,  $\lambda_{\text{max}}$ , de la distribución espectral de un cuerpo negro,  $B_{\lambda}$ , en relación a su temperatura:

$$T\lambda_{\text{max}}=2898 \quad \text{W } \mu\text{m} \quad (1.2)$$

Esta ley nos indica que cuanto menor sea la temperatura del objeto, tanto mayor será la longitud de onda  $\lambda_{\text{max}}$ ; de ello se desprende que los cuerpos que emiten principalmente en el infrarrojo son intrínsecamente fríos. Por ejemplo, un objeto que emite a 2  $\mu\text{m}$  tiene una temperatura máxima de 1449 K y un objeto que emite a 10  $\mu\text{m}$  tiene una temperatura de 290 K, lo cual equivale aproximadamente a la temperatura ambiente. A 30  $\mu\text{m}$ , el objeto estaría a 97 K.

La ley de Stefan-Boltzmann determina la energía total emitida en todas las longitudes de onda por un cuerpo negro, es decir, el área bajo la curva de la distribución de Planck:

$$E = \sigma T^4 \quad (1.3)$$

con  $\sigma = 5.6706 \times 10^{-5} \text{ erg cm}^2 \text{ K}^4 \text{ seg}^{-1}$ .

La Figura 1 muestra la distribución de Planck que presenta un máximo para una temperatura determinada. Este máximo se recorre hacia longitudes de onda menores conforme aumenta la temperatura. El área bajo la curva también aumenta con la temperatura.

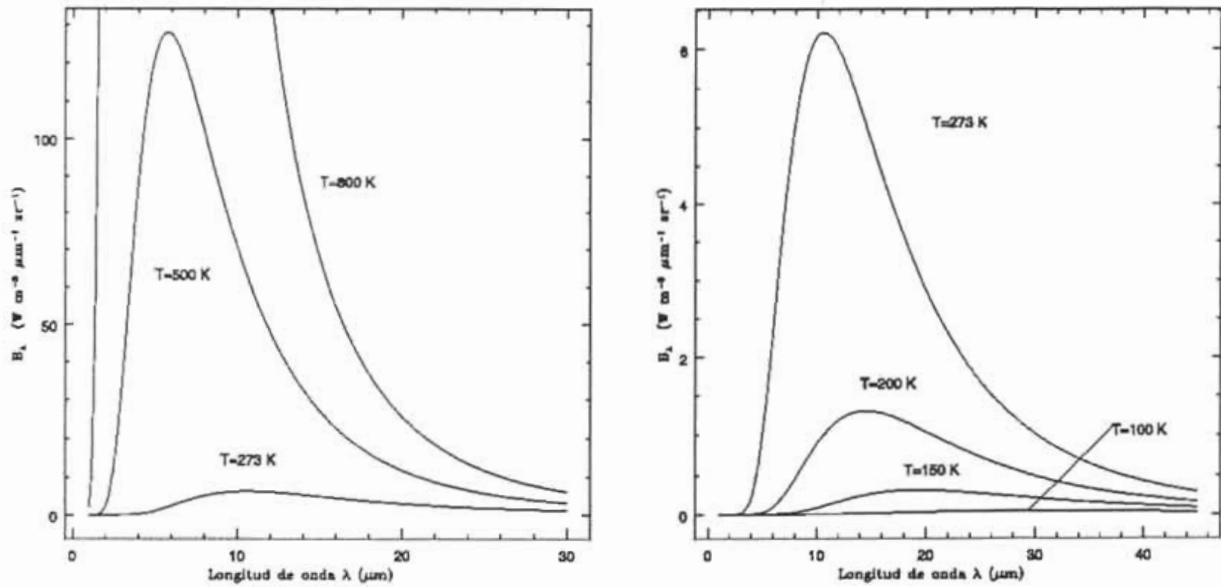


Figura 1. Distribución de cuerpo negro de Planck para  $T = 273, 500$  y  $800 \text{ K}$  (izquierda) y  $T = 100, 150, 200$  y  $273 \text{ K}$  (derecha). Nótese cómo, conforme aumenta la temperatura, también aumenta la longitud de onda de emisión máxima, así como la intensidad.

Es posible definir las bandas del espectro electromagnético en función de su temperatura, como se muestra en la Tabla 1.

Tabla 1. Longitudes de onda y temperaturas para las bandas del espectro electromagnético.

| Región del espectro electromagnético | Longitud de onda ( $\mu\text{m}$ )    | Temperatura de cuerpo negro (K) |
|--------------------------------------|---------------------------------------|---------------------------------|
| Radio                                | $> 100000$                            | $< 0.03$                        |
| Micro-ondas                          | $100000 - 100$                        | $0.03 - 30$                     |
| Infrarrojo                           | $100 - 7 \times 10^{-1}$              | $30 - 4100$                     |
| Visible                              | $7 \times 10^{-1} - 4 \times 10^{-1}$ | $4100 - 7300$                   |
| Ultravioleta                         | $4 \times 10^{-1} - 10^{-3}$          | $7300 - 3 \times 10^6$          |
| Rayos X                              | $10^{-3} - 10^{-5}$                   | $3 \times 10^6 - 3 \times 10^8$ |
| Rayos Gama                           | $< 10^{-5}$                           | $> 3 \times 10^8$               |

Una línea espectral tiene su origen en la transición del electrón de un átomo desde un nivel de energía  $E_1$  a otro  $E_2$ :  $E_2 - E_1 = h\nu$ . Para el caso de átomos con muchos electrones, se deben tomar en cuenta acoplamientos entre el momento angular y el *spin* del átomo. Para el caso de moléculas, los mecanismos de emisión se originan en cambios de niveles electrónicos, cambios en energía vibracional  $\nu$ , y cambios en la energía rotacional  $J$ .

Las transiciones moleculares observables en el infrarrojo se deben típicamente a transiciones vibracionales.

## 2.3 Definición de las bandas del infrarrojo

Es posible definir las bandas infrarrojas con base a los diferentes detectores sensibles al infrarrojo, comenzando en el límite de la sensibilidad del Silicio intrínseco ( $\lambda \approx 1.1 \mu\text{m}$ ) y terminando cerca de  $350 \mu\text{m}$ , en donde las técnicas de observación y los detectores son más parecidos a los empleados en la radioastronomía. También es posible definir las bandas en función de la radiación de fondo.

Dentro de la banda del infrarrojo, se definen tres sub-bandas: el infrarrojo cercano, el infrarrojo medio y el infrarrojo lejano. Estas sub-bandas se definen en función de la radiación de fondo dominante; en las regiones del infrarrojo con longitudes de onda cortas ( $\lambda \sim 1 \mu\text{m}$ ), las técnicas de observación y los fenómenos observables son similares al visible. A partir de  $\lambda \sim 2.3 \mu\text{m}$  la radiación emitida tanto por el telescopio como por el ambiente comienzan a dominar sobre la radiación emitida por otras fuentes, lo cual impone el uso de técnicas de observación que reduzcan estas emisiones. A  $\lambda \sim 10 \mu\text{m}$  la radiación de cuerpo negro de la atmósfera ( $T \approx 300 \text{ K}$ ) llega a su máximo, rivalizando o superando a la emisión del objeto astronómico.

En cuanto a aspectos relativos a la radiación de fondo, las bandas del infrarrojo se pueden definir como:

### 1. Infrarrojo cercano: (0.75 $\mu\text{m}$ ) 1.1 $\mu\text{m}$ - 2.5 $\mu\text{m}$ .

El infrarrojo cercano se define desde la longitud de onda de corte del Si hasta las longitudes de onda en donde la radiación de fondo comienza a dominar ( $\lambda \approx 1.1 \mu\text{m} - 2.3 \mu\text{m}$ ). Dentro de la banda del infrarrojo cercano se encuentra la banda del infrarrojo fotográfico, que se encuentra comprendida en el intervalo de  $0.75 \mu\text{m}$  hasta  $1.1 \mu\text{m}$ . Comienza en donde termina la sensibilidad del ojo humano ( $\sim 0.75 \mu\text{m}$ ) y generalmente se trata como una extensión del visible. El material que más se emplea para los detectores en esta banda es el HgCdTe.

### 2. Infrarrojo térmico o mediano infrarrojo: 2.5 $\mu\text{m}$ ~ 35 $\mu\text{m}$ .

Región del infrarrojo en el que las observaciones desde la superficie terrestre están dominadas por la radiación de la atmósfera y del telescopio. Esta banda se define basándose en el intervalo espectral en el que son sensibles los materiales empleados en los detectores, principalmente InSb ( $2.5 - 5 \mu\text{m}$ ) y Si:As ( $2 - 28 \mu\text{m}$ ).



### 3. Infrarrojo lejano: 30 $\mu\text{m}$ - 350 $\mu\text{m}$ .

Esta banda termina en donde comienza la banda submilimétrica y sus técnicas de observación correspondientes. El límite impuesto por la absorción de la atmósfera para las observaciones desde la superficie terrestre se encuentra alrededor de 30  $\mu\text{m}$ , que coincide con el límite actual de la tecnología para detectores de estado sólido bidimensionales no bolométricos.

La Tabla 2 muestra las distintas bandas del infrarrojo, con sus anchos de banda correspondientes, algunos de los objetos observables en cada una de ellas, así como las temperaturas asociadas.

En cada banda del espectro electromagnético se obtienen observaciones que son complementarias entre sí y en algunos casos sólo es posible observar algún objeto o fenómeno en una sola banda. Para ilustrar la naturaleza complementaria de las observaciones multibanda, la Figura 2 muestra imágenes de la región de formación estelar ubicada dentro de un glóbulo oscuro en la nebulosa de emisión IC1396. La imagen inferior fue tomada en el visible, mientras que las tres imágenes superiores fueron tomadas en tres bandas distintas del infrarrojo medio tomadas con instrumentos del satélite Spitzer<sup>(9)</sup>. Como puede verse el interior de la región de formación estelar que se encuentra oscurecida en la banda del visible, muestra una región de formación estelar con varias protoestrellas que nunca antes habían sido detectadas. Esta región se encuentra rodeada de gas que es ionizado por una estrella masiva cercana.

Las imágenes superiores son composiciones multibanda combinando datos a 24  $\mu\text{m}$  (rojo) con imágenes a 5.8 y 8  $\mu\text{m}$  (verde) así como imágenes a 3.6 y 4.5  $\mu\text{m}$  (azul). Se puede observar emisión difusa y filamentaria producida por Hidrógeno molecular (verde) y emisión de PAHs (café). Se pueden observar también varias protoestrellas (rojo) así como estrellas observables en el visible con emisión infrarroja en exceso.

Tabla 2. Bandas del infrarrojo.

| INTERVALO ESPECTRAL | ANCHO DE BANDA ( $\mu\text{m}$ ) | INTERVALO DE TEMPERATURAS (K) | OBJETOS OBSERVABLES   |
|---------------------|----------------------------------|-------------------------------|---|
| Cercano Infrarrojo  | 0.75 - 5                         | 4000 - 580                    | Estrellas rojas frías<br>Gigantes rojas<br>Polvo es transparente                              |
| Infrarrojo Medio    | 5 - 30                           | 580 - 97                      | Planetas, cometas, asteroides<br>Polvo es calentado por estrellas<br>Discos proto-planetarios |
| Infrarrojo Lejano   | 30 - 350                         | 97 - 10                       | Emisión de polvo frío<br>Centros de galaxias<br>Nubes moleculares frías                       |

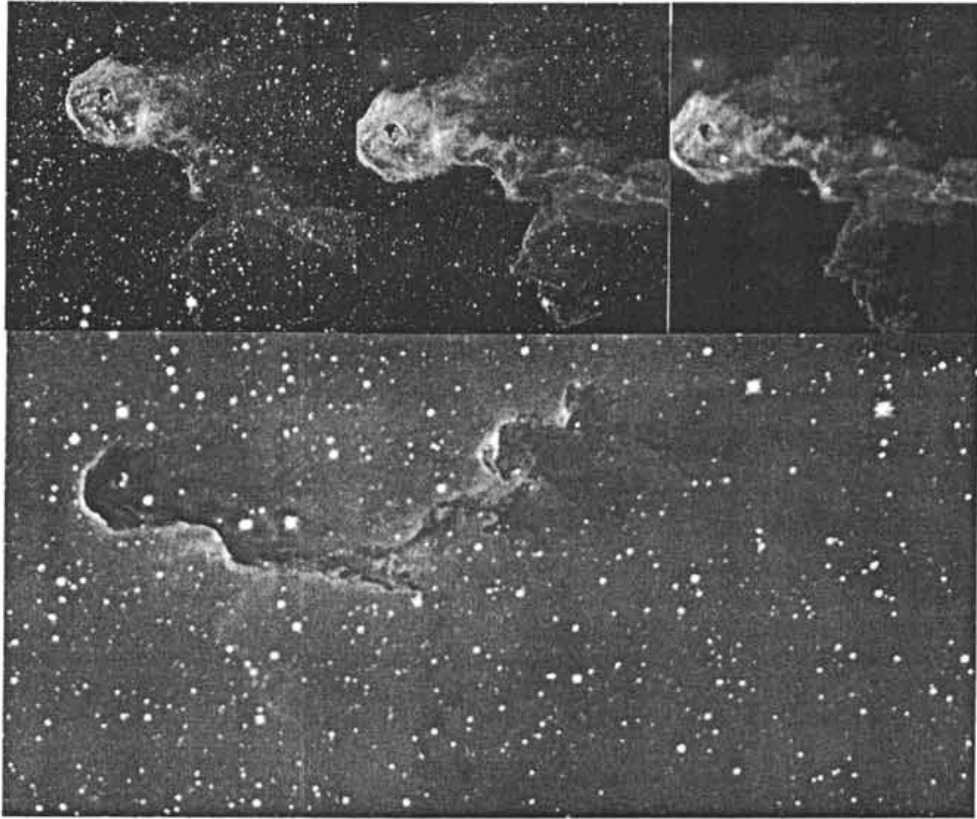


FIGURA 2. Imágenes en cuatro bandas de la región de formación estelar IC1396 en Cefeo. Las tres superiores corresponden a composiciones de imágenes en varias longitudes de onda del infrarrojo medio. Tomadas de <http://www.spitzer.caltech.edu/Media/releases/ssc2003-06/ssc2003-06b.shtml>. La imagen inferior, que corresponde al visible, fue tomada de: [http://www.skyimager.com/imagedata/IC1396\\_09-10-03.html](http://www.skyimager.com/imagedata/IC1396_09-10-03.html) .

## 2.4 Consideraciones atmosféricas para la observación en el infrarrojo

La naturaleza de la atmósfera terrestre determina las propiedades del cielo en el intervalo infrarrojo, que son muy diferentes a las que se presentan en el visible. Esto restringe las observaciones e impone una serie de técnicas observacionales e instrumentales específicamente empleadas para observar en esa banda.

### 2.4.1 Transmisión atmosférica

No todas las longitudes de onda en el infrarrojo pueden ser observadas desde la superficie terrestre debido a que la atmósfera absorbe selectivamente algunas bandas. La atmósfera está constituida por una serie de gases que no están uniformemente mezclados y sus proporciones dependen de la altura. Los principales gases atmosféricos son<sup>(2,16,19)</sup>.

N<sub>2</sub> (78%), O<sub>2</sub> (21%), Ar (0.9%), CO<sub>2</sub> (0.033%), Ne, He, CH<sub>4</sub>, Kr, N<sub>2</sub>O, CO, Xe, H<sub>2</sub>, H<sub>2</sub>O (variable), O<sub>3</sub> (variable). Los porcentajes indican la proporción del gas en el volumen total de aire. Cuando no se indican porcentajes, las proporciones representan trazas del gas. De estos gases, los principales absorbedores de la radiación infrarroja son el CO<sub>2</sub> (2.0, 4.3 y 15 μm), el vapor de agua (0.94, 1.13, 1.37, 1.87, 2.7, 3.2, 6.3 y λ>16 μm), el ácido nítrico, N<sub>2</sub>O (4.5 y 15 μm), el metano (3.3 y 7.7μm) y el ozono (9.6 μm).

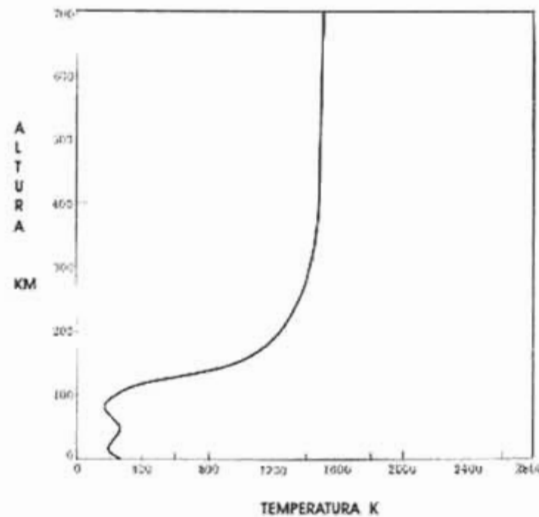


Figura 3. Perfil de temperatura atmosférico hasta 700Km(16)

La proporción de estos gases permanece constante en los primeros 10 Km, con la excepción del ozono y el vapor de agua, cuya composición porcentual (por volumen) varía por diversos factores como son la latitud del sitio y la época del año.

La Figura 3 muestra el perfil de temperatura atmosférico de 0 a 700km de altura y la Figura 4 muestra el mismo perfil de 0 a 100km; también incluye la distribución de la presión y la densidad en función de la altura, así como los nombres de las primeras capas de la atmósfera. Como puede verse, la mayor variación en temperatura se da en los primeros 300 km.

Para obtener los perfiles de temperatura de estas gráficas se utilizó el modelo de atmósfera estándar<sup>(16)</sup>. Las líneas punteadas en la Figura 4 corresponden al modelo para diferentes años. Este perfil varía con la estación del año y la latitud. Esto ilustra qué tan inhomogénea y variable es la atmósfera en las primeras decenas de kilómetros. Por esta razón los fenómenos atmosféricos tienen una importante influencia en las observaciones en el infrarrojo.



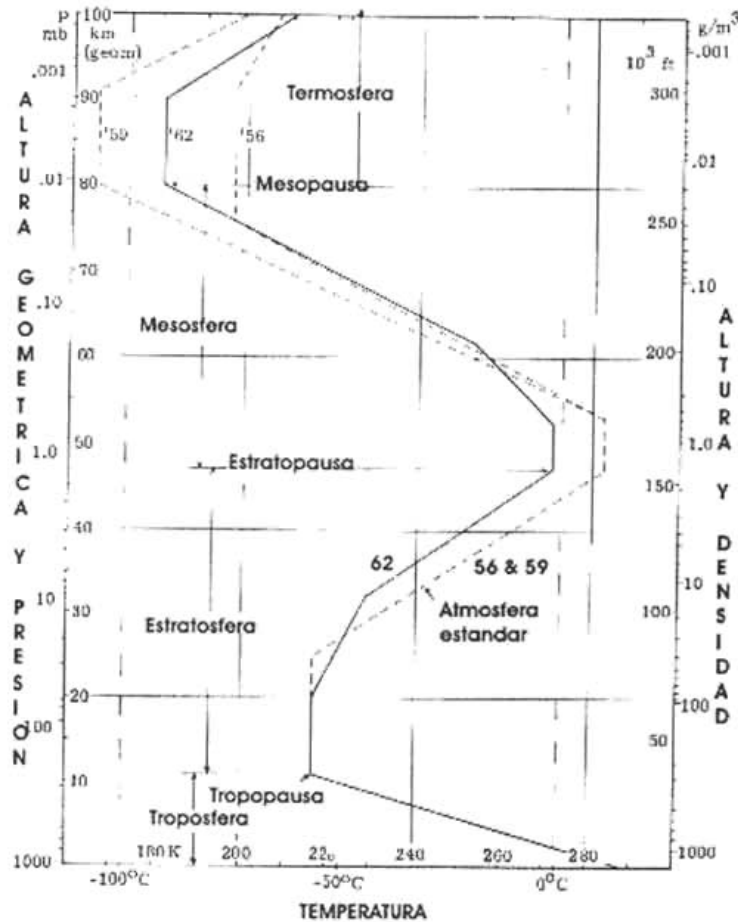


Figura 4. Perfil de presión y densidad vs. temperatura para la atmósfera terrestre desde 0 hasta 100 km de altura. Se pueden observar las distintas capas atmosféricas.

La Figura 5 muestra las distintas capas atmosféricas a través de una fotografía de una estela de lanzamiento de un cohete. Cada capa deforma la estela permitiendo observar la dirección y velocidad relativa entre capas. Es importante tomar en cuenta esta propiedad de la atmósfera para la óptica adaptativa, ya que en la interfaz entre las capas atmosféricas la turbulencia aumenta.

### Ventanas atmosféricas

La atmósfera terrestre no es transparente para todas las longitudes de onda debido a la absorción selectiva de algunas moléculas que la componen. Es completamente opaca a longitudes de onda menores a  $0.3 \mu\text{m}$  y relativamente transparente hasta la primera banda de absorción de vapor de agua en  $0.9 \mu\text{m}$ . Este intervalo corresponde a la banda del visible. En el infrarrojo el fenómeno de la absorción atmosférica es muy notorio y la

atmósfera no permite que todas las longitudes de onda de esta banda lleguen a la superficie terrestre.



Figura 5. Imagen de la estela de lanzamiento de un cohete. Se puede apreciar cómo la estela es deformada por las distintas capas atmosféricas. Fotografía de Michael O'Leary, [www.skyscapes.com](http://www.skyscapes.com)

Las Figuras 6a y 6b muestran el espectro de transmisión atmosférica<sup>(46)</sup> para dos masas de aire ( $m_a = 1$  y  $m_a = 2$ ) y 1 mm de PWV en el intervalo de 0.9 a 28  $\mu\text{m}$ , calculado para una altura de 4200 msnm y latitud de 19°28' (Mauna Kea, Hawaii). Cada banda de transmisión está marcada con la sigla que la representa y en las bandas de absorción se indican cuáles son las principales moléculas responsables de la absorción.

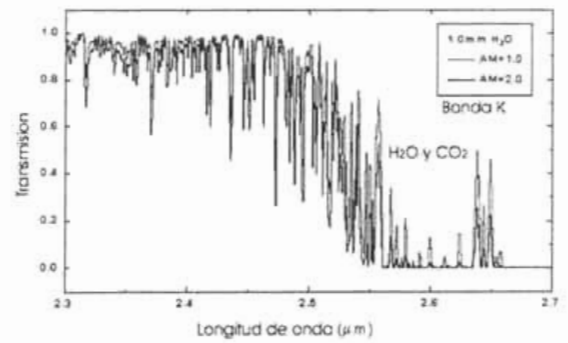
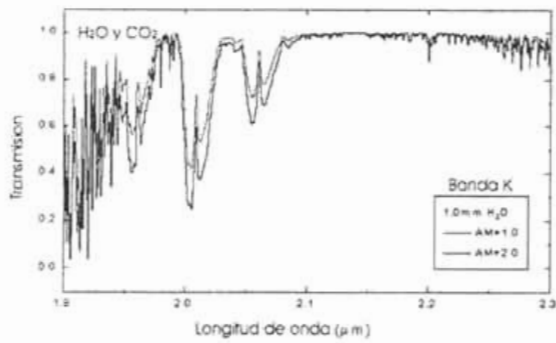
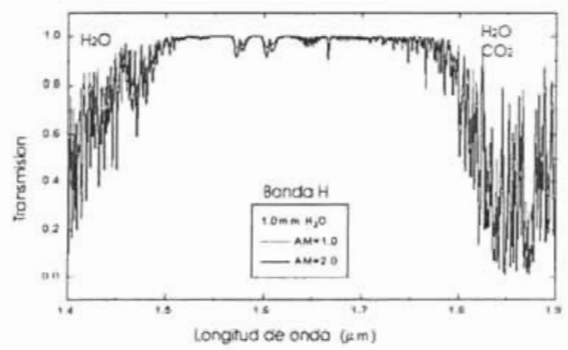
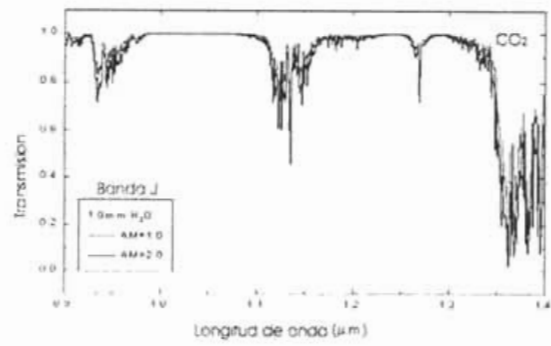


Figura 6a. Perfiles de transmisión atmosférica de 0.9 a 2.7 micras(46).

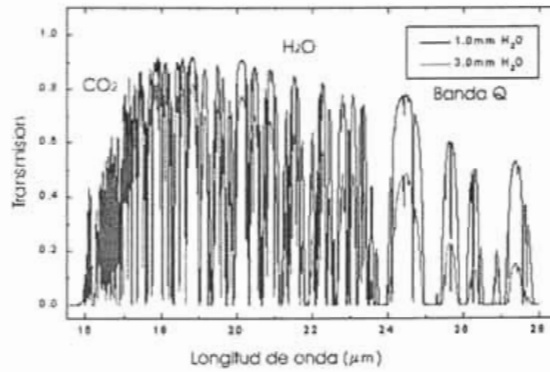
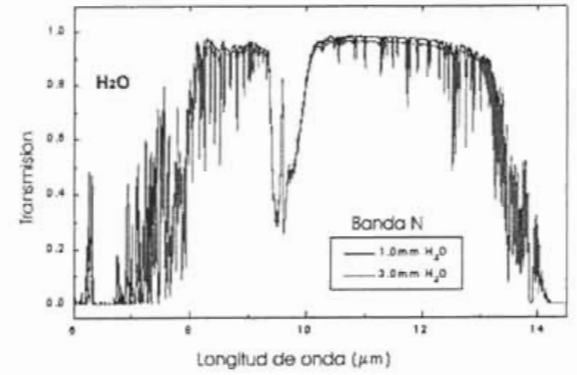
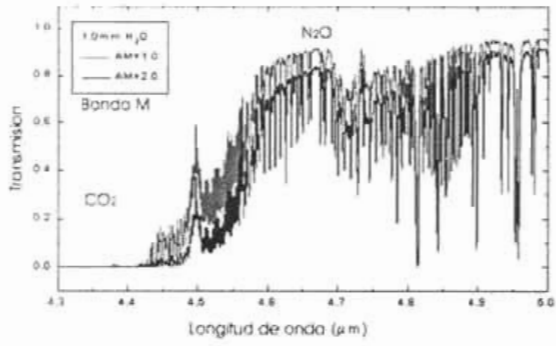
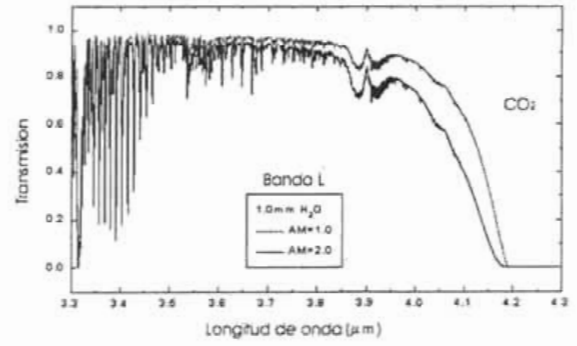
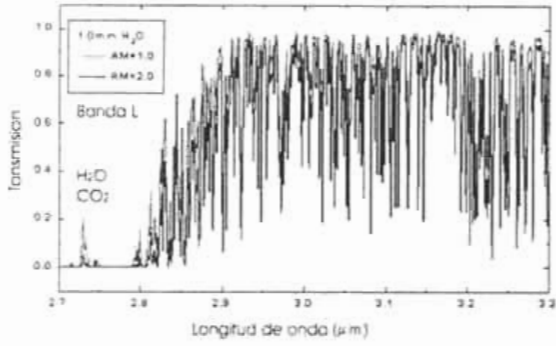


Figura 6b. Perfiles de transmisión atmosférica de 4.3 a 28 micras(46).

Idealmente, un sitio para realizar observaciones en el infrarrojo debe ser elevado y lo más seco posible, esto es, con un promedio menor a 2.4 mm de vapor de agua precipitable (PWV). El PWV es una medida para determinar el contenido de vapor de agua en la atmósfera; representa una columna que se extiende desde la superficie terrestre a través de toda la atmósfera. Si el vapor de agua contenido en esta columna se condensara y cayera sobre la superficie terrestre, la altura equivalente de esta columna de agua (en cm) proporcionaría una medida de la cantidad de agua disponible para convertirse en lluvia. La Figura 7 muestra un mapa del contenido de vapor de agua precipitable para la Península de Baja California, utilizando los datos del 25 de abril (izquierda) y del 30 de marzo (derecha) de 2004 (tomado de <http://www.suominet.ucar.edu/index.html> y de <http://www.cira.colostate.edu/mideast/t5.htm>). Como puede verse, el contenido de vapor de agua (PWV) en el norte de la península es cercano a 1 cm.

SW U.S. PWV 00h-1h 05/25/04

SW U.S. PWV 02h-3h 03/30/04

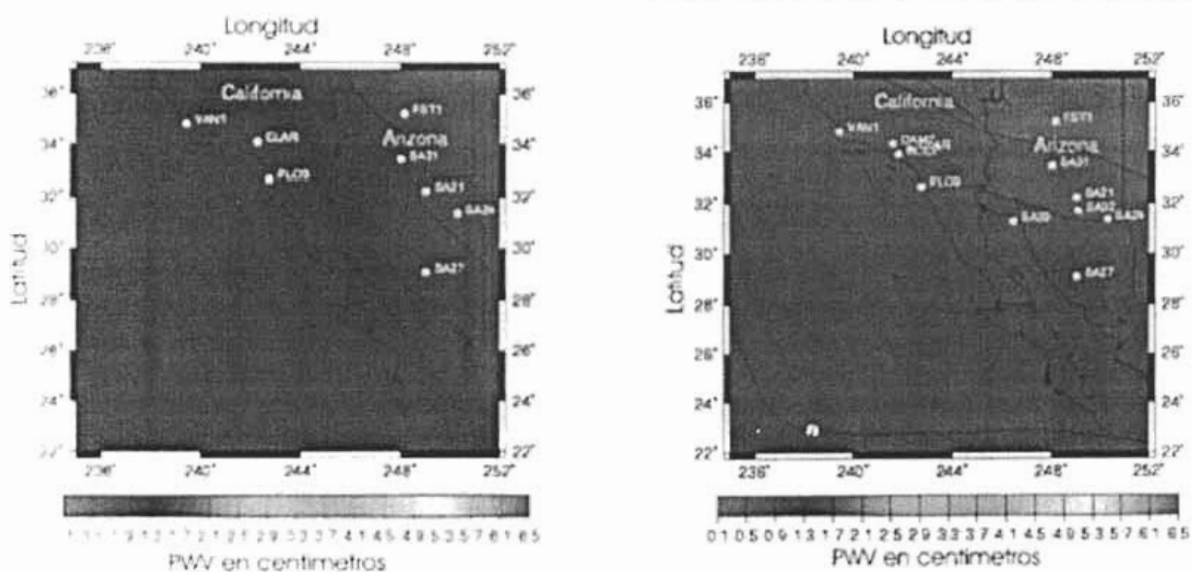


Figura 7. Gráfica que muestra el contenido de vapor de agua precipitable para la Península de Baja California. (Tomado de <http://www.suominet.ucar.edu/index.html>).

Este parámetro varía con la latitud del sitio, así como con la época del año.

Los mejores sitios para tener condiciones con bajo PWV son sitios con altas latitudes, bajas temperaturas, cielos oscuros y una atmósfera estable<sup>(47)</sup> (por ejemplo, el Polo Sur terrestre), así como zonas desérticas ubicadas a gran altura (por ejemplo, el desierto de Atacama, Chile).

Las zonas tropicales presentan mayor cantidad de contenido de agua en la atmósfera.

La Figura 8 muestra una gráfica con el promedio anual de PWV para todo el mundo (superior) y una gráfica del PWV promedio anual en función de la latitud (inferior). Nótese cómo el PWV es máximo en las zonas cercanas al ecuador y disminuye conforme aumenta la latitud (N y S). El PWV promedio anual global es de 2.46 cm.

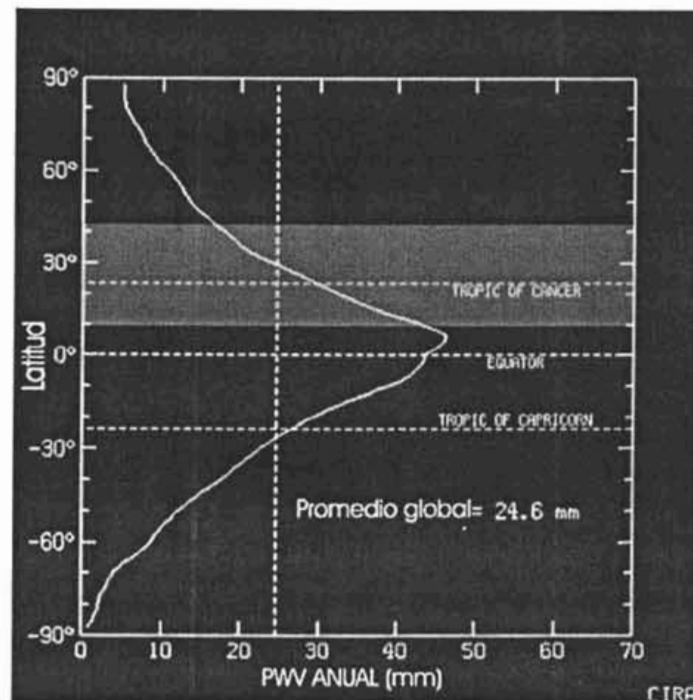
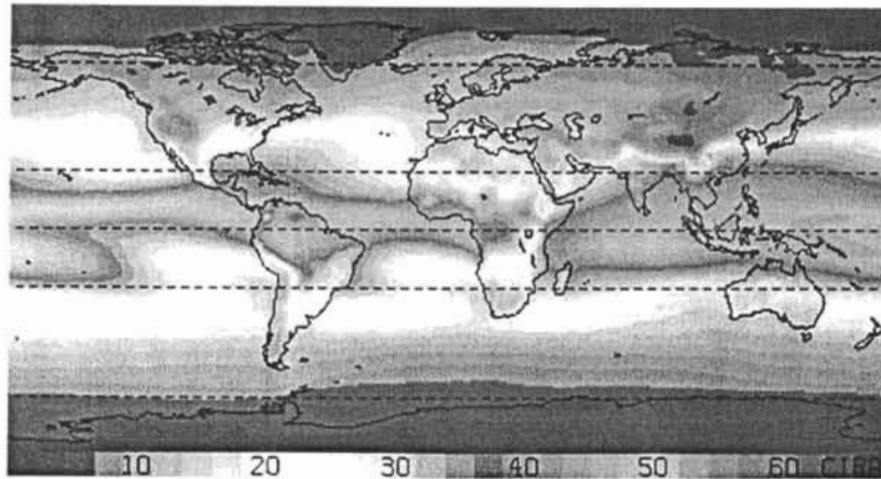


Figura 8. La gráfica superior muestra el PWV promedio anual para todo el mundo. La escala va desde rojo, para valores bajos del PWV hasta azul, para valores altos del PWV. Nótese cómo las regiones ecuatoriales presentan valores de PWV más altos que para las regiones polares. La gráfica inferior muestra la variación promedio del PWV en función de la latitud del sitio. La línea vertical punteada indica el valor promedio global, y las líneas punteadas horizontales muestran el Ecuador y los trópicos de Cáncer y de Capricornio, respectivamente. Tomado de la página: <http://www.cira.colostate.edu/mideast/t5.htm>

Para obtener estos datos<sup>(50)</sup> se utiliza un receptor de 225 GHz que mide la profundidad óptica en el zenit de una línea atmosférica de absorción de vapor de agua, con la cual es posible derivar la densidad de columna de H<sub>2</sub>O por encima del sitio:

$H_2O = 20 \cdot \tau(225 \text{ GHz})$ , en mm.  $\tau$  es la opacidad de la línea.

## 2.4.2 Radiación de fondo (*background*)

Existe un problema fundamental en las observaciones astronómicas infrarrojas: el efecto de la radiación de fondo de la atmósfera y del telescopio. La radiación de fondo puede llegar a ser muchos órdenes de magnitud mayor a las débiles señales de los objetos astronómicos. Esto requiere de un conocimiento de las técnicas para el manejo y minimización de la radiación de fondo para obtener los mejores resultados. Como se verá más adelante, la radiación de fondo depende fuertemente de la longitud de onda de observación. En el infrarrojo medio ( $\sim 3\text{-}30\ \mu\text{m}$ ), presenta una de las mayores limitaciones a las observaciones astronómicas, en contraste con las observaciones en el visible o en el infrarrojo cercano. Por ello se emplea una serie de técnicas de observación y requerimientos instrumentales estrictos, que hacen que las observaciones en esa banda sean un tanto complicadas.

En el mediano infrarrojo la radiación de fondo es de origen tanto telúrico como externo a la atmósfera y presenta emisión espectral continua y en línea. A esta emisión se le denomina brillo del cielo o *airglow*. Cuando la emisión es de continuo, puede ser representada como un cuerpo negro o como una emisividad relativa  $\varepsilon$ . Si la transmisión atmosférica es grande, la emisividad se puede aproximar como:  $\varepsilon = 1\text{-transmisión}$ . Cuando se asume que todos los emisores se encuentran a la misma temperatura  $T$ , se puede aproximar la radiación de fondo como un cuerpo negro a esta temperatura, con el ángulo sólido y el área definidos por el telescopio y el instrumento.

La radiación de fondo terrestre se debe principalmente a la atmósfera, al telescopio y al instrumento. Como se vio en la sección anterior, la atmósfera es la responsable de la existencia de las ventanas en el infrarrojo, debido a la absorción de la radiación en algunos intervalos de longitudes de onda de ciertas moléculas. Las zonas en donde la radiación proveniente del espacio es absorbida por la atmósfera, se encuentran en emisión con zonas de continuo (cuerpo negro a temperatura ambiente) y con emisión de línea o brillo del cielo (*airglow*). El brillo del cielo  $I_{AG}$  se define como radiación no térmica emitida por la atmósfera terrestre y generalmente se debe a reacciones fotoquímicas producidas por la radiación solar<sup>(46)</sup>, aunque también incluye radiación emitida por auroras, rayos y trazos de meteoros rasantes con la atmósfera. La principal contribución a la emisión en línea se debe a la molécula de OH, la cual es muy pronunciada en las bandas del cercano infrarrojo y que complica las observaciones espectroscópicas.

Las componentes difusas de emisión del cielo nocturno provenientes del espacio abarcan una gran variedad de fenómenos físicos sobre un amplio intervalo de escalas de distancia. Para el mediano infrarrojo, las principales contribuciones a esta emisión se deben a la luz zodiacal  $I_{Zodiacal}$ , a la luz difusa integrada de estrellas que no se observan directamente  $I_{Estrellas}$ , a la emisión de cirrus  $I_{Cirrus}$  y a la emisión de luz difusa de fondo extragaláctica  $I_{Extragal}$ .

La luz zodiacal se compone de la emisión de partículas de polvo en el medio interplanetario y se aproxima como un cuerpo negro a 275 K con  $\varepsilon \sim 7 \times 10^{-8}$ , así como de luz solar dispersada por estas partículas, que se puede aproximar como un cuerpo negro a 5800 K con  $\varepsilon \sim 7 \times 10^{-8}$ . Las estrellas débiles que no se observan directamente contribuyen a la radiación de fondo en forma de luz integrada con un cuerpo negro con



$\lambda_{\max} \sim 1 \mu\text{m}$ . La emisión de cirrus tiene su origen en la emisión térmica de partículas de polvo interestelar y se presenta principalmente en el plano de la Galaxia. Esta emisión se aproxima como un cuerpo negro a 17 K con  $\epsilon \sim 10^{-3}$ ; es la emisión dominante en el infrarrojo lejano y fue detectada por primera vez por el satélite IRAS. El gas interestelar también contribuye con emisión en línea en todas las longitudes de onda.

La emisión de fondo extragaláctica comprende la emisión integrada de galaxias que no se observan directamente. Finalmente, la radiación de fondo cósmica se representa como un cuerpo negro con  $T = 2.73 \text{ K}$  y  $\epsilon \sim 1$ .

El brillo difuso total del cielo  $I_{\text{cielo}}$  se puede expresar como la suma de todas las contribuciones arriba mencionadas, atenuadas por un factor de extinción atmosférica. La dispersión en la tropósfera  $I_{\text{disp}}$  suma al brillo del cielo una componente adicional<sup>(46)</sup>:

$$I_{\text{cielo}} = (I_{AG} + I_{\text{Zodiacal}} + I_{\text{Estrellas}} + I_{\text{Cirrus}} + I_{\text{Extragal}})e^{-\tau} + I_{\text{disp}} \quad (1.4)$$

El coeficiente de extinción atmosférica  $\tau$ , depende de la longitud de onda, el ángulo zenital, la altura y las condiciones climáticas del observatorio.

La Figura 9 muestra el espectro de la emisión difusa del cielo nocturno hasta  $1 \text{ mm}$ <sup>(49,2,18)</sup>. En la parte superior se observa el espectro de transmisión de la atmósfera terrestre a tres alturas distintas: 4.2 km (Mauna Kea), 14 km (avión) y 28 km (globo). Como se puede observar, la absorción disminuye con la altura. La gráfica inferior muestra las diversas fuentes de emisión difusas para un telescopio terrestre. Con excepción de la emisión de OH, estas fuentes se aproximan como un cuerpo negro a la temperatura correspondiente, multiplicados por un factor de emisividad  $\epsilon$ , como se detalló anteriormente. Aquí se ilustra cómo las longitudes de onda que son absorbidas por la atmósfera son emitidas como fondo, superpuestas sobre un cuerpo negro a la temperatura ambiente (273 K, GBT) con emisividad del 2% ( $\epsilon = 0.02$ ). En este caso se muestra la emisión de la atmósfera hasta  $25 \mu\text{m}$ .

Las principales fuentes de emisión de fondo que se muestran en la gráfica son el brillo del cielo debido a la emisión de la molécula de OH, la emisión térmica del telescopio (GBT) a temperatura ambiente, la emisión de luz zodiacal (ZSL) en el polo de la eclíptica ( $5800 \text{ K}$ ,  $\epsilon = 3 \times 10^{-6}$ ) y la emisión de luz zodiacal debida al polvo interplanetario (ZE) aproximado a una temperatura de  $275 \text{ K}$  y  $\epsilon = 7 \times 10^{-8}$ . GBE representa la emisión de fondo de polvo en el plano de la Galaxia con  $T = 17 \text{ K}$  y  $\epsilon = 10^{-3}$ , SEP la emisión del polo sur de la eclíptica medido con COBE. CBR es la radiación de fondo cósmica de  $2.73 \text{ K}$ . Por último CST representa la emisión de un telescopio espacial enfriado a  $10 \text{ K}$  con una emisividad de 0.05.



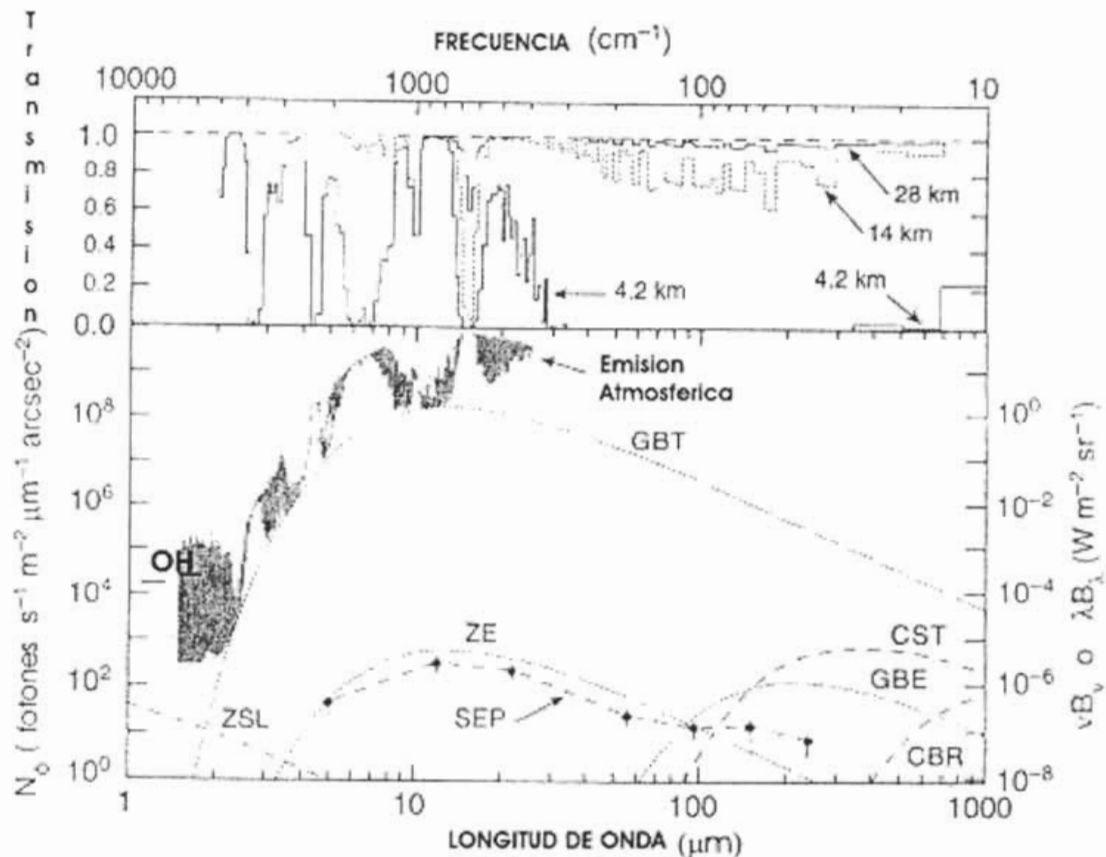


Figura 9. Diversas fuentes de emisión de fondo. En la parte superior se muestra la transmisión atmosférica a 4.2, 14 y 28 km de altura. La parte inferior muestra la emisión de fondo para un telescopio terrestre. Se muestra la emisión atmosférica así como las principales contribuciones a la radiación de fondo provenientes del espacio.

La radiación de fondo del cielo infrarrojo puede ser clasificada en tres bandas:

- Radiación de fondo en el Infrarrojo cercano (1-2.5  $\mu\text{m}$ ): La radiación de fondo en esta banda está dominada principalmente por líneas en emisión delgadas de la molécula OH. Existen otras líneas que también contribuyen a esta radiación como es la línea de oxígeno molecular en 1.27  $\mu\text{m}$ . Esta radiación se da principalmente en las bandas J y H. La Figura 10 muestra el espectro de emisión de OH entre 1 y 2.5  $\mu\text{m}$ .

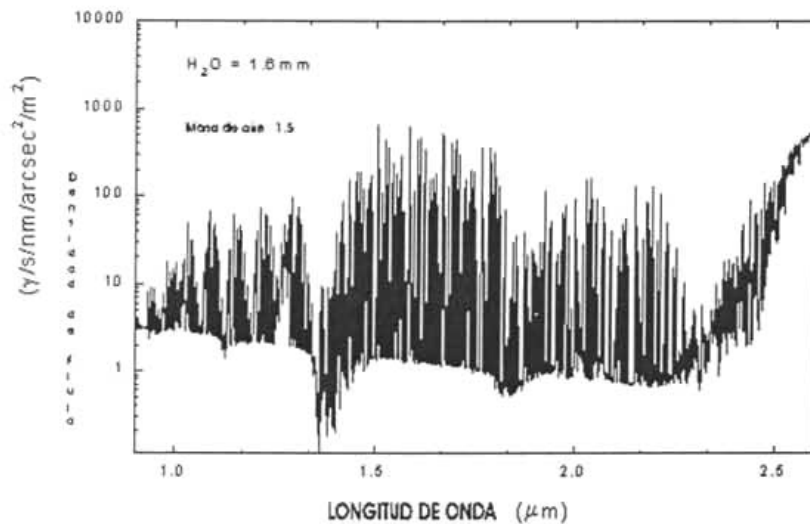


Figura 10. Espectro de emisión de OH de 1-2.5  $\mu\text{m}$ , con PWV = 1.6 mm, masa de aire = 1.5 y altura = 4200 m(46).

Las líneas de OH presentan variabilidad de intensidad en escalas de tiempo de aproximadamente 12 minutos debido a cambios en la densidad local atmosférica. Es importante notar que las variaciones en intensidad son iguales para todas las líneas ya que el proceso que las genera es una cascada radiativa. La intensidad de las líneas de OH disminuye después de la puesta de sol a lo largo de unos 90 minutos.

La radiación de fondo del cielo en el intervalo de 3-5  $\mu\text{m}$  se debe principalmente a la emisión térmica de la atmósfera, es decir,  $(1-\text{transmisión})$  multiplicado por un cuerpo negro a una temperatura de aproximadamente 273 K. Tanto la emisión como la transmisión atmosférica varían de acuerdo al contenido de vapor de agua y la masa de aire de la observación. La Figura 11 muestra un espectro de radiación de fondo para el intervalo de  $\sim 2.6 - 5.6 \mu\text{m}$ .

La radiación de fondo de emisión del telescopio y la óptica no enfriada (5-300  $\mu\text{m}$ ) puede ser modelada como un cuerpo negro a 273 K con una emisividad  $\epsilon \sim 0.02$ . Esta radiación es térmicamente estable. Equivale a la emisión de cuerpo negro de la parte no especular del telescopio y la óptica no enfriada a la temperatura ambiente.

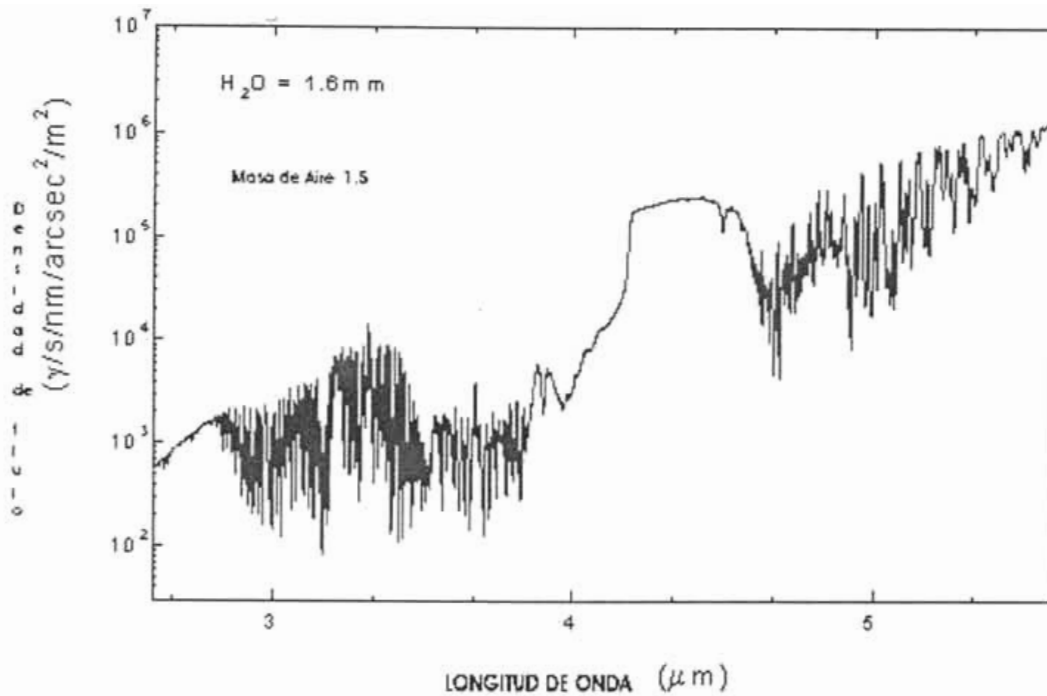


Figura 11. Espectro de emisión atmosférica de 2.6 - 5.6  $\mu\text{m}$ , con PWV = 1.6 mm, masa de aire = 1.5 y altura = 4200 m(46).

El cielo infrarrojo tiene una alta variabilidad con escalas de tiempo de alrededor de 30 minutos, por lo que es importante tomar mediciones de su emisión periódicamente y en intervalos menores a este tiempo. Las técnicas para reducir el ruido por emisión de fondo para observaciones en el infrarrojo se discuten en la sección 4.

### 2.4.3 Problemas de las observaciones IR desde la Tierra

Existe una serie de ventajas y desventajas de realizar observaciones astronómicas desde la Tierra:

Los principales problemas de las observaciones terrestres en el infrarrojo medio (5 -  $\sim$ 30  $\mu\text{m}$ ) se deben a que la atmósfera es parcialmente opaca en este intervalo. Este problema se mejora observando a una mayor altura sobre el nivel del mar, así como eligiendo un sitio seco con un promedio anual de lluvias bajo. Observar desde sitios fríos permite reducir el brillo del cielo o "airglow". También es importante observar la orografía del sitio para determinar si éste generará turbulencia atmosférica.

Un sitio ideal para realizar observaciones infrarrojas terrestres es el Polo Sur, debido principalmente a sus cielos oscuros, bajas temperaturas ( $-60^{\circ}\text{C}$ ), atmósfera estable, PWV bajo (0.1 – 0.3 mm) homogeneidad y relativa altura del terreno ( $\sim 2800$  m), así como la posibilidad de estudiar objetos por largo tiempo, dada la larga duración de las noches de invierno. En el infrarrojo térmico, el cielo del Polo Sur es dos órdenes de magnitud más oscuro que en los sitios más tropicales, reduciendo el ruido de fotones y minimizando la variabilidad de la emisión del cielo. La desventaja de estos sitios es su inaccesibilidad y los elevados costos de su manutención.

### Óptica activa y adaptativa

Conforme crece el diámetro de un telescopio, aumenta tanto su capacidad de registrar fuentes más débiles, como su resolución angular ( $\theta \sim \lambda/D_{\text{tel}}$ ). Existen, sin embargo, varios factores que degradan la imagen del telescopio. Ejemplo de ello son los errores de pulido de la superficie óptica, las deformaciones de esta superficie debidas al efecto de la gravedad y los cambios de temperatura en el espejo del telescopio. La atmósfera terrestre introduce, debido a su naturaleza turbulenta e inhomogénea, efectos que desenfocan la imagen, empeorando la resolución angular decenas y hasta centenares de veces.

Para los primeros tres factores, cuyas escalas de tiempo son largas (DC a algunas fracciones de Hz), se utiliza la óptica activa; mediante un sensor de frente de onda y de actuadores, se corrige la figura del espejo primario. Para el caso de las variaciones inducidas por la atmósfera, que se dan en escalas de tiempo mucho más cortas (hasta 100 Hz), es necesario emplear la óptica adaptativa (véase Figura 12). Esta figura muestra las frecuencias espaciales y temporales para los principales factores que degradan la calidad óptica de las observaciones. Los errores de pulido no varían con el tiempo, pero abarcan un intervalo grande de frecuencias espaciales en los que se pueden dar. Las variaciones de la calidad de la superficie óptica, debidas al efecto de la gravedad y a los cambios térmicos también presentan un intervalo pequeño en variaciones temporales y espaciales; hasta 0.01Hz y  $\sim 2/D$ , respectivamente. D es el diámetro del telescopio. Para estos tres factores (pulido, variaciones por gravedad y variaciones por temperatura) se emplea la óptica activa.

Para las variaciones en la calidad del frente de onda con frecuencias temporales más altas (hasta  $\sim 2$  KHz) debidas a efectos de la atmósfera, el viento y el aire local, se utiliza la óptica adaptativa<sup>(21)</sup>.

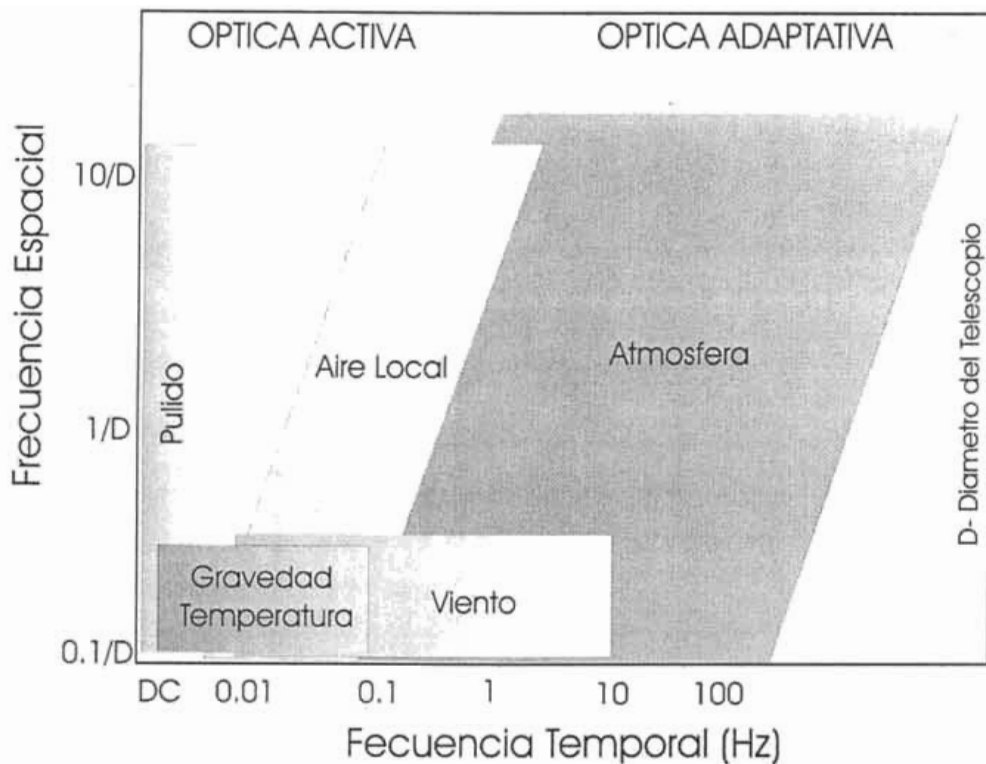
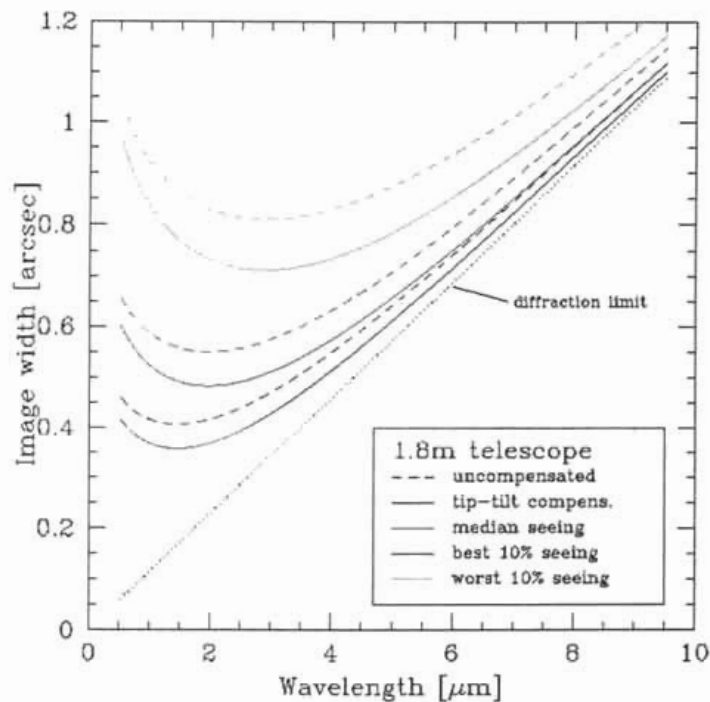


Figura 12. Frecuencias temporales y espaciales para fenómenos que degradan la imagen. Se muestran los fenómenos para los cuales se emplea la óptica activa o la adaptativa. D es el diámetro del telescopio<sup>(21)</sup>.

La óptica adaptativa corrige los errores en la fase del frente de onda producidos por cambios en el índice de refracción de la atmósfera. Para el caso de un espejo ideal, la resolución angular es función del diámetro del espejo primario y la longitud de onda de observación. La atmósfera degrada esa resolución "embarrando" su diámetro a radios entre 10 y 100 veces mayores al radio del disco de Airy, que representa el límite de difracción del telescopio,  $\theta = \frac{(1.22)\lambda(206265)}{D_{Tel}}$ . A este efecto se le denomina *seeing*. El

*seeing* se describe en función de una función de estructura que da la variación del índice de refracción entre dos puntos del frente de onda que incide sobre el espejo del telescopio. Esto provoca cambios de fase dentro del frente de onda que limitan la resolución angular a  $\theta \sim \lambda/r_0$ , donde  $r_0$  es el llamado parámetro de Fried. Es la distancia media a lo largo de la cual el frente de onda no está perturbado. Es una función de la longitud de onda  $\lambda$  y el ángulo zenital  $\zeta$ :  $r_0(\lambda, \zeta) \sim \lambda^{6/5} f(\zeta)$ .

Las observaciones en el infrarrojo tienen la ventaja de que tanto la resolución angular del telescopio  $\theta_{tel}$  como el parámetro de Fried  $r_0$  tienden a crecer con la longitud de onda. Como ejemplo, para el caso del telescopio de 2.12m del OAN SPM, para  $\lambda=10 \mu\text{m}$  la resolución angular es  $\theta_{tel}=1.2''$ , que es mayor al seeing promedio de un sitio:  $1.3''$  (tomado de la Figura 13). La longitud de onda a partir de la cual este telescopio comienza a estar limitado por difracción es  $4.2 \mu\text{m}$ . El seeing o tamaño de la imagen en el infrarrojo se puede aproximar como: tamaño de imagen  $\sim \lambda^{-0.2}$ . La Figura 13 muestra cómo, conforme aumenta la longitud de onda, los efectos atmosféricos se vuelven menos importantes<sup>(21)</sup>.



**Figura 13. Compensación de tip-tilt hasta 10 micras para tres casos de seeing.** Tomado de <http://www.eso.org/projects/aot/introduction.html>. Ganancia que se obtiene al corregir (parcialmente, tip-tilt líneas sólidas) las aberraciones producidas por el seeing (líneas quebradas). Se observa el intervalo espectral en donde es conveniente compensar el frente de onda aberrado. A la izquierda el sistema se encuentra limitado por seeing y a la derecha por difracción.

Esta figura muestra el tamaño de la imagen en función de la longitud de onda para un telescopio de 1.8m de diámetro. Se grafica el límite de difracción  $\theta$  (línea recta) y tres distintos casos de seeing, con y sin corrección de tip/tilt (pares de curvas con líneas sólidas y punteadas, respectivamente). El tip tilt es una aberración del frente de onda de bajo orden, en el cual éste presenta inclinación. El par de curvas superior muestra un caso con mal seeing, sin compensar (punteada) y compensado por tip-tilt (sólida). El par de curvas centrales muestran el caso para la mediana del seeing y el par de curvas inferiores muestra el mejor caso de seeing para el sitio, con y sin compensación. Se puede observar que mediante la longitud de onda crece, el tamaño de la imagen se acerca al límite de difracción del telescopio y las correcciones son menos marcadas.



#### 2.4.4 Observaciones Infrarrojas desde el Espacio

Como se vio en la sección anterior, la atmósfera absorbe selectivamente una gran parte de la radiación infrarroja incidente sobre la Tierra. Emite tanto radiación en línea como continua y empeora la resolución de nuestras imágenes (*seeing*). Esto no es un gran problema para longitudes de onda por encima de  $10\ \mu\text{m}$ , ya que a partir de esa longitud de onda los actuales telescopios de gran tamaño se encuentran al límite de difracción ( $\theta \sim \lambda/D$ ). Las observaciones desde la superficie terrestre, en especial cuando se quiere hacer mapeos del cielo, no son eficientes en longitudes de onda mayores a  $2.5\ \mu\text{m}$ , debido al aumento de la emisión de fondo. Por esta razón han existido y existen varias misiones pasadas, presentes y futuras cuya meta es realizar observaciones en el intervalo infrarrojo desde el espacio. En una sección anterior se hizo un breve resumen de los observatorios satelitales más importantes hasta el momento. Las desventajas más importantes de los observatorios satelitales son su elevado costo y que la tecnología que emplean en el momento de ser lanzados es generalmente obsoleta en comparación a la que se utiliza en observatorios terrestres.

También existen observatorios más económicos que utilizan globos o aeronaves, que operan a grandes alturas ( $>11\ \text{km}$ ) evitando así las capas atmosféricas más nocivas para las observaciones infrarrojas. Estos presentan la desventaja de no poder utilizar espejos de gran tamaño ( $>2\text{m}$ ) y de ser complicados de operar (globos).

#### 2.4.5 El satélite espacial SPITZER

El telescopio espacial Spitzer, anteriormente llamado SIRTf, es el último de una serie de cuatro observatorios espaciales que la NASA ha puesto en órbita<sup>(9)</sup>. En conjunto, estos telescopios permiten cubrir casi todo el intervalo espectral, desde rayos gama hasta el infrarrojo lejano. Estos satélites son el Compton Gamma Ray Observatory, el satélite Chandra, el telescopio espacial Hubble y el Spitzer. Este último fue puesto en órbita en agosto de 2003; permite hacer observaciones de imagen directa, fotometría y espectroscopía en las bandas de 3 hasta  $180\ \mu\text{m}$ . Se espera un período de operación entre 2.5 y 5 años, dependiendo de la duración del líquido criogénico.

El Spitzer es el telescopio espacial infrarrojo con mayor apertura que ha sido lanzado al espacio. Presenta una serie de innovaciones con respecto a los observatorios espaciales precursores. Fue construido casi en su totalidad de Berilio; consta de un espejo primario de  $85\ \text{cm}$  de diámetro,  $f/12$  y tres instrumentos científicos<sup>(9)</sup>.

Una de las principales innovaciones de este observatorio es su órbita que, en lugar de orbitar a la Tierra, la sigue en su trayectoria alrededor del Sol. Esto presenta una gran ventaja, ya que el satélite se encuentra a suficiente distancia para que la radiación infrarroja terrestre y la radiación reflejada del Sol no interfieran con las observaciones. Otra ventaja es que al encontrarse lejos de la Tierra, el satélite se termaliza a una temperatura de alrededor de  $35\text{K}$  sin la necesidad de utilizar un crióstato. Esto permite utilizar un crióstato mucho más pequeño ( $360$  vs.  $2300$  litros de capacidad) que únicamente enfríe los detectores y los instrumentos a alrededor de  $1.5\ \text{K}$ . Esto abate los

costos globales de la misión. Para mantener al telescopio a la temperatura adecuada, se emplean los vapores de ebullición del crióstato que se recirculan alrededor de la envoltura del telescopio, alcanzando así una temperatura de operación de 5 K. El peso del satélite al momento de su lanzamiento fue de 950 kg, en comparación con los alrededor de 3000 kg de otros satélites infrarrojos. Para proteger al Spitzer por uno de sus lados de la radiación solar, se utilizan escudos de radiación. Por el lado del satélite que da al Sol se encuentra una serie de celdas solares necesarias para operar el satélite. Esto restringe el campo útil para las observaciones a un anillo que cubre el 35% del cielo.

El Spitzer cuenta con tres instrumentos científicos: IRAC, IRS y MIPS. Estos se encuentran en un compartimiento frío. La cámara de propósito general IRAC (Infrared Array Camera) permite obtener imágenes para el infrarrojo cercano y medio. Este instrumento puede adquirir simultáneamente cuatro imágenes de 256 x 256 píxeles en 3.6, 4.5, 5.8 y 8  $\mu\text{m}$ . El campo de estos instrumentos es de 5.12 x 5.12 minutos de arco.

El IRS (Infrared Spectrograph) permite realizar espectroscopía en el infrarrojo mediano en baja y mediana resolución. Consiste de cuatro módulos independientes con detectores de 128 x 128 píxeles: un módulo de baja resolución que cubre de 5.3 hasta 14  $\mu\text{m}$ , uno de alta resolución para el intervalo de 10-19.5  $\mu\text{m}$ , otro módulo de baja resolución para observar de 14-40  $\mu\text{m}$  y un instrumento de alta resolución que cubre de 19 hasta 37  $\mu\text{m}$ .

El instrumento MIPS (Multiband Imaging Photometer for Spitzer) permite obtener imágenes directas así como espectros para el infrarrojo lejano (24, 70 y 160  $\mu\text{m}$  con detectores de 128x128, 32x32 y 2x20 píxeles, respectivamente).

La carcasa protectora del satélite es enfriada por el vapor de Helio proveniente del crióstato. Los paneles solares proveerán de energía eléctrica al satélite por 5 años. La mitad de su área está cubierta de material reflejante para reducir su temperatura y mantenerla a 330 K.

La Figura 14 muestra dos imágenes del telescopio espacial Spitzer. La fotografía de la izquierda muestra el satélite ensamblado antes de ser lanzado. Se puede observar la armadura que contiene al telescopio, el módulo para los instrumentos y el compartimiento de la electrónica de control del satélite y de los instrumentos. En la imagen de la derecha se aprecia un corte de la zona fría del observatorio. En la parte inferior se encuentra el contenedor de Helio líquido, sobre el cual se monta el módulo que contiene los tres instrumentos científicos. El ensamble del telescopio se encuentra sobre este módulo.



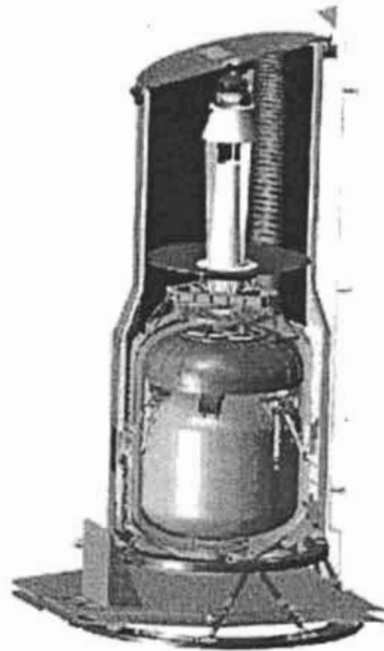
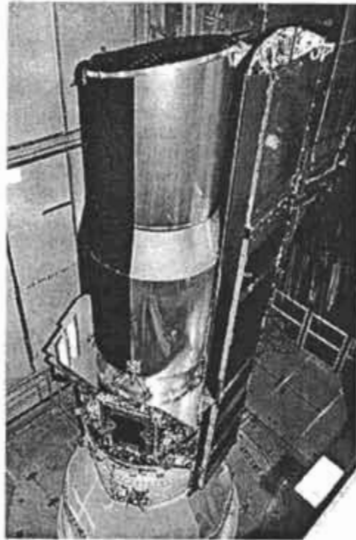


Figura 14. Vista del Telescopio espacial Spitzer ensamblado antes de de su lanzamiento<sup>(9)</sup>. La Figura de la derecha muestra la vista interior de la parte fría del satélite. Se aprecia el telescopio, el módulo que contiene los instrumentos y el crióstato.

### 3. Técnicas de Observación

#### 3.1 Consideraciones para un telescopio IR (optimización)

Las observaciones en el IR medio desde un telescopio terrestre difieren en gran medida de las observaciones en el visible, debido básicamente a que el flujo del fondo es mucho mayor que el flujo de hasta las fuentes infrarrojas más brillantes, con un máximo alrededor de  $10 \mu\text{m}$ . Esto impone una serie de optimizaciones que deben hacerse tanto al telescopio como a sus instrumentos, para obtener señales utilizables.

Una de las consideraciones más importantes es la ubicación del telescopio. Como se vio en una sección anterior, el vapor de agua y el dióxido de carbono absorben en gran medida la radiación infrarroja y la columna de vapor de agua contenida en la atmósfera por encima del telescopio, depende de la altura del sitio así como de la latitud del sitio; entre más cercano al Ecuador se encuentre el sitio, más humedad tendrá el ambiente.

La emisión atmosférica se reduce colocando el observatorio en una zona lo más alta y seca posible, para así reducir la columna de vapor de agua precipitable.

También es importante la latitud a la que se encuentre el telescopio debido a que generalmente entre más cerca se encuentre del Ecuador, mayor será la humedad en el ambiente.

El problema de la radiación de fondo del telescopio y del instrumento se resuelve tanto con implementos instrumentales como con técnicas de observación enfocadas a cancelar esta radiación. Un telescopio optimizado en el infrarrojo generalmente utiliza un espejo secundario con una razón focal,  $F/\#$ , grande. El fondo infrarrojo se relaciona con la razón focal de la siguiente manera: Fondo  $\approx 1/(F/\#)^2$ , por lo que empleando un valor grande, se reduce la escala de placa disminuyendo la radiación de fondo incidente sobre el detector. Los espejos secundarios deben ser poco masivos para poder realizar el chopping de manera rápida, ya que estos espejos son más pequeños y por lo tanto más ligeros. Al ser masivo un espejo secundario, su inercia podría provocar que se viera más allá del borde del espejo primario, aumentando así la radiación de fondo. Al ser más pequeño el espejo secundario, la radiación del espejo primario llena totalmente a este espejo. Los baffles se eliminan y la única radiación de fondo que incide sobre el espejo secundario es la radiación proveniente del pequeño campo del cielo vista por el detector.

Los espejos secundarios se recubren de oro, que en el infrarrojo tiene una reflectancia mayor (~ 99%) que otros materiales como el aluminio, que refleja cerca del 95% de la luz a  $1 \mu\text{m}$  y que generalmente es empleado para las observaciones en luz visible. En el visible el oro refleja menos que el aluminio (~40% @  $0.4 \mu\text{m}$  y ~80% @  $0.7 \mu\text{m}$ ), además de ser muy costoso, por lo que no es práctico utilizar recubrimientos de oro para los espejos primarios. Para minimizar la emisión de fondo del espejo secundario y el soporte asociado a él, se utiliza un diafragma frío o "*cold stop*" en la pupila del instrumento infrarrojo, que tiene la geometría de esta configuración y que normalmente se encuentra a temperaturas criogénicas (ver Capítulo 4). En la pupila se enfocan estas partes del telescopio y son bloqueadas por la mascarilla de Lyot, evitando que esta radiación incida sobre el detector.

El telescopio óptimo para realizar observaciones en el infrarrojo es un telescopio fuera de eje<sup>(48)</sup>, debido a que se evita la emisión de fondo producida por su agujero central. Al encontrarse fuera de eje, el espejo primario queda libre de toda obstrucción producida por el espejo secundario y su estructura de soporte (araña). Esto minimiza la radiación de fondo y la limita a radiación proveniente exclusivamente del cielo (asumiendo que la reflectancia de los espejos es unitaria). Otra ventaja es que el agujero Cassegrain se elimina, aumentando el área reflectora del espejo primario. El patrón de difracción de una configuración fuera de eje se asemeja a la de un telescopio perfecto, sin "firmas" de la araña ni la obstrucción central del primario, dándole un intervalo dinámico mayor.

La Figura 15 muestra un ejemplo de la huella de difracción de dos telescopios con diámetros similares. Las imágenes de la columna izquierda representan un telescopio en eje cuyo secundario es soportado por una estructura en forma de cruz. Se muestra la PSF lineal (superior) y la imagen en escala de grises logarítmica de la PSF del mismo telescopio (inferior).

Se aprecia que mucha energía se distribuye en los anillos secundarios en lugar de ser concentrada en el lóbulo central. El telescopio fuera de eje no muestra este problema y se comporta de manera ideal, concentrando la mayor parte de la energía en el lóbulo central y en el disco de Airy.

Existen, sin embargo, algunas desventajas para los telescopios fuera de eje.

Debido a que la apertura perteneciente al telescopio tiene su origen en una parábola madre mayor, su distancia focal forzosamente es mayor que la de un telescopio convencional en eje equivalente, por lo que su tamaño será mayor, repercutiendo en el costo tanto de la estructura del telescopio como de la cúpula que lo alberga. La instalación del instrumento también se complica dado que tiene que colocarse sobre la periferia del espejo primario, produciendo, por ejemplo, complicaciones en el balanceo del telescopio.

Otro gran problema de un telescopio fuera de eje es su manufactura. Hasta el momento, el pulido de superficies fuera de eje y su medición de aberraciones asociada, representa un gran problema tecnológico, ya que la tecnología para la manufactura de este tipo de superficies no se encuentra desarrollada al máximo. A largo plazo esto no será un problema dado que la tendencia de los nuevos telescopios de gran tamaño es hacia el empleo de un gran número de segmentos fuera de eje para las superficies primaria y secundaria, por lo que este problema tecnológico tiene que ser resuelto.

Al encontrarse fuera de eje, el plano focal del telescopio presenta cierta inclinación con respecto a un telescopio en eje (ver nuevamente los diseños fuera de eje del Capítulo 4), repercutiendo en escalas de placa distintas para cada eje. Este problema se resuelve utilizando un sistema óptico similar al que se muestra en el Capítulo 4 con parábolas fuera de eje, que convierte el haz inclinado al frente de onda de un telescopio en eje.

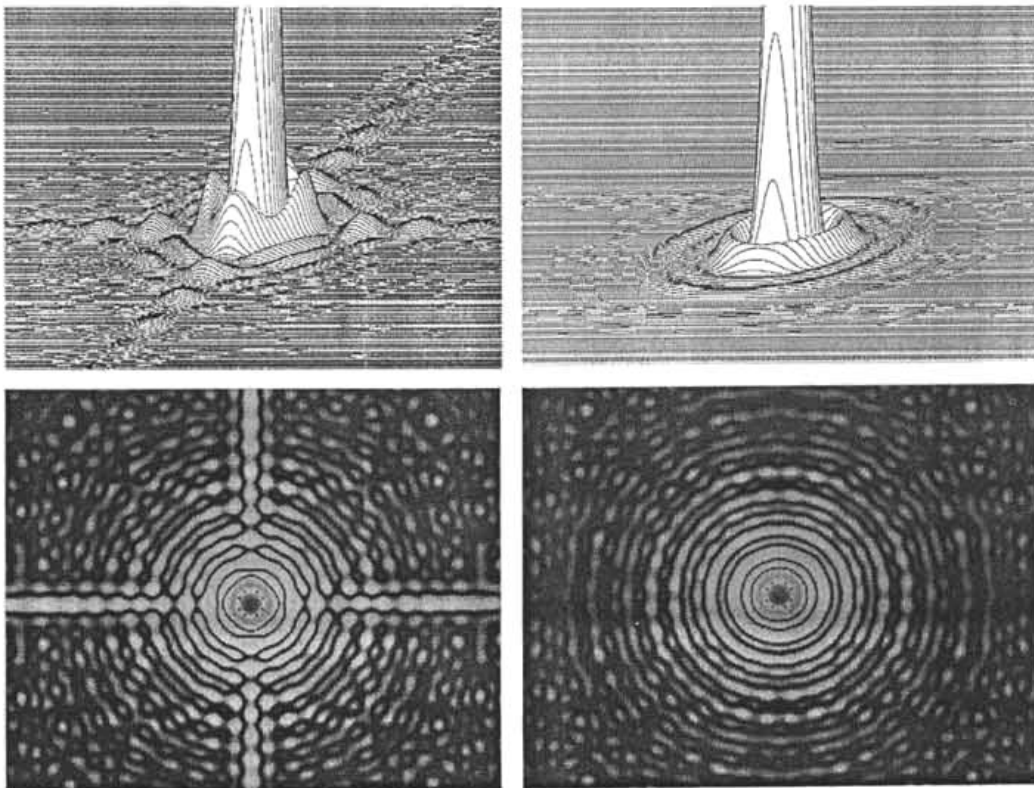


Figura 15. PSF para dos telescopios de 8m, en eje con araña de 4 tirantes (izquierda) y fuera de eje, libre de obstrucciones (derecha).

### 3.2 Secundarios Oscilantes

La radiación de fondo en un detector infrarrojo se debe principalmente a la emisión de la atmósfera y del telescopio. La variación temporal de la emisión del telescopio es muy lenta, mientras que la variación de la atmósfera es el tiempo que le toma pasar a un segmento característico de ella frente al espejo primario del telescopio. Existen dos técnicas para restar esta emisión de fondo: *Chopping* y *nodding*.

La técnica de *chopping* se utiliza para longitudes de onda mayores a aproximadamente  $3\ \mu\text{m}$ , mientras que para longitudes de onda menores, generalmente se utiliza el *nodding*.

#### *Nodding*

La técnica más sencilla, llamada *nodding* o cabeceo, consiste en hacer una exposición que contiene al objeto con cielo circundante (A) y luego mover todo el telescopio a una zona adyacente del cielo, idealmente carente de objetos (B), situada algunos segundos de arco del objeto de interés (Véase la Figura 16.) La señal del objeto puede calcularse como  $S = A - B$ .

Esta técnica tiene la desventaja de tener que mover todo el telescopio, lo cual toma mucho tiempo (frecuencias de oscilación de  $\sim 0.05\ \text{Hz}$ ). Además es probable que la radiación de fondo cambie de manera importante durante ese tiempo. Para reducir este problema, se pueden hacer varias secuencias de *nodding*:  $A_1, B_1, A_2, B_2, \dots, A_n, B_n$ , con el mismo tiempo de integración para cada una y calcular la señal de la siguiente manera:  $S = (A_1 + A_2 + \dots + A_n) - (B_1 + B_2 + \dots + B_n)$  repitiendo los ciclos  $n$  hasta obtener la señal a ruido deseada. Esta técnica es útil hasta longitudes de onda de alrededor de  $3\ \mu\text{m}$ . A partir de  $3\ \mu\text{m}$  se debe utilizar también el método de *chopping*, que se presenta a continuación.

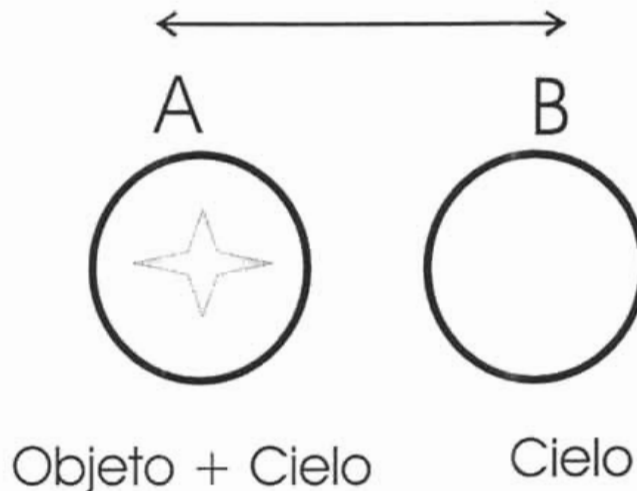


FIGURA 16. Técnica de cabeceo o “nodding”.

#### *Chopping*

En este modo de operación, se utiliza alguna componente óptica del telescopio para desplazar el campo observado por el detector, en lugar de mover el telescopio entero, de tal forma que la imagen es movida en el plano focal, sin cambiar la posición del telescopio. Estas componentes móviles típicamente son el espejo secundario o un espejo

adicional cercano al plano focal del telescopio, donde se encuentra el detector. La ventaja de utilizar este método es, obviamente, la ligereza de estas componentes, que permite moverlas a frecuencias de oscilación mucho mayores (alrededor de 10-50 Hz). Este método requiere también de *nodding*, debido a las asimetrías que se introducen en las imágenes por inhomogeneidades en distintas posiciones del cielo. La Figura 17 ilustra el método.

Como puede verse, existen dos posiciones de cielo por imagen, una que contiene cielo y objeto y otra que únicamente contiene cielo.

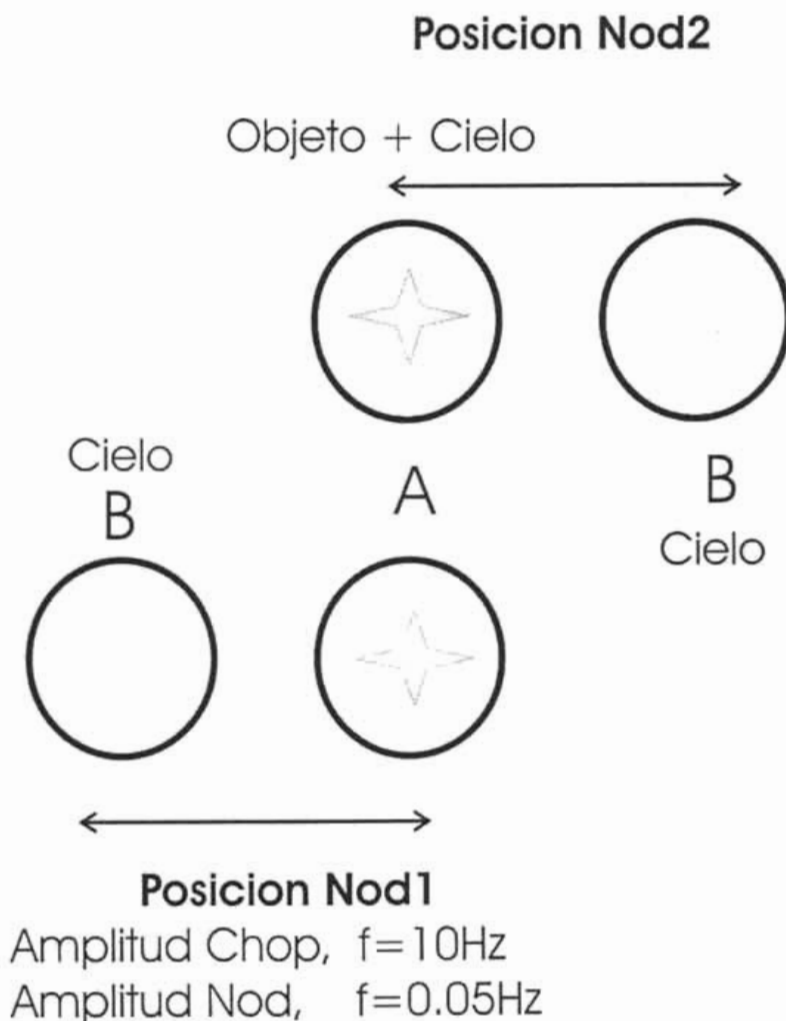


FIGURA 17. "Chopping" combinado con "nodding".

### 3.3 Técnicas de adquisición y reducción de datos

La adquisición y reducción de los datos obtenidos con detectores en el intervalo infrarrojo presenta mayores complicaciones que para los obtenidos para el visible, debido a los fenómenos de emisión de fondo explicados en las secciones anteriores.

Para obtener datos confiables, es necesario conocer todos los aspectos de la radiación de fondo y del funcionamiento del detector.



La observación en el infrarrojo emplea técnicas tanto del visible como técnicas específicamente concebidas para el infrarrojo<sup>(4)</sup>.

Para la adquisición de imágenes se debe tomar en consideración que, debido a la elevada emisión de fondo en el infrarrojo, los detectores se saturan rápidamente, por lo que es necesario tomar varias imágenes de la fuente con tiempos de integración cortos así como de zonas del cielo libres de objetos. Estas imágenes de cielo son importantes no sólo para conocer el brillo del cielo, sino también para ser utilizadas como campos planos, útiles para conocer la variación de sensibilidad de los píxeles del detector.

Dado que la variabilidad del cielo infrarrojo es alta para un gran intervalo de longitudes de onda, principalmente debido a la emisión de la molécula OH<sup>(54)</sup>, idealmente es necesario tomar imágenes de cielo en intervalos muy cortos de tiempo (entre 100 ms y 1 segundo). Es posible que las variaciones en el fondo atmosférico se puedan deber también a la emisión térmica del paso de las celdas de seeing frente al telescopio<sup>(54)</sup>, que presentan variaciones entre 1/10 y 10 Hz y que a su vez repercuten en la emisión de OH. Estas variaciones en la emisión atmosférica, aunque más lentas, son más significativas hacia el infrarrojo térmico y pueden ser eliminadas por medio de la permanente substracción del cielo a través del *chopping* con el espejo secundario. Frecuencias de choqueo de 10-20 Hz han demostrado poder prácticamente eliminar este efecto.

En el caso de que la imagen del objeto contenga mucho cielo, es posible utilizar la media del valor del cielo alrededor del objeto en esa imagen, como valor del cielo. También es importante tomar en cuenta la variabilidad de las líneas de OH, que pueden variar en escalas de tiempo menores (decenas de segundos).

Los fotones ( $N_f$ ) que inciden sobre el detector en un tiempo de integración  $t$ , son registrados en forma de un voltaje que tiene que ser amplificado y convertido en una señal digital.

El voltaje a la salida del detector<sup>(1,pp271)</sup> ( $V_{det}$ ) es el cociente entre la carga almacenada total ( $Q$ ) y la capacitancia del nodo de salida del detector ( $C_{det}$ ):

$$V_{det} = \frac{Q}{C_{det}} \quad (1.5)$$

en términos de los parámetros del detector se puede escribir:

$$V_{det} = \frac{A_{SF} \eta G N_f e}{C_{det}} \quad (1.6)$$

donde  $A_{SF}$  es la ganancia del amplificador de salida (generalmente un seguidor de fuente con  $A_{SF} \sim 0.8$ ),  $\eta$  es la eficiencia cuántica ( $\sim 0.4$  para un detector tipo IBC),  $G$  es la ganancia fotoconductiva o amplificación intrínseca del detector y  $e$  es la carga del electrón. El producto  $\eta G N_f$  es el número de fotoelectrones detectados.

La señal a ruido se puede expresar como:

$$\frac{S}{R} = \frac{\eta N_f}{\sqrt{\eta N_{f(fuente+fondo)} + N_{e(dark)} + R^2}} \quad (1.7)$$

donde  $N_{e(dark)}$  es el número de electrones que corresponden a la corriente oscura y  $R$  es el valor rms del ruido del detector.

Una técnica simple para la reducción de datos (aplanado de imágenes) se deriva de la reducción de datos que se utiliza para los CCDs, en la que se restan los cuadros de imagen de fuente (*Fuente*) y de fondo (*Cielo*) y se dividen entre la resta de los cuadros de cielo y corriente oscura (detector y electrónica). En contraste con las observaciones en el visible, se debe tomar en cuenta la contribución del fondo debido al telescopio y a la óptica del instrumento.

Los datos ( $D_S$ ) de una imagen infrarroja se pueden separar en las siguientes componentes:

$$D_S = SF + CF + I + E$$

Una observación de cielo ( $D_C$ ) se compone de:

$$D_C = CF + I + E$$

La contribución del detector y la electrónica ( $D_D$ ) está compuesta por:

$$D_D = E$$

En donde:

$S$ = Fuente

$F$ = Campo plano

$C$ = Cielo

$I$ = Fondo del Instrumento (telescopio + óptica)

$E$ = Contribución del detector y la electrónica (corriente oscura)

A la imagen de la fuente  $D_S$  se le resta la contribución del cielo:

$$D_S - D_C = SF$$

Para obtener una imagen de cielo libre de las contribuciones de la electrónica, se le resta a la imagen de cielo la imagen de la contribución del detector y la electrónica:

$$D_C - D_D = CF + I$$

Para el caso de observaciones hechas a  $\lambda > 5 \mu\text{m}$ , la contribución de fondo del cielo y del telescopio es la dominante, por lo que es necesario aplanar utilizando dos imágenes de cielo con masas de aire distintas, debido a que la contribución de background atmosférico es función de la masa de aire, mientras que la emisión del telescopio y de la óptica tibia no lo son (modo nodding). El campo plano es proporcional a la resta de las observaciones de cielo a dos masas de aire ( $C$  y  $C'$ ) o durante dos horas distintas en una noche de observación (al inicio y durante la noche de observación):

$$F \propto D_{Cielo} - D_{Cielo'}$$

Para obtener la señal sin las contribuciones de la electrónica, el detector, el cielo, el telescopio y la óptica, se debe tomar el cociente de la resta de las imágenes de fuente y cielo entre el campo plano:

$$\frac{D_s - D_c}{F} = \frac{SF}{F} = S$$

Estas es sólo una técnica de reducción de datos. Estas técnicas dependen del tipo de observación que se haga, que puede ir desde buscar fuentes débiles en áreas vacías del cielo hasta hacer fotometría de imágenes llenas de fuentes.



# **Capítulo 2. Detectores para el IR Medio**

## **1. Introducción**

En los últimos 15 años el desarrollo de los nuevos arreglos de estado sólido que operan en el ancho de banda de  $1\mu\text{m}$  a aproximadamente  $30\mu\text{m}$ , así como a la construcción de grandes telescopios optimizados para el IR, han permitido hacer observaciones astronómicas al límite de difracción.

Estos detectores han alcanzado ya niveles de sofisticación y sensibilidad que los hacen comparables en desempeño a los detectores CCD de similar tamaño. Esta sección describe los mecanismos físicos de la detección de radiación infrarroja así como el funcionamiento básico de algunos tipos de detectores infrarrojos, haciendo énfasis en los detectores de tipo BIB. También se resumen los diversos tipos de ruido que se presentan en los detectores de estado sólido así como sus principales parámetros de operación.

## **2. Detectores IR de estado sólido (teoría de operación)**

Los detectores de radiación que más se utilizan son los de estado sólido. Estos detectores se fabrican con materiales semiconductores en los que la radiación es absorbida dentro del material semiconductor del detector, interactuando ya sea con los electrones ligados en el cristal, con los electrones libres de las impurezas o con ambos, alterando así sus propiedades eléctricas.

Los sólidos en general se componen de una estructura cristalina. En el caso de los semiconductores (columna IVa de la tabla periódica de los elementos) el cristal forma enlaces covalentes de 4 electrones por átomo, lo cual genera una estructura tipo diamante con todos los electrones de valencia ocupados y compartidos con los átomos circundantes del material. Si a un semiconductor puro se le agregan impurezas, ya sea de la columna III o de la V, a la estructura cristalina resultante le faltarán o sobrarán electrones, respectivamente. Una excitación relativamente baja permite que los electrones o huecos, en su caso, migren de una zona del material a otra, provocando la conducción de electricidad.

Es posible considerar a los estados de conducción y de valencia en un semiconductor como una analogía a los estados base y excitado en un átomo aislado, por lo que los niveles de energía para un cristal pueden ser representados por bandas con distintas energías.

Los materiales se pueden clasificar en tres tipos, dependiendo de las propiedades energéticas de las bandas de conducción y las de valencia: metales, aislantes y semiconductores.

En el caso de un metal, la absorción de un fotón no altera de manera significativa la conductividad eléctrica, mientras que en los aislantes se necesitan energías mucho mayores que las disponibles en los fotones de interés para excitar a un electrón. En el caso de los semiconductores, la energía necesaria para cambiar la conductividad del

material es comparable con la energía asociada a la longitud de onda de la radiación de interés y que puede ir desde 200 nm hasta aproximadamente 100  $\mu\text{m}$ , dependiendo del tipo de detector que se utilice.

La señal de salida eléctrica se debe a un cambio en la distribución de la energía electrónica del material. Una ilustración del proceso de detección de fotones en un semiconductor se muestra en la Figura 1.

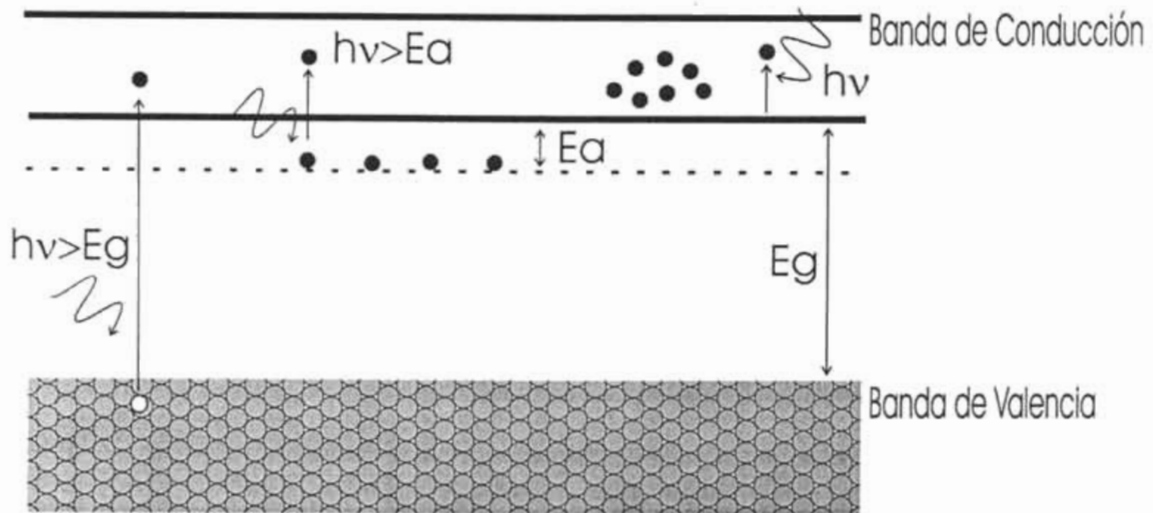


Figura 1. Proceso de detección de fotones en un semiconductor. Al ser absorbido un fotón con energía  $h\nu > E_g$  en un material intrínseco, un electrón es liberado (puntos negros) quedando un hueco en el material semiconductor (punto blanco). Para el caso de un material extrínseco, la energía del fotón debe ser mayor a  $E_a$  para liberar un electrón hacia la banda de conducción. Es posible también excitar un electrón dentro de la banda de conducción y aumentar su energía. La ganancia de energía por temperatura también puede excitar un electrón hacia la banda de conducción, generando corriente oscura, razón por la cual es importante enfriar los detectores.

La figura muestra de manera esquemática las bandas de valencia y de conducción así como la diferencia de energía entre ellas, denotada como  $E_g$  (*Energy Gap*) o banda prohibida. Se muestran tres procesos para excitar electrones hacia la banda de conducción: un fotón con energía igual o mayor a esta energía podrá excitar un electrón de la banda de valencia hacia la banda de conducción, cambiando así la conductividad del material. Es posible también excitar a un electrón dentro de la banda de conducción, aumentando su energía. Otro proceso es la detección extrínseca de fotones, que consiste en contaminar el material del detector con una impureza que disminuye la banda prohibida a una energía  $E_a < E_g$ , permitiendo así detectar fotones menos energéticos. Este proceso de enviar electrones hacia bandas de energía más elevadas es posible también mediante procesos térmicos, sobre todo en el caso de los detectores extrínsecos. Si la temperatura es lo suficientemente elevada, algunos electrones tendrán energías cinéticas iguales o superiores a  $E_g$  o  $E_a$ , pudiendo pasar a la banda de conducción. A este proceso no deseado se le denomina corriente oscura. Para minimizar este tipo de transiciones térmicas, los detectores deben ser enfriados.

Los materiales de los cuales están fabricados los detectores tienen una dependencia selectiva de la longitud de onda de los fotones que pueden detectar; por ejemplo, la máxima longitud de onda a la cual es sensible el Si es  $1.1 \mu\text{m}$ , mientras que el Ge lo es a  $1.8 \mu\text{m}$ .

Existen diversos tipos de detectores de estado sólido que pueden ser clasificados dependiendo del tipo de interacción en el proceso de detección del fotón:

- Intrínsecos
- Extrínsecos
- Fotoemisivos (tubos)
- Pozo cuántico (*Quantum Well*)

Dependiendo de la salida eléctrica del detector, éstos pueden a su vez ser clasificados en detectores fotoconductorivos y fotovoltaicos.

## 2.1 Detectores Fotoconductorivos

El detector fotoconductorivo es del tipo que más se utiliza. Es en esencia una resistencia sensible a la radiación; tiene una zona ubicada entre un campo eléctrico con una baja concentración de cargas libres y por consiguiente una alta resistividad. Al ser absorbido un fotón se producen portadores de carga libres que son separados por el campo eléctrico. La señal detectada puede ser leída midiendo la corriente entre los electrodos.

La Figura 2 muestra el principio de operación de un detector fotoconductorivo: a un material semiconductor se le colocan electrodos entre dos de sus caras y se le aplica un voltaje de polarización  $V_b$ , que a su vez produce un campo eléctrico  $\varepsilon = V_b/l$ . En la cara perpendicular a los electrodos inciden fotones con energía  $h\nu$ .

Un fotón que incide sobre el material semiconductor con dimensiones  $w$ ,  $l$  y  $d$ , con energía  $h\nu$  mayor a la banda prohibida del material  $E_g$ , será absorbido y producirá un par electrón-hueco, cambiando así la conductividad eléctrica  $\sigma$  del material que se define como<sup>(25)</sup>:

$$\sigma = nq\mu \quad (2.1)$$

La densidad de corriente  $J$  (en  $\text{Am}^{-2}$ ) se define como:

$$J = nqv = nq\mu\varepsilon = \sigma\varepsilon, \quad (2.2)$$

donde  $n$  es la concentración de electrones ( $\text{e}^- \text{m}^{-2}$ ),  $q$  es la carga del electrón,  $\mu$  es la movilidad del electrón, en  $\text{m}^2/(\text{Vs})$ ,  $v$  ( $v=\mu\varepsilon$ ) es la velocidad de los portadores de carga (electrones) y  $\varepsilon$  es el campo eléctrico ( $\text{V/m}$ ).

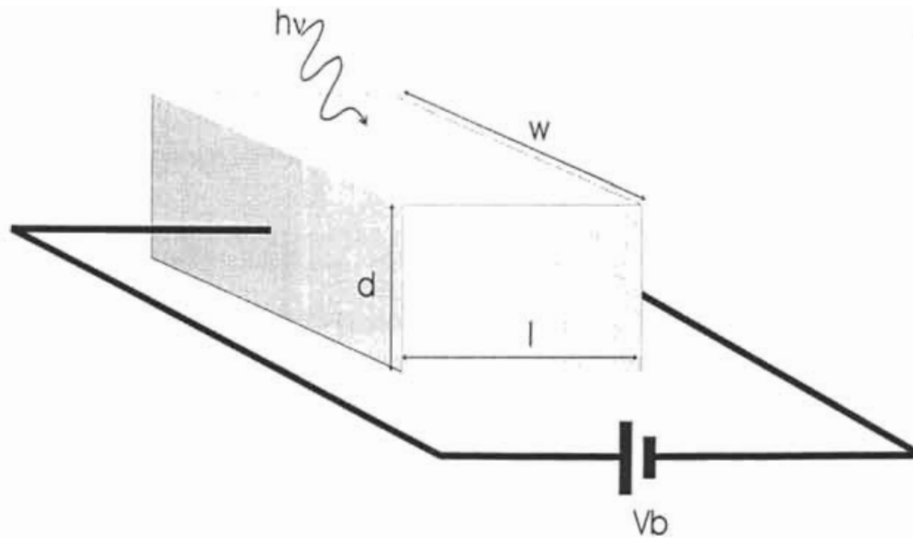


Figura 2. Principio de operación de un detector fotoconductor. Al ser absorbido un fotón con energía  $h\nu$  en el material con dimensiones  $w, l$  y  $d$ , cambia su conductividad eléctrica, manifestándose como un cambio de voltaje en los electrodos del material.

Este cambio en conductividad o resistividad se mide por medio de electrodos depositados en los extremos del detector. Dependiendo de la resistencia del material  $R_d$ , se utilizan ya sea circuitos de corriente constante, con una resistencia de carga  $R_l$  mucho mayor que  $R_d$  (típicamente  $100\Omega$ ) o circuitos de voltaje constante, para el caso en que  $R_d$  sea grande, en los que se observa un cambio de voltaje a la salida o un cambio en la corriente de polarización del detector, respectivamente.

Para obtener la resistencia  $R_d$  del detector, conociendo el voltaje de polarización  $V_b$ , podemos medir la corriente a través del detector  $I_d$  y calcular  $R_d$ :

$$R_d = \frac{V_b}{I_d}. \quad (2.3)$$

La conductividad eléctrica del material  $\sigma$  se puede relacionar con la resistencia del detector:

$$R_d = \frac{l}{\sigma wd}, \text{ en } \Omega \quad (2.4)$$

Los portadores de carga se pueden generar tanto por excitación térmica como excitación inducida por absorción de fotones con energías mayores a  $h\nu = E_g$ , por lo que la conductividad tendrá dos componentes:  $\sigma_T$  y  $\sigma_f$  que son la conductividad inducida térmicamente y la inducida por la absorción de fotones, respectivamente:

$$\sigma = \sigma_T + \sigma_f. \quad (2.5)$$

La conductividad inducida térmicamente es la componente más importante de la corriente oscura; si asumimos que el detector se enfría a temperaturas adecuadas, la conductividad inducida térmicamente se puede despreciar.

La conductividad de electrones se puede deducir de la densidad de corriente  $J_x$  y el campo eléctrico  $\epsilon_x$  en el eje entre electrodos (ecuaciones 2.1 y 2.2):

$$\sigma_n = \frac{J_x}{\varepsilon_x} = q n_0 \mu_n \quad (2.6)$$

$$\text{con: } J_x = q_c n_0 \langle v_x \rangle, \quad \varepsilon_x = \frac{V_b}{l} \quad \text{y} \quad \mu_n = -\frac{\langle v_x \rangle}{\varepsilon_x}$$

y  $\mu_n$  – movilidad de electrones,  $q_c$  – carga,  $n_0$  – densidad y  $\langle v_x \rangle$  – velocidad de portadores.

Ahora, sabemos que la conductividad tiene dos componentes; la conductividad debida a los electrones  $\sigma_n$  y la debida a los portadores de carga positivos o huecos:

$$\sigma_p: \sigma = \sigma_n + \sigma_p \quad (2.7)$$

La movilidad de los huecos es mucho menor a la de los electrones, por lo que puede ser despreciada.

Como se puede ver en la ecuación de la conductividad, ésta está dominada por la movilidad de los electrones. Al aplicar un campo eléctrico a lo largo del material detector, los movimientos térmicos de los portadores de carga tienden a realizarse a lo largo de un eje, generando una corriente. Existe una velocidad máxima  $\langle v_x \rangle$  a la que los electrones pueden trasladarse a lo largo de un cristal, ya que éstos colisionarán con los átomos del cristal.

## 2.2 Detectores Fotovoltáicos

Cuando el proceso de detección de un flujo luminoso ocurre en una región con una barrera de potencial, podemos hablar de un detector fotovoltáico. El mejor ejemplo para este tipo de detector es la unión p-n o fotodiodo. El campo eléctrico permite que los portadores de carga con cargas opuestas se puedan mover en direcciones contrarias.

Los detectores fotovoltáicos más utilizados para detectar radiación infrarroja entre 3-5  $\mu\text{m}$  y 8-14  $\mu\text{m}$  son arreglos híbridos de silicio tipo CCD. El problema de estos detectores es que siempre fluye una corriente a través de una resistencia del detector que genera una disipación de potencia eléctrica que se traduce en calor y que puede ser intolerable en un arreglo.

Los detectores fotovoltáicos presentan velocidades de respuesta mayores que los detectores fotoconductivos debido a que los campos eléctricos mayores en las uniones p-n aceleran a los portadores de carga.

Un detector de uso astronómico debe cumplir con requerimientos de operación muy estrictos dependiendo de la aplicación que se le dará: bajo ruido y corriente oscura (modo espectroscópico) y una profundidad de pozo grande para disminuir las velocidades de lectura (cámara directa). Esto implica un compromiso entre el tamaño de pozo y el ruido intrínseco del detector.

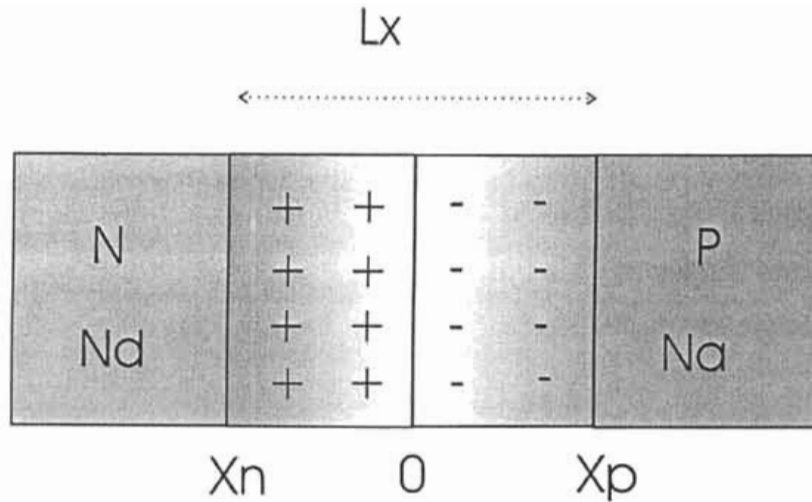


Figura 3. fotodiodo de unión p-n.

La Figura 3 muestra el funcionamiento de una unión p-n para la detección de radiación. La incidencia de fotones con energías  $h\nu$  mayores a  $E_g$  crearán pares electrón hueco en ambos lados de la unión p-n. Los pares electrón-hueco que se encuentren lo suficientemente cerca de la unión, serán separados por el campo eléctrico y los portadores de carga minoritarios serán acelerados hacia el otro lado de la unión, en donde se convertirán en portadores de carga mayoritarios, generando así una fotocorriente que en la curva  $I$ - $V$  se presenta como una corriente inversa con magnitud:

$$I_{\text{fot}} = \eta q A \Phi, \quad (2.8)$$

donde  $\eta$  es la eficiencia cuántica,  $q$  la carga del electrón,  $A$  el área del fotodiodo y  $\Phi$  el flujo de fotones incidente.

Es posible variar el tamaño de pozo de distintas maneras: variando el nivel de impurezas en la unión, agregando un capacitor de integración así como aumentando del voltaje inverso en la juntura.

### 2.3 Intrínseco vs. extrínseco

En las secciones anteriores se presentaron los principios físicos del funcionamiento de detectores fotoconductorivos y fotovoltaicos, suponiendo que el material era intrínseco, en estos casos, la respuesta espectral corresponde a fotones con energías iguales o mayores a la banda prohibida del material. Existen algunos materiales intrínsecos con bandas prohibidas más pequeñas, pero tienen la desventaja de ser muy susceptibles al ruido de Johnson (requieren de una muy alta impedancia). Estos materiales tienden a ser inestables, son difíciles de integrar y no son muy uniformes. Por estas razones se utilizan materiales extrínsecos para conseguir anchos de banda mayores.



El material extrínseco se consigue contaminando un semiconductor de la columna IV de la Tabla Periódica. Estos materiales tienen 4 electrones de valencia y forman estructuras con enlaces covalentes perfectos. Al añadir una impureza, ya sea de la columna III (3 e<sup>-</sup> de valencia, material resultante tipo p) o V (5e<sup>-</sup>, material tipo n), a la latiz del material le faltará o sobrá un electrón, respectivamente, que podrá pasar a la banda de conducción cambiando así la conductividad del material.

Los detectores fotoconductorivos extrínsecos operan de manera muy similar a los intrínsecos. En los materiales extrínsecos, la impureza tendrá una carga libre (el electrón) y una carga fija (que no permite conducir cargas), a diferencia de los huecos en un material intrínseco, que son móviles.

El efecto extrínseco en un detector domina a bajas temperaturas del material, ya que de esta manera, las cargas dominantes serán debidas a las impurezas. Otro punto importante es que las impurezas no interfieren en el proceso de detección intrínseco, debido a que hay muchos más átomos intrínsecos que impurezas, por lo que en el ancho de banda correspondiente al material intrínseco, la detectividad no cambiará. Los mecanismos de ruido en ambos tipos de detectores son idénticos.

Existen ciertas limitantes para la cantidad de impurezas que se pueden introducir en un material. Existe un límite en la solubilidad de impurezas en un material intrínseco que se encuentra entre  $10^{18}$  y  $10^{21}$  cm<sup>-3</sup>. Antes de llegar a este límite, las propiedades eléctricas del cristal se alteran introduciendo efectos no predecibles como el *hopping*, en el que a partir de cierta concentración de impurezas las funciones de onda de las impurezas se enciman permitiendo la conducción entre átomos con energías menores a  $E_a$ . Este efecto permite utilizar concentraciones de impurezas entre  $10^{15}$  y  $10^{16}$  cm<sup>-3</sup>. Con estas concentraciones, los coeficientes de absorción son algunos órdenes de magnitud menores a los de los materiales intrínsecos, lo cual hace necesario aumentar el volumen de estos detectores para mantener una eficiencia cuántica adecuada.

Otra limitante en los detectores extrínsecos es su resistencia a la radiación nuclear (*radiation hardness*). El ruido inducido por detección de fuentes de radiación nuclear se puede reducir adelgazando el espesor del material sensible, lo cual para mantener la eficiencia cuántica constante, requiere de una concentración de impurezas mayor. Esto nos regresa al problema anterior sobre la solubilidad de impurezas así como un incremento en la corriente oscura.

## 2.4 Detectores tipo BIB o IBC

Como se vio en la sección anterior, la adición de impurezas en el material intrínseco del detector introduce complicaciones tanto de detectividad como de manufactura.

Los detectores tipo BIB o IBC (Blocked Impurity Band, Impurity Band Conduction), desarrollados por Rockwell Science Center <sup>(28,23)</sup>, presentan una serie de ventajas sobre fotoconductores extrínsecos en el sentido que no son sensibles a las anomalías que se

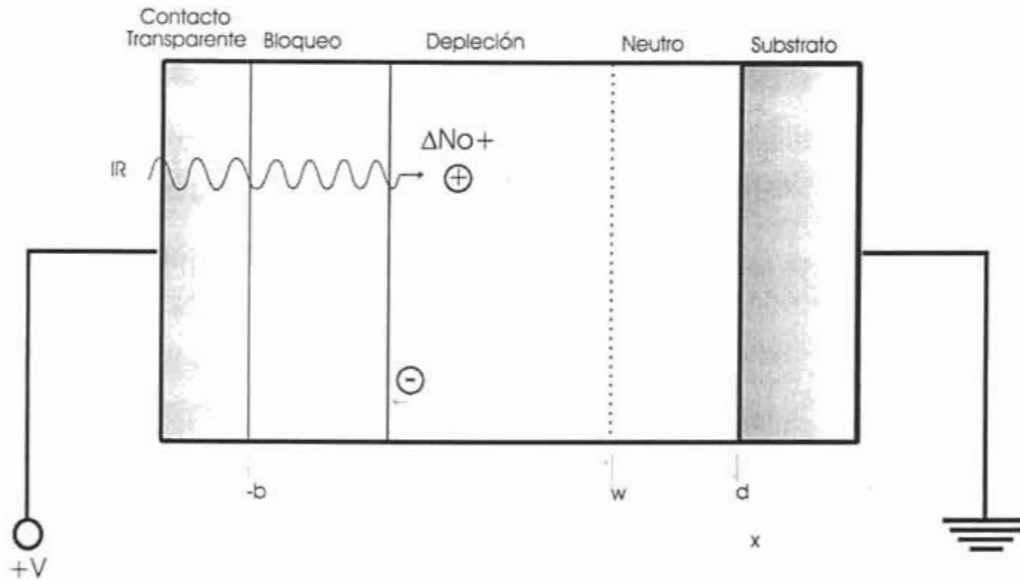


Figura 4. Corte de un detector que muestra las capas que lo componen: Substrato, zona de depleción, zona de bloqueo y contacto transparente. El fotón es absorbido en la zona de depleción, en donde los electrones son atraídos hacia la capa de bloqueo y los agujeros se difunden en la zona neutra.

producen en un material extrínseco con una alta concentración de impurezas (anomalía de gancho, *hopping anomaly*). En un detector tipo IBC o BIB, se utilizan dos capas separadas que permiten optimizar sus características ópticas y eléctricas por separado. En este tipo de detectores la capa activa o de absorción se encuentra altamente contaminada de impurezas llegando a niveles que serían inaceptables para detectores extrínsecos convencionales. Sobre esta capa se deposita una capa delgada de material de alta pureza llamada la capa bloqueadora. Sobre la capa bloqueadora se deposita un contacto transparente. Detrás de la capa activa también se coloca un contacto eléctrico, por medio de un sustrato de material conductor (degenerado). La estructura de estos detectores se muestra en la Figura 4.

Una ventaja de los detectores tipo IBC es que, debido a la alta concentración de impurezas, la capa activa puede ser muy delgada sin comprometer la eficiencia cuántica, que típicamente se encuentra entre 40 y 80%. Otra ventaja de utilizar una capa delgada es que estos detectores no son tan susceptibles a partículas cargadas como lo son los detectores extrínsecos convencionales.

Dada la alta concentración de impurezas, la energía entre la banda de conducción y la de valencia se reduce, permitiendo que fotones de bajas energías permitan la fotoconducción. Esto aumenta el ancho de banda de estos detectores dado que es posible operarlos a longitudes de onda mayores sin aumentar la corriente oscura. Una ventaja adicional de este tipo de detectores es que el material activo tiene una resistividad relativamente baja, reduciendo así el ruido de generación-recombinación (G-R). Estos detectores deben ser operados polarizando el electrodo correspondiente a la banda activa



con un voltaje positivo (para material tipo n) tal que el detector opere como se muestra en la Figura 5.

En este modelo, los electrones excitados térmicamente pueden brincar hacia la banda de bloqueo. Si no tienen la suficiente energía para pasar a la banda de conducción ( $E_{\text{electrón}} \geq 0.054 \text{ eV}$  o  $\lambda = 23 \mu\text{m}$ , para Si:As), serán bloqueados por esta banda. Si un fotón infrarrojo es absorbido en la banda activa, generará un par electrón-hueco.

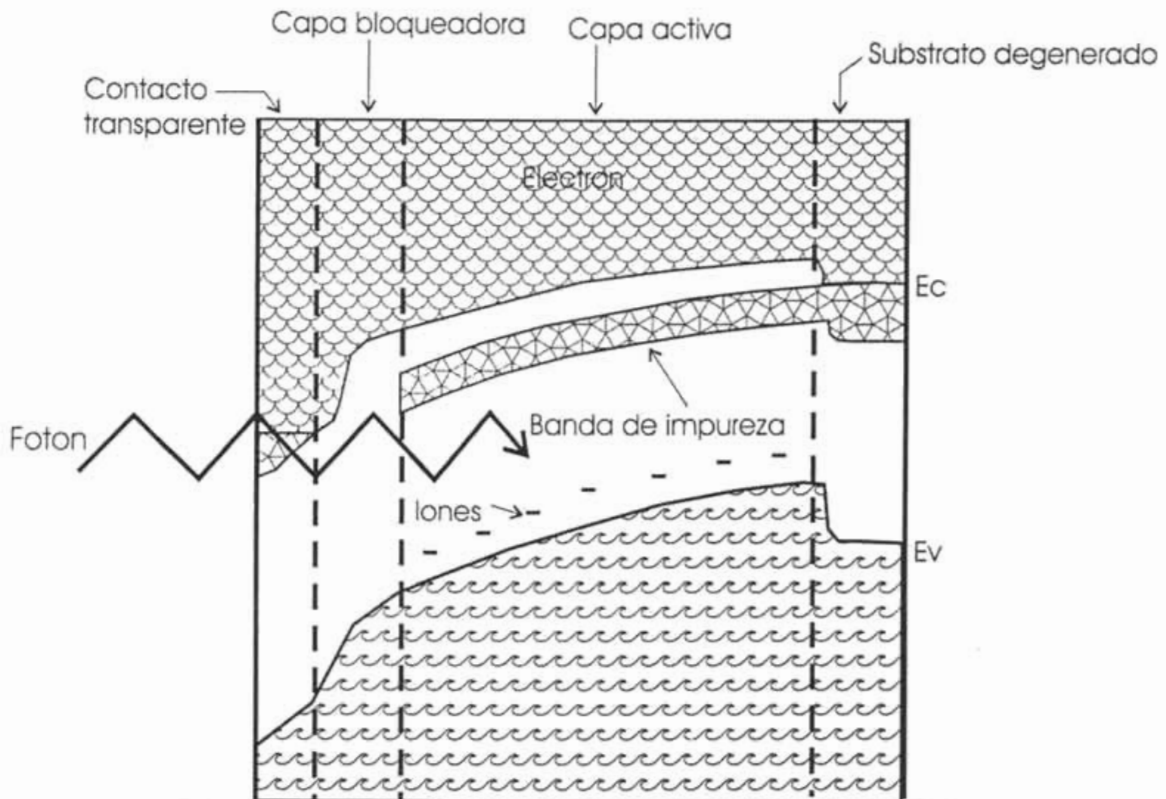


Figura 5. Diagrama de bandas para detectores tipo IBC de Si:As.

El electrón podrá brincar hacia la banda de conducción, en donde es también atraído por la capa bloqueadora. En este caso sí le será posible pasar sin obstáculos a la banda de conducción, ya que las bandas de conducción de la capa activa y de la capa bloqueadora son continuas. Los huecos (o iones positivos) son atraídos hacia el contacto negativo en donde pueden ser colectados.

Se requiere de un campo eléctrico suficientemente grande en la capa activa para que los fotoelectrones puedan ser atraídos a la capa bloqueadora.

Debido a la alta impedancia de la capa bloqueadora, la mayor parte del campo eléctrico se desarrolla en esa zona. (Figura 6).

Los electrones libres, generados térmicamente, son atraídos hacia la capa bloqueadora, en donde pueden ser colectados en el electrodo. Al mismo tiempo "liberan" a la zona activa de electrones; esto aumenta la impedancia de la zona activa, permitiendo que los

fotodectrones (y los huecos, en su caso) se trasladan rápidamente hacia sus electrodos correspondientes. La zona "limpia" o de depleción es la zona en donde el campo eléctrico es mayor, dada su alta impedancia. Fuera de esa zona, hacia el electrodo negativo, el campo eléctrico se reduce drásticamente, disminuyendo la eficiencia de detección. Esto muestra que, como una primera aproximación, la detección de carga solamente es eficiente en la zona de depleción, por lo que la eficiencia cuántica del detector depende fuertemente del ancho de esta región (típicamente 20  $\mu\text{m}$ ), que a su vez depende del voltaje de polarización o *Bias* ( $\sim 4\text{ V}$ ).

Una característica interesante de los detectores tipo IBC, es que pueden funcionar como fotomultiplicadores (Figura 6). Cuando un fotodectrón es producido en la zona con campo eléctrico mayor, puede tener una energía lo suficientemente alta (0.054 eV) para ionizar otros átomos de impureza de As por impacto, generando así una "cascada" de electrones secundarios que son atraídos hacia la capa bloqueadora por medio del campo eléctrico. Estos electrones pueden a su vez ionizar electrones de As adicionales, generando así un fenómeno de cascada hacia la zona bloqueadora. Si el voltaje de polarización no es lo suficientemente elevado, este proceso multiplicativo es bloqueado en esta capa, ya que se requieren energías mucho mayores (1.1 eV) para ionizar material intrínseco. Por medio del control del voltaje de polarización, es posible lograr ganancias fotoconductoras estables, mayores a 1.

La región de ganancia de estos detectores se encuentra muy cercana a la capa bloqueadora y su tamaño depende del voltaje de polarización.

Los detectores tipo IBC típicamente son operados a ganancias fotoconductoras entre 5 y 10.

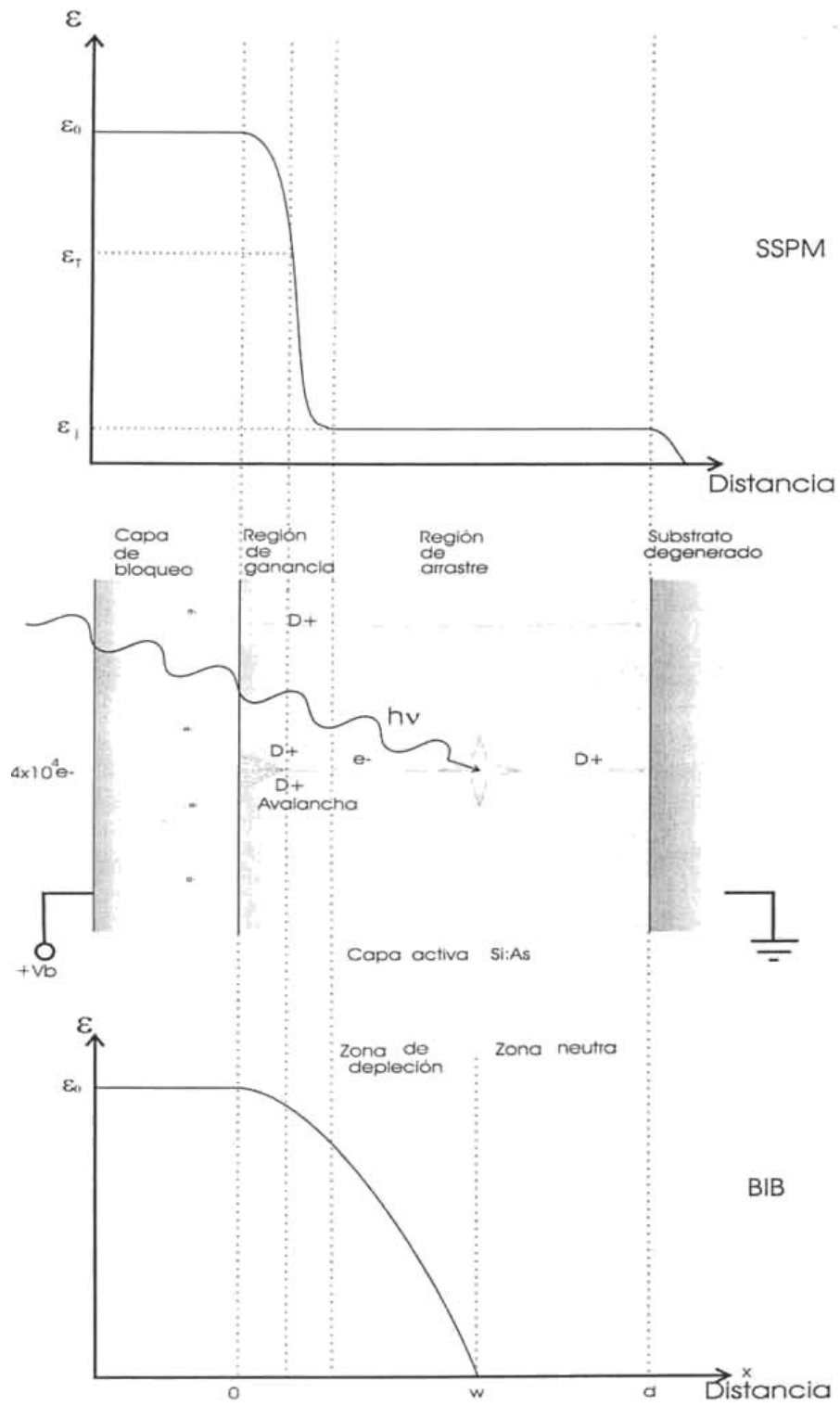


Figura 6. Funcionamiento de un detector tipo IBC.

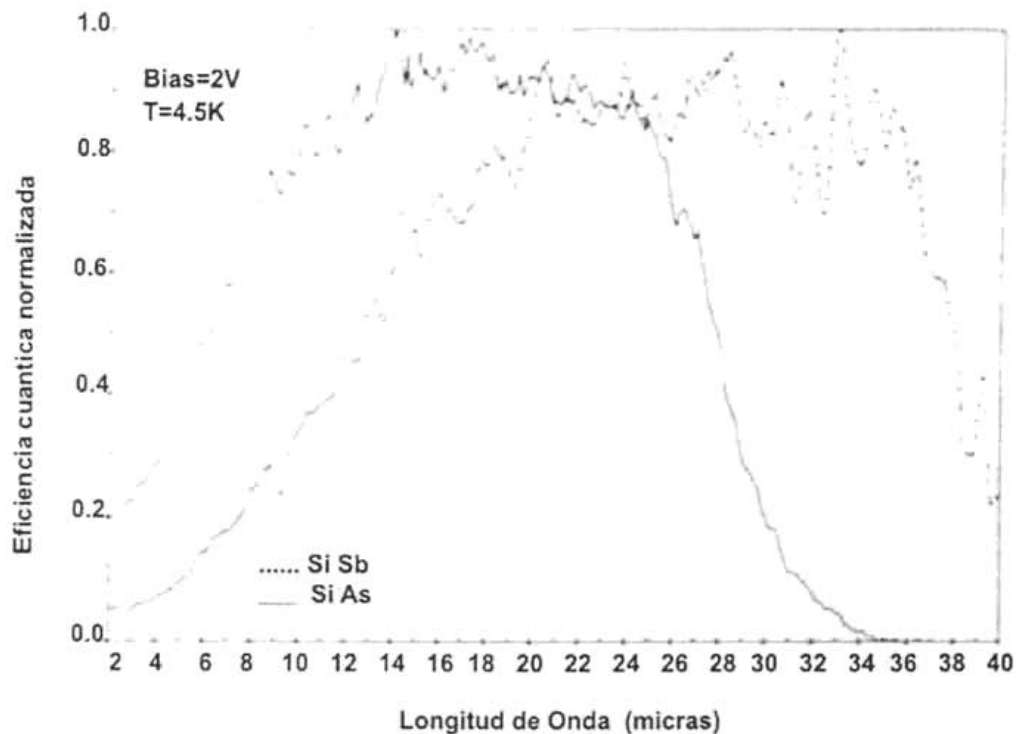


Figura 7. Eficiencia cuántica de detectores tipo IBC. La línea punteada muestra la sensibilidad espectral para Silicio con impurezas de Antimonio; la línea sólida representa la respuesta espectral de Silicio contaminado con Arsénico. Adaptada de Stapelbroek M.G., Seib D.H., Huffman J.E, Florence R.A. "Large-Format Blocked Impurity Band focal Plane arrays for long-wavelength infrared astronomy" SPIE Vol. 2475, 41-48, 1995.

Los detectores tipo IBC en formato de arreglos se han producido desde los años 90, utilizando tanto Si:As (ancho espectral aproximadamente entre 1 y 30  $\mu\text{m}$ ) como Si:Sb (ancho espectral entre 4 y 45  $\mu\text{m}$ ). Tanto su tamaño como sus características de ruido y sensibilidad se han mejorado notablemente desde los primeros arreglos que se produjeron. La Figura 7 muestra una gráfica de eficiencia cuántica vs. longitud de onda para detectores tipo IBC de dos materiales distintos. Estos detectores consisten de una matriz de detectores que se conectan por medio de gotas de Indio a un multiplexor que puede o no contener un conjunto de transistores de preprocesamiento por píxel y una serie de transistores de salida. Algunos de ellos permiten el doble muestreo correlacionado dentro del mismo dispositivo.

## 3. Ruido en detectores

### 3.1 Antecedentes

La energía mínima que puede discernir un detector o la máxima precisión con la cual se puede efectuar una medición de energía está determinada por una serie de perturbaciones que compiten entre sí, a las cuales llamamos ruido.

Si estas perturbaciones no existieran, sería posible detectar energías arbitrariamente pequeñas y tendríamos una precisión ilimitada para la detección de una señal. Debido a la naturaleza discreta de la materia esto no es posible; nuestros métodos de medición están basados en procesos de conteos, lo cual impone limitaciones estadísticas. Este enfoque estadístico nos permite unificar los fenómenos de ruido a una teoría para las diversas fluctuaciones de ruido. Si tenemos  $n$  eventos aleatorios y los contamos, llegaremos a un valor promedio  $\bar{n}$  con fluctuaciones  $\Delta n$  respecto al promedio. En los detectores encontramos una serie de ruidos que pueden afectar el funcionamiento óptimo de los mismos, por lo que es importante conocerlos y minimizarlos.

### 3.2 Ruido

Todo detector presenta fluctuaciones aleatorias en su salida aunque éste sea iluminado uniformemente. A estas fluctuaciones se les denomina ruido. El detector está limitado por un mínimo de potencia radiativa que puede ser registrado debido a algún tipo de ruido que siempre estará presente en él, ya sea por la radiación incidente, su naturaleza misma, así como por el ruido generado en el sistema electrónico que se emplea para su lectura.

Podemos distinguir entre dos grupos de ruido; el ruido radiativo y el ruido intrínseco del detector. El ruido radiativo o de fotones se puede a su vez dividir en dos fuentes; las fluctuaciones de la señal de interés y las fluctuaciones de la señal de fondo. En el caso de los arreglos infrarrojos, el ruido radiativo predominante es el del fondo, mientras que en los detectores UV y visibles, la fuente de ruido predominante es la de la señal.

Las fuentes de ruido en un detector limitan su habilidad para medir un flujo óptico, que a su vez no está libre de ruido debido a su naturaleza poissoniana. Las principales fuentes del ruido inherentes a un elemento de detección son: ruido de Johnson, *shot*, generación-recombinación,  $1/f$ , temperatura, microfónico y ruido *popcorn*; se pueden expresar en términos de voltaje, corriente o potencia eléctrica. Debido a que estos mecanismos de ruido son independientes entre sí, se pueden sumar cuadráticamente para obtener el ruido rms total del detector:

$$\sigma_{tot} = \sqrt{(\sigma_1^2 + \sigma_2^2 + \sigma_3^2 + \dots + \sigma_n^2)} \quad (2.9)$$

En esta sección se describen las principales fuentes de ruido que se presentan en un detector.

### 3.2.1 Ruido de Poisson

El ruido de Poisson o de fotones es el límite fundamental de ruido al que se puede llegar debido a que no se origina por desperfectos del detector o su electrónica, sino en el proceso mismo de detección, en el que la naturaleza del campo radiativo es discreta.

El máximo desempeño en un sistema infrarrojo se alcanza cuando el ruido del detector y el ruido del preamplificador son mucho menores que el ruido de fotones.

El ruido de Poisson, ruido térmico o de cuerpo negro<sup>(24)</sup> es el ruido producido por el campo de fotones emitido por un cuerpo negro, siguiendo la ley de Planck, la distribución de Poisson y la estadística de Bose-Einstein. En un detector se refiere a las fluctuaciones en el flujo de fotones que incide sobre el detector y determina la mejor razón señal a ruido que se puede obtener. El ruido de fotones tiene dos componentes: los fotones del objeto y los de la señal de fondo. La tasa instantánea a la cual los fotones son emitidos es el resultado de una serie de procesos que varían en el tiempo. El número de fotones emitidos por una fuente fluctúa alrededor de un valor promedio debido a la naturaleza aleatoria de la emisión de fotones.

En un detector el ruido de fotones se manifiesta de distintas formas, dependiendo de su tipo. En un detector fotovoltáico el ruido generado por este fenómeno se le denomina ruido shot. En un arreglo fotoconductor, se manifiesta como ruido de generación-recombinación, como se verá en las secciones 3.2.5 y 3.2.9.

Para tomar en cuenta el ruido asociado al detector debido a las fluctuaciones del campo de radiación, debemos asumir que la radiación que incide sobre el detector llega en direcciones arbitrarias e incide con un ángulo sólido de  $2\pi$ , sin ignorar que el ruido puede aumentar debido a emisiones y reflexiones sobre el detector.

Si se refiere este ruido a la salida del detector, su contribución al ruido total se conoce como ruido fotoinducido de cuerpo negro, que, debido a que la respuesta en frecuencia del detector no es uniforme, va a depender de ella, aunque el ruido de fotones incidentes sea blanco.

Como se mencionó, el flujo de fotones sigue la distribución de Poisson:

$$P(m) = \frac{e^{-n} n^m}{m!}$$
, donde  $P(m)$  es la probabilidad de detectar  $m$  fotones en un intervalo de tiempo y  $n$  es el número promedio de fotones detectados con una muestra grande.

### 3.2.2 Ruido de Johnson o KTC (Nyquist)

El ruido de Johnson, también llamado ruido de RESET se produce por los movimientos térmicos de los portadores de carga en un elemento resistivo<sup>(23,24)</sup>. Los movimientos térmicos locales y aleatorios generan gradientes de carga que fluctúan, aunque exista equilibrio de carga a lo largo de este elemento. Debido a que los detectores infrarrojos son capacitores que son reestablecidos por medio de un interruptor MOSFET, la resistencia de encendido de este transistor genera ruido térmico o KTC.

El ruido de Johnson se puede describir de la siguiente manera:  $v_j = \sqrt{4kTR\Delta f}$  o  $i_j = \sqrt{\frac{4kT\Delta f}{R}}$ , donde  $v_j$  e  $i_j$  son el voltaje y la corriente de ruido rms, respectivamente,  $k$  es la constante de Boltzmann,  $T$  la temperatura del sistema (K),  $R$  su resistencia (Ohm) y  $\Delta f$  el ancho de banda (Hz). El ruido de Johnson asociado a la resistencia eléctrica de un detector está relacionado con la raíz cuadrada de su área efectiva sensible-

### 3.2.3 Ruido Shot

El ruido *Shot* se relaciona con la emisión o llegada de electrones a un electrodo<sup>(24,23)</sup>. Se asocia con la corriente directa que fluye a través de una barrera de potencial. Se compone de una serie de eventos independientes entre sí, por lo que los electrones que producen este ruido siguen una distribución poissoniana. La expresión para la corriente de ruido shot se puede formular como sigue:

$i_s = \sqrt{2q\bar{i}\Delta f}$ , donde  $q$  es la carga del electrón,  $\bar{i}$  es la fotocorriente promedio en el detector y  $\Delta f$  es el ancho de banda de operación.

El ruido shot también es proporcional a la raíz cuadrada del área sensible del detector, siempre y cuando la sección eficaz de la barrera de potencial sea el área activa.

### 3.2.4 Ruido 1/f

El ruido *1/f* es una función de la frecuencia y se manifiesta principalmente a bajas frecuencias. La corriente de ruido  $i_f$  es aproximadamente inversamente proporcional a la raíz cuadrada de la frecuencia<sup>(39)</sup>:  $i_{1/f} = \sqrt{B\bar{i}^\alpha f^{-\beta}\Delta f}$  donde  $B$  es una constante de proporcionalidad,  $\bar{i}$  es la corriente fotocorriente promedio en DC,  $\alpha \approx 2$ ,  $\beta \approx 1$ ,  $f$  es la frecuencia eléctrica y  $\Delta f$  es el ancho de banda de operación. El ruido *1/f* se puede aproximar como:

$$i_{1/f} \propto \sqrt{\frac{\bar{i}^{-2}\Delta f}{f^{-1}}}$$

Las causas de este ruido no se comprenden bien, pero la magnitud del ruido *1/f* es afectada por contactos no resistivos en los electrodos y cambios en la conductividad eléctrica en los contactos entre el material semiconductor y el electrodo metálico, en donde la movilidad de los portadores varía, cambiando su velocidad y emitiendo así Bremsstrahlung. La manera de evitar o reducir esta contribución al ruido es operar el detector lejos del intervalo de frecuencias en las que se da este ruido o utilizando la técnica del doble muestreo correlacionado.



### 3.2.5 Ruido Generación-Recombinación

El ruido de Generación-Recombinación se debe a las fluctuaciones estadísticas en la tasa de generación y de recombinación de partículas cargadas de y hacia un estado superior de energía en el material de un detector. Estas variaciones son causadas por fluctuaciones en el tiempo de vida de los portadores de carga o por los procesos aleatorios de generación de estos portadores en el material. Las fluctuaciones estadísticas en la concentración de portadores producen ruido blanco, cuya frecuencia es menor al inverso del tiempo de vida de los portadores. Por otro lado, los electrones libres dentro del material pueden recombinarse aleatoriamente en el tiempo debido a que su vida media ( $\tau$ ) es menor al tiempo de cruce entre electrodos. Esto significa que los portadores se generan y recombinan en el material antes de llegar a un electrodo.

La expresión para el ruido de generación-recombinación se puede escribir como  $i_{gr} = 2qG\sqrt{\eta E_q A_d \Delta f + g_{temp} A_d \Delta l_x}$ , donde  $G$  es la ganancia fotoconduktiva,  $q$  la carga del electrón,  $E_q$  la irradiancia,  $A_d$  el área del detector,  $\Delta f$  el ancho de banda del ruido,  $\eta$  la eficiencia cuántica,  $g_{temp}$  la generación térmica de portadores de carga y  $l_x$  el espesor del detector en la dirección de propagación de fotones. El primer término de esta ecuación se debe al ruido generado por fotones de fondo, mientras que el segundo término se refiere al ruido generado por excitaciones térmicas en el material del detector. Si este es enfriado criogénicamente, el segundo término de la ecuación es despreciable, por lo que se tiene:

$$i_{gr} = 2qG\sqrt{\eta E_q A_d \Delta f}.$$

A altas frecuencias de muestreo este ruido tiende a desaparecer dado que en este corto periodo (de muestreo) la probabilidad de recombinación es muy baja durante el recorrido de la carga en el material.

### 3.2.6 Ruido ELFN (Excess Low Frequency Noise)

Los detectores tipo BIB que se utilizan para aplicaciones astronómicas trabajan en condiciones de irradiancia elevada, por lo que su desempeño puede estar limitado por la presencia de ruido tipo ELFN <sup>(5,6)</sup>. Estos detectores presentan un exceso de ruido si se operan a bajas frecuencias, es decir, cuando se utilizan tiempos de integración largos y/o la cosuma de cuadros para aumentar la señal a ruido de la imagen. Este tipo de ruido depende linealmente tanto de la irradiancia como del tiempo de integración y, en menor grado, de la polarización del detector. Una expresión para este ruido se escribe a continuación<sup>(5)</sup>:

$$ELFN = \frac{N_{lf} - N_{hf}}{1 - (f / f_0)^2} + N_{hf}.$$

$N_{lf}$  es el ruido límite a bajas frecuencias,  $N_{hf}$  es el ruido límite a altas frecuencias,  $f$  es la frecuencia de oscilación (logrado a base de cosumas de imágenes hasta llegar a  $f$  y  $f_0$  es la frecuencia de inicio del ruido ELFN. Para el caso del instrumento CID-BIB se encontró



que  $f_0 = 1.2$  Hz y  $N_{fr} = 2.5 N_{fr}^{(Salas,6)}$ , por lo que para frecuencias  $f$  menores a 1.2 Hz, el ruido será 2.5 veces mayor.

### 3.2.7 Ruido Microfónico

El ruido microfónico se genera por cambios en la capacitancia  $C$  entre electrodos debido a movimientos mecánicos de su posición con respecto al plano de tierra. Se puede escribir:

$$C = \frac{\epsilon A}{d}$$

Donde  $\epsilon$  es la constante dieléctrica del medio,  $A$  es el área del capacitor y  $d$  es la distancia entre alambres. Si  $d$  cambia una distancia  $\delta d$ , la capacitancia variará también su valor. Por esta razón, el voltaje producido por un cambio en la distancia entre alambres variará con las vibraciones mecánicas del sistema. La Figura 8 muestra la naturaleza del ruido microfónico.

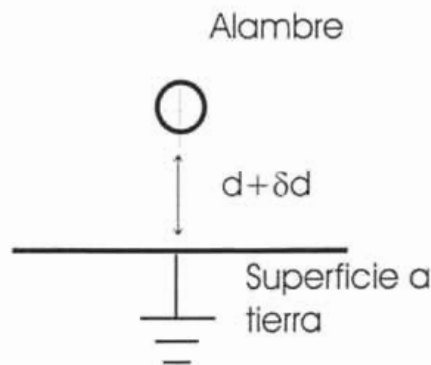


Figura 8. Diagrama esquemático de la generación de ruido microfónico. Al variar la distancia del conductor con respecto al plano de tierra ( $\delta d$ ), el dieléctrico del sistema también cambia, variando así el valor de la capacitancia entre ambos.

### 3.2.8 Ruido Pop Corn

El ruido *pop corn* se manifiesta por medio de picos de voltaje a la salida del detector, generalmente con una amplitud un orden de magnitud mayor al ruido blanco. Este ruido es atribuido a la ionización por impacto de impurezas neutrales en el material del detector debido a electrones que alcanzan energías que exceden el campo eléctrico.

### 3.2.9 Espectro de Potencia de Ruido

Las principales fuentes de ruido en los detectores son el ruido  $1/f$ , el ruido de generación-recombinación, el ruido de Johnson y el ruido del preamplificador.

La Figura 9 muestra esquemáticamente el espectro de potencia de ruido para detectores infrarrojos.

El ruido dominante a bajas frecuencias es el  $1/f$ , mientras, conforme aumenta la frecuencia, domina el ruido de generación-recombinación hasta llegar a altas frecuencias, en donde se impone el ruido de Johnson.

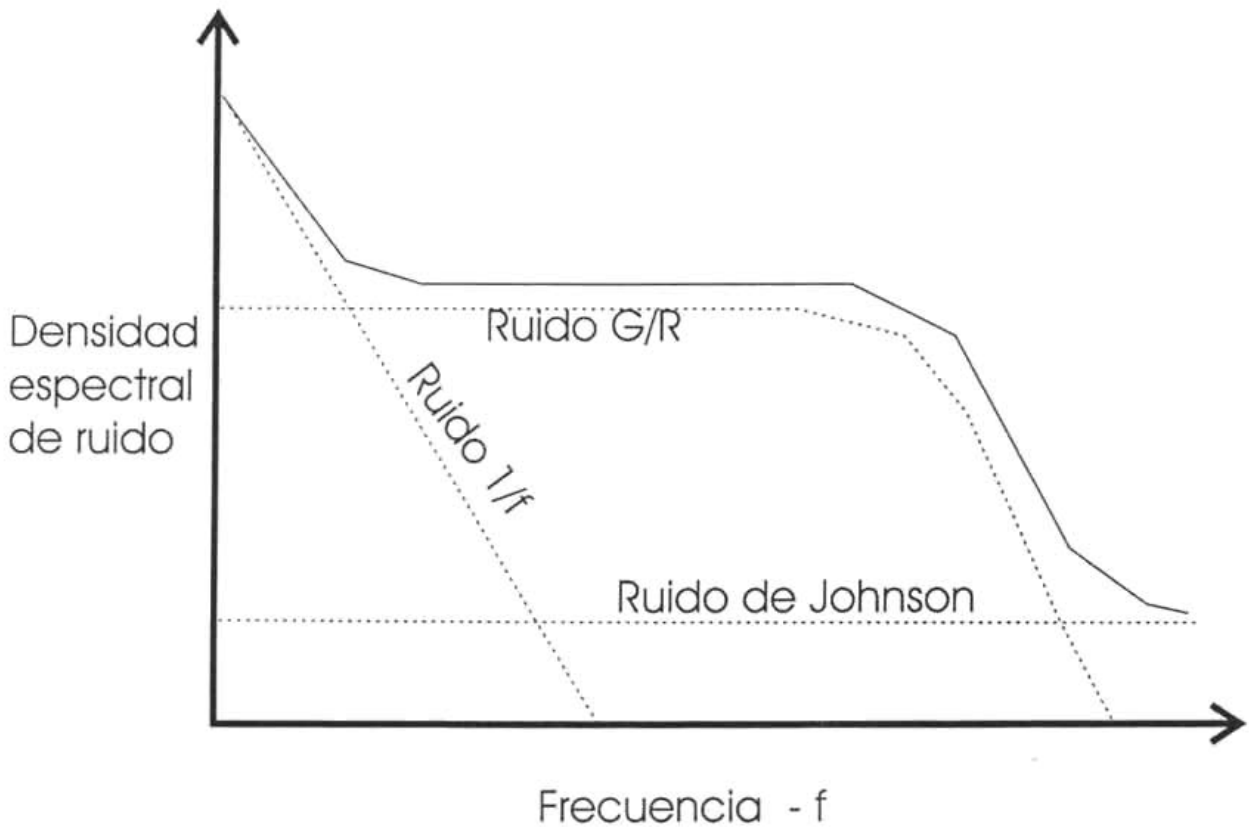


Figura 9. Espectro de potencia de ruido (línea sólida) en detectores y sus principales contribuciones (líneas punteadas).

Dependencia de los ruidos dominantes con la frecuencia:

El origen del ruido  $1/f$  aún se desconoce. Experimentalmente se obtiene una dependencia de la frecuencia como  $f^x$ , donde  $x$  varía entre 1 y 2, dependiendo del tipo y cantidad de impurezas en el material semiconductor.

A altas frecuencias el ruido GR tiende a desaparecer dado que en este corto periodo de muestreo la probabilidad de recombinación es muy baja durante el recorrido de la carga en el material.

El ruido de Johnson contribuye de la misma manera para cualquier frecuencia, por lo que no depende de ella.

Un buen diseño electrónico implica la selección cuidadosa de filtros, generalmente de segundo orden, para operar en el intervalo menos ruidoso en el espectro de ruido total del detector.

La corriente total de ruido, con las contribuciones de los ruidos más importantes se puede escribir como:

$$i_n = (i_{gr}^2 + i_j^2 + i_{1/f}^2 + i_{preamp}^2)^{\frac{1}{2}}$$

El preamplificador se debe escoger de tal forma que su ruido ( $i_{preamp}$ ) sea mínimo y el detector debe operar a frecuencias lo suficientemente elevadas para evitar el ruido  $1/f$ .

Si se asume que el detector trabaja en el límite de ruido de generación-recombinación, es decir, al límite de la radiación de fondo (BLIP, ver sección 4.5) se puede decir:

$$i_{gr}^2 \gg i_j^2 .$$

Sustituyendo las ecuaciones relacionadas para cada ruido (secciones 3.2.2 y 3.2.5) tenemos:

$$4q^2 G^2 \eta E_q A_d \Delta f \gg \frac{4kT\Delta f}{R} ,$$

donde el primer término representa el ruido debido a los fotones de fondo y el segundo el ruido de Jonson. Se puede escribir:

$$\frac{T}{R} \ll \frac{q^2 G^2 \eta E_q A_d}{k} .$$

El término de la derecha está determinado por la radiometría ( $E_q$ ) el área del detector ( $A_d$ ) y la eficiencia cuántica  $\eta$ .

Esta relación impone requisitos para la temperatura de operación  $T$  así como de la resistencia de carga  $R$ , para asegurar que el sistema opere al límite de la radiación de fondo, BLIP. Esto hace que el límite fundamental de la sensibilidad de un detector dependa fundamentalmente de su temperatura de operación, de la irradiancia del fondo y de la resistencia de carga.

Al conocer las fuentes de ruido existentes en un detector y su naturaleza, es posible minimizarlas y establecer los parámetros de operación adecuados del arreglo y su electrónica para maximizar la relación señal a ruido del sistema.

## 4. Parámetros característicos de un detector

Existen varios parámetros que permiten cuantificar el desempeño de un detector y compararlo con el de otros. Se presentan los parámetros que más se utilizan para los detectores de fotones modernos.

### 4.1 Eficiencia Cuántica

Los fotones incidentes en un material pueden ser absorbidos, reflejados y dispersados. Solamente los fotones que son absorbidos en el material podrán ser registrados como señal.

El coeficiente de absorción para un flujo de fotones  $S$  que incide en un material de espesor  $dl$  se puede expresar como sigue<sup>(23)</sup>:

$\frac{dS}{dl} = -\alpha(\lambda)S$ , siendo  $\alpha(\lambda)$  el coeficiente de absorción del material en función de la longitud de onda  $\lambda$ . Integrando para todo el espesor  $l$  del detector, la solución a esta ecuación es

la siguiente:  $S = S_0 e^{-\alpha(\lambda)l}$ , donde  $S_0$  es el flujo de fotones incidente. El coeficiente de absorción de un material está dado en unidades de  $\text{cm}^{-1}$  y depende tanto del material como de la energía de los fotones incidentes.

La eficiencia cuántica se define como el cociente del flujo absorbido por el detector y el flujo incidente sobre su superficie. Podemos encontrar el factor de absorción  $\eta_{abs}$ , que representa el caso ideal de absorción pura, ignorando las reflexiones en su superficie:

$$\eta_{abs} = \frac{S_0 - S_0 e^{-\alpha(\lambda)l}}{S_0} = 1 - e^{-\alpha(\lambda)l}$$

Incluyendo el caso de la reflexión de fotones en la superficie del detector, en el que se toma un flujo que incide de forma perpendicular sobre el detector para maximizar la absorción, es posible encontrar la fracción de fotones reflejados  $r$  en la superficie de un material con índice de refracción  $n$  pasando por aire:

$$r = \frac{(n-1)^2}{(n+1)^2}.$$

Si incluimos este factor en la expresión para la eficiencia cuántica total  $\eta$  encontramos:

$$\eta = (1-r)\eta_{abs}.$$

El ruido rms ( $R_{rms}$ ) de cada evento de detección estadísticamente independiente es la raíz cuadrada de  $n$ , que es el número promedio de fotones detectados en un intervalo de tiempo dado:

$$R_{rms} = \langle R^2 \rangle^{1/2} = n^{1/2}.$$

Dada la naturaleza poissoniana de la detección de luz, el ruido de dos mediciones  $n_1$  y  $n_2$  es independiente, por lo que se puede escribir:

$$R_{rms} = \langle R^2 \rangle^{1/2} = \left[ \left( n_1 \right)^2 + \left( n_2 \right)^2 \right]^{1/2} = (n_1 + n_2)^{1/2} .$$

La relación señal a ruido  $S/R$  se expresa como:  $S/R = n/\sqrt{n} = n^{1/2}$ . Tomando en cuenta que el detector no es ideal, se tiene que incluir la eficiencia cuántica. Los fotones que no son absorbidos, no son tomados en cuenta ni para la señal ni para el ruido, por lo que se puede escribir:

$$\left( \frac{S}{R} \right)_{det} = \frac{\eta n}{(\eta n)^{1/2}} = (\eta n)^{1/2}$$

Esto es para el caso en el que tanto la señal como el ruido están determinados por la estadística de fotones.

Una gráfica de la eficiencia cuántica normalizada para dos materiales se muestra en la Figura 7. Se puede observar la dependencia de  $\eta$  con la longitud de onda y el material del detector. Como se menciona en esta sección, la absorción de fotones depende del ángulo de incidencia del haz; en los Capítulos 4 y 5 se muestran diseños para la óptica de sistemas infrarrojos utilizando parábolas fuera de eje que producen una incidencia inclinada del haz sobre el detector, así como un diseño que reduce el ángulo de inclinación, aumentando así la eficiencia cuántica.

## 4.2 Responsividad ( $\mathfrak{R}$ )

La Responsividad  $\mathfrak{R}$  se define como la cantidad de corriente o voltaje de salida del detector en función de la potencia monocromática radiada de entrada. La eficiencia cuántica es función de la longitud de onda y la responsividad es función de la frecuencia de la modulación (*chopping*) y el ancho de banda del detector-amplificador:

$$\mathfrak{R}(\lambda, f) = \frac{\eta q \lambda}{hc \sqrt{1 + (2\pi f \tau)^2}} G$$

Donde  $\eta$  es la eficiencia cuántica,  $\lambda$  la longitud de onda,  $q$  la carga del electrón,  $h$  la constante de Planck,  $c$  la velocidad de la luz,  $G$  la ganancia fotoconduktiva,  $f$  la frecuencia de modulación y  $\tau$  la constante de tiempo del detector-amplificador.

Esta expresión describe la respuesta del detector debido a la incidencia de cada fotón, en electrones,  $(\eta q \lambda G / hc)$  que puede ser atenuada por el ancho de banda del detector  $(1/\tau)$  con respecto a la frecuencia de modulación  $f$ . Es fácil notar que si la frecuencia de modulación es mayor que el ancho de banda del detector, la señal es fuertemente atenuada.

### 4.3 Potencia Equivalente al Ruido (NEP)

La cantidad mínima de flujo radiativo a la cual es sensible el detector depende de su nivel de ruido. La señal producida por un fotón incidente debe ser mayor al nivel de ruido para poder ser detectada. Esto es,

$$S/R = \frac{\mathfrak{R}\phi_e}{i_n},$$

dónde  $\mathfrak{R}$  es la responsividad del detector,  $\phi_e$  es el flujo radiado e  $i_n$  es la corriente rms de ruido. La potencia radiada incidente en un detector  $\phi_e$  con la que se obtiene una S/R en el detector de 1, se le denomina potencia equivalente de ruido (*Noise Equivalent Power*):

$$\phi_e = \frac{i_n}{\mathfrak{R}}, \text{ por lo que se puede definir:}$$

$$NEP = \frac{i_n}{\mathfrak{R}}$$

Dado que la responsividad es función de la longitud de onda, la potencia equivalente de ruido también lo es.

Para ilustrar esto, se puede obtener la potencia equivalente de ruido limitada por ruido de generación-recombinación o BLIP (ver sección 4.5), sustituyendo el ruido de generación-recombinación en la expresión de NEP:

$$NEP_{gr} = \frac{i_{gr}}{\mathfrak{R}} = \frac{2qG(\eta E_q A_d \Delta f)^{\frac{1}{2}}}{(\eta \lambda q / hc)G},$$

cancelando y ordenando términos, además de considerar que la ganancia G afecta tanto a la señal como al ruido, se obtiene:

$$NEP_{gr} = \frac{2hc}{\lambda} \left( \frac{E_q A_d \Delta f}{\eta} \right)^{\frac{1}{2}}.$$

### 4.4 Detectividad D\*

La Detectividad normalizada  $D^*$  se define como:

$$D^* = \frac{\sqrt{A_d \Delta f}}{NEP} \quad [\text{cm}\sqrt{\text{Hz}}/\text{Watt}]$$

$A_d$  es el área del detector, y  $\Delta f$  el ancho de banda eléctrico.

Es la sensibilidad (o S/R) de un detector normalizada a un área de 1 cm<sup>2</sup> y un ancho de banda equivalente de ruido de 1 Hz, para una señal de 1 Watt. La detectividad también es función de la longitud de onda.

Para el ejemplo de una observación limitada por ruido de generación-recombinación, se toma el resultado de la  $NEP_{gr}$  obtenido en la sección anterior y se sustituye en la expresión para la detectividad:

$$D_{gr}^* = \frac{\sqrt{A_d \Delta f}}{NEP_{gr}} = \frac{\lambda}{2hc} \sqrt{\frac{\eta}{E_q}}$$

Este análisis se puede repetir para el caso en que el ruido dominante fuera, por ejemplo, el ruido de Johnson, cuando un detector es operado a temperaturas elevadas. En este caso se debe sustituir la corriente equivalente al ruido de Johnson en la ecuación de la potencia equivalente de ruido y calcular la detectividad.

## 4.5 BLIP

La radiación incidente en un detector tiene dos componentes: la señal y la radiación de fondo. El límite práctico de operación de un detector infrarrojo no lo imponen las fluctuaciones de la señal, sino las fluctuaciones o ruido del fondo BLIP (*Background Limited Infrared Photodetector*). Cuando el flujo de fotones proveniente del fondo es mayor al de la fuente, las observaciones se encuentran en el régimen BLIP.

## 4.6 Corriente Oscura

Aunque un detector no se encuentre expuesto a un flujo radiativo, éste tendrá una señal que se integrará en el tiempo. A esta señal se le denomina corriente oscura. La corriente oscura puede ser considerada como una superposición de corrientes debidas a una serie de mecanismos físicos:

- Generación de portadores de carga inducida por la temperatura en distintas zonas del detector.
- Corrientes de fuga
- Efectos de túnel.

De estos efectos, el térmico es el más importante, y puede ser minimizado enfriando el detector de tal forma que la energía térmica de los portadores libres sea menor a la energía necesaria para llevar a un electrón de la banda de conducción a la de valencia.

Los parámetros aquí presentados permiten caracterizar y cuantificar el rendimiento de un detector, independientemente de su naturaleza.

Todos estos parámetros se pueden aplicar de manera general a cualquier tipo de detector y permiten hacer comparaciones del rendimiento entre distintos detectores.





## Capítulo 3. Diseño conceptual del sistema electrónico de un instrumento basado en un detector IBC

### 1. Introducción

Se presenta el diseño conceptual de un instrumento para realizar observaciones en el infrarrojo de 2 hasta 28  $\mu\text{m}$ , tanto en modo de cámara directa como en modo espectroscópico.

Una vez concluido, este instrumento será instalado y operado en el telescopio de 2.12 m del Observatorio Astronómico Nacional en San Pedro Mártir, BC.

Todo instrumento astronómico requiere ser definido en cuanto a sus aplicaciones científicas. Basándose en estos requerimientos se definirán las especificaciones del mismo.

Una vez establecidas estas especificaciones, se hace un diseño a bloques del instrumento, para identificar cada uno de los subsistemas. Esto a su vez permite definir con mayor detalle las características que deberá tener cada subsistema para realizar el diseño detallado. Las partes más importantes de un instrumento como el que nos ocupa, se listan a continuación:

Detector: El detector es la parte medular del sistema. La mayoría de los subsistemas del instrumento se definen basándose en las especificaciones técnicas del detector, como son: temperatura de operación, requerimientos de temporización y polarización, velocidad de lectura, ancho de banda y señales de salida.

Óptica: Dependiendo de los modos de operación que se requieran para el instrumento (imagen directa, espectroscopía, etc.) y las características tanto del telescopio (espejo primario, razón focal del secundario) como del instrumento (escala de placa, resolución espectral, filtros, etc.) se tendrá que diseñar el sistema óptico del equipo.

Mecánica: Toda componente óptica, incluyendo el detector, debe ser instalada sobre una superficie de trabajo en la platina del telescopio, para el caso de telescopios tipo Cassegrain. Se requiere de soportes, mecanismos para transmitir movimientos, conectores, etc. para definir y fijar mecánicamente el sistema óptico.

Circuitos de control de movimiento y temperatura: Se requieren de circuitos que permitan el control de los movimientos de las componentes optomecánicas de posicionamiento, así como la medición y control de las condiciones físicas dentro del crióstato, como son la temperatura, la presión, la posición de filtros, los interruptores límite, etc.

Sistema de enfriamiento: La mayoría de los detectores infrarrojos, conjuntamente con sus sistemas ópticos, operan a temperaturas criogénicas para reducir tanto la corriente oscura del detector como la emisión parásita que pudiera producir la óptica inherente al instrumento. Para esto se utilizan sistemas de enfriamiento de distintos tipos, dependiendo del detector, que, además de albergar al arreglo fotosensible y su optomecánica, los mantienen a la temperatura de operación apropiada.

En el diseño del sistema optomecánico, es importante considerar las deformaciones debidas a los ciclos térmicos.

Circuitos de alimentación y calibración: Todo detector y sus preamplificadores requieren de circuitos de polarización para su operación. Generalmente los voltajes o corrientes deben ser muy estables.

Circuitos de temporización: Dependiendo del tipo de detector y sus modos de lectura, se tendrán que implementar distintas secuencias para operarlo. Generalmente se tienen varias señales de temporización que permiten manejar los multiplexores de cada detector, así como la sincronización y temporización de los convertidores A/D.

Circuitos de adquisición y conversión A/D: La señal del detector debe ser preamplificada y convertida a una señal que pueda ser procesada por una computadora. Generalmente los circuitos preamplificadores y de conversión analógica a digital se encuentran cercanos al detector.

Circuitos de preprocesamiento digital: En el caso de los detectores infrarrojos se requiere que la lectura se realice a varios cientos de cuadros por segundo, debido a que la radiación de fondo los satura rápidamente. Se deben implementar circuitos que permitan hacer pre-procesamientos estadísticos de gran velocidad a cada uno de los cuadros que entrega el detector.

Circuitos de transmisión: Los circuitos de transmisión envían las señales preprocesadas del detector a un sistema de cómputo en el cuarto de observación. Se pueden utilizar varios métodos distintos, como fibras ópticas, red local, etc.

Sistema de control del instrumento: El instrumento requiere de una interfaz con el usuario que permita su control así como la sincronización con el telescopio (secundario oscilante, movimiento del telescopio, etc.) desde el cuarto de observación.

Sistema de procesamiento y despliegue de datos: Se requiere de paquetes de post-procesamiento y despliegue de imágenes que permitan el análisis de las imágenes del instrumento.

## **2. Requerimientos científicos, especificaciones generales.**

Debido a la importancia que tienen las observaciones astronómicas en el infrarrojo medio, es importante el desarrollo de un instrumento que permita cubrir el mayor número de modos de observación sin que estos se afecten entre sí, como son los modos de imagen directa y espectroscopía:

Los objetos a observar, como son regiones de formación estelar, planetas, medio interestelar, galaxias, estrellas evolucionadas rodeadas de polvo, etc. determinan diferentes condiciones de operación del sistema óptico (resolución, razón focal de la cámara, etc.) Las ventanas atmosféricas determinan el ancho de banda de las observaciones que se podrán realizar y los filtros que se utilizarán en el sistema.

### **2.1 Definición de los subsistemas del instrumento**

En la sección anterior se desglosó un instrumento astronómico típico en sus subsistemas más importantes. Se especificará cada uno de estos subsistemas con base en las especificaciones generales del instrumento y las de las componentes más importantes

como son el detector, el crióstato, los convertidores de analógico a digital y la tarjeta de procesamiento de imágenes.

Como ya se mencionó, el detector es el elemento alrededor del cual se diseña el resto del instrumento; todo instrumento puede verse como una serie de subsistemas anidados, con el detector en el centro, rodeado en primer lugar por la óptica, en segundo por la mecánica, la electrónica y finalmente una red de computadoras que a través de los paquetes de software permiten la interfaz con el usuario (ver Figura 1).

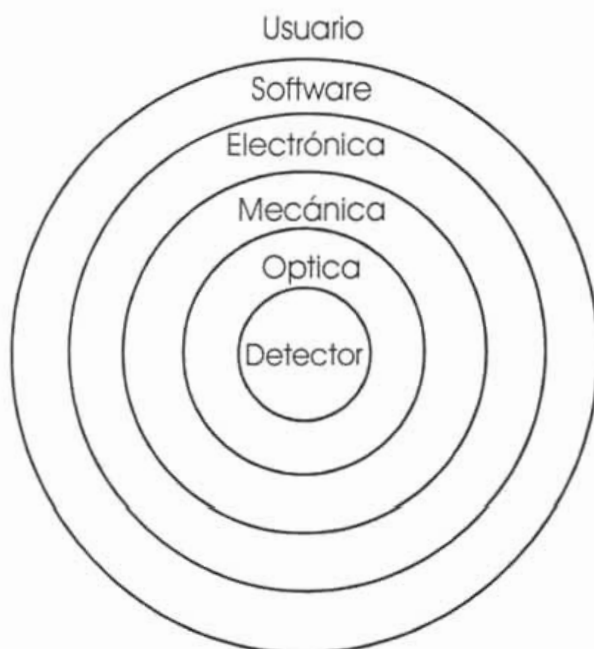


Figura 1 . Sistemas que componen un instrumento para observaciones astronómicas.

## 2.2 Diagrama a bloques

En esta sección se presenta el diseño general del instrumento y se describen sus principales subsistemas. Como muestra la Figura 2, la electrónica del instrumento puede dividirse en cuatro subsistemas: el subsistema del detector A), que incluye el sistema de control optomecánico, el sistema criogénico y los preamplificadores; este subsistema es controlado por una computadora tipo industrial (CTI o SBC) B) que está instalada en la platina del telescopio para foco Cassegrain, contiene toda la electrónica de control del instrumento, así como los circuitos de adquisición y preprocesamiento de datos. Esta computadora se conecta vía red local a la computadora de control del instrumento C) que a su vez está enlazada a una computadora D) que permite la interfaz con el usuario, así como el procesamiento y despliegue de los datos adquiridos por el instrumento.

En las siguientes secciones se describe cada uno de estos subsistemas con mayor detalle.

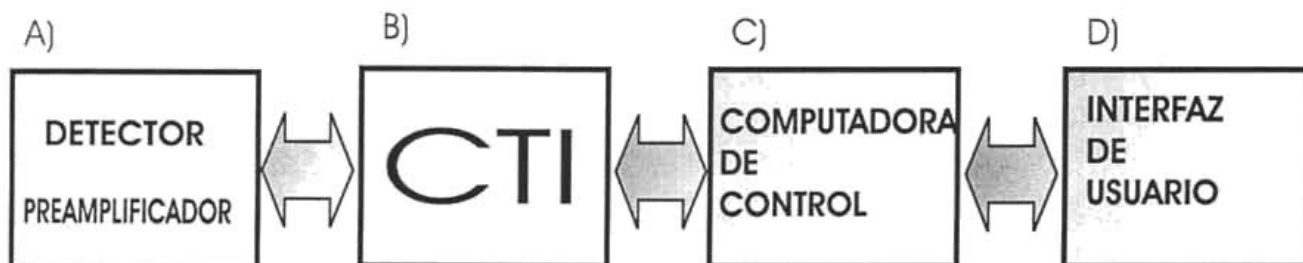


Figura 2. Principales subsistemas del sistema electrónico del instrumento.

### 2.3 Diagrama a Bloques (Sistema Electrónico)

La Figura 3 muestra un diagrama a bloques más detallado del sistema electrónico del instrumento. Básicamente consiste de tres subsistemas: La tarjeta del detector (criogénica), una computadora industrial (SBC) en la platina del telescopio que proporciona una plataforma para la intercomunicación y control de los distintos subsistemas que conforman la electrónica del sistema, así como una interfaz a los sistemas de procesamiento y despliegue en el cuarto de observación.

Como se muestra en la figura, el primer elemento comprende toda la electrónica asociada al detector que se encuentra dentro del crióstato. Incluye los preamplificadores de salida, los filtros para las alimentaciones del arreglo así como las señales de los transductores dentro del crióstato que indican las condiciones de operación del mismo (temperatura de las distintas componentes, presión, indicadores de posición de las diversas componentes optomecánicas, fuentes luminosas de calibración, etc.). Las señales provenientes del crióstato se comunican al exterior por medio de conectores para vacío, empleando cables con muy baja conductividad térmica para minimizar las fugas de calor en el crióstato. Cercano al crióstato, fijado a la platina del telescopio, se encuentra la computadora industrial que contiene un CPU con toda la infraestructura para despliegue, memoria, almacenamiento de datos y comunicación ethernet así como una tarjeta con un bus de datos tipo EISA o Eurobus que permite la inserción de las tarjetas electrónicas específicas del instrumento, como son el generador de fases o temporizador del detector, las tarjetas de alimentación, las tarjetas de adquisición y conversión de datos, un preprocesador de imágenes, las tarjetas de acondicionamiento de las señales de operación del crióstato, así como las fuentes de alimentación del sistema.

Esta computadora permite intercomunicarse vía ethernet a las computadoras de control, procesamiento y despliegue del instrumento que se encuentran en el cuarto de observación. La computadora dedicada al procesamiento de las imágenes contiene una tarjeta dedicada a procesar todos los cuadros que conforman una imagen, realizar análisis estadísticos así como permitir su despliegue.

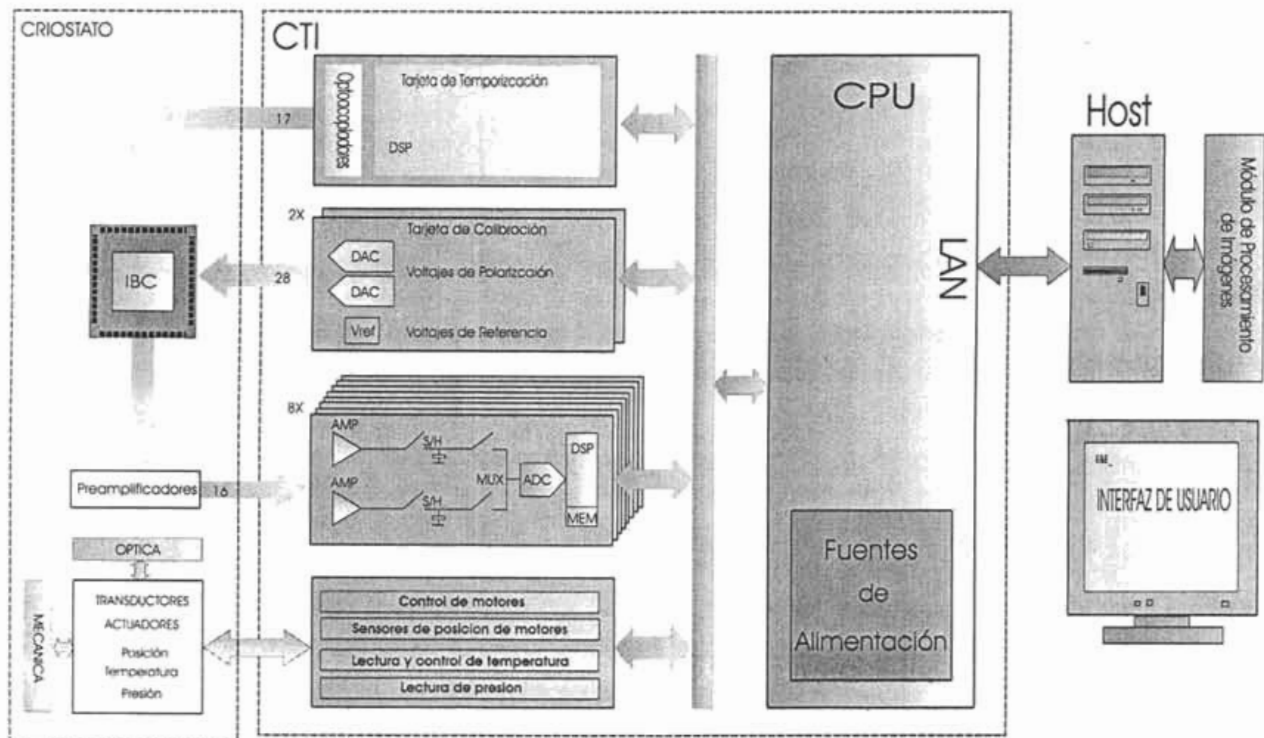


Figura 3. Diagrama a bloques detallado del sistema electrónico. El sistema consta de tres subsistemas: el criostato, que contiene al detector IBC, la óptica, los preamplificadores y los motores y los transductores que determinan el estado del sistema criogénico. La computadora de tipo industrial (CTI, *SBC, single board computer*) contiene toda la electrónica de control y de lectura, así como una tarjeta de red local para conectar al instrumento con las computadoras de control e interfaz con el usuario que se encuentran en el cuarto de observación.

### 3. Descripción del detector IR IBC

El detector es la parte medular de todo instrumento para la observación astronómica. De él se derivan una gran parte de las características del sistema a diseñar.

Esta sección hace una descripción del arreglo IBC CRC-744 (Figura 4) fabricado por RAYTHEON. El CRC-744 es un detector bidimensional de 320 x 240 píxeles diseñado para hacer observaciones astronómicas con alta radiación de fondo en el mediano infrarrojo (2-28  $\mu\text{m}$ ), eficiencia cuántica elevada y bajos niveles de ruido. Su temperatura de operación óptima se encuentra entre 4 y 10 K para minimizar la corriente oscura.

Este detector tiene una estructura híbrida compuesta por un circuito integrado de lectura

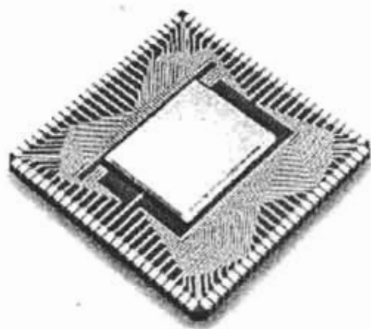


Figura 4. Arreglo CRC-744 (IBC), sensible de 2 hasta 28  $\mu\text{m}$  y con 320 x 240 elementos sensibles (píxeles). El área sensible mide 16 mm x 12 mm (20 mm diagonal).



(ROIC, *ReadOut Integrated Circuit*) criogénico que conecta, por medio de gotas de Indio el arreglo de fotodetectores a las celdas unitarias de lectura correspondientes. Sus características principales se muestran en la

Tabla 1.

Tabla 1. Parámetros de diseño y operación del detector CRC-774 324x240.

| Parámetro  | Especificación:   |
|--|---|
| Tipo de detector:                                | Si:As IBC   |
| Respuesta espectral:                             | 2-28 $\mu\text{m}$  |
| Formato:   | 320 x 240 (76800) píxeles                                     |
| Tamaño de píxel:                                 | 50 x 50 $\mu\text{m}^2$                                       |
| Factor de llenado:                               | $\geq 95\%$   |
| Area activa                                      | 16x12 mm  |
| Area efectiva por píxel:                         | $\approx 2.5 \times 10^{-5} \text{ cm}^2$                     |
| Tipo de salida:                                  | Inyección directa   |
| Número de salidas: (seleccionable)               | 16 o 32   |
| Número de señales de temporización:              | 17  |
| Número de voltajes de polarización:              | 27  |
| Tamaño de pozo: (seleccionable)                  |   |
| Modo baja ganancia:                              | $3 \times 10^7 e^-$ (2 V salida/1.65 pF)                      |
| Modo alta ganancia:                              | $1 \times 10^7 e^-$ (2 V salida/0.56 pF)                      |
| Ganancia de transimpedancia: (seleccionable)     |   |
| Modo alta ganancia:                              | 0.06-0.075 mV/ $e^-$  |
| Modo baja ganancia:                              | 0.18-0.2 mV/ $e^-$  |
| Ruido de lectura:                                |   |
| Referido a la entrada:                           | < 2800 / 1000 $e^-$ rms alta y baja ganancia, respectivamente |
| Referido a la salida:                            | < 200 $\mu\text{V}$ rms                                       |
| Intervalo dinámico:                              | > $1 \times 10^4$ (2 V salida /200 $\mu\text{V}$ rms)         |
| Eficiencia cuántica promedio:                    | $\geq 40\%$   |
| Uniformidad de respuesta:                        | $\leq 8\%$  |
| Corriente oscura promedio:                       | < 100 $e^-$ /s @ T=6 K  |
| Capacidad de integración:                        | $1.0-3.0 \times 10^7 e^-$                                     |
| Ruido medio referido a la entrada:               | <1000 $e^-$ rms   |
| Temperatura de operación:                        | 4-10 K  |
| Tipo de salida:                                  | Inyección directa   |
| Disipación de energía:                           | $\approx 60 \text{ mW}$ @ 100% duty cycle                     |
| Modos de lectura:                                | -Integra mientras lee   |
| Muestreo doble correlacionado integrado al chip. | -Integra, luego lee   |

El arreglo está conformado por 320 columnas por 240 renglones de celdas unitarias o píxeles de 50 x 50  $\mu\text{m}$ . El detector puede operarse con 16 ó 32 salidas, las cuales están compuestas por 16 bloques de salida de 20 columnas. La Figura 5 muestra la disposición geométrica de los subsistemas del arreglo. Como puede apreciarse, se tienen dos registros de corrimiento que permiten direccionar los 240 renglones del arreglo. El registro del lado derecho se utiliza para conectar el píxel seleccionado al bus de salida mientras que el izquierdo permite reestablecer el voltaje de integración de la celda unitaria seleccionada. En la parte superior se encuentran las fuentes de corriente para operar las celdas unitarias y en la parte inferior del arreglo se encuentran los amplificadores de columna, los circuitos de muestreo y retención, así como el multiplexor de salida 20:1 que simultáneamente multiplexa las 16 columnas hacia los 32 *buffers* de salida. Es posible utilizar las 32 salidas del arreglo ó solamente 16. En el caso de 32 salidas, uno de cada par de salidas maneja las columnas pares, mientras que el otro maneja las columnas nones. Solamente se tendrá una salida a la vez, alternándose entre una columna par y una non en la salida correspondiente (i.e. la salida 1 (par) leerá las columnas 2,4,6,...,20 y la salida 2 (non) leerá las columnas 1,3,5,...,19) . Si se quieren utilizar 16 salidas en lugar de 32, se pueden unir las dos salidas del arreglo. Esto dará como resultado que las dos salidas tendrán la misma señal, alternando entre una columna par y otra non en la misma salida (i.e. salidas 1 y 2: 1,2,3,4,...,20, salidas 3 y 4: 21,22,23,24,...,40). La selección entre 16 o 32 salidas se hace a través de un voltaje de polarización (VEN2TO1), que en el modo de 16 salidas une los pares de salida correspondientes.

El arreglo únicamente permite 16 salidas simultáneas válidas a la vez; la diferencia entre 16 y 32 salidas es que en el modo de 16 salidas, la tasa de salida de datos es el doble que la tasa de salida de datos para 32 salidas, por lo que ambos modos de salida operan a la misma velocidad de cuadro.



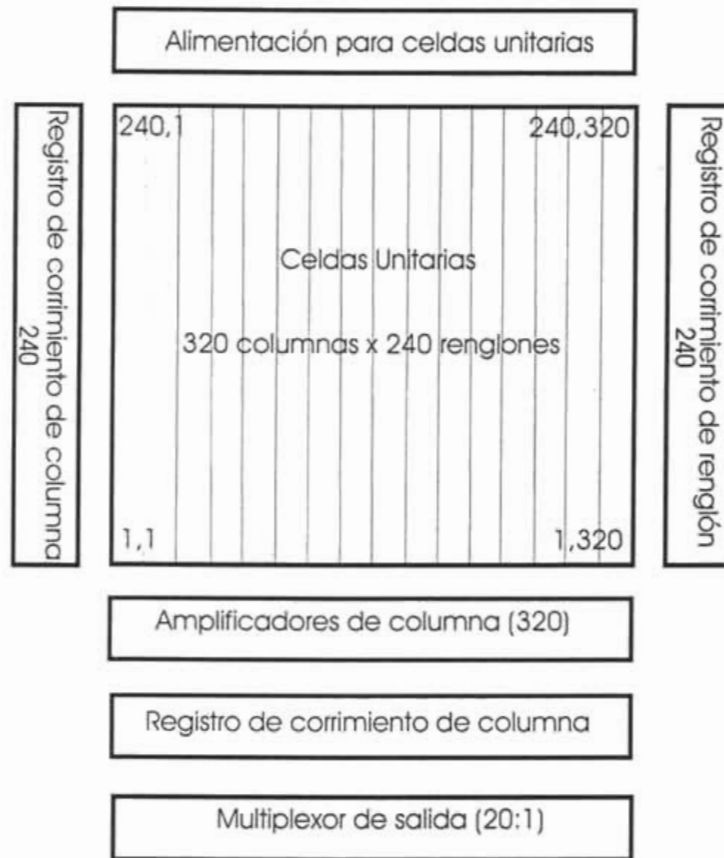


Figura 5. Componentes del detector IBC. Se muestran los registros de corrimiento de renglón y de columna, el multiplexor de salida, las alimentaciones y los elementos sensibles a la radiación.

La señal de cada píxel es enviada a su salida serial correspondiente por medio de dos multiplexores, uno "lento" que direcciona los 240 renglones del arreglo y uno "rápido" que direcciona las 320 columnas para cada renglón. Debido a que existen 16 salidas válidas simultáneamente por bloque, por cada renglón seleccionado se direccionan 16 columnas. Esto significa que hay 16 bloques de 20 columnas para el modo de 16 salidas. En el caso de 32 salidas, dos salidas manejan un bloque de 20 columnas; una salida maneja las columnas pares y la otra las nones. Los 20 x 240 píxeles por salida son leídos de manera serial con un circuito de muestreo y retención (*S/H*) por medio de los registros de corrimiento de renglones y columnas. Existe un tercer registro de corrimiento idéntico al de renglones el cual permite reestablecer el arreglo (*RESET*). La Figura 6 muestra un diagrama esquemático del arreglo entero, mostrando los registros de corrimiento para un solo píxel.

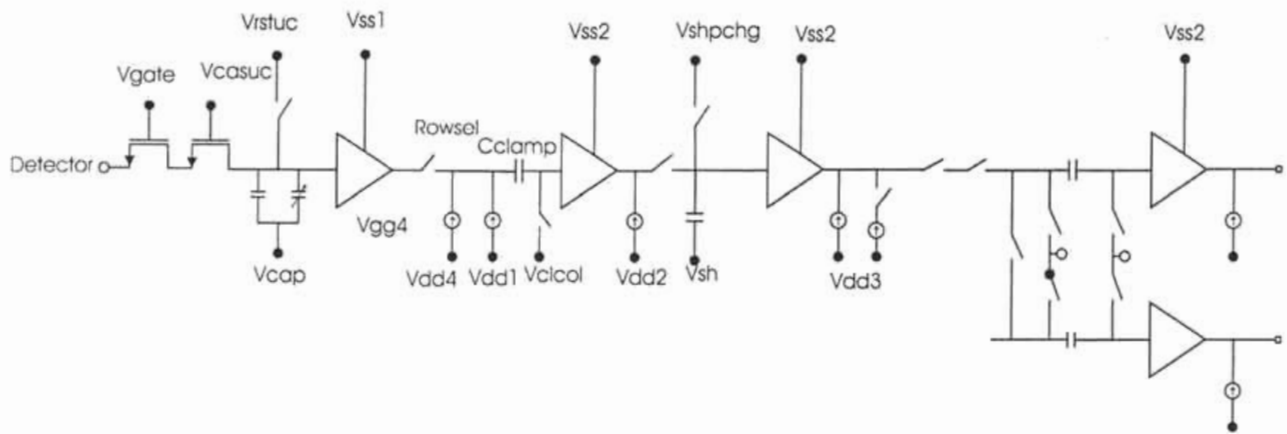


Figura 6. Diagrama a bloques del CR-774 que muestra el funcionamiento del arreglo para un sólo píxel.

El arreglo permite ser operado en dos modos de lectura:

- Integración durante lectura.

En este modo de operación se selecciona un renglón, el cual es reestablecido y leído mientras que los otros 239 se encuentran integrando. Al terminar de leer el primer renglón el registro de corrimiento selecciona al segundo, lo reestablece, lee y pasa al siguiente renglón, mientras que los demás siguen integrando. Al terminar de leer los 240 renglones, el arreglo regresa al primero después de un tiempo adicional de integración, definido por el usuario (que puede ser cero).

El tiempo de integración para un píxel en este modo de lectura es el tiempo necesario para seleccionarlo, reestablecerlo, leerlo, y en su caso, un tiempo de integración adicional definido por el usuario, es decir, el tiempo de cuadro más un tiempo de integración adicional.

En este modo de operación el tiempo de integración de cada renglón no es simultáneo, aunque si es idéntico para todos los renglones del detector.

- *Snapshot* (lectura después de integración).

En el modo de lectura *Snapshot* la carga en todos los píxeles es integrada simultáneamente y finalmente leída. Este modo de lectura es útil para tiempos de integración más largos y para casos en los que la radiación de fondo no es tan elevada. También puede ser utilizada para leer el detector rápidamente, ya que este modo de lectura no está limitado al tiempo de integración del arreglo. En este modo de operación el tiempo de integración se controla por medio de un voltaje de polarización conmutable  $V_{gate}$  y el arreglo puede ser reestablecido renglón por renglón o de manera simultánea.

### 3.1 Funcionamiento de la celda unitaria y la cadena de salida

La celda unitaria y su cadena de señal se muestran en la Figura 7. La celda unitaria está conformada por un MOSFET de entrada (*direct injection*) que funciona como buffer y otro MOSFET en configuración de seguidor de fuente. La corriente proveniente del detector se integra en dos capacitores en paralelo, uno de los cuales es variable (capacitor MOS), lo

que permite determinar la ganancia del detector; para operar a alta ganancia se selecciona una capacitancia pequeña y para baja ganancia una capacitancia mayor. La selección se realiza por medio de un voltaje de polarización (VCAP).

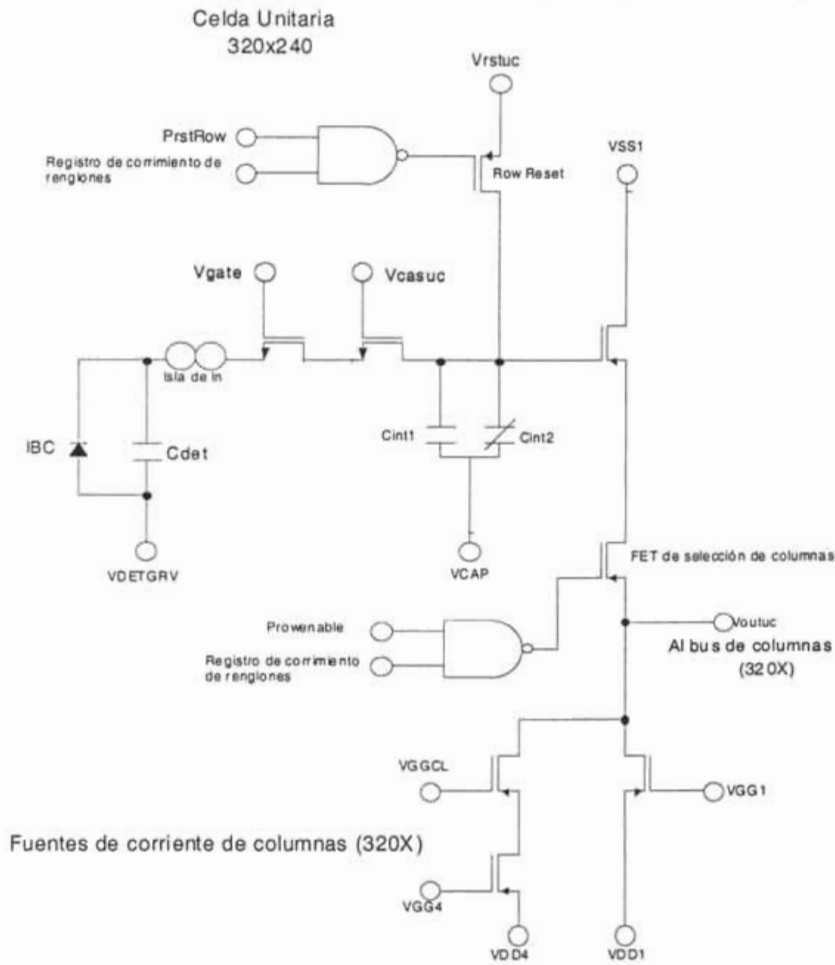


Figura 7. Celda unitaria.

Cuando este voltaje es de 0V, la capacitancia total es  $C_{int} = C_{int1} + C_{int2}$  (modo de baja ganancia); para  $V_{gate} = -5V$ ,  $C_{int2}$  se apaga y  $C_{int} = C_{int1}$  (modo de alta ganancia).

$C_{int1}$  tiene una capacitancia fija de alrededor de 45 pF, mientras que  $C_{int2}$  vale 0.1pF cuando se encuentra apagado.

La celda unitaria está conformada por dos MOSFETS ( $n$ ), un buffer ( $V_{gate}$ ) y un cascode ( $V_{casuc}$ ) que aíslan a la celda unitaria del capacitor de integración de tal forma que un cambio en el voltaje del capacitor no despolarice al nodo de entrada del píxel.

El detector se polariza por medio del voltaje  $V_{detgrv}$  y el MOSFET  $V_{gate}$ :

$$V_{det} = V_{gate} - V_{gs}(I_{det}) - V_{detgrv} \text{ (volts)}$$

El voltaje  $V_{gs}$  de  $V_{gate}$  dependerá de la corriente del detector. Como la corriente del detector depende del flujo de fotones incidentes, la polarización del detector también. Conforme el flujo aumenta, el voltaje de polarización del detector tiende a acercarse a la despolarización, aunque este efecto es pequeño para altos niveles de flujo, en donde el FET se encuentra invertido ( $V_{gs}$  del FET  $V_{gate}$  es mucho mayor al voltaje umbral). Para flujos bajos, la inversión del FET es mucho menor y el efecto de la despolarización es mayor.

La responsividad  $\mathfrak{R}$  del arreglo está dada por:

$$\mathfrak{R}_{AC} = \eta_{AC} \eta Z_i \text{ (volts/fotón),}$$

donde  $\eta_{AC}$  es la eficiencia de inyección de carga del MOSFET  $V_{gate}$ ,  $\eta$  es la eficiencia cuántica responsiva ( $\eta = (QE) * G$ , con QE- Eficiencia cuántica, G, ganancia interna del detector) y  $Z_i$  es la ganancia de transimpedancia, dada por:

$$Z_i = \frac{q}{C_{int}} G \text{ (volts/electrón)}$$

En donde  $q$  es la carga del electrón,  $C_{int}$  la capacitancia de integración del arreglo y  $G$  la ganancia de todos los MOSFETS (que se describe más adelante).

La eficiencia de inyección de carga se puede escribir:

$$\eta_{AC}(I_{det}) = \frac{g_m(I_{det}) * R_{det}(V_{det})}{1 + g_m(I_{det}) * R_{det}(V_{det})}$$

$g_m(I_{det})$  es la transconductancia del MOSFET  $V_{gate}$  ( $g_m = \frac{dV_{gs}}{dI_{det}}$  ( $1/\Omega$ )) y  $R_{det}(V_{det})$  es la impedancia dinámica inversa del detector ( $\Omega$ ).

Para niveles altos de flujo el MOSFET  $V_{gate}$  opera en inversión, por lo que  $g_m(I_{det})$  es grande y  $\eta_{AC}$  es cercano a la unidad.

Para flujos bajos, el MOSFET no opera en inversión,  $g_m(I_{det})$  es pequeño y  $\eta_{AC}$  es menor a la unidad.

El detector puede ser encendido o apagado al cambiar el valor de  $V_{gate}$  cuando este voltaje se hace positivo respecto a  $V_{detgrv}$  ( $V \geq 1.3V$ , voltaje de umbral del FET), la corriente del detector puede integrarse en el capacitor de integración de cada celda unitaria ( $C_{int}$ ). En el caso contrario en que el voltaje de polarización sea negativo, el FET se apagará y no permitirá la integración de carga del detector.

El detector es capaz de realizar doble muestreo correlacionado dentro del arreglo

La señal proveniente del detector es almacenada en el capacitor de integración. Esta señal se vuelve más negativa conforme transcurre la integración.

El nivel de reestablecimiento del capacitor es de  $-2 V$  ( $V_{rsrt}$ ) y para una integración completa llega hasta  $-4.5 V$ .

El doble muestreo correlacionado se lleva a cabo en los 320 circuitos de columna simultáneamente (ver Figura 8).

Durante un tiempo de integración, el lado derecho del capacitor de "muestreo correlacionado"  $C_{clamp}$  es forzado al voltaje de offset  $V_{clamp}$ . Del lado izquierdo el capacitor se encuentra almacenando la carga que se está integrando en la celda unitaria. Al apagar el voltaje  $V_{clamp}$ , el capacitor queda libre de almacenar la carga; en ese momento tiene la diferencia de voltaje  $V_{clamp} - V_{outuc}$ . A continuación la celda unitaria es reestablecida a  $V_{rst}$ , sumándose este voltaje a la señal previamente acumulada en el capacitor.

De esta manera se tiene un voltaje en el capacitor  $V(C_{clamp}) = V_{clamp} + V_{outuc} - V_{srst}$ , donde  $V_{outuc}$  está conformada por la señal del detector mas la señal base después del reestablecimiento ( $V_{srst}$ ), durante el período de la lectura de la señal. Al soltarse  $V_{clamp}$  y reestablecerse la celda unitaria,  $V_{outuc}$  está conformado solamente por la señal base de reestablecimiento de la celda. El voltaje final será muestreado al encender el interruptor  $P_{sh}$  por medio del capacitor de muestreo  $C_{sh}$ , para así transmitirlo, por medio de un amplificador (SF3) al multiplexor de salida.

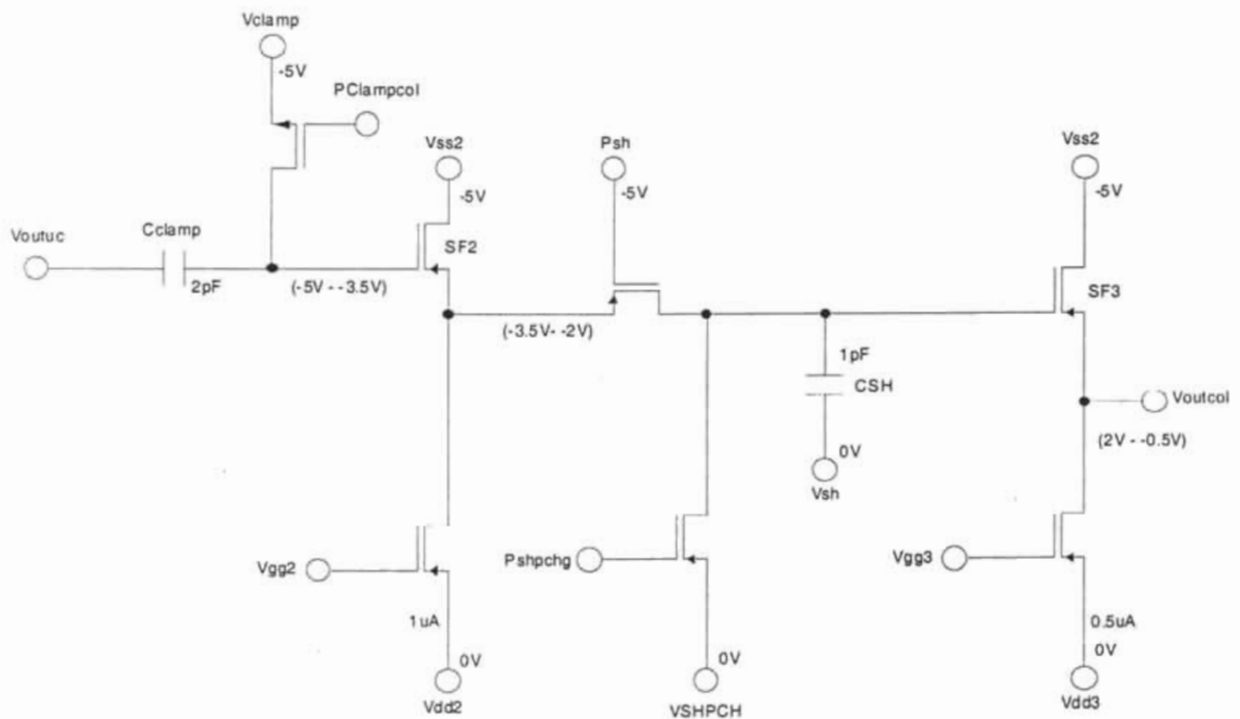


Figura 8. Circuito de columnas, contiene el sistema que implementa doble muestreo correlacionado y el sistema de S/H.

### 3.2 Multiplexor de salida

El multiplexor de salida permite la lectura simultánea de 16 o 32 píxeles. Para el caso de lectura de 16 salidas, el interruptor  $V_{en2to1}$  se encuentra encendido, paralelizando los dos canales de salida. El voltaje de salida se encuentra multiplexado en el tiempo entre columnas pares y columnas nones, efectuándose esto por medio de los interruptores  $P_{1to2}$  y  $P_{2to1}$ . El offset de salida se determina por medio de un cambiador de nivel, que determina el voltaje más apropiado para ser manejado por el amplificador de salida.

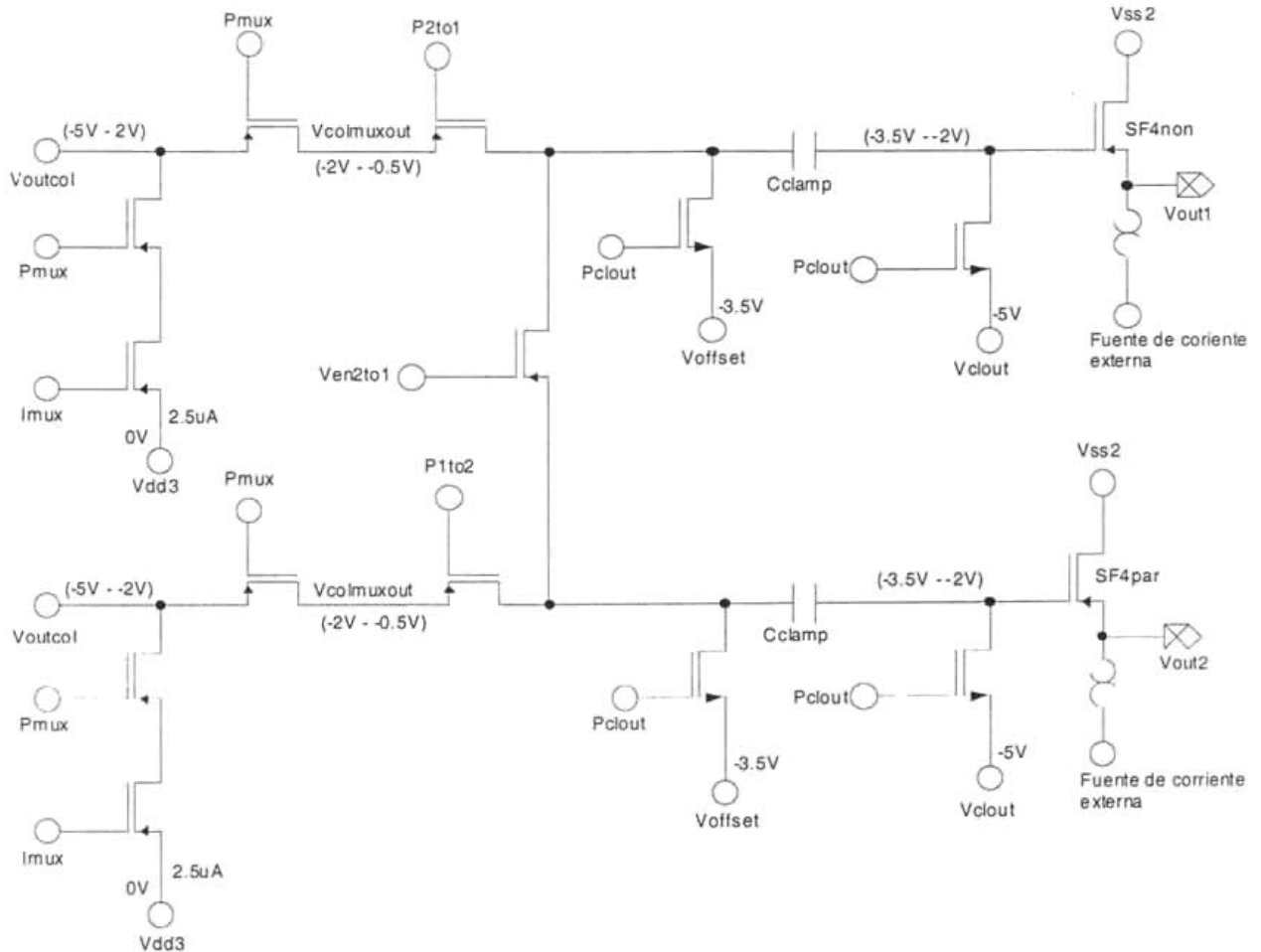


Figura 9. Multiplexor de salida.

### 3.3 Función de transferencia del arreglo

De la Figura 9 podemos ver que la cadena de salida para cada píxel está conformada por cuatro transistores tipo MOSFET, por lo que se puede escribir el cambio en el voltaje de salida del arreglo en función del voltaje en cada píxel o celda unitaria:

$$\Delta V_{out} = G_{pix} * G_{col1} * G_{col2} * G_{out} * \Delta V_{in} \quad (V),$$

donde  $G_{pix}$  es la ganancia del MOSFET de la celda unitaria,  $G_{col1}$  y  $G_{col2}$  son las ganancias de los dos transistores de selección de columna, respectivamente y  $G_{out}$  y  $\Delta V_{in}$  es el cambio de voltaje de entrada en la celda unitaria. La ganancia de todos los FETs en la cadena es de aproximadamente  $G=0.65$ .

El voltaje de salida también se puede escribir en función de la ganancia de transimpedancia:

$$\Delta V_{out} = Z_T \Delta n \quad (V)$$

$$\Delta n = \frac{C_{int} \Delta V_{in}}{q} \quad (e^-),$$

donde  $Z_T$  es la ganancia de transimpedancia del arreglo ( $V/e^-$ ) y  $\Delta n$  es el número de portadores de carga almacenados en la celda unitaria.  $Z_T$  se puede expresar como:

$$Z_T = \frac{q G_{pix} G_{col1} G_{col2} G_{out}}{C_{int}} \quad (V/e^-)$$

$q$  es la carga del electrón y  $C_{int}$  es la capacitancia de integración.

Utilizando las ecuaciones anteriores podemos obtener una expresión para el cambio en el voltaje de salida:

$$\Delta V_{out} = \frac{G_{pix} G_{col1} G_{col2} G_{out} q \Delta n}{C_{int}}$$

### 3.4 Operación del Arreglo

En esta sección se describen en detalle las componentes internas del detector, su funcionamiento y sus modos de operación. En base a estos parámetros se debe diseñar la electrónica de control y lectura del detector, así como los modos de operación que tendrá.

Como ya se explicó anteriormente, el arreglo CRC-774 permite ser operado en dos modos de lectura: Integra mientras lee y el modo integra luego lee. Se requiere de una serie de señales de temporización que permitan operar los distintos registros de corrimiento para implementar estos modos de lectura.

Para mayor claridad se describirá el funcionamiento de cada registro de corrimiento por separado.

#### 3.4.1 Registros de Corrimiento

Los registros de corrimiento del arreglo permiten el acceso a cada píxel, así como la implementación de distintos modos de lectura. El arreglo está compuesto por tres registros de corrimiento: uno para direccionar las columnas y otros dos para direccionar los renglones y reestablecer los píxeles del arreglo. La Tabla 2 muestra las fases necesarias para operar los registros de corrimiento del arreglo.



Tabla 2. Registros de corrimiento del detector IBC.

| Señal:                     | Voltaje:              | Función:  |
|----------------------------|-----------------------|---|
| $\Phi$ COLSTRT             | -5 – 0 V              | Bit de inicio para el registro de corrimiento de Columnas |
| $\Phi$ CCLK1               | -5 – 0 V              | Reloj 1 para registro de corrimiento de columnas          |
| $\Phi$ CCLK2               | -5 – 0 V              | Reloj 2 para registro de corrimiento de columnas          |
| $\Phi$ MUX <sub>ODD</sub>  | -5 – 0 V<br>(interno) | Señal de selección de columna de salida                   |
| $\Phi$ MUX <sub>EVEN</sub> | -5 – 0 V<br>(interno) | Señal de selección de columna de salida                   |
| $\Phi$ ROWSTRT             | -5 – 0 V              | Pulso de propagación para renglones                       |
| $\Phi$ RRESTRT             | -5 – 0 V              | Pulso de propagación para renglones (reset)               |
| $\Phi$ ROWEN               | -5 – 0 V              |   |
| $\Phi$ RSTROW              | -5 – 0 V              |   |
| $\Phi$ RCLK1               | -5 – 0 V              | Reloj 1 para registro de corrimiento de renglones         |
| $\Phi$ RCLK2               | -5 – 0 V              | Reloj 2 para registro de corrimiento de renglones         |

### 3.4.2 Registro de Corrimiento de Columnas

El registro de corrimiento de columnas utiliza cinco señales de temporización,  $\Phi$ Colstrt,  $\Phi$ CCLK1,  $\Phi$ CCLK2,  $\Phi$ MUX<sub>odd</sub> y  $\Phi$ MUX<sub>even</sub>. Las últimos dos se derivan internamente de las fases de columna.  $\Phi$ Colstrt es el pulso de propagación para los registros de columna y se controla por medio de  $\Phi$ CCLK1 y  $\Phi$ CCLK2, que deben estar anidados como muestra la Figura 9.

El pulso  $\Phi$ Colstrt se propaga por medio de las fases  $\Phi$ CCLK1 y  $\Phi$ CCLK2 debe darse cada 20 columnas, además de ser necesario hacer la lectura de un cuadro completo para inicializar los registros de corrimiento correspondientes.

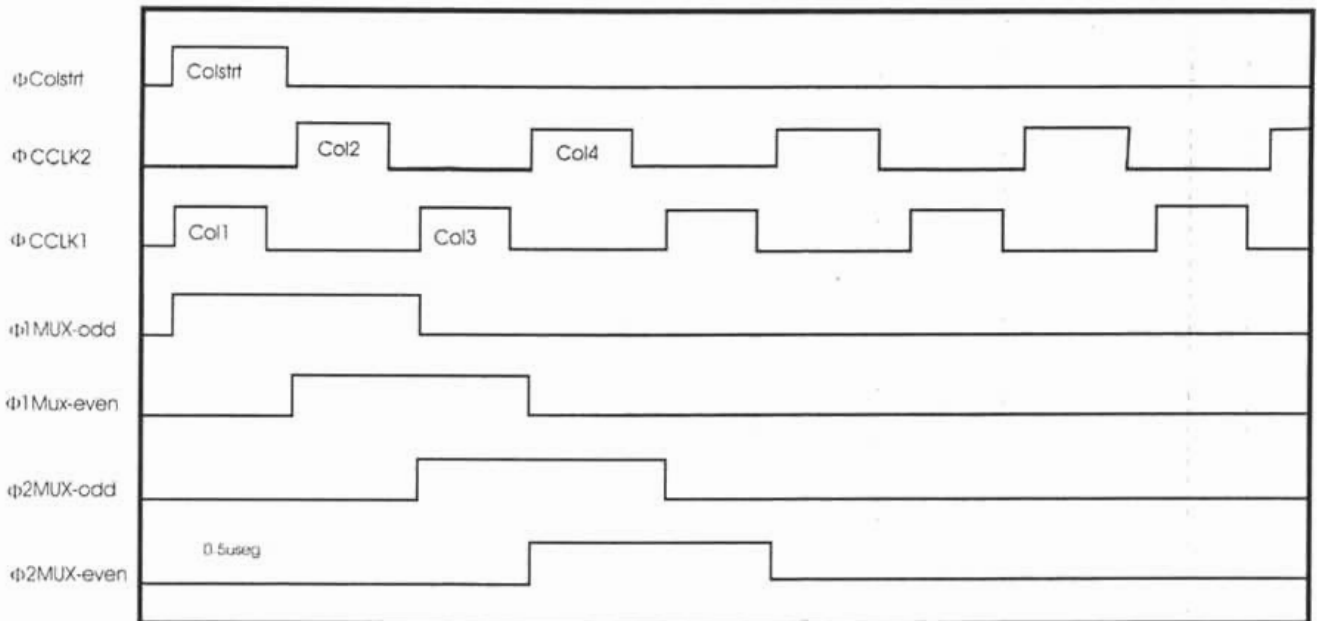


Figura 9. Fases para el control del registro de corrimiento de columnas.

### 3.4.3 Registro de Corrimiento de Renglones

El funcionamiento de los dos registros de corrimiento de renglón para reestablecimiento y lectura, son similares al registro de corrimiento de columnas, teniendo dos fases anidadas  $\Phi_{RCLK1}$  y  $\Phi_{RCLK2}$  que propagan los pulsos  $\Phi_{Rowstrt}$  y  $\Phi_{Resstrt}$ .

### 3.4.4 Voltajes de polarización temporizados

El detector IBC requiere de tres voltajes de polarización temporizados: VGATE, VGG4 por medio de VGGCL.

El primero (VGATE) permite la polarización del detector y así como el paso de la fotocorriente hacia el capacitor de integración. Solamente se utiliza como temporizador en el modo de lectura de integración después de lectura (snapshot), y es el que determina el tiempo de integración. En los demás modos de lectura es un voltaje fijo.

El voltaje VGG4 es activado por medio de VGGCL y se utiliza para activar el amplificador de salida SF1 de la celda unitaria durante la lectura del renglón correspondiente.

## 4. Electrónica

El sistema electrónico manejará el detector, así como sus sistemas de adquisición, procesamiento y despliegue de señales se describe en esta sección.

### 4.1 Circuito integrado de control

La empresa *Rockwell Scientific* ha diseñado un circuito integrado que permite sustituir una gran parte de la electrónica convencional de un sistema de adquisición de imágenes ópticas o infrarrojas<sup>(36)</sup>.

El circuito integrado (ASIC) permite simplificar dramáticamente, tanto en complejidad como en tamaño, peso y disipación de energía el diseño de un instrumento infrarrojo.

Consiste en un circuito integrado que contiene la circuitería necesaria para realizar las tareas de temporización, polarización y adquisición de datos del detector (preamplificación y conversión analógica a digital); además este sistema permite ser operado a temperaturas criogénicas y solamente requiere de un voltaje de alimentación, un reloj maestro y una referencia de voltaje.

Este circuito permite operar hasta 32 canales de entrada con conversión analógica a digital de 500 KHz @16 bits y de 10 MHz @12 bits. Adicionalmente, cuenta con cuatro canales diseñados para digitalizar señales provenientes del crióstato (temperatura, posición de filtros, etc.) y 32 salidas de temporización programables. El circuito integrado está diseñado alrededor de un microcontrolador programable de 16 bits (in situ). Este circuito integrado simplificaría mucho la electrónica del instrumento, pero tiene la desventaja de que su costo es muy elevado, cercano a 50 000 USD.

### 4.2 Sistema de temporización

El detector requiere para su operación de 15 señales de temporización digitales (0/5 V) y de dos señales de polarización temporizadas que son generadas por medio de un sistema secuenciador basado en un DSP y lógica digital adicional de alta velocidad. Las palabras provenientes del DSP son optocopladas para disminuir el ruido de interferencia y darles el nivel de voltaje apropiado. Su programación prevé los dos modos de lectura *snapshot* e *integra-mientras-lee*.

### 4.3 Sistema de polarización y calibración

El detector requiere para su operación de una serie de voltajes de polarización muy estables, que permiten minimizar el ruido, seleccionar el pozo de integración, operar los diversos registros de corrimiento y los circuitos de muestreo internos al arreglo, así como los voltajes y referencias necesarios para los preamplificadores y convertidor analógico a digital. En la Tabla 3 se listan los voltajes de polarización con los cuales opera el detector.

Tabla 3. Voltajes de temporización del detector IBC.

|    | Voltajes de polarización Temporizados: | de Valor (V):                     | Notas:  |
|----|--|-----------------------------------|---|
| 1  | $V_{GGCL}$                             |                                   |   |
| 2  | $V_{GATE}$                             |                                   | Modo snapshot, conecta o desconecta el píxel a la celda unitaria  |
|    | <b>Voltajes de polarización:</b>       |                                   |   |
| 3  | $V_{SUB}$                              | 0.0                               | Voltaje del sustrato del ROIC.  |
| 4  | $V_{CAP}$                              | 0.0<br>-5.0                       | Control del tamaño del capacitor de integración, $V_{CAP}= 0$ V: Cint2 encendido,<br>$V_{CAP} = -5$ V: Cint2 apagado. |
| 5  | $V_{GATE}$                             | -4.0<br>encendido<br>-6.0 apagado | Modo integra mientras lee, determina el voltaje del detector junto con $V_{DETGRV}$ .                                 |
| 6  | $V_{CASUC}$                            |                                   |   |
| 7  | $V_{RSTUC}$                            |                                   |   |
| 8  | $V_{DETGRDRG}$                         |                                   |   |
| 9  | $V_{DETGRV}$                           | -6.3 - -6.8                       | Común del detector,<br>$V_{DETGRV}=V_{GATE}-V_{UMBRAL}-V_{BIAS}$ ,<br>$V_{BIAS}$ = voltaje inverso del detector.      |
| 10 | $V_{CLCOL}$                            |                                   |   |
| 11 | $V_{SHPCHG}$                           |                                   |   |
| 12 | $V_{SH}$                               |                                   |   |
| 13 | $V_{OFFSET}$                           |                                   |   |
| 14 | $V_{CLOUT}$                            |                                   |   |
| 15 | $V_{PW}$                               |                                   |   |
| 16 | $V_{SS1}$                              | -5.5                              | Alimentación para los seguidores de fuente ( SF) de las celdas unitarias.   |
| 17 | $V_{SS2}$                              | -5.5                              | Alimentación para el resto de los seguidores de fuente (SF) del arreglo.  |
| 18 | $V_{DDD}$                              | 0.0                               | Tierra de la circuitería digital.   |
| 19 | $V_{DD1}$                              | 0.0                               | Tierra para seguidores de fuente SF1  |
| 20 | $V_{DD2}$                              | 0.0                               | Tierra para seguidores de fuente SF2  |
| 21 | $V_{DD3}$                              | 0.0                               | Tierra para seguidores de fuente SF3.   |
| 22 | $V_{DD4}$                              | 0.0                               | Tierra para seguidores de fuente SF4.   |
| 23 | $V_{GG1}$                              | $\approx -1.8$                    | Ajuste de corriente de GATE   |

|    |              |                |  |
|----|--------------|----------------|--|
|    |              |                | para SF1 (fuente primaria de corriente para los SF1).              |
| 24 | $V_{GG2}$    | $\approx -1.8$ | Ajuste de corriente para los SF2 del registro de columnas          |
| 25 | $V_{GG3}$    | $\approx -1.8$ | Ajuste de corriente para los SF3 del registro de columnas.         |
| 26 | $V_{GG4}$    | $\approx -1.8$ | Ajuste de corriente auxiliar para los SF1 de las celdas unitarias. |
| 27 | $V_{NEG}$    |                |  |
| 28 | $V_{EN2TO1}$ | 0.0 , -5.0     | Control para operación en 16 o 32 salidas                          |
| 29 | $I_{MUX}$    |                |  |

Dados estos voltajes, es necesario diseñar una tarjeta de polarización para la alimentación del detector, las referencias y voltajes de offset de los convertidores Analógicos a Digital, la electrónica de lectura, etc.

Como se puede apreciar de la tabla, el detector requiere de 29 voltajes de polarización, algunos de los cuales son temporizados. Algunos voltajes son generados internamente. Estos voltajes de polarización son generados por medio de convertidores Digital a Analógico para permitir una calibración por computadora desde la interfaz de usuario. Los convertidores DAC que se utilizarán son los DAC 8420, que constan de cuatro convertidores DAC de 12 bits seriales dentro de un mismo circuito integrado.

La palabra serial de estos convertidores es de 16 bits, lo cual deja libres 4; 2 bits para seleccionar internamente los DACs individuales y 2 bits para seleccionar, por medio de un de-multiplexor externo, a cuatro DACs independientes. Esto nos permite utilizar 16 voltajes de polarización independientes con una palabra de 16 bits. Se pueden utilizar también los dos bits de selección de convertidor interno para seleccionar otros cuatro DACs externos. Adicionalmente a los DACs, la tarjeta de calibración incluye referencias de voltaje de precisión.

El sistema debe incluir la opción de calibrar estos voltajes manualmente, en caso de que alguna componente llegara a fallar. La decodificación de la palabra de entrada de 16 bits puede realizarse por medio de lógica digital o utilizando un microcontrolador o DSP, lo cual permite darle mayor flexibilidad al diseño.

#### 4.4 Sistema de preamplificación y conversión AD

Las componentes medulares del sistema de adquisición de datos del instrumento se basan en el preamplificador así como en el convertidor analógico a digital ya que de ellos depende en gran medida la precisión de los datos obtenidos del detector.

El detector será operado en el modo de lectura de 16 salidas. Se cuenta con 8 convertidores analógico a digital (ADC) de 16 bits con ancho de banda de 2 MHz; 500 ns de tiempo de conversión: 200 ns S/H , 300 ns A/D. Cada una de las salidas del detector cuenta con un preamplificador en su tarjeta utilizando un FET y la señal es enviada hacia un conector de vacío que permite la conexión al preamplificador y multiplexor que se

encuentran en una computadora tipo industrial (SBC) ubicada en la platina del telescopio y que se describe más adelante.

Ocho de las 16 salidas serán seleccionadas a la vez por medio de un multiplexor analógico 2:1 implementado con interruptores analógicos de alta velocidad y se utilizará un convertidor ADC por cada dos salidas. El diagrama a bloques de la etapa de preamplificación y salida se muestra en la Figura 12.

## 4.5 Convertidor Analógico a Digital A/D

El convertidor analógico a digital que se utilizará (ADC4322, *Analogic*) es un circuito híbrido del tipo de muestreo de 16 bits de resolución con velocidad de conversión de 2 MHz y circuito de muestreo y retención (S/H) integrado. El convertidor incluye su propia referencia de voltaje y circuitos de temporización internos. El intervalo de señal de entrada puede ser configurado para voltajes entre 0 V-10 V,  $\pm 2.5$  V,  $\pm 5$  V y  $\pm 20$  V, para aprovechar al máximo el intervalo dinámico del convertidor. El intervalo de entrada para el cual está optimizado es de 10 Vpp.

Este convertidor utiliza dos pasos para realizar una conversión (Figura 11). El primer paso comienza con una transición de bajada del pulso de disparo *Trigger*, el cual coloca al circuito de muestreo y retención en el modo de retención (Hold) y dispara la lógica de temporización. La señal de entrada (10V) es atenuada ( $A=0.2$ ; 2 Vpp) para adecuarse a los niveles del convertidor e introducida a un convertidor A/D de 10 bits; 35 ns después, la señal de 9 bits convertida es alimentada hacia un circuito lógico representando los bits más significativos (MSB) de la conversión y a su vez alimentada a un DAC de 16 bits, cuya salida será comparada de nuevo con la señal de entrada del convertidor en el segundo paso.

En el segundo paso la señal de salida del circuito S/H y la señal de 9 bits del DAC de 16 bits son restadas; el resultado es el error de cuantización de 9 bits del DAC (19.5 mVpp). Este error es amplificado con ganancia  $A=25.6$ , lo cual corresponde a 0.25 de la señal en escala completa del convertidor; esta señal es a su vez digitalizada a 10 bits, lo cual corresponde a los 9 bits menos significativos (LSB). Los bits más significativos obtenidos en el primer paso se combinan con los nuevos bits menos significativos, con un traslape de dos bits en un circuitos digital. Los datos digitalizados pueden ser leídos a la salida (*3state*). Al finalizar este paso, el convertidor vuelve al modo de muestreo (*sample*).

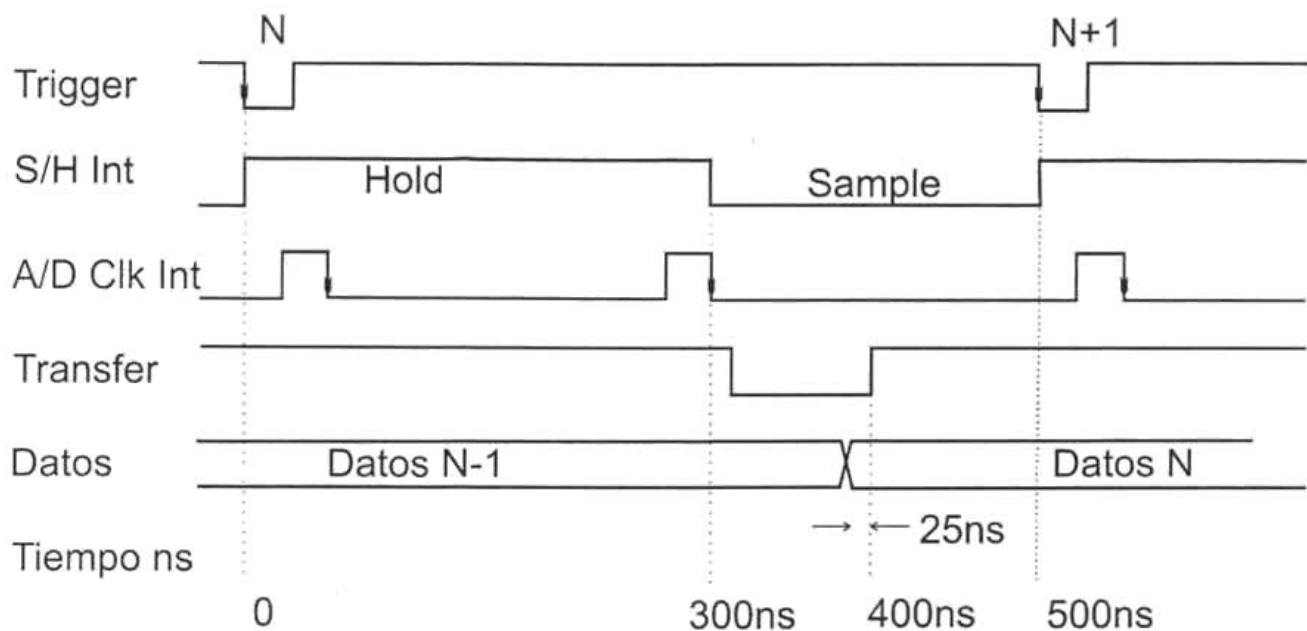


Figura 10. Temporización del ADC4322

La Figura 10 muestra el diagrama de temporización del convertidor ADC4322 y la Figura 11 el principio de operación de esta componente.

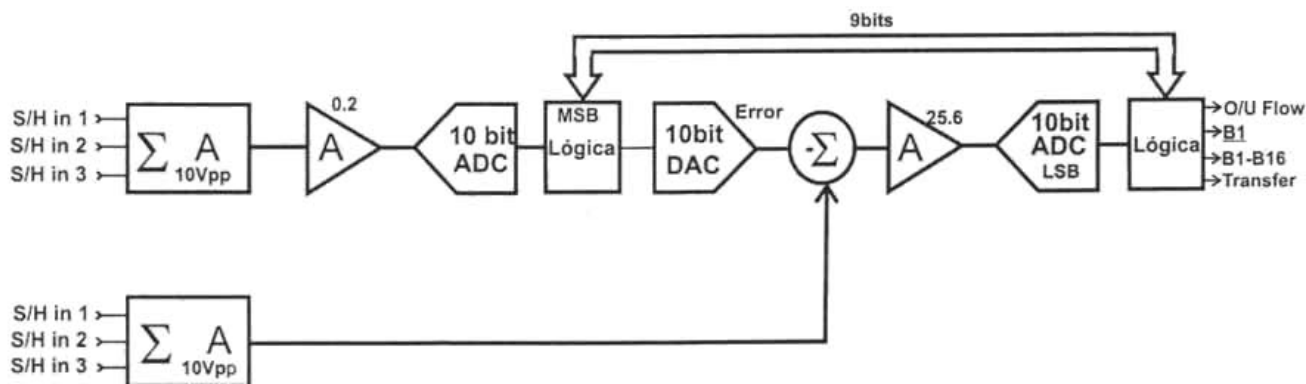


Figura 11. Principio de funcionamiento del convertidor A/D ADC4322.



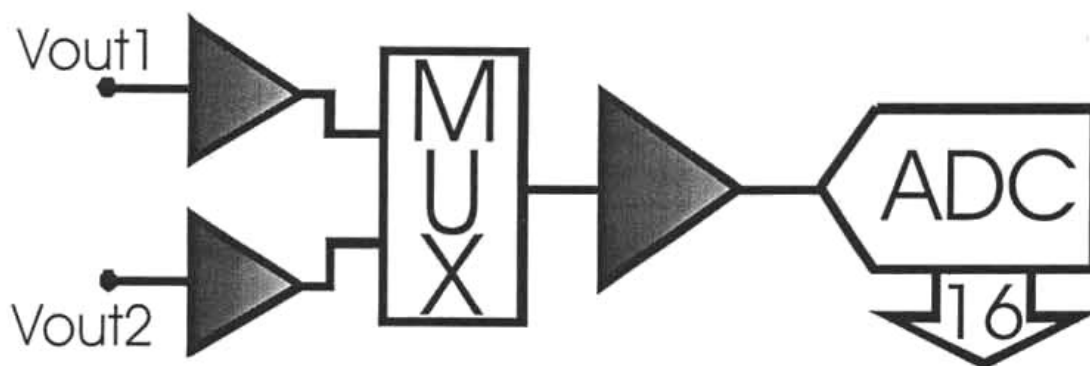


Figura 12. Multiplexor de salida y digitalización.

#### 4.6 Sistema de adquisición y procesamiento de datos

Este sistema se encarga de capturar y procesar las imágenes en bruto entregadas por el sistema de detección. Se utiliza una tarjeta de procesamiento de imágenes basada en un DSP.

#### 4.7 Control de motores

El sistema optomecánico del instrumento permite varios modos de operación, lo cual implica que es necesario mover ciertas componentes dentro de la botella criogénica, como filtros, rejillas de difracción, espejos, diafragmas, etc.

El diseño de este instrumento contempla el uso de motores criogénicos internos para evitar el uso de traspasadores. Se escogieron unos motores de pasos diseñados para ambientes extremos: permiten ser operados en vacío de hasta  $10^{-13}$  bar y a temperaturas en el intervalo de 3.15 – 590 K. (Su precio es de aproximadamente 1000 USD).

Estos motores son pequeños (19 mm de diámetro) con 200 pasos por revolución, imprimen torcas de hasta 3.8 Nm

Dado que estos motores serán operados en condiciones superconductoras, a temperaturas de alrededor de 20 K, la resistencia de los embobinados tiende a cero, lo cual impone el uso de fuentes de corriente para la operación de estos dispositivos. El controlador consiste en un circuito integrado para control de motores estándar con fuentes de corriente montadas a las salidas de control para cada bobina.

Se utilizarán dos motores, uno para el movimiento de la rueda de filtros y otro para la selección de la rejilla de difracción para el modo espectroscópico y un espejo plano para la cámara directa.

## 4.8 Lectura de transductores

Es necesario conocer los parámetros internos del contenedor criogénico como son la presión interna, posición de las ruedas de filtros y rejillas, posición de diafragmas, rendijas y orificios (*pinoles*), posición de temperatura del detector, temperatura ambiente dentro del crióstato para operar el sistema de manera óptima.

Para esto se requiere de una tarjeta de acondicionamiento para cada uno de los transductores del sistema que proporcione la polarización necesaria y que permita la lectura, amplificación y conversión analógica a digital de cada uno de ellos. La mejor opción para la lectura y digitalización de estos transductores es utilizar una tarjeta de adquisición de datos. Se adquirió una tarjeta de bajo costo y alta resolución de National Instruments (PCI6035E) que permite la lectura de 16 entradas analógicas a 200KS/s y 16 bits.

### **Sensores de posición**

Los transductores que se utilizarán para determinar la posición de las ruedas de filtros y rejillas serán transductores de efecto Hall criogénicos. En la rueda de filtros se fijan uno o más imanes y en una base fija frente a la rueda y a la misma altura a la que se encuentre el imán sobre la rueda, se coloca el sensor. Con esto, al pasar el imán frente al transductor se generará una señal indicando que la rueda se encuentra en la posición cero. Existen sensores de efecto Hall que pueden ser operados bajo condiciones criogénicas, desde 4.2 hasta 375K. Estos son de tipo transversal, en el cual el campo magnético es perpendicular al sensor. Un sensor de efecto Hall (Figura 13) entrega un

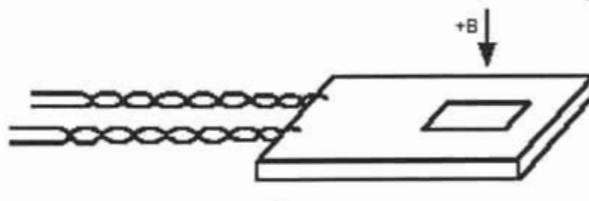


Figura 13. Sensor de efecto Hall tipo transversal.

voltaje que es proporcional al campo magnético  $B$ , a la sensibilidad  $d$  del detector  $S$  y al seno del ángulo entre el campo magnético y el sensor  $\theta$ :  $V_H = BSs \sin \theta$ . Si sobre la rueda se instala uno o más imanes, es posible determinar, junto con los pasos del motor, la posición de un filtro, rejilla, etc.

### **Sensores de temperatura**

El crióstato requiere de al menos dos sensores de temperatura, uno para determinar la temperatura del detector y otro que mida la temperatura del interior del crióstato en uno o más sitios. Existe una serie de detectores de temperatura que pueden ser utilizados para las temperaturas criogénicas de este instrumento, desde juntas de Silicio o Arseniuro de Galio hasta termopares.

Los sensores que mejor se adaptan a las necesidades de este sistema son las juntas de silicio, ya que son de bajo costo, fáciles de manejar y operan dentro del intervalo de temperaturas requerido, además de ser fabricados sin encapsulado, con la junta

expuesta, para una respuesta térmica más veloz . El intervalo de operación de estos dispositivos es de 1.4 a 325 K.

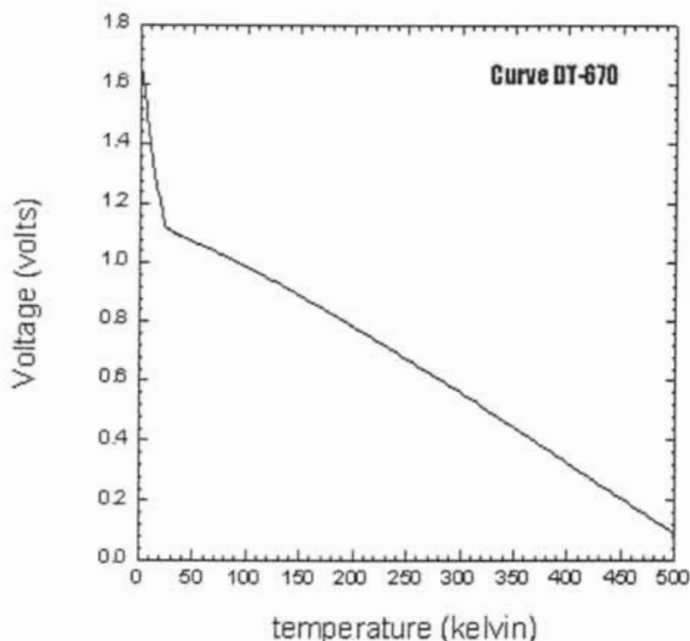


Figura 14. Curva característica para sensores de temperatura de Si. (Lakeshore, Inc.)

Estos sensores responden a una curva característica de voltaje contra temperatura que se muestra en la Figura 14. Para su operación, requieren de una fuente de corriente de precisión de  $10 \mu\text{A}$ . La señal de voltaje de estos sensores será leída con la tarjeta de adquisición de datos para ser desplegados en la computadora de control del instrumento.

### ***Sensores de presión***

Existen dos tipos de sensores de presión para medir la calidad del vacío dentro de una botella criogénica, los de tipo termopar y los de ionización. Ambos son complementarios ya que en conjunto, permiten medir el intervalo de presión atmosférica desde 1 Torr hasta  $10^{-10}$  Torr. Para el caso de los crióstatos para instrumentación astronómica, se requiere medir presiones hasta de aproximadamente  $10^{-5}$  Torr. Los transductores de presión por termopar típicamente son capaces de medir desde la presión atmosférica hasta alrededor de  $10^{-3}$  Torr. Su principio de operación se basa en medir el cambio de conductividad térmica de un gas en función de su presión. Se tiene un filamento a través del cual fluye una corriente constante, cuya temperatura es monitoreada por medio de un termopar. Se mide la temperatura del filamento, que aumentará conforme disminuya la

presión del gas. Estos sensores tienen la desventaja de ser de respuesta lenta. Para obtener lecturas de presiones aún más bajas, se requiere utilizar medidores de presión de tipo ionización. Estos sensores miden presiones de hasta  $10^{-10}$  Torr. Se basan en la emisión de electrones por medio de un filamento de Tungsteno que chocan con los átomos del gas cuya presión se requiere medir y los ionizan. Se tiene un colector y acelerador de electrones, conformado por una reja con un voltaje positivo con respecto al filamento. Un colector de iones opera a 0 V y se mide el voltaje que es función de la presión del gas.

## 5. Lectura y Análisis de Datos

Debido a la alta radiación de fondo a la que está expuesta un detector para el mediano infrarrojo, a pesar de su tamaño de pozo mayor, éste se saturará muy rápidamente, por lo que es necesario repartir el tiempo de integración entre varias lecturas independientes que luego se suman para obtener una imagen con el tiempo de integración equivalente a la suma de todos los subtiempos de integración. Las imágenes se suman digitalmente en una tarjeta de preprocesamiento, y solamente se almacena la imagen correspondiente a la suma de todas las imágenes que conforman un tiempo de integración dado.

Esto hace que este tipo de detectores tenga que ser leído a alta velocidad para evitar la saturación.

En general, el tiempo mínimo de lectura de un arreglo depende del modo de lectura que se seleccione.

En general, en los instrumentos infrarrojos no se utilizan obturadores para determinar el tiempo de integración, principalmente por la necesidad de enfriar esta componente y en segundo lugar, debido a que se requiere que ésta pueda ser accionada rápidamente. El tiempo de integración se controla a través de una serie de pulsos que reestablecen el arreglo y lo exponen nuevamente a la radiación.

### Software / Interfaz de Usuario

Para operar el instrumento se requiere de una serie de paquetes de programación que permita la interacción con el usuario. Estos paquetes, instalados en una computadora separada ubicada en el cuarto de observación del telescopio, realizan la calibración así como el manejo del instrumento en una y se conectan a la computadora SBC que alberga al instrumento vía *ethernet*. Los paquetes principales son la consola de control del instrumento para realizar observaciones y la consola de ingeniería del instrumento, que permite su diagnóstico y calibración. También se requiere la interacción y sincronía con un sistema separado (existente) de control de las oscilaciones del secundario (*chopping*)



# Capítulo 4. Diseño conceptual del sistema óptico de un instrumento para el infrarrojo medio basado en un detector IBC

## 1. Requerimientos observacionales

Las observaciones astronómicas bidimensionales en el intervalo del infrarrojo mediano representan un campo nuevo y dinámico con múltiples aspectos que requieren de distintas técnicas de observación. Existen básicamente cuatro tipos de modos de observación en Astronomía: fotometría / imagen directa, espectroscopía, polarimetría e interferometría. Cada uno de estos instrumentos permite atacar distintos fenómenos, por lo que es importante que un instrumento abarque la mayor cantidad de modos de observación posibles sin complicar demasiado el instrumento.

El fotómetro permite medir la intensidad de radiación de una fuente dentro de un ancho de banda determinado por un filtro. El espectrógrafo permite estudiar la distribución de energía de una fuente en función de la longitud de onda. El polarímetro permite derivar información geométrica de la región de interés por medio de un material birrefringente (modulador) el cual es sensible al plano de vibración de la luz incidente con un polarizador. El interferómetro utiliza relaciones de fase coherentes para conseguir efectos de interferencia.

En el caso particular del instrumento que aquí se presenta, se incluirá tanto un modo de cámara directa con reductor focal 2:1 y una serie de filtros, así como un modo espectroscópico con dos rejillas de difracción.

El primer parámetro que se debe de tomar en cuenta es el ancho de banda espectral del detector en conjunto con las ventanas atmosféricas en ese intervalo. Para el caso del detector IBC se pueden definir los intervalos de observación en función de las siguientes ventanas atmosféricas generales de 2 a 30  $\mu\text{m}$  (Tabla 1).

Tabla 1. Bandas atmosféricas definidas por B. Jones <sup>(10)</sup>.

| Ventana | $\lambda$ inicial ( $\mu\text{m}$ ) | $\lambda$ final ( $\mu\text{m}$ ) |
|---------|-------------------------------------|-----------------------------------|
| K       | 1.96                                | 2.48                              |
| L       | 3.06                                | 4.03                              |
| M       | 4.5                                 | 5.1                               |
| N       | 8.1                                 | 13.1                              |
| Q       | 15.5                                | 26.5                              |

En base a estas ventanas se definen los filtros que se utilizarán en el sistema. Para maximizar la eficiencia del sistema, el ancho de banda de estos filtros debe encontrarse dentro de la zona de máxima transmisión de la ventana atmosférica correspondiente. Tanto los filtros como las ventanas atmosféricas no son idénticos para cada observatorio y dependen del fabricante y de las condiciones del sitio de observación, respectivamente.

## 2. Escala de placa

La escala de placa  $EP_{Tel}$  de un telescopio se puede describir como el número de grados, minutos o segundos de arco que corresponden a un número de centímetros o milímetros en el plano focal.

En general la escala de placa debe ser tal que un píxel sea de al menos la mitad del tamaño de una fuente puntual al límite de difracción. Esto significa que el arreglo deberá ser leído espacialmente de acuerdo al teorema de muestreo de Nyquist.

La escala de placa de un telescopio se define como:

$$EP_{Tel} = \frac{206265}{F_{Tel}} \text{ ["/mm]} \quad (1)$$

y

$$F_{Tel} = D_{Tel} * f / \#_{Tel} \text{ [mm]}, \quad (2)$$

en dónde  $D_{Tel}$  es el diámetro del telescopio en mm,  $F_{Tel}$  es la distancia focal del telescopio en mm, y  $f/\#_{Tel}$  es el cociente adimensional de  $F_{Tel}$  y  $D_{Tel}$ , con  $1 \text{ rad} = 206265 \text{ ''}$  y  $2 \pi \text{ rad} = 360^\circ$ .

Para el caso del telescopio de 2.1m del OAN-SPM, utilizando el secundario  $f/27$  ( $F_{Tel} = 56.7E3 \text{ mm}$ ), se tiene una escala de placa de  $3.64 \text{ ''/mm}$  o  $0.182 \text{ ''/pix}$ . El ángulo subtendido en el cielo por un píxel está dado por la relación:

$$\theta = EP_{Tel} d_{pix} \quad (3)$$

siendo  $d_{pix}$  el tamaño de cada píxel en mm. En el caso del detector IBC, utilizando la escala de placa de  $3.64 \text{ ''/mm}$  y tamaños de píxel de  $50 \mu\text{m}$  por lado, se obtiene  $\theta=0.182 \text{ ''}$ .

La escala de placa del detector se puede expresar como <sup>(4, Págs. 73-76)</sup>:

$$\theta_{pix} = \frac{206265 * d_{pix}}{D_{Tel} * f / \#_{cam}} \quad (4)$$

con



$$f/\#_{cam} = F_{cam} / D_{cam} \quad (5)$$

tenemos:

$$m = \frac{EP_{Tel}}{EP_{Det}} \quad (6)$$

Para nuestro sistema, por ser un reductor focal, se tiene que  $m=0.5$ , y  $f/\#_{cam} = 13.5$ , con  $EP_{det} = 7.28 \text{ "/mm}$  o  $1.092 \text{ "/pix}$ .

El límite de difracción de un telescopio  $\theta_{Tel}$ , en función de su diámetro y la longitud de onda de observación, está dado por:

$$\theta_{tel} = 1.22 \frac{\lambda}{D_{tel}}, \text{ [rad]} \quad (7)$$

o bien,

$$\theta_{tel} = \frac{1.22 * (206265) \lambda}{D_{tel}}, \text{ ["} \quad (8)$$

El límite de difracción  $\theta$ , para el telescopio de 2.12 m en SPM, observando a longitudes de onda desde el visible hasta en infrarrojo medio y un estimado del seeing promedio de SPM @  $0.5 \mu\text{m}$  (0.65 arcsec) y asumiendo que  $r_0$  es proporcional a  $\lambda^{6/5}$  y  $\Phi_{seeing} = \lambda/r_0$  se muestra en la Tabla 2:

**Tabla 2. Comparación del diámetro del disco de Airy con el diámetro del seeing promedio para longitudes de onda desde el visible (0.5 $\mu\text{m}$ ) hasta el mediano infrarrojo (10 $\mu\text{m}$ ).**

| Longitud de onda ( $\mu\text{m}$ ) | Límite de difracción (")<br>Radio de Airy<br>( $1.22\lambda/D$ ) | Límite de difracción (")<br>$\Phi_{Airy}$ FWHM<br>( $2.04\lambda/D$ ) | Seeing Promedio(")<br>$\Phi_{seeing}$ | Limitado por seeing<br>$\Phi_{seeing} > \Phi_{Airy}$ |
|------------------------------------|--|---|---------------------------------------|--|
| 0.5                                | 0.06   | 0.10  | 0.65                                  | Si   |
| 1                                  | 0.12   | 0.20  | 0.56                                  | Si   |
| 2.5                                | 0.30   | 0.50  | 0.47                                  | En el límite   |
| 5                                  | 0.60   | 1.00  | 0.41                                  | No   |
| 8                                  | 0.95   | 1.58  | 0.37                                  | No   |
| 10                                 | 1.20   | 2.00  | 0.36                                  | No   |

Para realizar el diseño óptico del instrumento se utiliza la imagen que entrega el telescopio con su secundario correspondiente, en nuestro caso el  $f/27$  y un reductor focal 2:1 ( $m=0.5$ ), con  $f/\#_{cam} = 13.5$ . Con la ecuación (4) se calculó  $\theta_{pix}$ , obteniendo  $\theta_{pix} = 0.364 \text{ "}$ .

### 3. Sistema óptico del telescopio de 2.1 m en SPM

El instrumento que aquí se presenta será utilizado en el telescopio de 2.1 m en SPM, por lo que es importante tomar en cuenta las características ópticas de este telescopio, como son el tamaño de la imagen, las aberraciones, la escala de placa así como la distancia de la platina al plano focal.

La Figura 1 muestra la configuración del telescopio de 2.1 m en SPM con el secundario f/27 (f/26.8801) (E. Luna). Como puede verse, se trata de un sistema Cassegrain con una distancia focal efectiva de 56.9086 m.

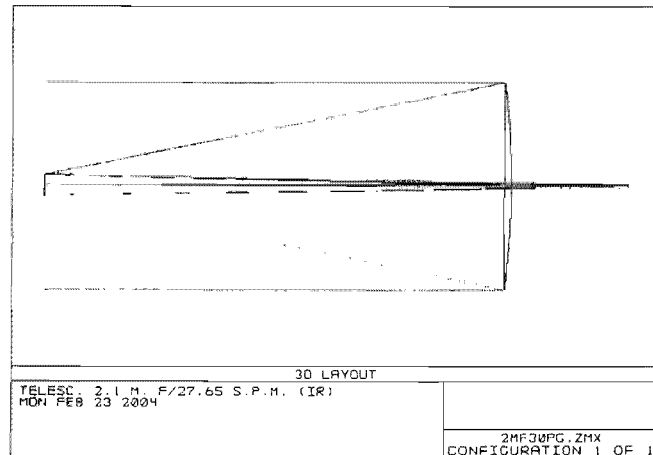


Figura 1. Configuración óptica del telescopio de 2m en SPM utilizando el espejo secundario f/27.

La Figura 2 muestra el diagrama de manchas que entrega esta configuración a  $0.5\mu\text{m}$ ,  $1\mu\text{m}$ ,  $5\mu\text{m}$  y  $10\mu\text{m}$ , respectivamente. El diagrama de manchas permite ver la calidad de imagen de un sistema óptico, es decir, es una colección de rayos trazados desde un objeto puntual a través de varios puntos en una apertura y muestra cómo se proyecta este objeto en el plano de la imagen de la configuración. En el caso de los diagramas de manchas de la Figura 2, el primer renglón muestra la imagen proyectada para el campo 0 o sobre el eje óptico. El segundo y tercer renglón muestran la imagen para un campo de  $-0.02$  y  $0.02$  grados, respectivamente. La columna central muestra la imagen en el mejor foco y las columnas restantes muestran la imagen a  $\pm 50$  y  $\pm 100\mu\text{m}$  del foco. El círculo en el centro de cada imagen representa el tamaño del disco de Airy o límite de difracción. Conforme se utilizan longitudes de onda mayores, el tamaño del disco de Airy crece (con respecto a la escala en la esquina superior derecha) y a partir de  $4\mu\text{m}$  el sistema se aproxima al límite de difracción, ya que el tamaño de la imagen entregada por el telescopio comienza a ser igual o menor al tamaño del disco de Airy. Como puede verse, la imagen no es ideal. Esta configuración presenta principalmente aberración de coma y el sistema óptico del instrumento que se diseña deberá trabajar con esta imagen y optimizarla.

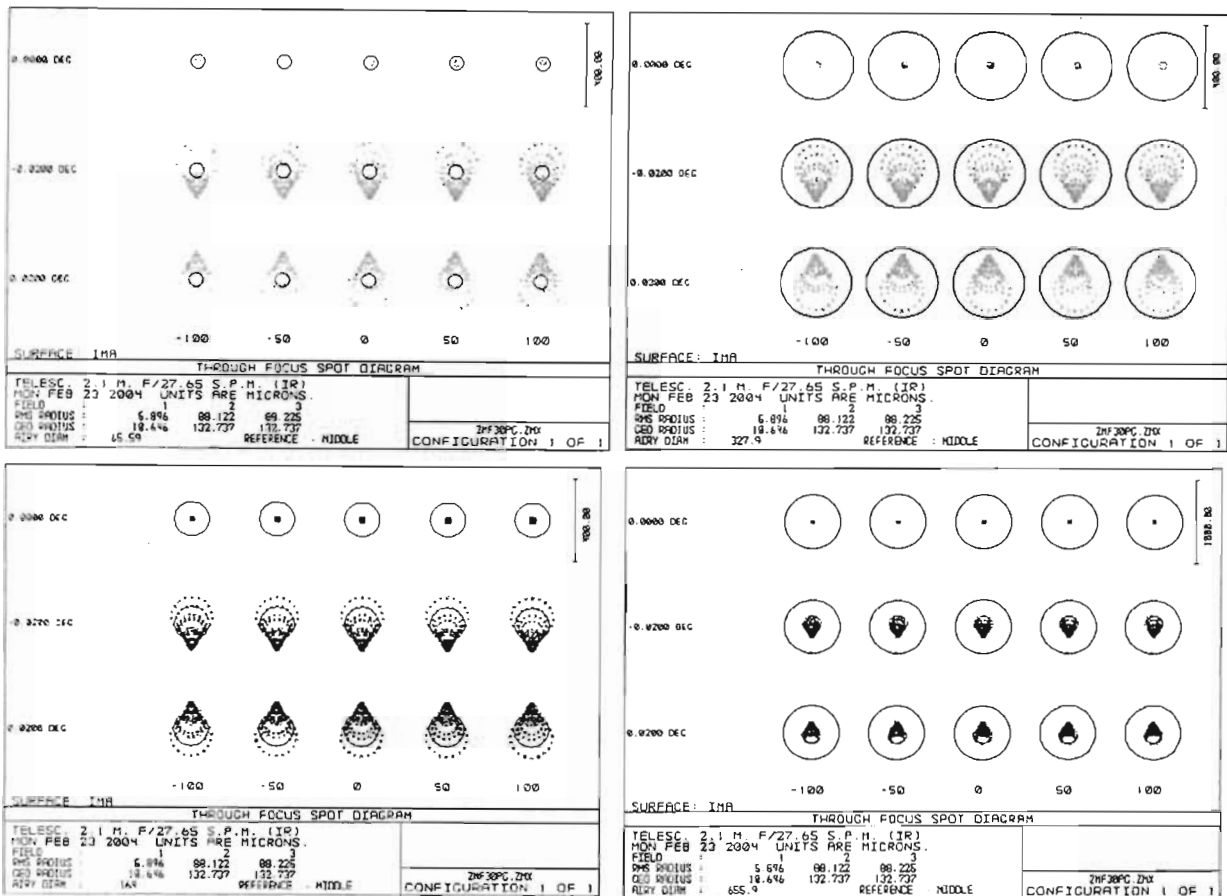


Figura 2. Diagrama de manchas para el telescopio de 2.1m para cuatro longitudes de onda: 0.5, 1, 5 y 10  $\mu\text{m}$ .

## 4. Eficiencia del sistema

Todo instrumento científico requiere tener una razón señal a ruido lo más alta posible, por lo que es necesario maximizar el número de fotones de la fuente detectados y reducir la emisión de fondo, es decir maximizar su eficiencia. Una medida de esta eficiencia es el llamado "*throughput*", que se define como el producto de los factores de eficiencia de cada uno de los elementos que componen el instrumento y que se listan a continuación:

- Transmisión atmosférica
- Reflectividad de los espejos
- Oscurecimiento por el espejo secundario
- Transmisión de la ventana del crióstato
- Transmisión de los filtros
- Eficiencia de la(s) rejillas de difracción
- Eficiencia cuántica del detector.

En el caso de nuestro instrumento, la Tabla 3 muestra un estimado de la eficiencia a 10  $\mu\text{m}$ , desglosado en cada una de sus componentes:

**Tabla 3. Eficiencia del sistema (*throughput*).**

| ELEMENTO                                      | %  |
|---|----|
| Transmisión atmosférica (@ 11 $\mu\text{m}$ ) | 97 |
| Espejo primario                               | 96 |
| Espejo secundario                             | 96 |
| Oscurecimiento secundario                     | 87 |
| Transmisión ventana AgBr                      | 76 |
| Reflectividad 4 espejos (cam/col)             | 93 |
| Transmisión de filtros                        | 60 |
| Eficiencia rejillas difracción                | 65 |
| Eficiencia cuántica IBC                       | 42 |
| TOTAL   | 9% |

## 5. Rejillas de difracción

El diseño óptico del instrumento que se presenta contempla la posibilidad de hacer observaciones en modo espectroscópico. Se incluirá una rejilla de difracción optimizada para observaciones en dos bandas atmosféricas.

Se presenta un breve resumen del funcionamiento de las rejillas de difracción y los parámetros necesarios para incluirlas en el diseño del instrumento.

### 5.1 La ecuación de la rejilla

La Figura 3 muestra el principio de funcionamiento de una rejilla de difracción. Este dispositivo consiste de una superficie reflectora (o transmisiva, en su caso) sobre la cual se maquinan una serie de ranuras con una distancia  $d$  entre sí. Al incidir luz monocromática sobre esta superficie, es difractada en direcciones discretas. Para cada espaciamiento  $d$  de las ranuras, existe un grupo de ángulos discretos para los cuales la luz difractada por una ranura está en fase con la luz difractada por otra ranura, combinándose de manera constructiva.

En la figura se muestra un haz de luz con longitud de onda  $\lambda$  que incide con un ángulo  $\alpha$  con respecto a la normal de la rejilla (línea punteada) y que es difractado por ésta con ángulos  $\beta_m$ , que se miden desde la normal hacia el rayo. El signo del haz difractado se define como positivo, si el haz es difractado en el mismo lado de la rejilla por el que incidió (respecto de su normal) y negativo si es difractado hacia el lado contrario de la rejilla. Para derivar la ecuación de la rejilla<sup>(52)</sup> se pueden utilizar frentes de onda (superficies de fase constante) como se ilustra en la Figura 4. La diferencia de camino óptico entre el haz incidente ( $d \sin \alpha$ ) y el difractado ( $d \sin \beta$ ) se puede expresar como:  $d \sin \alpha + d \sin \beta$ , con  $\beta < 0$ .

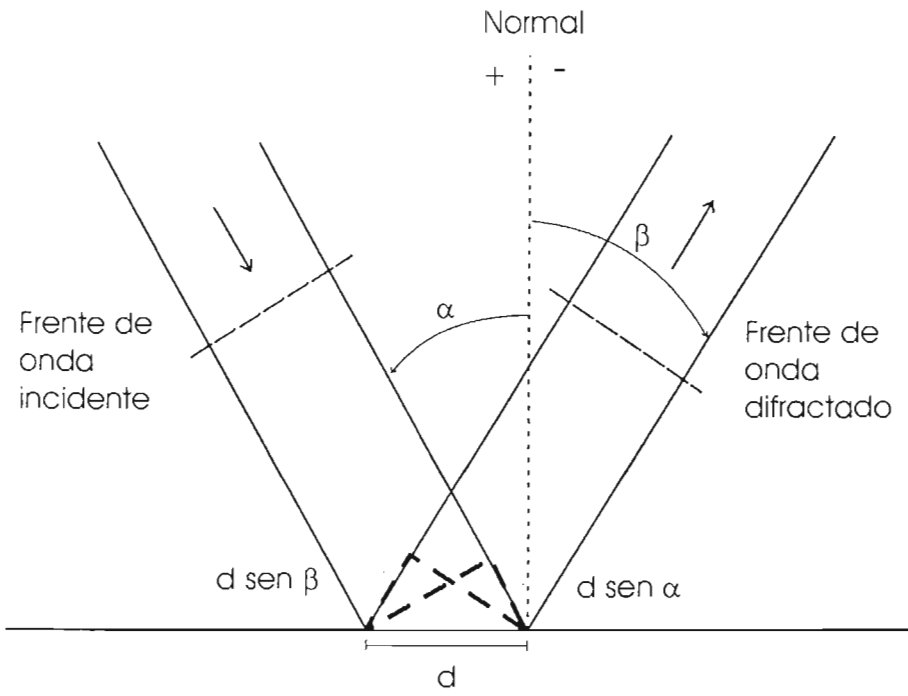
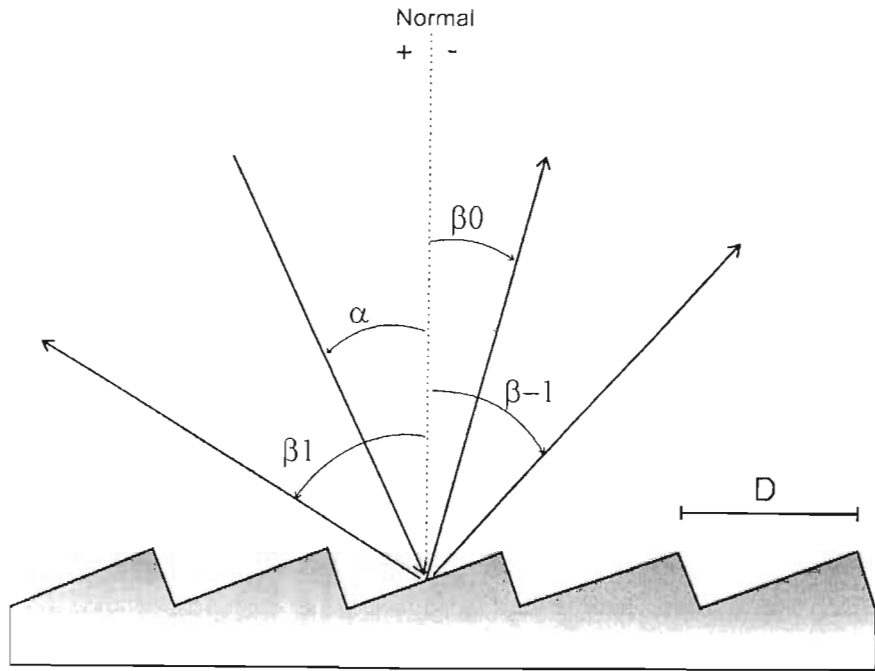


Figura 3. Características de las rejillas de difracción.

Para que pueda existir interferencia constructiva entre estos haces, se debe cumplir que su diferencia sea igual o un múltiplo entero de la longitud de onda de la luz incidente en la rejilla. Para todos los demás ángulos, existirá algún grado de interferencia destructiva. A esta relación se le conoce como la ecuación de la rejilla y se puede escribir como:

$$m\lambda = d(\sin \alpha + \sin \beta) \quad (9)$$

o bien,

$$Gm\lambda = \sin \alpha + \sin \beta \quad (10)$$

Se tiene que  $d$  es la distancia entre ranuras,  $\alpha$  es el ángulo de incidencia,  $\beta$  el ángulo difractado. A  $m$  se le denomina como orden de difracción y es un múltiplo entero de la longitud de onda  $\lambda$ .  $G$  se define como la frecuencia de rasurado:  $G = 1/d$  y es el parámetro de diseño que indica el número de ranuras por milímetro en una rejilla. Para una longitud de onda  $\lambda$  dada, todos los valores de  $m$  para los cuales se cumple  $|m\lambda/d| < 2$  derivarán en una configuración válida.

Despejando  $\beta$  de la ecuación (9), se obtiene la relación:

$$\beta(\lambda) = \arcsin\left(\frac{m\lambda}{d} - \sin \alpha\right) \quad (11)$$

La rejilla se comporta como un espejo ( $\beta = -\alpha$  para todos los valores de  $\lambda$ ) cuando  $m=0$ . A este caso se le denomina orden cero.

Cuando  $\alpha=\beta$  se tiene el caso de Littrow y el haz es difractado en la dirección del haz de incidencia:

$$m\lambda = 2d \sin \alpha \quad (12)$$

Existe más de un conjunto de valores del espaciamiento entre ranuras  $d$  y los ángulos  $\alpha$  y  $\beta$  para los cuales se cumple la ecuación (1) para más de una longitud de onda  $\lambda$ , así como ciertas longitudes de onda, que al ser multiplicadas por un número entero  $m$ , cumplen con las condiciones para interferencia constructiva. Esto significa que la diferencia de camino óptico sea un múltiplo entero  $m$  de la longitud de onda. A estos valores de  $m$  se les denomina órdenes de difracción. De la ecuación de la rejilla se puede deducir que solamente pueden existir órdenes de difracción para los cuales se cumpla:

$|m\lambda/d| < 2$ , ya que de lo contrario se obtiene  $|\sin \alpha + \sin \beta| > 2$ , lo cual no tiene sentido físico. Para  $m=0$  se tiene reflexión especular, a la cual se le denomina orden cero y se da cuando  $\beta=-\alpha$ .

Ya que es posible que la luz se difracte para órdenes positivos y negativos se tiene  $-2d < m\lambda < 2d$ .

El problema de tener más de un orden de difracción reside en que los espectros de los órdenes sucesivos se superponen, resultando en espectros ambiguos, es decir, la luz con

longitud de onda  $\lambda$  difractada, en el orden  $m = 1$  coincidirá con la luz de longitud de onda  $\lambda/2$  en el orden  $m = 2$ . Esto se puede resolver utilizando filtros apropiados.

Dispersión:

La dispersión es una medida de la separación tanto angular como espacial de la luz difractada de distintas longitudes de onda.

Dispersión angular:

Para obtener la dispersión angular  $D = d\beta/d\lambda$  de un espectro de orden  $m$ , entre las longitudes de onda  $\lambda$  y  $\lambda + \Delta\lambda$ , y con  $\beta$  representada por (11), se deriva la ecuación (9):

$$\frac{m}{d} = \cos \beta \frac{d\beta}{d\lambda} \quad , \quad (13)$$

que se puede escribir como:

$$\frac{\partial \beta}{\partial \lambda} = \frac{m}{d \cos \beta} = \frac{m}{d} \sec \beta = Gm \sec \beta \quad (14)$$

Si se introduce la ecuación de la dispersión (9) en la ecuación (14), se obtiene una ecuación general para la dispersión angular:

$$D = \frac{\partial \beta}{\partial \lambda} = \frac{\text{sen} \alpha + \text{sen} \beta}{\lambda \cos \beta} \quad (15)$$

y para el caso Littrow:

$$D = \frac{\partial \beta}{\partial \lambda} = \frac{2}{\lambda} \tan \beta \quad (16)$$

La dispersión lineal  $R$  de un sistema con rejilla esta dado por:

$$R = mN \quad , \quad (17)$$

donde  $m$  es el orden de difracción y  $N$  el número total de surcos iluminados en la rejilla.

Si se sustituye  $m$  de la ecuación de la rejilla en la ecuación (17) se obtiene:

$$R = \frac{Nd(\text{sen} \alpha + \text{sen} \beta)}{\lambda} \quad , \quad \text{o bien} \quad (18)$$

$$R = \frac{W(\text{sen} \alpha + \text{sen} \beta)}{\lambda} \quad (19)$$

para el caso en que los surcos están espaciados uniformemente y la rejilla es plana, en que se puede utilizar el ancho de la rejilla  $W$ .

Como  $|\text{sen} \alpha + \text{sen} \beta| < 2$ , la resolución máxima de una rejilla queda dada por:

$$R_{Max} = \frac{2W}{\lambda} \quad (20)$$



La resolución R de una rejilla de difracción es su capacidad de separar líneas espectrales adyacentes de longitud de onda  $\lambda$ . Se puede expresar como:

$$R = \frac{\lambda}{\Delta\lambda} \quad (21)$$

$\Delta\lambda$  es la diferencia en longitudes de onda entre dos líneas de igual intensidad que se pueden resolver sin ambigüedad:  $|\lambda_1 - \lambda_2| > \Delta\lambda$ . A esta cantidad se le llama límite de resolución.

## 6. Descripción del sistema óptico

El sistema óptico del instrumento permitirá dos modos de operación: cámara directa y espectroscopía con una rejilla para las bandas L y M. Para su diseño se utilizó óptica reflectiva (colimador y cámara) a través de parábolas fuera de eje de aluminio recubiertas de oro. Se presentan dos diseños, ambos configurados como reductor focal 2:1. Uno de ellos utiliza un colimador y una cámara y el segundo dos sistemas colimador-cámara multiconjugados. Se presentan las ventajas y desventajas de cada uno de ellos así como una comparación con el sistema óptico del CID-BIB.

El diseño de sistemas ópticos para el IR medio presenta una serie de dificultades que no se dan en la óptica del visible. La diferencia más importante entre un sistema para el visible y uno para el mediano infrarrojo es que la óptica del último debe enfriarse para minimizar su propia radiación. Esto implica algunas limitantes en el diseño como es el tamaño y los materiales. La temperatura típica de operación del sistema óptico de un instrumento sensible entre 2 y 30  $\mu\text{m}$  es de alrededor de 30 K. Ya sea que para su enfriamiento se emplee He líquido o un sistema de recirculación de He, ambos son muy costosos y toma mucho tiempo alcanzar la temperatura de operación. Esto implica que se requiere que el sistema tenga una masa térmica reducida, por lo que tiene que ser lo más compacto posible. Otra de las limitantes importantes que se deben considerar son los materiales para la construcción de un sistema óptico. Debido a que el ancho de banda de los detectores infrarrojos es tan grande (26  $\mu\text{m}$  para BIBs vs. 0.7  $\mu\text{m}$  para detectores tipo CCD), es difícil encontrar un material que sea adecuado para ser utilizado como lente/ventana, que cubra el ancho de banda requerido con características mecánicas, químicas y de eficiencia adecuadas. Harris<sup>(53)</sup> presenta varios materiales empleados para la fabricación de componentes para el IR así como sus ventanas de transmisión.

La gran mayoría de los materiales empleados para fabricar componentes ópticas para el IR están basados en materiales cristalinos, que por su naturaleza anisotrópica, presentan propiedades indeseables como birrefringencia, clivaje, solubilidad en agua (materiales higroscópicos), sensibilidad de la transmisión a la temperatura, baja resistencia a la deformación, fragilidad (quebradizos), etc. Estos materiales presentan una eficiencia de transmisión de entre 40 y 90%. Dadas las características mecánicas de estos materiales, su manufactura y pulido son complicados y costosos y su operación requiere de condiciones físicas especiales (ambientes controlados en temperatura, humedad y presión).

Utilizar óptica reflectiva evita muchos de estos problemas. Una de las principales ventajas de los espejos es el ancho de banda y la eficiencia que presentan. Si se utilizan recubrimientos de oro, la eficiencia es cercana a la unidad (reflectividad > 97% @ 0.7  $\mu\text{m}$  y > 99% @ 12  $\mu\text{m}$ ) sobre todo el ancho de banda de operación del instrumento. Este recubrimiento tiene además la ventaja de ser muy estable y de no requerir de recubrimientos protectivos adicionales. Es posible diseñar un sistema óptico simple y eficiente utilizando componentes prefabricadas de muy alta calidad óptica y bajo costo. Este enfoque de diseño permite también mucha flexibilidad. El material empleado para el sistema es "estable". Es posible diseñar el sistema óptico empleando un sólo material para las componentes reflectivas (no así para los filtros y la rejilla de difracción), por lo que su comportamiento térmico será más predecible y homogéneo.

El diseño óptico del instrumento se realizó utilizando parábolas fuera de eje comerciales de aluminio 6061-T6 (*Janos Technology*) con calidad óptica de  $\lambda/4$  @ 0.65  $\mu\text{m}$  y microrugosidades entre 50 y 150  $\text{\AA}$  rms. Las características de las parábolas se muestran en la Tabla 4 y la Figura 4.

Se realizaron dos propuestas distintas para comparar su rendimiento y elegir la mejor. Se utilizó el paquete para diseño óptico ZEMAX y el diseño se basó en la configuración f/27 con secundario oscilante del telescopio de 2.12 m de SPM.

La óptica será instalada dentro de una celda criogénica que se describe más adelante. Para albergar este sistema dentro de un crióstato, es necesario doblar el haz varias veces, para lo cual se utilizarán espejos planos de aluminio, también recubiertos de oro.

**Tabla 4. Características ópticas de los espejos fuera de eje empleados en el diseño (Janos Technologies).**

| Díámetro D<br>mm | Distancia Focal madre f<br>mm | Distancia Focal efectiva<br>mm | Ángulo $\theta$ | Offset X<br>mm | Offset Y<br>mm | Espesor L1 mm | Espesor L2 mm | Distancia a montura B mm | Calidad óptica superficie @0.6 $\mu\text{m}$ |
|------------------|-------------------------------|--------------------------------|-----------------|----------------|----------------|---------------|---------------|--------------------------|--|
| 50.80            | 101.60                        | 108.89                         | 30°             | 54.36          | 54.45          | 20.07         | 6.36          | 105.9                    | $\lambda/4$                                  |
| 50.80            | 203.20                        | 217.78                         | 30°             | 109            | 108.89         | 20.07         | 6.35          | 200.9                    | $\lambda/4$                                  |

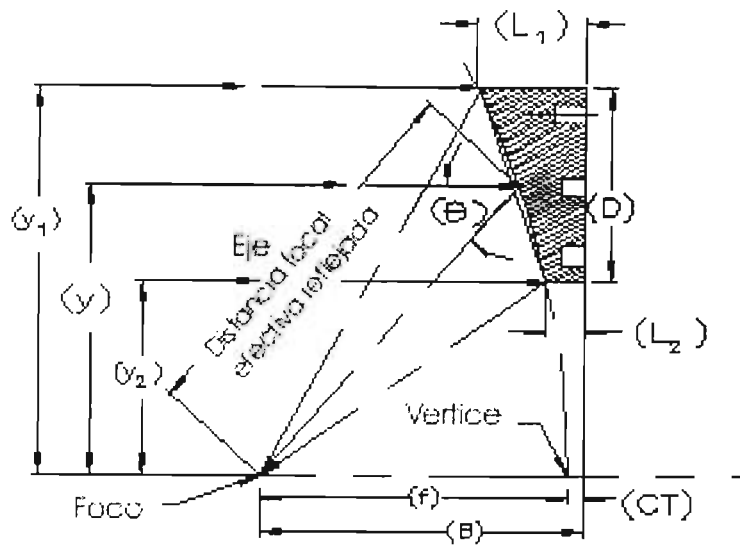


Figura 4. Propiedades de los espejos parabólicos fuera de eje (Janos Technologies).

### 6.1 Sistema “Mono Z” 2:1

La primera propuesta de diseño que se presenta es un sistema reductor focal 2:1 utilizando dos parábolas fuera de eje; se le denomina “Mono Z”. La configuración óptica se presenta en la Figura 6.

El haz  $f/27$  del telescopio de 2.12 m atraviesa una ventana de AgBr y es enmarcado por un diafragma de campo situado en el plano focal del telescopio dentro del crióstato. El diafragma de campo puede ser intercambiado por una rendija para el caso espectroscópico. El haz se desenvuelve y llega a un colimador compuesto por una parábola fuera de eje. A la distancia focal del colimador se forma la pupila del sistema, en la cual se colocan un diafragma de Lyot, una rueda de filtros y un mecanismo de selección para la rejilla de difracción o un espejo plano. El haz es interceptado por una segunda parábola fuera de eje que compone la cámara objetivo y que enfoca el haz con una razón focal  $f/13.5$  sobre el detector. Su distancia focal corresponde a la mitad de la distancia focal del colimador para conformar el reductor 2:1. En varios sitios del circuito óptico están previstos diversos baffles negros y fríos. El diafragma de Lyot reduce la emisión de fondo de las superficies no especulares. Este diafragma contiene la imagen del secundario, sus tirantes (araña) y el agujero central del espejo primario.

La rueda de filtros tiene 10 posiciones y contiene los filtros M, N, y la serie de Silicatos, una posición vacía y un orificio (*pinhole*). Esta rueda debe estar ligeramente inclinada con respecto al haz para evitar que se formen imágenes fantasma.

La configuración fuera de eje de las parábolas del sistema provoca que la pupila se encuentre inclinada con respecto al eje del haz óptico. Otra característica de un sistema óptico fuera de eje es que el plano focal es curvo, traduciéndose en una incidencia inclinada y curva en su plano focal. Esto produce escalas de placa distintas en cada eje del detector. Esto sucede también con la óptica del instrumento CID-BIB. Las especificaciones del sistema se muestran en la Tabla 5:

Tabla 5. Especificaciones del sistema Mono Z:

|                                      |  |
|--------------------------------------|--|
| <b>Campo:</b>                        |  |
| Ángulo de incidencia:                | 47°                                    |
| Escala de placa con reductor: f/13.5 | EP <sub>det</sub> = 7.28 "/mm          |
| Eje x (240 píxeles, 12mm lado):      | 32% mayor: EP <sub>x</sub> = 9.61 "/mm |
| Eje y (320 píxeles, 16 mm):          | 100%: EP <sub>y</sub> = 7.28 "/mm      |
| Tamaño de píxel:                     | 50 μm x 50 μm                          |
| Tamaño del detector:                 | 16 mm x 12 mm ; 20 mm diagonal         |
| <b>Parámetros de la rejilla:</b>     |  |
| Rayado:                              | 95 líneas/mm                           |
| Ángulo de blaze:                     | 32°                                    |
| <b>Parámetros de la rendija:</b>     |  |
| Ancho:                               | 200-300 μm <sup>1</sup>                |
| Largo:                               | 40-44 mm <sup>2</sup>                  |

### 6.1.1 Diseño óptico

La Figura 5 muestra la configuración óptica del sistema Mono Z. Se puede observar la zona pupilar en la cual se puede seleccionar entre los modos de cámara directa y espectroscopía. Nótese en plano focal inclinado y su curvatura. En la sección 7.2 se muestra una propuesta de ensamble optomecánico para este circuito óptico.

### 6.1.2 Calidad de imagen (cámara directa)

El diseño del sistema Mono Z se emplea comúnmente en sistemas infrarrojos; el empleo de componentes ópticas fuera de eje le impone una calidad de imagen característica que se muestra a continuación. La Figura 7 muestra dos diagramas de manchas para 3 μm (superior) y 10 μm (inferior). El diagrama de manchas permite visualizar las aberraciones del frente de onda que produce la configuración óptica. Debido a que las parábolas se encuentran fuera de eje, aberraciones como el astigmatismo y la coma se acentúan si no se encuentran perfectamente alineadas y distanciadas entre sí.

Para 3 μm el radio del disco de Airy es de aproximadamente 50 μm y el radio rms de las imágenes para todo el campo son de aproximadamente 30 μm. Para 10 μm el radio del disco de Airy es de 133.5 μm y el de la imagen, para todos los campos, es cercano a 50 μm. A 8 μm las imágenes se encuentran por encima del límite de difracción, por lo que las aberraciones no son apreciables en la imagen de difracción (inferior) como sí lo son en el primer anillo luminoso de la imagen de difracción para 4.7 μm (superior) de la Figura 8. Finalmente, la Figura 9 muestra el mapa del frente de onda del plano de la imagen. En este mapa se pueden apreciar las aberraciones que presenta el sistema. En este caso se observa tilt y defoco.

<sup>1</sup> La rendija debe acoplarse a las condiciones de seeing y/o al disco de Airy para las observaciones deseadas. Para el 2.12 m a 4 μm: 0.47".

<sup>2</sup> Para albergar el lado del detector de 12mm.

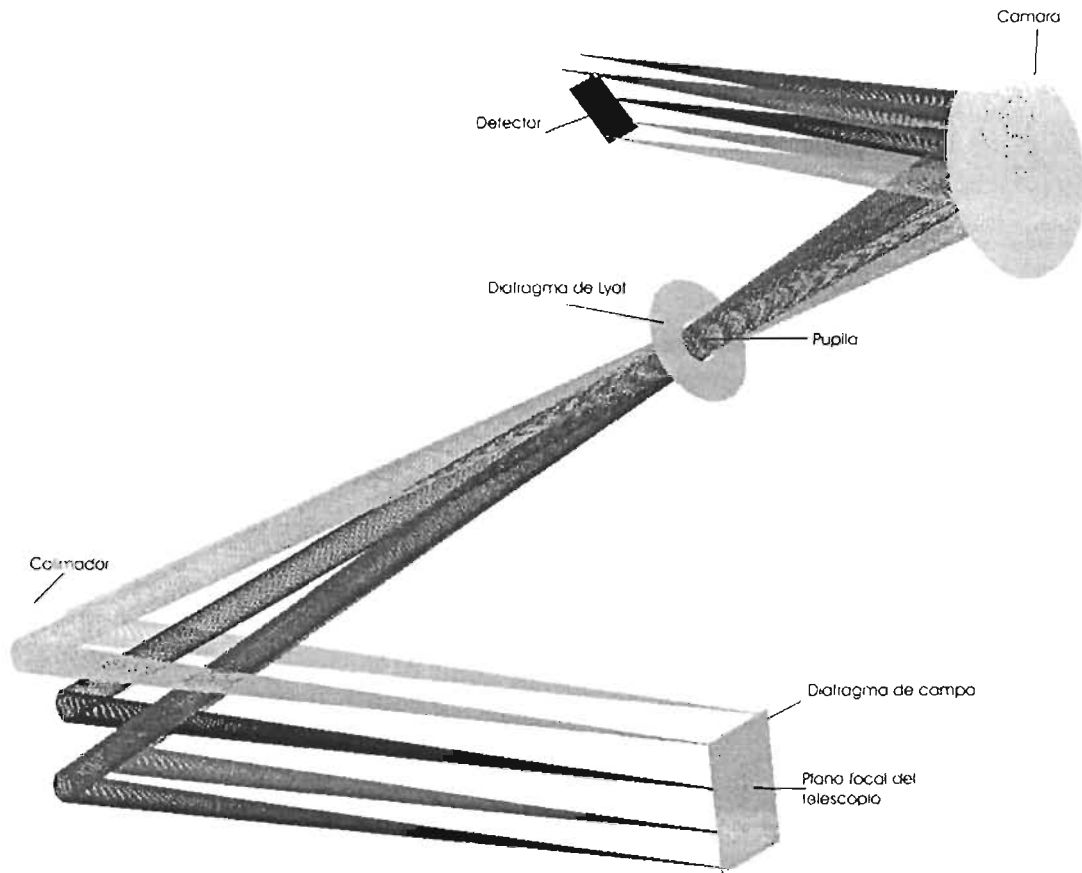


Figura 6. Diseño óptico del sistema denominado Mono Z, con una sola cámara y un colimador. Se muestran el plano focal del telescopio con haz  $f/27$  y el plano focal del instrumento ( $f/13.5$ ). Nótese cómo la incidencia inclinada modifica la escala de placa en un eje del detector, que en este caso, para  $47^\circ$  de ángulo de incidencia es 32% mayor en el eje x del detector, por lo que no cabe todo el campo incidente desde el plano focal del telescopio. Se puede apreciar el diafragma Lyot, que enmascara las emisiones de fondo del espejo secundario y los tirantes del telescopio. Cercanos a la pupila se deben colocar los filtros así como un espejo plano o una rejilla de difracción para tener acceso a los modos de cámara directa y de espectroscopia.

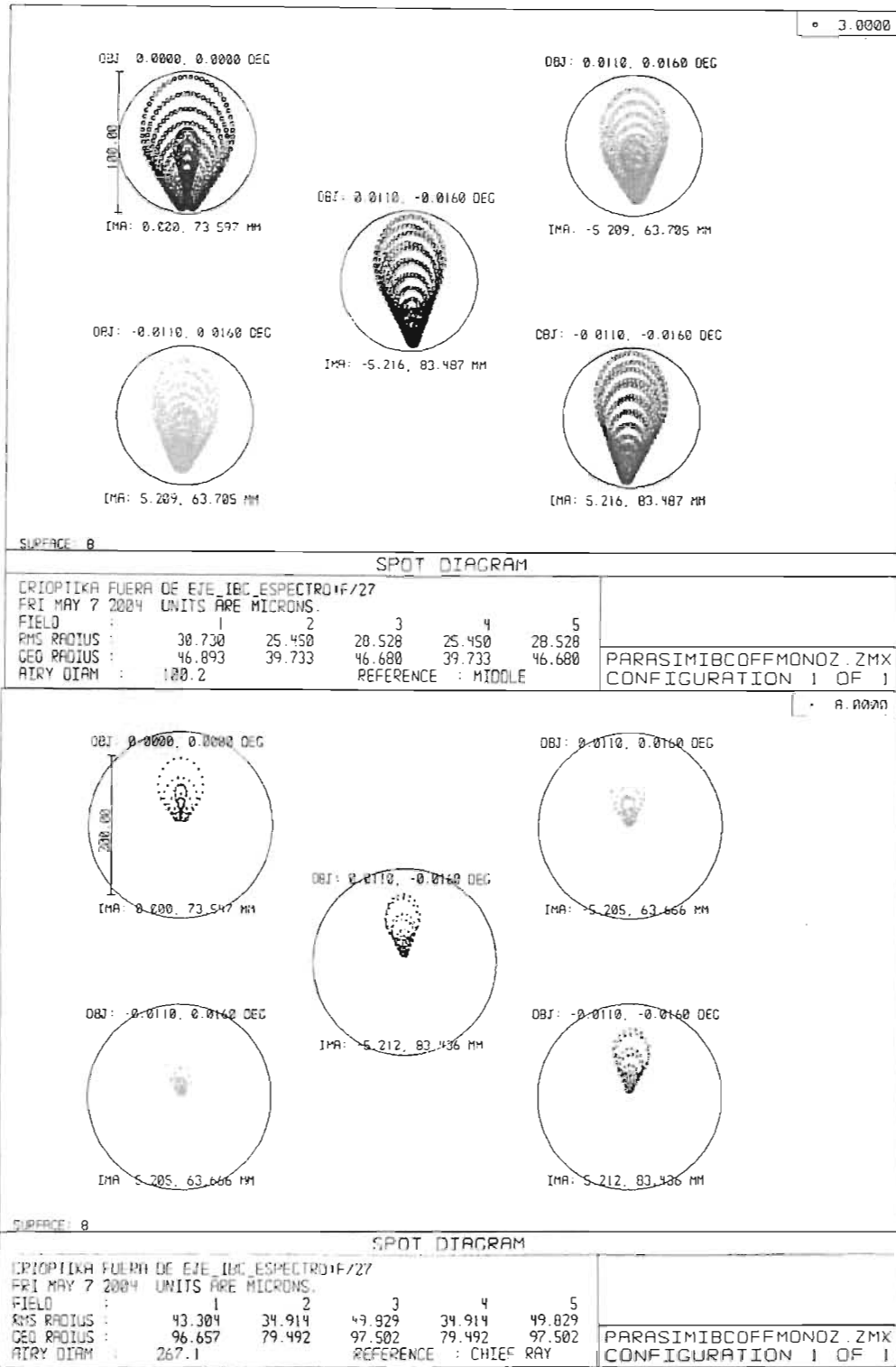


Figura 7. Diagrama de manchas para 3  $\mu\text{m}$  (superior) y 8  $\mu\text{m}$  (inferior). El círculo representa el tamaño del disco de Airy (100  $\mu\text{m}$  y 267  $\mu\text{m}$ , 3 y 8  $\mu\text{m}$ , respectivamente). La escala (barra superior izquierda) es de 200  $\mu\text{m}$ . Las imágenes presentan principalmente aberración de astigmatismo y tienen un radio rms de  $\sim 30 \mu\text{m}$  y  $50 \mu\text{m}$  para 3 y 8  $\mu\text{m}$ , respectivamente.

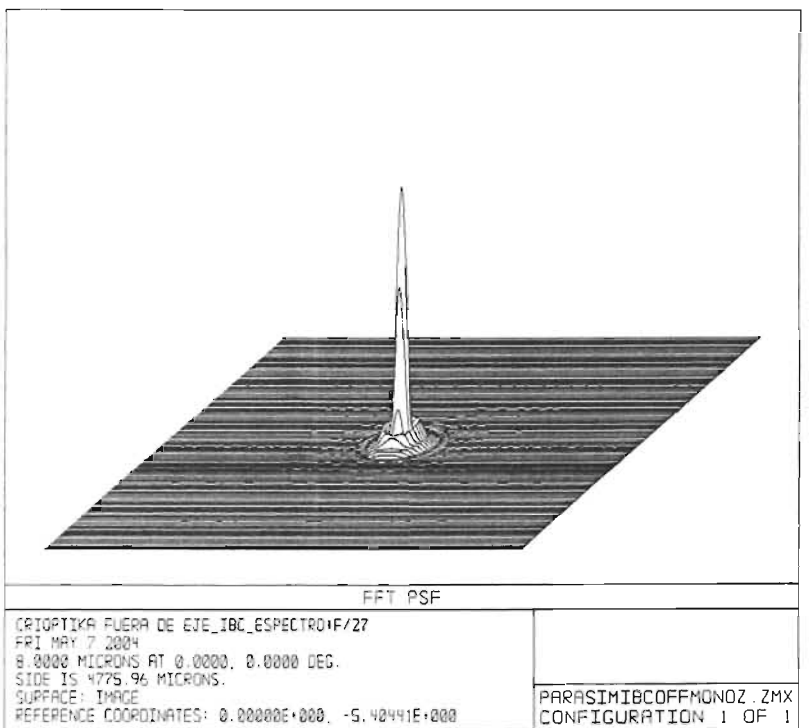
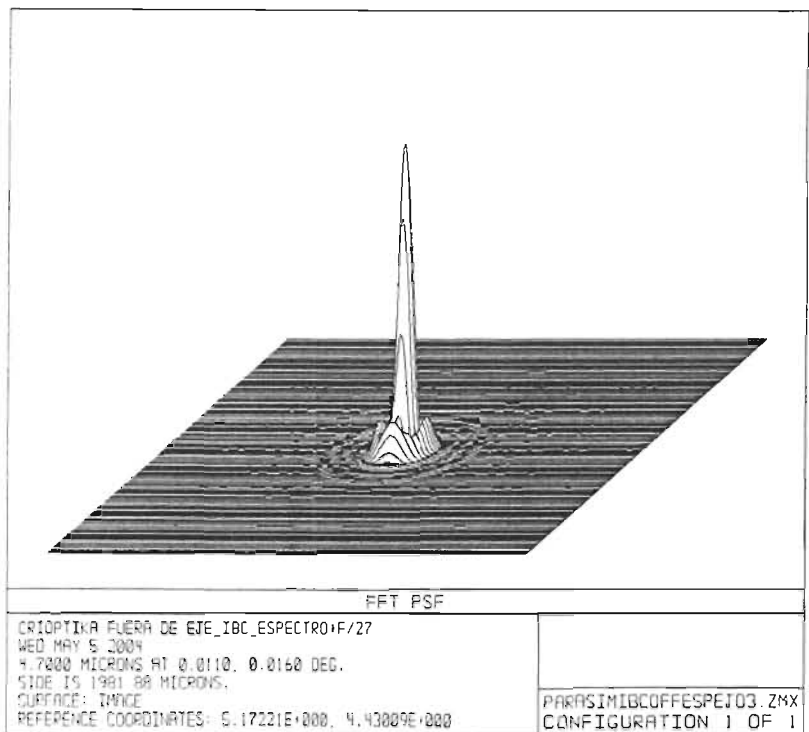


Figura 8. Imagen de difracción para el sistema “Mono Z para 4.7  $\mu\text{m}$  (superior) y 8  $\mu\text{m}$  (inferior). Las aberraciones de la óptica a 8  $\mu\text{m}$  ya no se aprecian debido a que el tamaño de las imágenes es  $\sim 2.5$  veces menor que el límite de difracción. A 4.7  $\mu\text{m}$ , el primer anillo del disco de Airy presenta distorsiones debido a las aberraciones de la imagen.



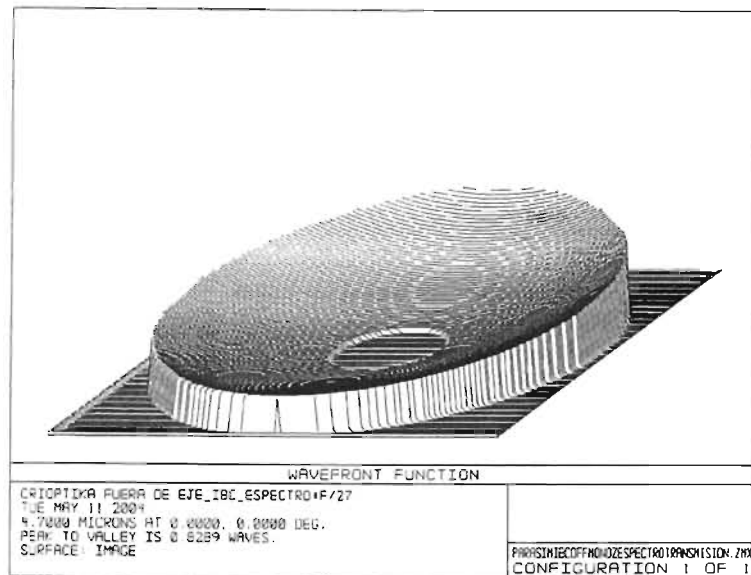


Figura 9. Mapa del frente de onda del sistema Mono Z. Se puede observar algo de Tilt y defoco.

### 6.1.3 Calidad de imagen (modo espectroscópico)

La Figura 10 muestra el sistema Mono Z en modo espectroscópico. En la pupila se coloca una rueda que permite seleccionar una rejilla de difracción (se tiene considerado agregar otra rejilla para una etapa futura) o un espejo plano para cámara directa. La Figura 11 muestra el diagrama de manchas para un espectro centrado en  $4.7 \mu\text{m}$  con  $\delta\lambda=0.65 \mu\text{m}$ . A la izquierda se muestra una barra de escala que muestra el tamaño del espectro. El círculo que rodea al espectro central representa el disco de Airy y tiene un diámetro de  $155 \mu\text{m}$ . La imagen cumple con el criterio de Rayleigh, en donde el máximo de la longitud de onda más cercana del espectro se encuentra sobre el radio del disco de Airy de la longitud de onda central.

La Figura 12 muestra la imagen de difracción de este mismo espectro centrado en  $12 \mu\text{m}$ . Este espectro cumple también con el criterio de Rayleigh. Esto da como resultado dos curvas gaussianas cuyos centroides pueden ser distinguidos sin ambigüedad. La Figura 13 muestra la imagen de difracción de estos espectros en falso color. El tamaño del disco de Airy a  $4.7 \mu\text{m}$  es de  $155 \mu\text{m}$  (ver Figura 11), que con la escala de placa del reductor focal de  $0.00728 \text{ "/}\mu\text{m}$  corresponde a  $1.1284 \text{ "}$ . El diámetro de la imagen debida al seeing (Figura 12, Capítulo 1) a  $4.7 \mu\text{m}$  es de aproximadamente  $0.13 \text{ "}$ , lo cual significa que las imágenes comienzan a estar limitadas por seeing alrededor de  $4.7 \mu\text{m}$ . La imagen debida al seeing cabe en 2.5 píxeles, por lo que se cumple con el teorema de muestreo de Nyquist. Para longitudes de onda menores a  $\sim 4 \mu\text{m}$  el seeing impide reducir las imágenes a menos de 2 píxeles debido a que la escala de placa es de  $0.364 \text{ "/pix}$  y el radio del seeing mediano es de  $\sim 0.65 \text{ "}$ . Para imágenes mayores a  $\sim 4 \mu\text{m}$  las imágenes son menores al disco de Airy, por lo que se excede el teorema de muestreo.

La Tabla 6 muestra las bandas para las cuales fue optimizado el espectrógrafo, la longitud de onda central, el ancho de banda y la resolución para cada una de ellas.

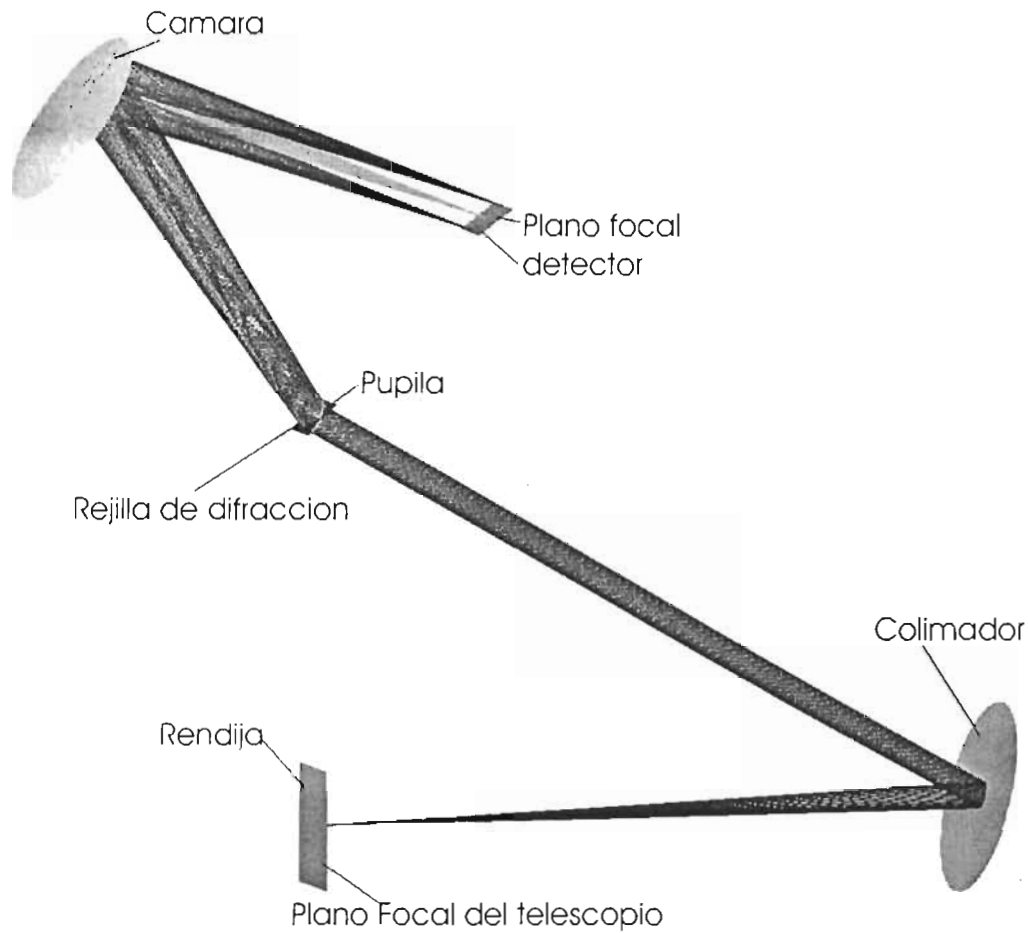


Figura 10. Diagrama de la configuración óptica del modo espectroscópico del sistema Mono Z. Se utiliza una rejilla de difracción de 95 l/mm y 32° de ángulo de blaze. En este caso se empleó una rejilla de difracción de transmisión. El resultado óptico es el mismo que si se utiliza una rejilla por reflexión. Para aplicaciones en el infrarrojo medio no es práctico utilizar rejillas de transmisión porque los materiales tienen una baja eficiencia de transmisión y tienen propiedades que dificultan su fabricación. El intervalo de longitudes de onda que aquí se emplearon es de 4.2 hasta 5  $\mu\text{m}$ . El ángulo de inclinación del plano focal es de 3.

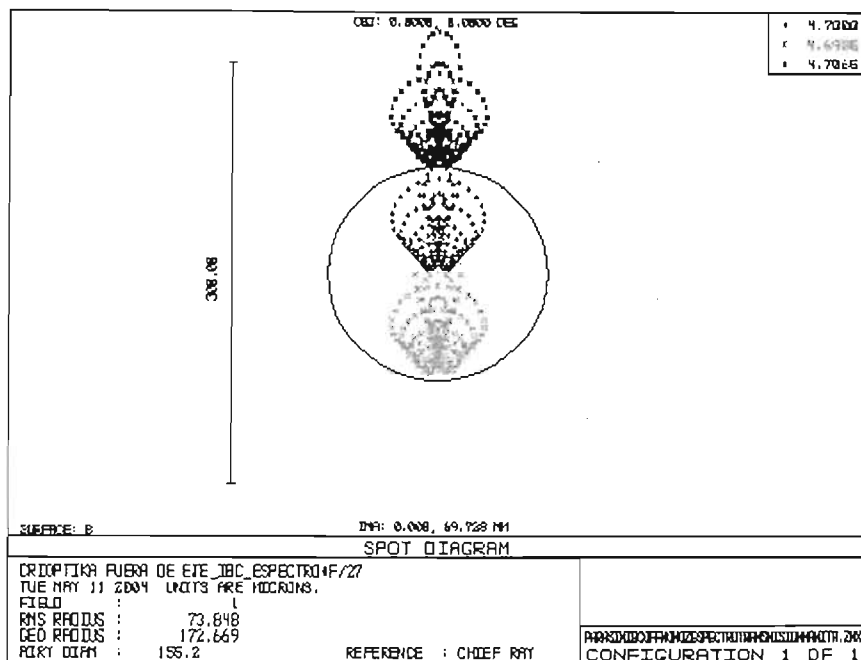


Figura 11. Diagrama de manchas de un espectro centrado en  $4.7 \mu\text{m}$  y con  $\delta\lambda = 0.065 \mu\text{m}$  (65 nm). Se muestra el diámetro del disco de Airy (155  $\mu\text{m}$ ) y la escala que indica el tamaño del espectro (300  $\mu\text{m}$ ). Como puede verse, este espectro cumple con el criterio de Rayleigh: el centroide de la imagen inferior que se encuentra dentro del disco de Airy se encuentra separada de la imagen superior dentro del mismo por aproximadamente un radio de Airy.

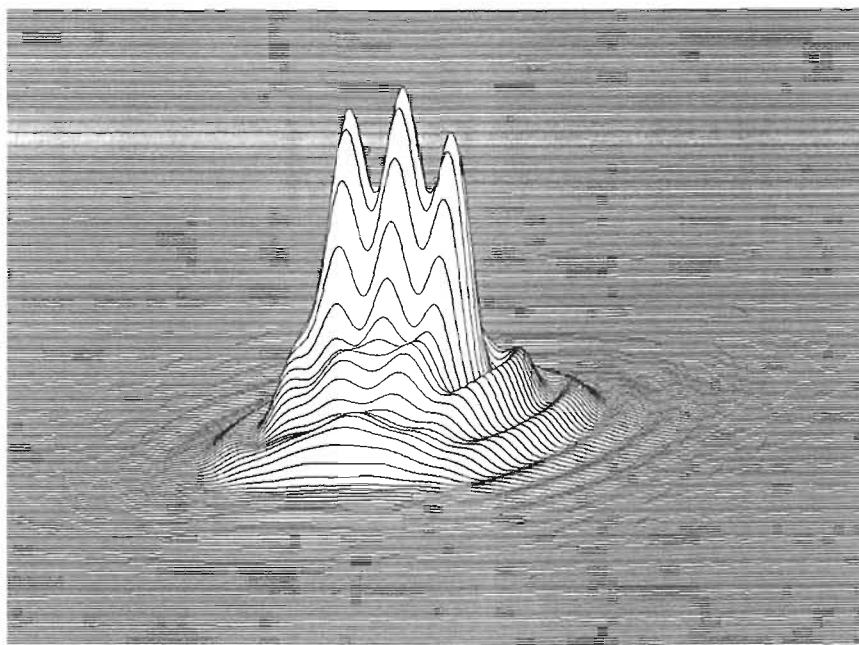


Figura 12. Imagen de difracción de un espectro centrado en  $\lambda = 4.7 \mu\text{m}$  y  $\delta\lambda = 65 \text{ nm}$ . Este espectro cumple con el criterio de Rayleigh.

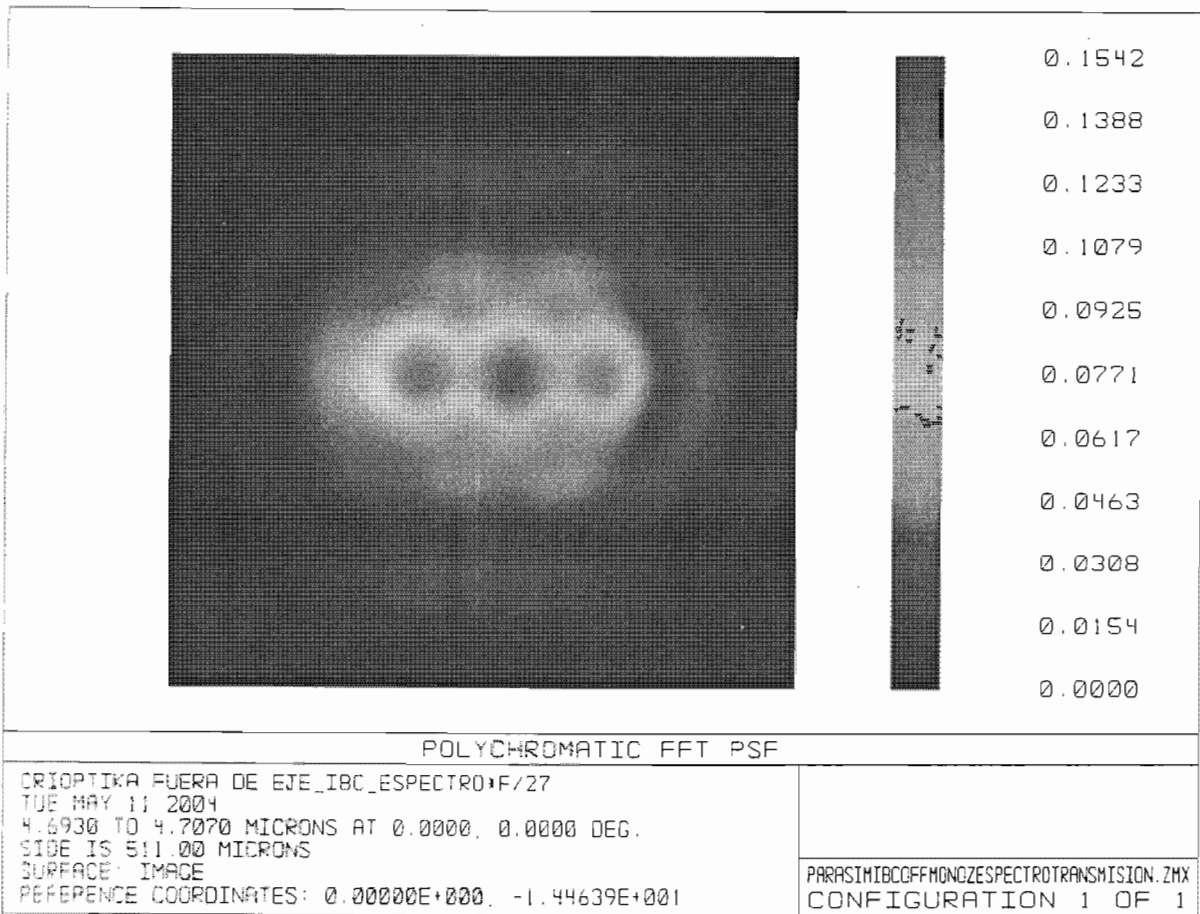


Figura 13. Imagen de difracción en falso color de un espectro centrado en 4.7  $\mu\text{m}$ . La separación entre las líneas es de 0.007  $\mu\text{m}$ . Se puede ver cómo el máximo de la mancha central (4.7  $\mu\text{m}$ ) coincide con los discos de Airy de las imágenes contiguas.

Tabla 6. Resoluciones para cada una de las bandas para las cuales fue optimizado el sistema.

| Banda                       | Longitud de Onda central $\lambda$ en $\mu\text{m}$ | Ancho de Banda en $\mu\text{m}$ | $\Delta\lambda$ en $\mu\text{m}$ | Resolución $R = \lambda/\Delta\lambda$ |
|-----------------------------|---|---------------------------------|----------------------------------|--|
| L: 2.8 -3.3 $\mu\text{m}$   | 3.05  | 0.5                             | 0.007                            | 435                                    |
| L': 3.3 - 4.2 $\mu\text{m}$ | 3.75  | 0.9                             | 0.007                            | 535.7                                  |
| M: 4.5-5 $\mu\text{m}$      | 4.75  | 0.5                             | 0.007                            | 678.6                                  |

### 6.1.4 Ventajas

Los sistemas ópticos para el infrarrojo medio que utilizan espejos en lugar de óptica de transmisión presentan una serie de ventajas que superan algunas limitaciones que presenta la óptica refractiva como es la eficiencia, la complejidad de la manufactura, el costo y las propiedades de los materiales y las componentes ópticas (dobletes, coeficientes de expansión térmica distintos, etc.) de que se fabrican.

El empleo de espejos comerciales de aluminio abate considerablemente el costo. El uso de un sólo material permite predecir con mayor exactitud los cambios térmicos de las componentes, presentando también una deformación homogénea.

El diseño que aquí se presenta tiene la ventaja de ser muy compacto y simple además de utilizar únicamente dos componentes ópticas para conseguir la reducción focal especificada.

### **6.1.5 Desventajas**

Este diseño ("mono Z") es empleado comúnmente para la construcción de cámaras para el mediano infrarrojo; el modo de cámara directa de este diseño es similar al del instrumento CID-BIB, con el cual lo que hemos podido constatar las siguientes desventajas:

Utilizar sistemas con parábolas fuera de eje presenta una serie de problemas en la calidad de imagen. Utilizar dos parábolas fuera de eje genera principalmente aberraciones de astigmatismo y coma. También produce una curvatura de campo muy marcada del plano focal. Esto se traduce en una aparente inclinación del plano focal que degrada la calidad de imagen en el detector. Este efecto también genera escalas de placa distintas para cada eje del detector, por lo que la reducción focal no es la indicada en uno de los ejes (no cabe todo el campo incidente en el arreglo). La gran inclinación evita también que las películas antireflejates del detector no trabajen correctamente y el ángulo de incidencia se acerque al ángulo de reflexión total.

Otro problema de este diseño es la poca cantidad de espacio libre en la zona pupilar para la colocación de filtros, diafragma Lyot y rejilla.

## **6.2 Sistema "Doble Z" 2:1**

El sistema "Doble Z" fue diseñado para superar algunas de las desventajas que presenta el sistema "Mono Z". Consiste de dos conjuntos colimador-cámara acoplados entre sí, que conjugadamente conforman un sistema óptico anastigmático que reduce considerablemente la inclinación y curvatura del plano focal. Este diseño agrega un conjunto extra de pupila y plano focal que permiten fijar con mayor facilidad las componentes de la pupila, así como incluir un corrector de frente de onda pasivo.

### **6.2.1 Diagrama óptico (cámara directa)**

La Figura 14 muestra la configuración en cámara directa del sistema. Puede observarse que el primer par de parábolas es idéntico al sistema "Mono Z". Nótese la gran curvatura y la inclinación del primer plano focal. Este plano focal posibilita la colocación de un diafragma de campo adicional o un coronógrafo.

En lugar de colocar el detector en este plano focal, la luz se propaga hacia un segundo sistema 1:1, en cuya pupila se coloca un mecanismo de selección para alternar entre cámara directa (espejo plano) y espectrógrafo (rejilla de difracción). Este sistema presenta una inclinación del plano focal de  $12^\circ$ , lo cual repercute en una escala de placa 2.18% menor en el eje de inclinación. Las especificaciones ópticas corresponden a las de la Tabla 7.

Tabla 7. Parámetros del sistema óptica "Doble Z"

|                                      |   |
|--------------------------------------|---|
| <b>Campo:</b>                        |   |
| Ángulo de incidencia                 | 12°                                       |
| Escala de placa con reductor: f/13.5 | EP <sub>det</sub> = 7.28 "/mm             |
| Eje x (240 píxeles, 12 mm lado)      | 2.18% mayor: EP <sub>x</sub> = 7.438 "/mm |
| Eje y (320 píxeles, 16 mm)           | 100%: EP <sub>y</sub> = 7.28 "/mm         |
| Tamaño de píxel                      | 50 μm x 50 μm                             |
| Tamaño del detector                  | 16 mm x 12 mm ; 20 mm diagonal            |
| <b>Parámetros de la rejilla:</b>     |   |
| Rayado                               | 95 líneas/mm                              |
| Ángulo de blaze                      | 32°                                       |
| <b>Parámetros de la rendija:</b>     |   |
| Ancho:                               | 100-150 μm <sup>3</sup>                   |
| Largo:                               | 20-24 mm <sup>4</sup>                     |

<sup>3</sup> La rendija debe acoplarse a las condiciones de seeing y/o al disco de Airy para las observaciones deseadas. Para el 2.12 m a 4 μm: 0.47".

<sup>4</sup> Para albergar el lado del detector de 12mm.

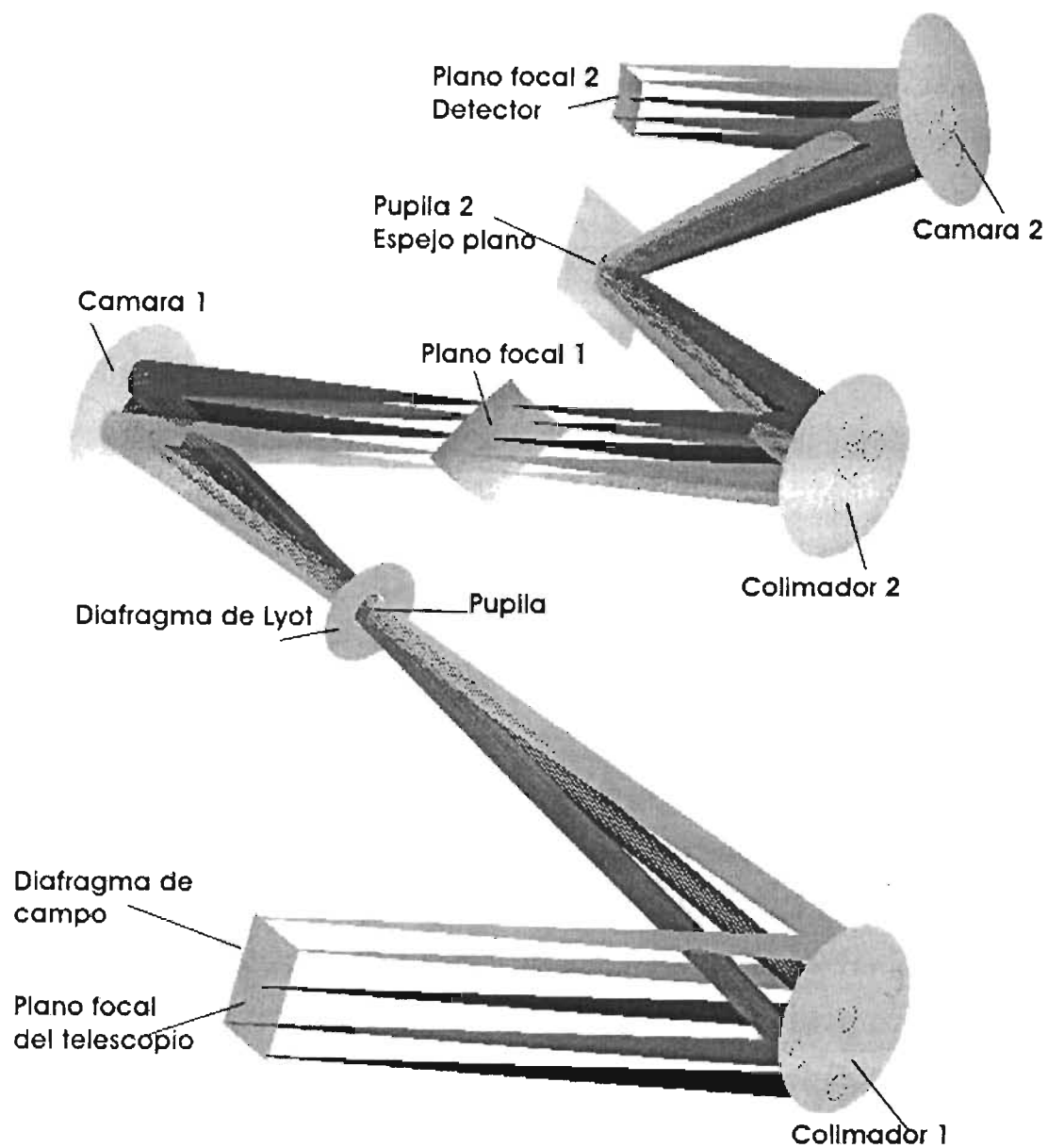


Figura 14. Diagrama óptico del sistema Doble Z para imagen directa. Se incluye un juego adicional de plano focal y pupila. Nótese la marcada curvatura del plano focal 1 y cómo la curvatura en el plano focal 2 se ha podido reducir. La incidencia del haz sobre el detector ha sido reducida también de  $47^\circ$  a  $12^\circ$ . Esto repercute en una variación del 2.18% en la escala de placa del eje x del detector. El colimador 1 tiene una distancia focal del doble del resto de las parábolas, siendo el responsable de la reducción focal del sistema.



## 6.2.2 Calidad de imagen (imagen directa)

La Figura 15 muestra un mosaico con los diagramas de manchas y la imagen de difracción (PSF) para dos longitudes de onda: 4.7 micras y 10 micras.

Para el caso del diagrama de manchas se puede observar la imagen para el haz central y

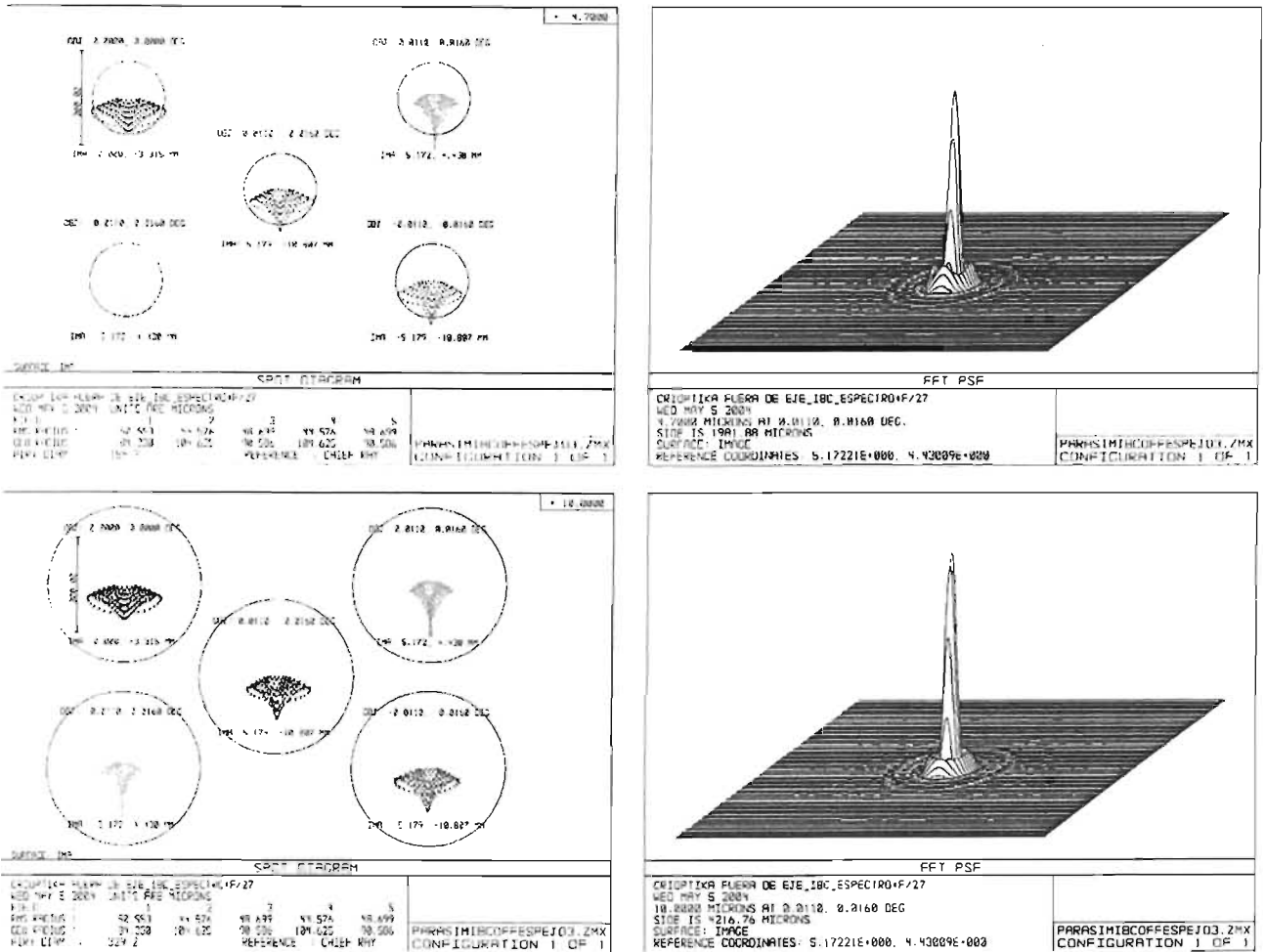


Figura 15. Calidad de imagen del sistema “Doble Z” para 4.7  $\mu\text{m}$  (superior) y 10  $\mu\text{m}$  (inferior). A la derecha se muestran los diagramas de manchas para todo el campo y a la izquierda la imagen de difracción. El círculo que rodea las manchas corresponde al disco de Airy. Nótese como ambos casos se encuentran limitados por difracción. La barra de escala de 200  $\mu\text{m}$  representa 4 píxeles.

los extremos del campo. Para ambos casos, el tamaño de la mancha es menor que el disco de Airy, por lo que se encuentran por encima del límite de difracción. A la izquierda de las imágenes se muestra una escala de 200  $\mu\text{m}$  que representa el tamaño de 4 x 4 píxeles. La condición de Nyquist se cumple ya que muestrea el disco de Airy con al menos dos píxeles por lado. La razón de Strehl alcanzada para 4.7  $\mu\text{m}$  es del 77%, mientras que para 10  $\mu\text{m}$  es de 94%. La imagen de difracción (PSF) para ambas longitudes de onda se muestra a la izquierda. En el caso de 4.7  $\mu\text{m}$  se pueden observar

las aberraciones del sistema que deforman el primer anillo de Airy. Para  $10\ \mu\text{m}$  los errores geométricos son despreciables.

### 6.2.3 Modo espectroscópico

El instrumento incluye la posibilidad de trabajar con espectroscopía en baja resolución para las bandas L, L' y M. Esto se consigue reemplazando el diafragma de campo por una rendija así como el espejo plano por una rejilla de difracción. La Figura 16 muestra la configuración óptica para este modo operacional. La rejilla será montada sobre una mesa rotatoria que permitirá cubrir con precisión las tres bandas mencionadas. La Tabla 8 muestra la resolución  $R$  para las bandas L, L' y M con  $\delta\lambda = 0.09\ \mu\text{m}$ .

El ancho de la rendija es de  $300\ \mu\text{m}$  y de hasta  $20\ \text{mm}$  de largo; la rejilla de difracción tiene 95 líneas por milímetro, ángulo de blaze de  $32^\circ$  y está recubierta de oro.

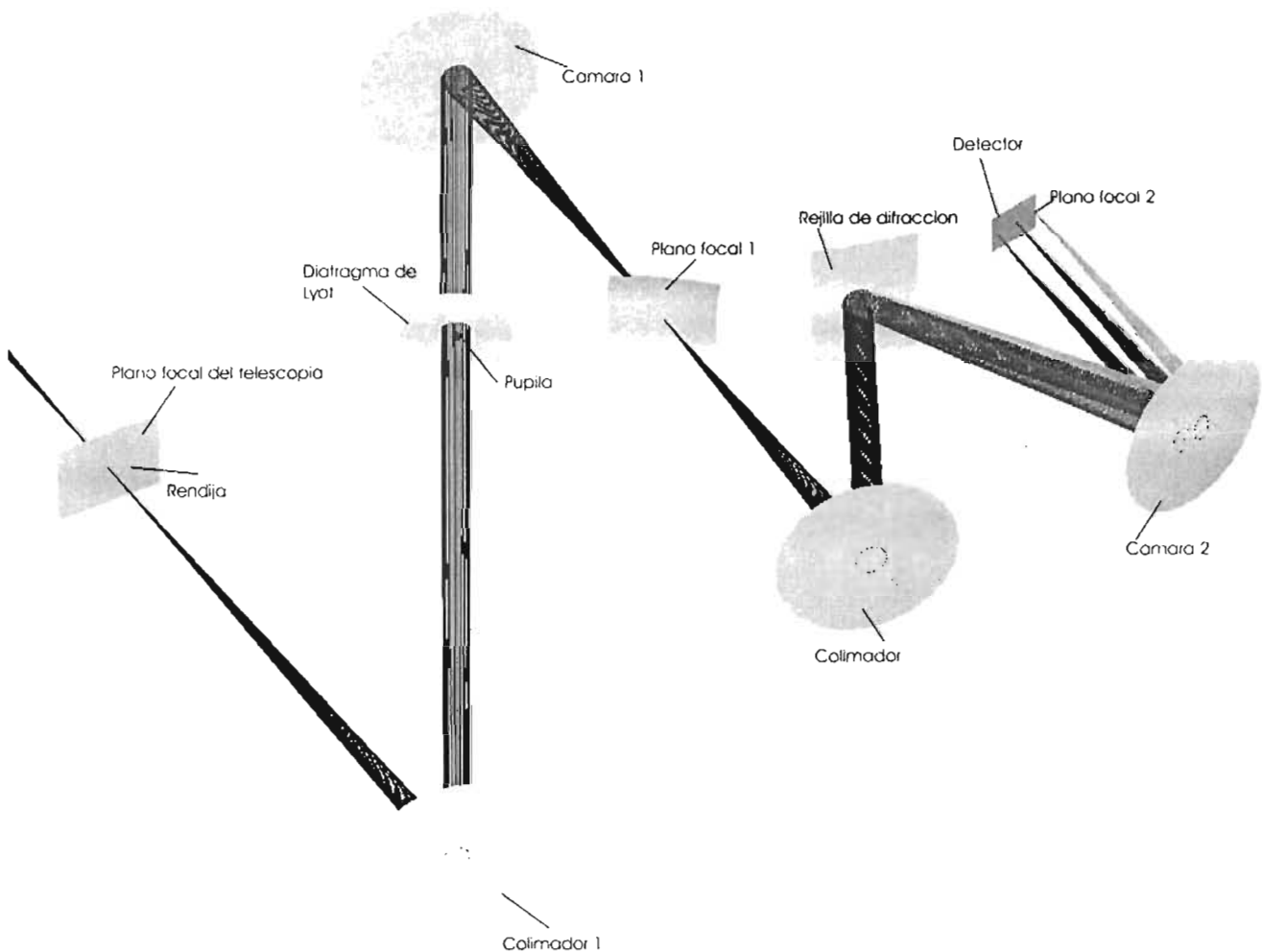


Figura 16. Configuración óptica para el modo espectroscópico del sistema "Doble Z".

Tabla 8. Cobertura espectral del sistema Doble Z.

| Banda                       | Longitud de Onda central $\lambda$ en $\mu\text{m}$ | Ancho de Banda en $\mu\text{m}$ | $\Delta\lambda$ en $\mu\text{m}$ | Resolución $R=\lambda/\Delta\lambda$ |
|-----------------------------|---|---------------------------------|----------------------------------|--------------------------------------|
| L: 2.8 -3.3 $\mu\text{m}$   | 3.05  | 0.5                             | 0.009                            | 338.9                                |
| L': 3.3 - 4.2 $\mu\text{m}$ | 3.75  | 0.9                             | 0.009                            | 416.7                                |
| M: 4.5-5 $\mu\text{m}$      | 4.75  | 0.5                             | 0.009                            | 527.8                                |

Se ha previsto la adquisición de otras rejillas para cubrir las bandas N y Q o para aumentar la resolución en una banda específica.

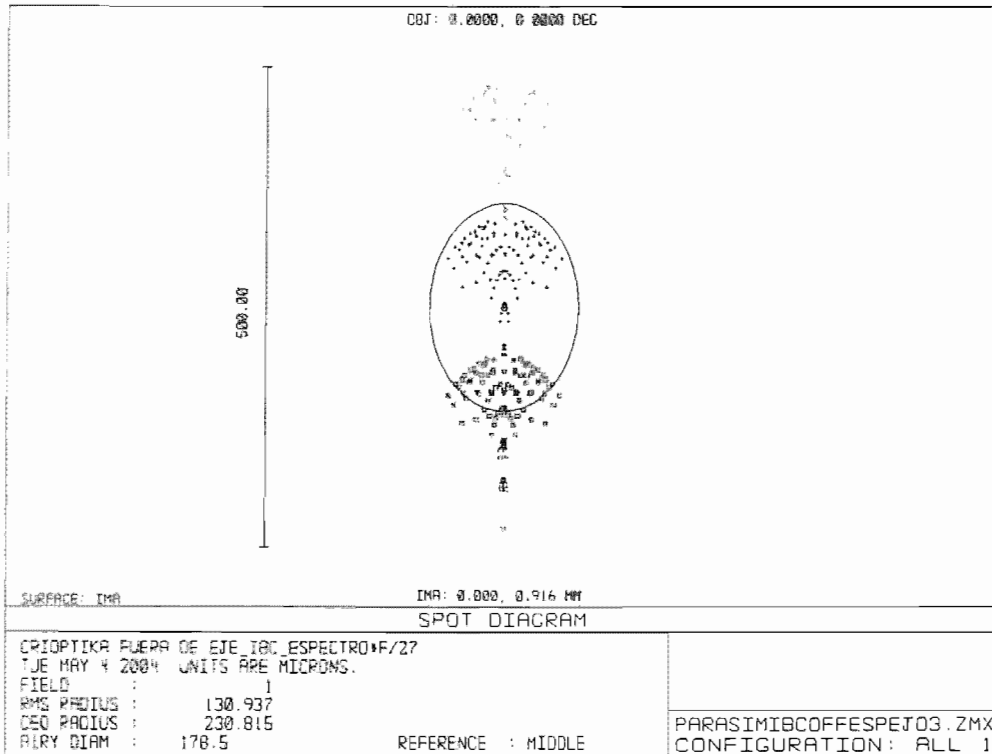


Figura 17. Diagrama de manchas para un espectro centrado en 4.7  $\mu\text{m}$  y con  $\delta\lambda=0.9$  nm. El ancho de la rendija debe ser del doble del tamaño de la imagen (en este caso 130  $\mu\text{m}$ ). La elipse representa el disco de Airy. Está distorsionado debido a que el diafragma de Lyot se encontraba inclinado con respecto al haz central. La barra a la izquierda es una escala que permite estimar el tamaño del espectro.

En cuanto a calidad de imagen y resolución espectral, el sistema espectroscópico está también limitado por difracción, como se puede observar en la Figura 17. Para  $\lambda=6$  nm se tiene el límite de resolución para 4.7  $\mu\text{m}$ , según el criterio de Rayleigh<sup>(50, pág 472 y 475)</sup>. El disco de Airy se muestra elíptico dado que el diafragma de Lyot no se había adaptado aún a la inclinación de la pupila. Esta figura muestra el espectro para un triplete centrado en 4.7  $\mu\text{m}$  con dos líneas separadas 9 nm de la central. La Figura 18 muestra la imagen de difracción de este espectro en falso color y en la imagen 19 se aprecia que el espectro cumple con el criterio de Rayleigh.

Figura 18. Imagen de difracción lineal en falso color del espectro de la Figura 17. Nótese el disco de Airy.

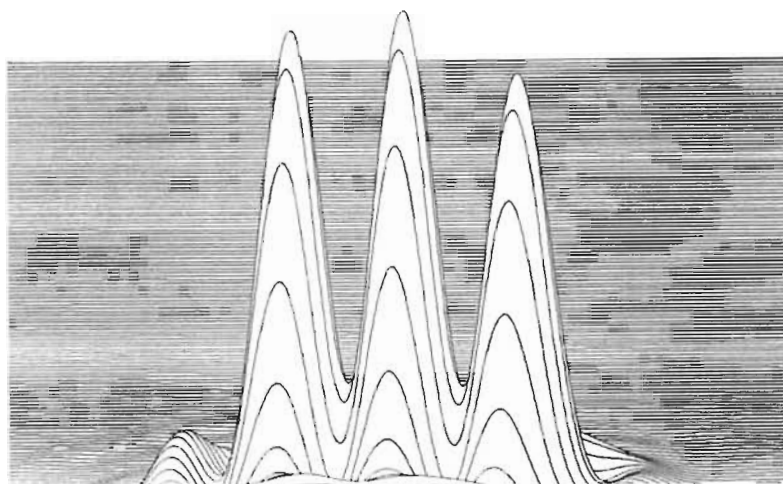
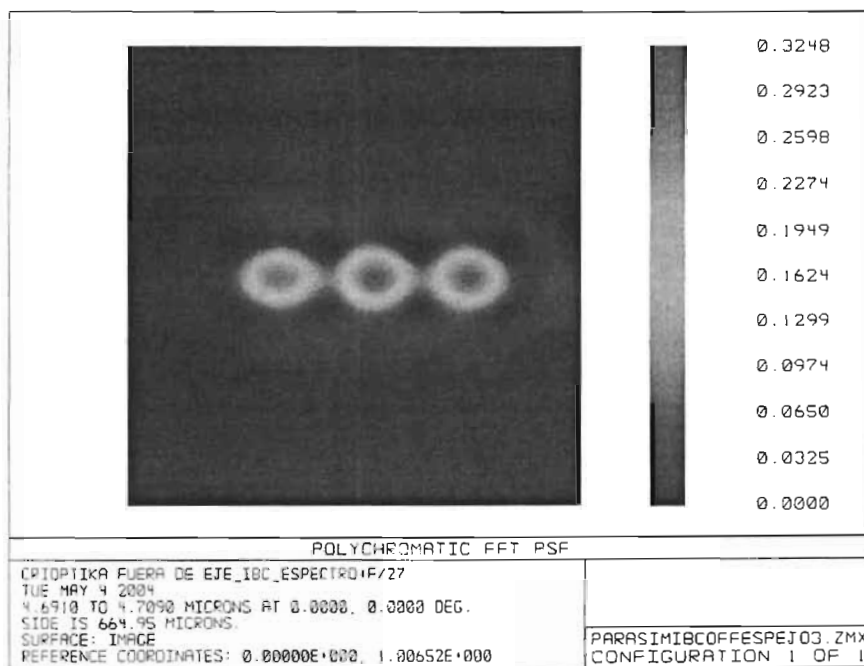


Figura 19. Imagen de difracción del sistema espectroscópico para 9nm de separación entre longitudes de onda. Esta configuración está por encima del límite de Rayleigh.

## 6.2.4 Ventajas

Este sistema óptico presenta una serie de ventajas sobre los diseños convencionales, como es el "Mono Z" y el CID-BIB. Además de tener las ventajas de un sistema de óptica reflectiva que se mencionan en la sección 6.1.3, la principal ventaja de este diseño es que se reduce el ángulo de incidencia en el plano focal de  $47^\circ$  a  $12^\circ$ . Esto repercute en que la escala de placa sea más homogénea para el diseño conjugado "Doble Z", se tenga una mejor calidad de imagen y una mayor eficiencia cuántica, debido a que por la menor inclinación del haz incidente se tienen menos reflexiones sobre la superficie del detector. La curvatura del plano focal también disminuye, contribuyendo a la mejora de la calidad de imagen y a la posibilidad de enfocar mejor el detector.

Otra ventaja de utilizar un sistema de cuatro parábolas conjugadas es que, en adición al plano focal y pupila del diseño "Mono Z", se agrega otro juego de una pupila y un plano focal, lo cual da mayor flexibilidad ya que se tiene espacio adicional para agregar un mayor número de componentes pupilares como son ruedas de filtros, diafragmas de Lyot, rejillas de difracción así como la posibilidad de incluir un corrector de frente de onda pasivo o un aplanador de campo en una pupila. En el plano focal adicional es posible incluir diafragmas de campo, coronógrafos, filtros espaciales, rendijas orificios, etc.

## 6.2.5 Desventajas

El diseño "Doble Z" presenta una serie de desventajas respecto de otros diseños, sin embargo los puntos a favor de este sistema ameritan su construcción.

La principal desventaja de este sistema es su tamaño: aproximadamente 30 cm por lado.

Es necesario construir una botella criogénica grande que pueda albergar este diseño.

Este sistema también presenta una mayor masa térmica respecto al diseño presentado en la sección 6.1 y no es posible albergarlo en el crióstato de HDL-10 que se presenta en la sección 7.3. Esto hace necesario el diseño y la construcción de una celda criogénica específica para este sistema. Este diseño utiliza al menos el doble de componentes especulares que el sistema "mono Z", por lo que su alineación será un tanto más compleja. La alineación de componentes fuera de eje no es sencilla. La última desventaja de este diseño es que se pierde alrededor del 3% en eficiencia debido a la inclusión de tres superficies especulares. Esta pérdida es baja si se comparara con un material transmisor para el infrarrojo (KBr ~8% y AgBr ~20% por superficie).

# 7. Sistema optomecánico

## 7.1 Componentes ópticas

La principal característica del sistema óptico que aquí se presenta es que es de relativamente bajo costo, ya que las componentes son comerciales y no requieren ser fabricadas por pedido. La mayoría de los elementos ópticos que se emplean son de aluminio (espejos fuera de eje, espejos planos, rejilla de difracción y monturas).

El recubrimiento para las superficies especulares es de oro. El hecho de que todas las componentes ópticas y optomecánicas sean de un mismo material presenta la ventaja de

que todo el sistema se comporta de manera homogénea frente a cambios de temperatura. El aluminio es un material de bajo costo, se consigue fácilmente y es sencillo de maquinar.

Una estimación del costo de las componentes ópticas es de aproximadamente \$1500.00 USD para todos los espejos, \$500.00 USD para la rejilla de difracción, serie de filtros de silicatos: \$3250.00 USD y filtros atmosféricos: \$1500.00 USD. El costo total de todas las componentes ópticas es de aproximadamente \$6750.00 USD. Esto representa aproximadamente el 25% del costo de un sistema mandado a hacer con óptica refractiva. En las siguientes secciones se describen las principales componentes ópticas de este sistema.

### 7.1.1 Ventana

La ventana que se empleará en el sistema consiste de una placa circular de 3 pulgadas de diámetro y un espesor de 2 mm de Bromuro de Plata (AgBr). Este material, en contraste con la mayoría de los materiales empleados para ventanas en el infrarrojo medio, tiene una baja solubilidad en agua y una relativamente alta transmisión en el ancho de banda del detector ( $\approx 80\%$ )<sup>(38)</sup>. La Figura 20 muestra la curva de transmisión para una ventana de AgBr. A longitudes de onda cercanas a la de corte, la transmitancia disminuye en función del espesor del material. Este material es fotosensible y se oscurece al ser expuesto a la luz visible, por lo que se tiene que tener mucho cuidado al manejar esta ventana.

También tiene la característica de ser quebradizo, por lo que debe utilizarse un espesor lo suficientemente grueso para que soporte la diferencia de presiones del crióstato. Se realizó un análisis por elementos finitos a tres distintos espesores para determinar el comportamiento mecánico de este material que estará sujeto a presión atmosférica. La Figura 21 muestra los esfuerzos para una ventana de 3" de diámetro y espesores de 1, 2 y 4 mm, respectivamente con un diferencial de presión de una atmósfera. Se optó por utilizar un espesor de 4 mm.

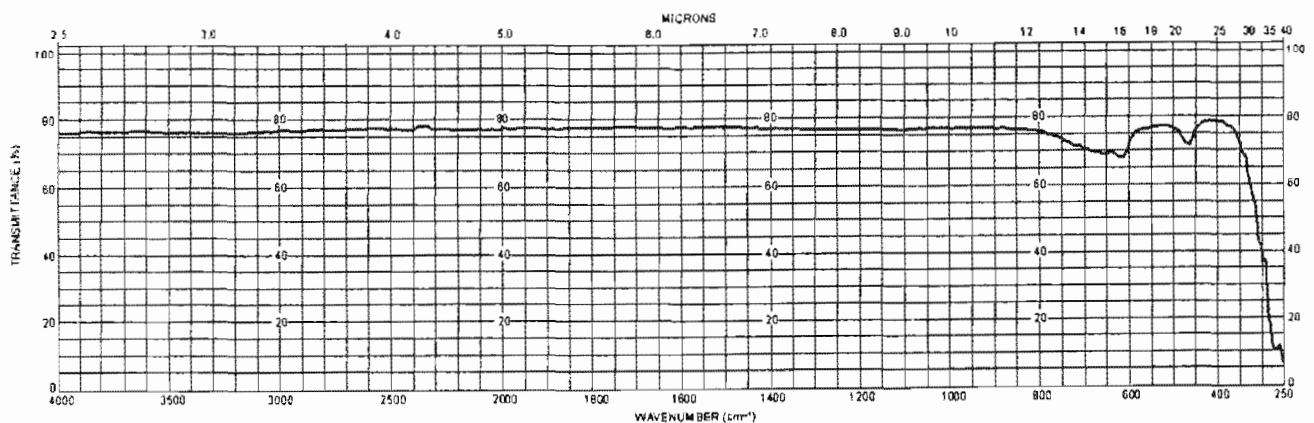


Figura 20. Curva de transmisión de la ventana de AgBr<sup>(38)</sup>.

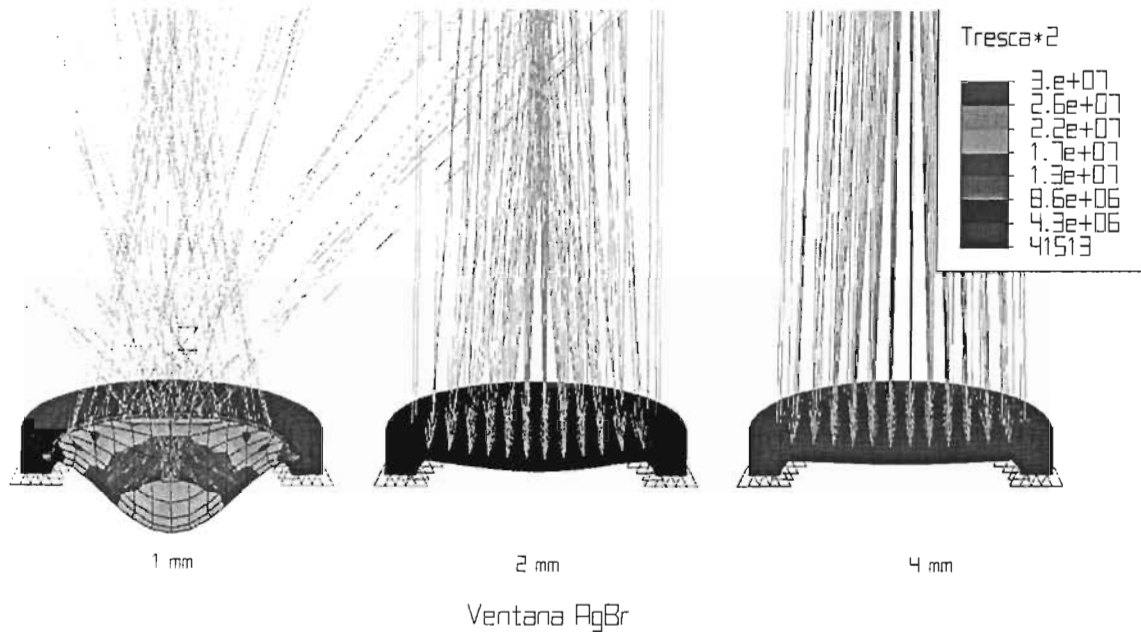


Figura 21. Estudio de análisis de esfuerzos por elementos finitos (FEA) para una ventana de AgBr para tres distintos espesores (1, 2 y 4 mm).

### 7.1.2 Espejos metálicos planos y recubrimiento de oro

Los espejos planos son piezas de aluminio generadas con buril de diamante, aplanadas y pulidas a  $\lambda/4 @ 0.63 \mu\text{m}^{(43)}$ . Esta calidad óptica, que puede parecer insuficiente en el visible, excede los requerimientos de calidad en el infrarrojo, los cuales caen dentro de la imagen de difracción. A manera de ejemplo, para  $\lambda=10$  micras, la calidad óptica de estas superficies es mejor que  $\lambda/50$ , por lo que estos espejos son excelentes para esta aplicación. Como los espejos parabólicos, estos también están recubiertos de oro. Se utilizan para doblar el haz de tal forma que el sistema óptico quepa dentro del crióstato. Un espejo de este tipo se monta sobre una rueda para seleccionar entre los modos de cámara directa (espejo plano) o espectroscopia (rejilla).

Se eligió oro como recubrimiento para estos espejos debido a su alta reflectancia en el infrarrojo. La Figura 22 muestra una gráfica del porcentaje de reflectancia del oro vs. la longitud de onda, comenzando desde 0.6 hasta 12  $\mu\text{m}$ . Esta gráfica fue tomada de la página de Epner : [http://www.epner.com/laser\\_properties.ssi#](http://www.epner.com/laser_properties.ssi#) y presenta mediciones de la reflectancia hechas por tres industrias independientes. El oro, a diferencia del aluminio,

aumenta su reflectancia hacia longitudes de onda mayores y se encuentra cercana al 99%.

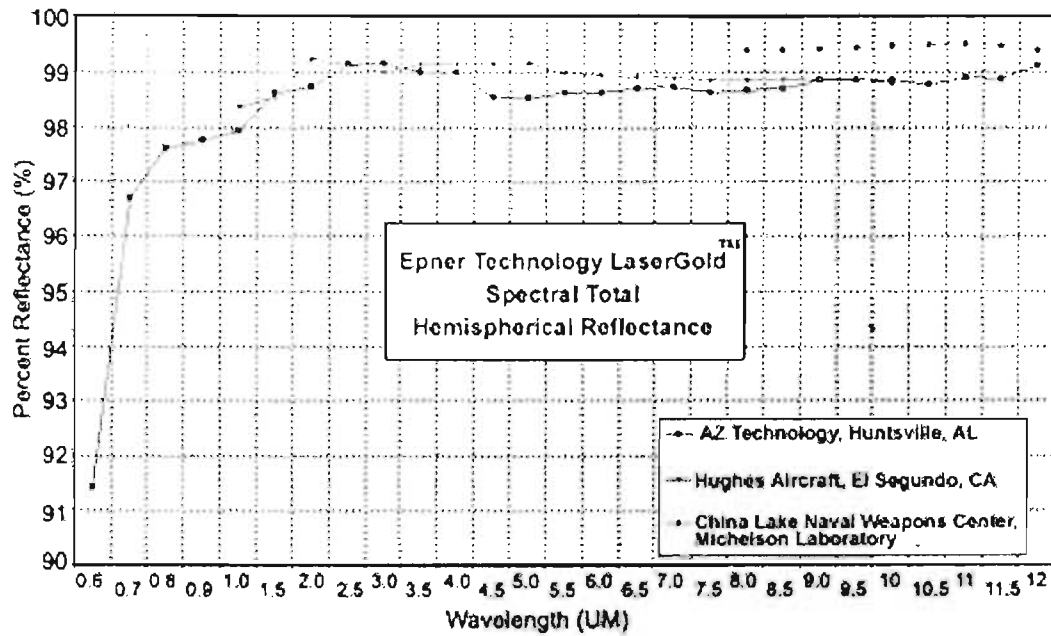


Figura 22. Gráfica de la reflectancia del oro para longitudes de onda de 0.6 hasta 12  $\mu\text{m}$ . Tomada de Eper Technologies. Esta gráfica representa las mediciones independientes de la reflectancia del oro hechas por tres industrias. Para longitudes de onda mayores a 12  $\mu\text{m}$  la reflectancia aumenta un poco más.



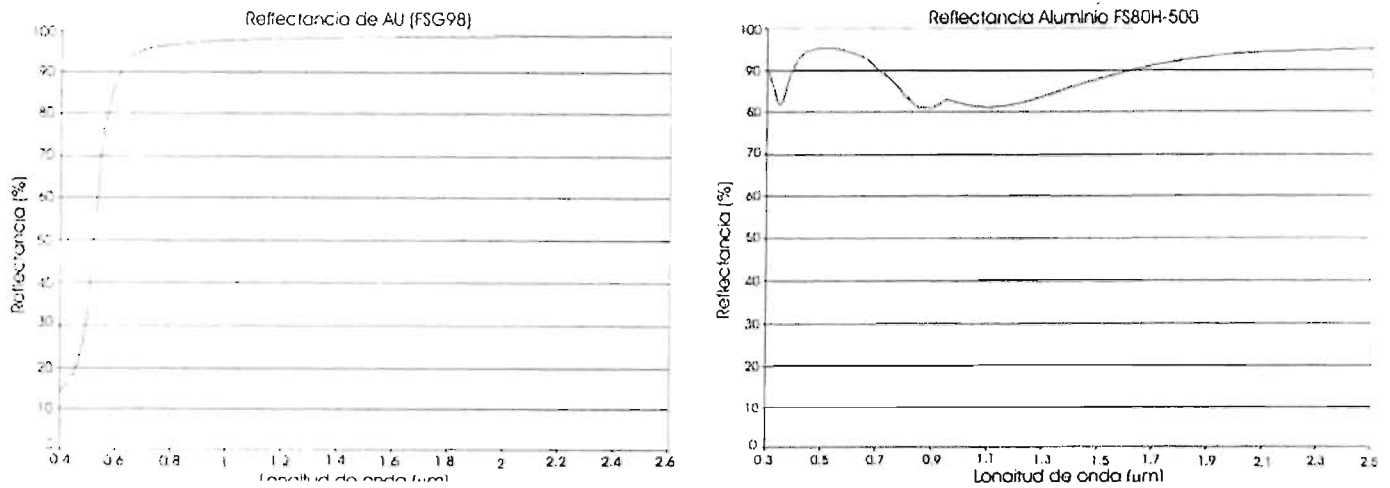


Figura 23. Gráficas de reflectancia de oro (izquierda) y aluminio optimizado para el infrarrojo (derecha) para intervalos de 0.4 - 2.6 µm y 0.3 – 2.5 µm, respectivamente. Nótese la reflectancia del oro (~99%) vs. La del aluminio (~95%). Para longitudes de onda mayores, la reflectancia del aluminio decrece mientras la del oro aumenta. Tomada de <http://www.dentonvacuum.com/coatings/metal.html>.

La Figura 22 muestra la reflectancia para el oro y el aluminio en el intervalo espectral de 0.4-2.5 µm. El oro tiene mejores propiedades de reflectancia para longitudes de onda en el infrarrojo y peores es el visible (Figura 23).

### 7.1.3 Filtros

Los filtros que se utilizarán en el instrumento son de dos tipos: de banda ancha y de banda angosta; ambos están determinados por las ventanas atmosféricas. Estos filtros fueron fabricados por OCLI<sup>(54)</sup> (*Optical Coating Laboratory Inc.*). Su diámetro es de 2.5 cm y miden entre 1 y 2 mm de espesor. Su región de atenuación presenta un 0.1% de transmisión y su temperatura de operación es de 77 K.

Los filtros de banda ancha se caracterizan por tener una alta transmisión en un intervalo específico y discriminar todas las demás longitudes de onda. El ancho de banda se define como el intervalo entre las longitudes de onda para las cuales la transmisión es del 50% de la transmisión máxima del filtro.

Los filtros angostos se definen como filtros cuyo ancho de banda es menor o igual al 10% de la longitud de onda central. Sus longitudes de onda límite se definen como las longitudes de onda para las cuales se tiene el 50% de la transmisión máxima. El ancho de banda está delimitado por las longitudes de onda de comienzo y de corte ( $\lambda_{cuton}$  y  $\lambda_{cutoff}$ ). La Figura 23 muestra los parámetros característicos de un filtro<sup>(54)</sup>.

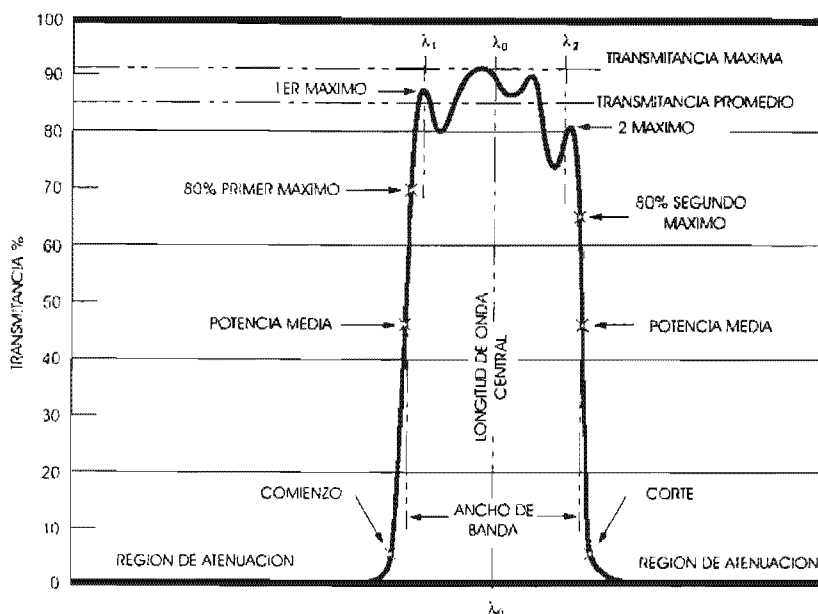


Figura 23. Parámetros para definir un filtro.

La Tabla 9 lista las especificaciones de los filtros de la serie de silicatos. Se indica cuáles son los filtros que se adquirieron para la primera fase de operación del instrumento. La Tabla 10 muestra los filtros correspondientes a las bandas atmosféricas K, L, M, N y los filtros IHW18 y Q3. La Figura 24 muestra las gráficas de transmisión para todos ellos<sup>(54,31)</sup>, esta tabla fue tomada de la página del instrumento MIRAC<sup>(31, 5)</sup>. No todos los filtros que se muestran en las curvas de transmisión fueron adquiridos. Algunos de ellos han dejado de ser fabricados por el momento, como es la serie de silicatos.

Tabla 9. Filtros de banda angosta de la serie de silicatos adquiridos a OCLI<sup>(54)</sup> para el instrumento. El filtro de 10.3  $\mu\text{m}$  no pudo ser entregado por problemas de manufactura.

| Nombre del filtro | Longitud de Onda central ( $\lambda$ ) en $\mu\text{m}$ | Ancho de Banda ( $\delta\lambda$ ) | Transmisión Máxima (%) | Adquirido |
|-------------------|---|------------------------------------|------------------------|-----------|
| SiN               | 7.8   | < 10% (0.755 $\mu\text{m}$ )       | 60                     | si        |
| SiO               | 8.7   | < 10% (0.871 $\mu\text{m}$ )       | 60                     | si        |
| SiP               | 9.8   | < 10% (0.952 $\mu\text{m}$ )       | 60                     | si        |
| SiQ               | 10.3  | < 10% (1.103 $\mu\text{m}$ )       | 60                     | no        |
| SiR               | 11.6  | < 10% (1.110 $\mu\text{m}$ )       | 60                     | si        |
| SiS               | 12.5  | < 10% (1.156 $\mu\text{m}$ )       | 60                     | si        |

Tabla 10. Filtros para bandas atmosféricas

| Nombre del filtro | Longitud de onda central ( $\lambda$ ) en $\mu\text{m}$ | Ancho de banda (puntos de potencia media o ancho banda) | Transmisión máxima (%) | Adquirido |
|-------------------|---|---|------------------------|-----------|
| K                 | 2.2   | 2.0 y 2.4 $\mu\text{m}$                                 | 60                     | si        |
| L                 | 3.82  | 3.5 y 4.15 $\mu\text{m}$                                | 60                     | si        |
| M                 | 4.7   | 4.4 y 5.0 $\mu\text{m}$                                 | 60                     | si        |
| N                 | 10.75   | $\Delta\lambda=5.230 \mu\text{m}$                       | 60                     | no        |
| IHW18             | 18.17   | $\Delta\lambda=1.651 \mu\text{m}$                       | No disponible          | no        |
| Q3                | 20.8  | $\Delta\lambda=1.650 \mu\text{m}$                       | No disponible          | no        |

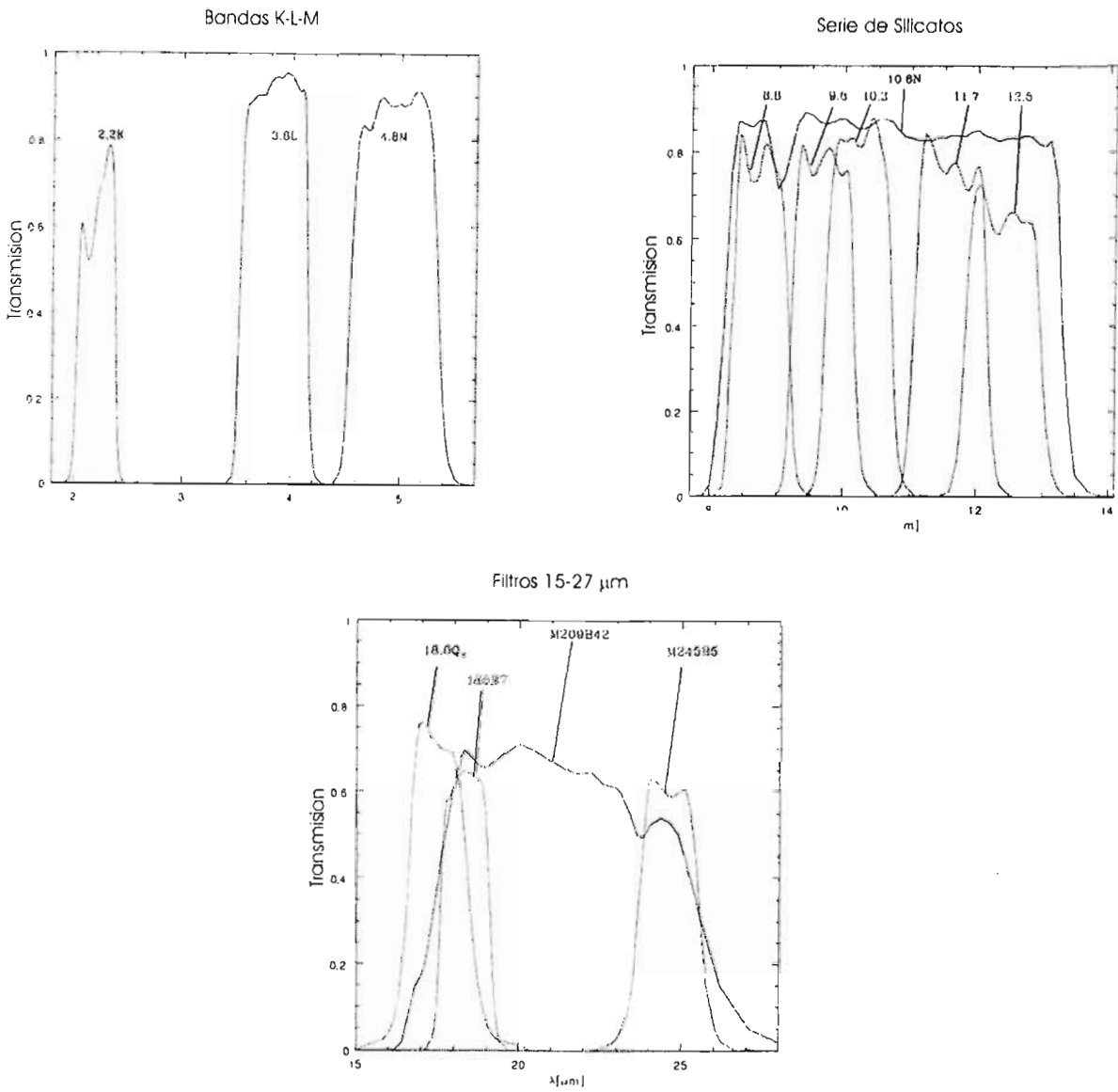


Figura 24. Curvas de transmisión de filtros para el mediano infrarrojo. Algunos de estos filtros fueron adquiridos para el instrumento, que se indican en las Tablas 8 y 9. Las curvas de transmisión de la página anterior corresponden a esta misma figura.

## 7.1.4 Rejillas de difracción

La rejilla de difracción que se emplea para el diseño de este instrumento es una rejilla plana de reflexión fabricada por Richardson Grating Laboratories, ahora Spectra Physics. El sustrato de esta rejilla (estandar) es de Borosilicato BK-7 y sus dimensiones son de 99 x 102 mm. Se adquirirá una rejilla más pequeña de 52 x 52 mm en aluminio para adecuarla al tamaño de la óptica del instrumento. La rejilla tiene un rayado de 95 líneas por milímetro y un ángulo de blaze de 32° y su recubrimiento es de oro.

Se prevé incluir otra rejilla al sistema para cubrir el intervalo espectral de la banda N. Las características de estas dos rejillas se muestran en la siguiente tabla (Tabla 11):

Tabla 11. Características de las rejillas de difracción para el modo espectroscópico. Tomadas de Richardson Grating Lab.

| Rejilla (Modelo) | Líneas/mm | Angulo de Blaze | Tamaño |
|------------------|-----------|-----------------|--------|
| 53-X-829         | 95.1      | 32°             | 52x52  |
| 53-X-960         | 75        | 26.7°           | 52x52  |

Se contempló utilizar rejillas de transmisión para este diseño ya que con esto se evitaría doblar el haz. La desventaja de utilizar una rejilla de transmisión es que el sustrato del cual se fabrican tiene las mismas características que los materiales para óptica refractiva: baja transmisión, material de difícil manufactura y alto costo.

## 7.2 Ensamble optomecánico

### 7.2.1 Propuesta de ensamble

La Figura 25 muestra una propuesta para el ensamble optomecánico del sistema "Mono Z" sin modo espectroscópico, aunque se indica la posición de la rejilla de difracción. Se muestra la ventana de entrada al crióstato y una serie de baffles, que por claridad, solamente se dibujaron en la vecindad del plano focal y del detector, pero delimitan los haces dentro de todo el crióstato. La montura del diafragma de campo / rendija, la montura con el espejo colimador, la región pupilar, con filtros y Lyot, la parábola de la cámara y la tarjeta que contiene al detector también pueden ser observados en esta figura. Nótese la incidencia inclinada sobre el detector.

La Figura 26 muestra un detalle de la región pupilar del sistema. Se puede apreciar la rueda de filtros de 10 posiciones con motor criogénico, el diafragma de Lyot y la posición de la rejilla de difracción. Para incluir el modo espectroscópico es necesario agregar un mecanismo de selección con un espejo plano y la rejilla de difracción. Este sistema se tiene que doblar en la pupila para incluir el modo espectroscópico.

### 7.2.2 Análisis térmico

Las componentes ópticas deben ir montadas dentro del crióstato y mantener su posición con precisión. Debido a los diferentes coeficientes de expansión térmica de los diversos

materiales de las componentes y sus monturas, fue necesario hacer un análisis por elementos finitos (FEA) para conocer los desplazamientos y aberraciones ópticas que se pudieran producir por las bajas temperaturas. Todas las componentes ópticas reflectivas, excepto las rejillas, son de Aluminio 6061-T6. Las monturas de estas componentes están fabricadas del mismo material para evitar su deformación.

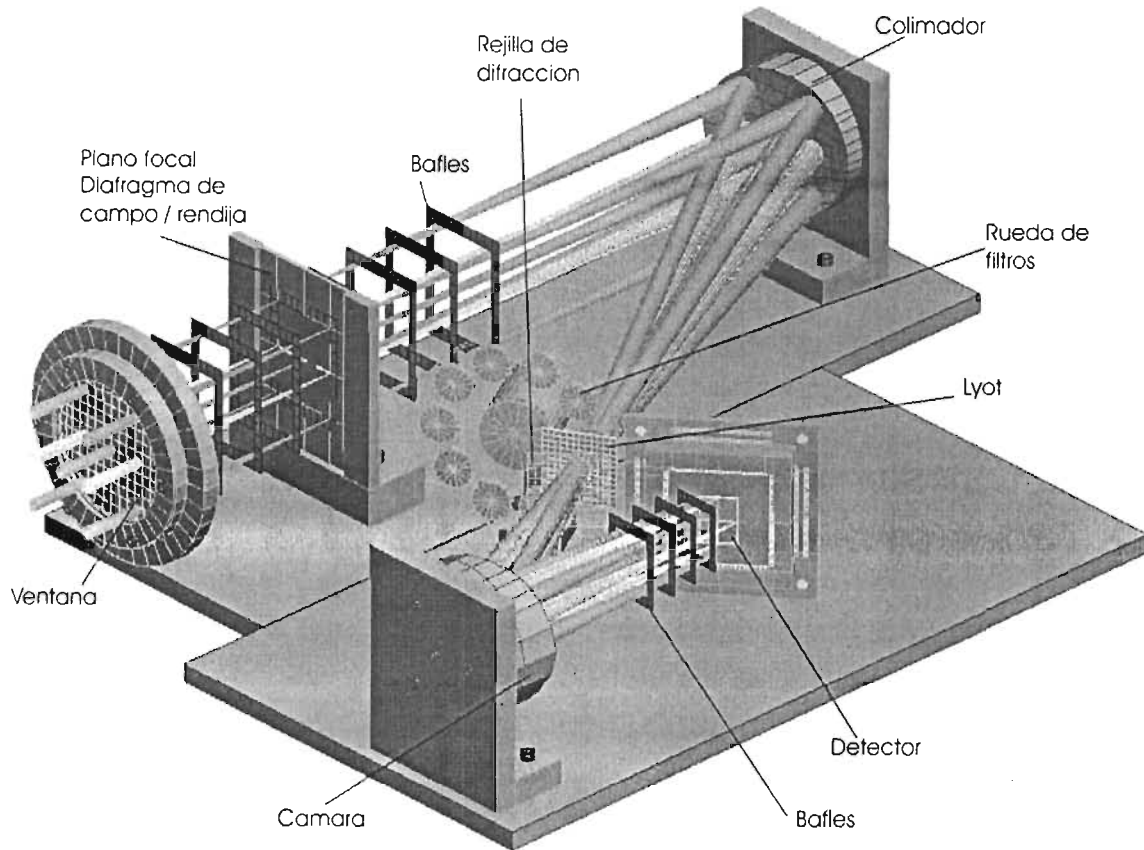


Figura 25. Diseño conceptual del ensamblaje optomecánico del sistema óptico Mono-Z. Este diseño fue concebido para ser utilizado en una celda criogénica que utilizará un sistema de enfriamiento de Helio recirculante. Por claridad las paredes del sistema han sido eliminadas. El haz del telescopio entra por una ventana y hace foco dentro del crióstato. En el plano focal se coloca ya sea un diafragma de campo para cámara directa o una rendija para el modo espectroscópico. Se muestran los espejos fuera de eje que comprenden el colimador y la cámara. Cercano a la pupila se coloca un diafragma de Lyot (Cuadrícula) o una rejilla (cuadro rayado). En la región pupilar se coloca también la rueda de filtros. Nótese la incidencia inclinada del plano focal sobre el detector. Todo el camino óptico se encuentra delimitado con baffles, aunque solamente se muestran algunos.

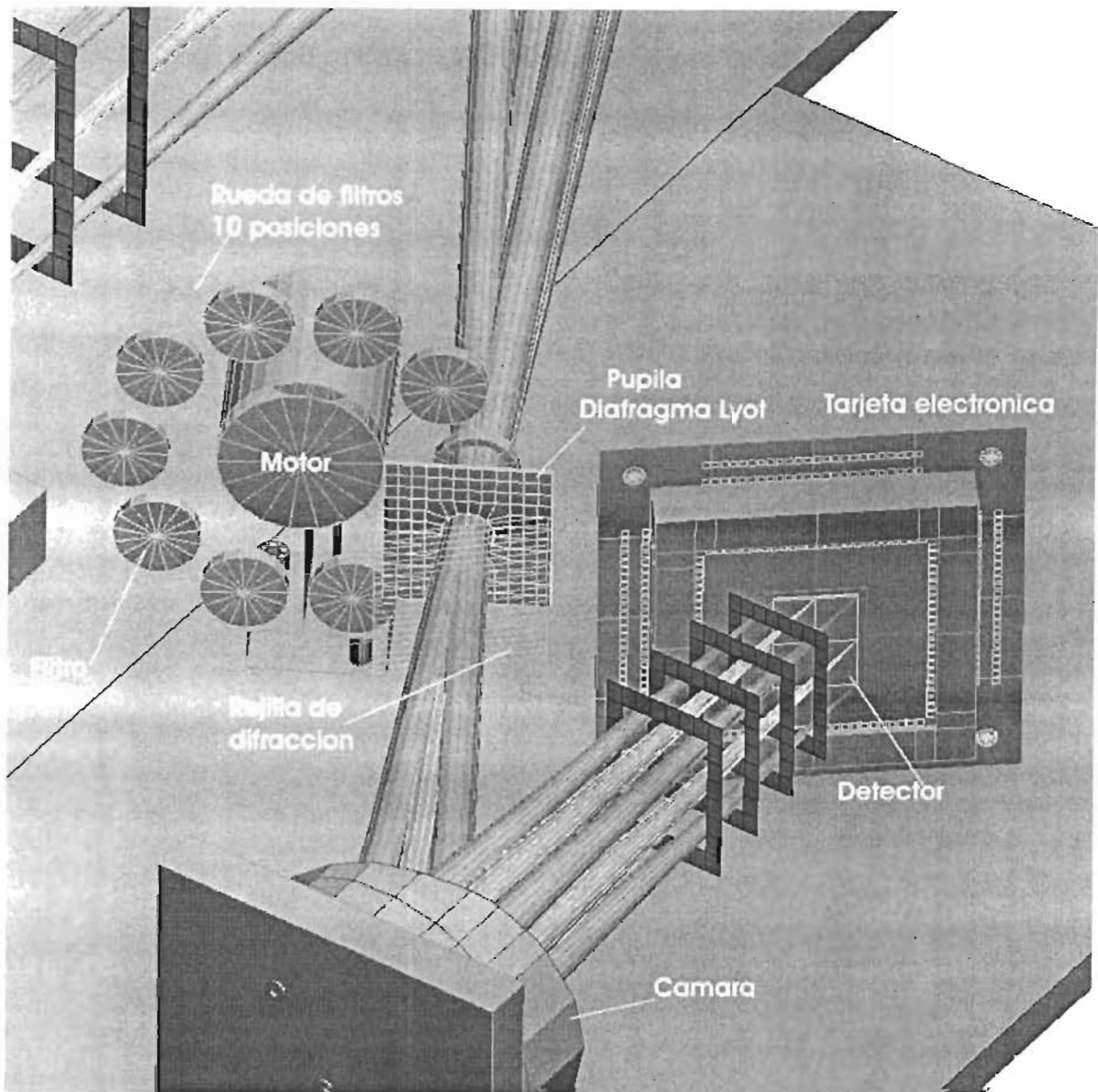


Figura 26. Detalle de una propuesta de ensamble optomecánico de la región pupilar del sistema Mono-Z. Se observa una rueda de filtros de 10 posiciones operada por medio de un motor criogénico, el diafragma de Lyot sobre la pupila y la posición de una rejilla de difracción (cuadro transparente rayado). Se observa también la cámara y la tarjeta electrónica que contiene al detector. Nótese la inclinación del plano focal.

La Figura 27 muestra los resultados de estos análisis para desplazamientos en el eje Z para las parábolas fuera de eje. Puede observarse una contracción uniforme que genera una diferencia de  $40 \mu\text{m}$  de inclinación (*tip*) debida a la diferencia de espesores en la figura del espejo. La parábola se fija en toda la base.

En la Figura 28 se muestran los resultados del desplazamiento térmico en 3D, cuando la parábola se sujeta por medio de un tornillo central. Se puede observar la contracción de todo el espejo en relación con su centro. Ópticamente, estas parábolas cambian su distancia focal a 20 K en 4.16 partes por cada 1000.

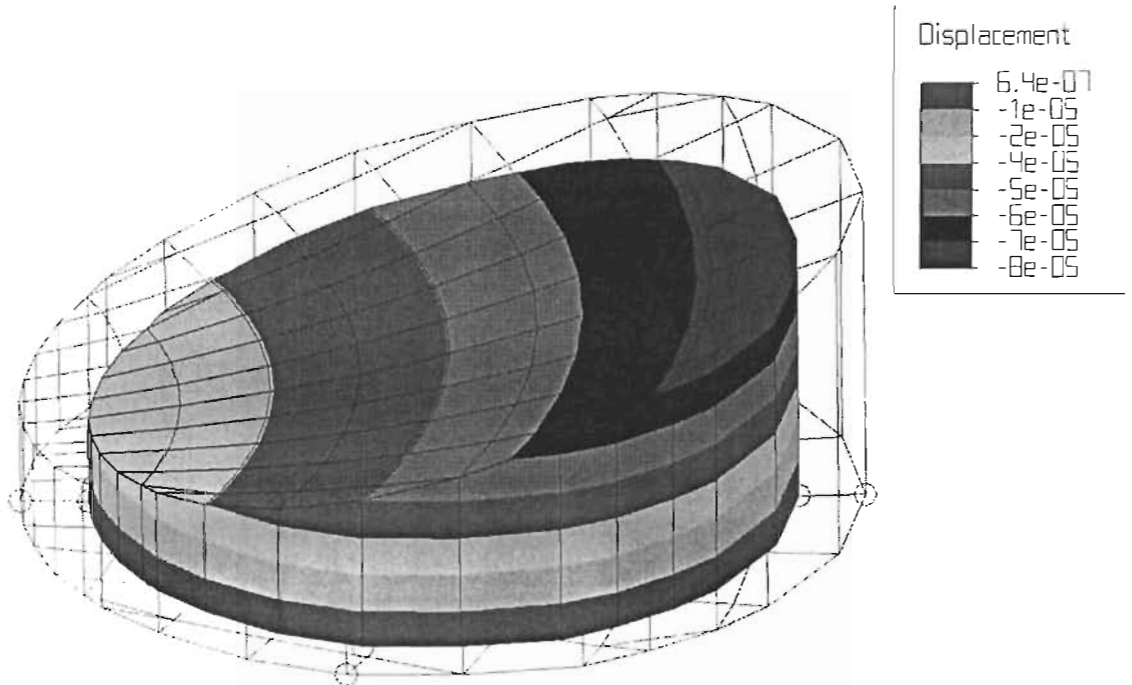


Figura 27. Desplazamiento térmico en el eje Z de los espejos de aluminio. Temperatura: 20 K. Se muestra una contracción térmica uniforme con un máximo de 0.6 μm. El modelo verde representa el espejo sin deformaciones. Cada color representa un intervalo de desplazamiento. La escala es en m.



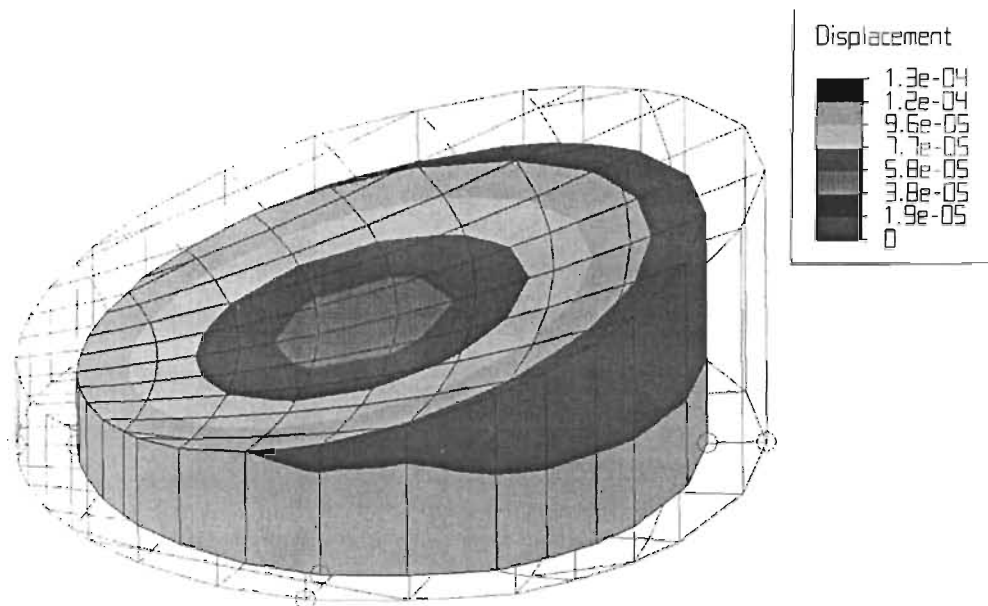


Figura 28. Desplazamiento térmico en 3D para los espejos de aluminio. Temperatura: 20 K. Se muestra un encogimiento uniforme con un máximo de 130  $\mu\text{m}$ . El modelo verde representa el espejo sin deformaciones. La escala es en m.

### 7.3 Sistema Criogénico

Existen dos razones por las cuales se deben enfriar los sistemas infrarrojos. La banda prohibida del semiconductor extrínseco sensible al infrarrojo es sumamente pequeña, comparable a la energía de los fotones (Capítulo 2). Por esta razón es muy importante disminuir la energía térmica de los electrones para evitar la corriente oscura. Para el caso del Si:As, esto se consigue a temperaturas de operación de entre 6 y 8 K. Por otra parte, como se vio en el Capítulo 1, la emisión de fondo en este intervalo es muy alta, en algunos casos, cientos de miles de veces mayor a la emisión de la fuente, por lo que es necesario minimizarla. Para lograr esto, se debe enfriar todo el ambiente que rodea al detector, es decir, el sistema optomecánico del instrumento a temperaturas de alrededor de 25 K.

#### Métodos de enfriamiento

Dependiendo de la aplicación, existen varios métodos diferentes para enfriar el detector y la óptica que lo acompaña. A continuación se listan algunos ejemplos y las temperaturas que alcanzan:

Celdas termoeléctricas (-20 a  $-50^{\circ}\text{C}$ ).

Líquidos recirculantes. (-20 a  $-50^{\circ}\text{C}$ ).

Líquidos y sólidos criogénicos (76 a 6 K) dependiendo del compuesto.

Refrigeradores de ciclo cerrado (hasta 6 K).

Refrigeradores de demagnetización adiabáticos. (1.5-0.05 K).

En el caso de los detectores infrarrojos, las temperaturas de operación de los detectores deben ser muy bajas. La mayoría de los detectores para el infrarrojo cercano utilizan Nitrógeno líquido ( $\text{LN}_2$ ) como líquido criogénico, que alcanza una temperatura de  $-196^\circ\text{C}$  o 77 K, que es la temperatura de ebullición del Nitrógeno.

Para el caso de los detectores del infrarrojo medio que tengan una banda prohibida angosta, las temperaturas de operación de los detectores se encuentran por debajo de los 10K, lo que impone la utilización de ciertos métodos de enfriamiento que se explican a continuación:

Helio líquido (LHe): el empleo de LHe permite enfriar al detector hasta 4K (ó  $-269^\circ\text{C}$ ).

El empleo de este material impone ciertas dificultades, como el empleo de una botella de preenfriamiento con  $\text{LN}_2$  que rodea al contenedor de Helio y enfría la botella en la que se almacenará el LHe, que es un material caro y difícil de conseguir.

Refrigeradores de ciclo cerrado: Otra alternativa para enfriar detectores a bajas temperaturas es el empleo de refrigeradores de ciclo cerrado, en los que se emplea gas Helio con pureza de 99.999% a una presión de operación de alrededor de 300 psi. El principio de operación es parecido al de los refrigeradores domésticos, en los que un gas es comprimido, su calor extraído y a continuación permitido que se expanda, extrayendo de esta manera el calor de la carga. Este tipo de enfriadores permiten utilizar cabezales con dos o más etapas a distintas temperaturas para enfriar distintas partes del sistema. La temperatura de enfriamiento de estos sistemas no siempre será la óptima para operar un detector, por lo que es importante incluir un control de temperatura.

### 7.3.1 Crióstato HDL10 IR-Labs

Una opción de celda criogénica para emplearse en el sistema, es el crióstato HDL-10, fabricado por Infrared Laboratories, Inc. Se trata de un crióstato para Helio líquido con una superficie de trabajo de 10.18 pulgadas de diámetro perforada y con una altura efectiva de 2 pulgadas. Sus especificaciones se muestran en la Tabla 12. La Figura 29 muestra un dibujo de este crióstato. Como se puede ver en la figura, la botella cuenta con dos contenedores para líquido criogénico, uno para Nitrógeno líquido y el otro para Helio líquido. El primer contenedor, con  $\text{LN}_2$  enfría el escudo de radiación externo que envuelve el contenedor de LHe, minimizando la evaporación del Helio. Este sistema presenta dos desventajas: el Helio líquido es muy costoso y el crióstato tiene relativamente poco espacio para albergar un sistema óptico grande como lo es el "Doble Z". La Figura 30 muestra un bosquejo de una propuesta para instalar el sistema "Mono Z" (Sección 6.1) en este crióstato. Se requieren dos espejos planos para doblar el haz y uno adicional para escoger entre el modo de cámara directa y el espectroscópico. Aquí se presenta una rueda de selección con tres rejillas, aunque el diseño presentado en la sección 6.1 de manera preliminar incluye solamente una rejilla de difracción. Esta propuesta fue hecha antes de realizar el diseño óptico formal, por lo que no se muestra la incidencia inclinada del haz en el detector.

Tabla 12. Especificaciones del crióstato HDL-10 de Infrared Laboratorios.

| <b>Especificaciones del Crióstato HDL-10</b>                           |               |
|--|---------------|
|  | <b>HDL-10</b> |
| Diámetro externo (pulgadas)  | 11.95         |
| Altura (pulgadas)  | 13.50         |
| Diámetro de superficie fría (pulgadas)                                 | 10.18         |
| Altura del área de trabajo - "B" (pulgadas)                            | 4.0           |
| Peso (libras)  | 42.0          |
| Capacidad LN <sub>2</sub> (litros)                                     | 4.2           |
| Tiempo de mantenimiento de LN <sub>2</sub> – soportes estándar (horas) | 35            |
| Tiempo de mantenimiento de LN <sub>2</sub> – soportes rígidos (horas)  | 32            |
| Capacidad LHe (litros)   | 4.4           |
| Tiempo mantenimiento de LHe – soportes estándar (horas)                | 135           |
| Tiempo mantenimiento de LHe – soportes rígidos (horas)                 | 47            |

Debido a que el Helio líquido es difícil de conseguir y de transportar hasta el sitio del observatorio, y que además se cuenta con la infraestructura necesaria (compresor, mangueras, medidores y controladores de temperatura) en el telescopio de 2.12 m, se optó por implementar un sistema de enfriamiento de helio recirculante. Para esto se cuenta ya con dos cabezales de enfriamiento de la marca Helix (CTI Cryogenics modelo 22 y modelo 350CP) que permitirán enfriar al instrumento a las temperaturas adecuadas para su operación (~7 K para el detector y ~20 K para la óptica).

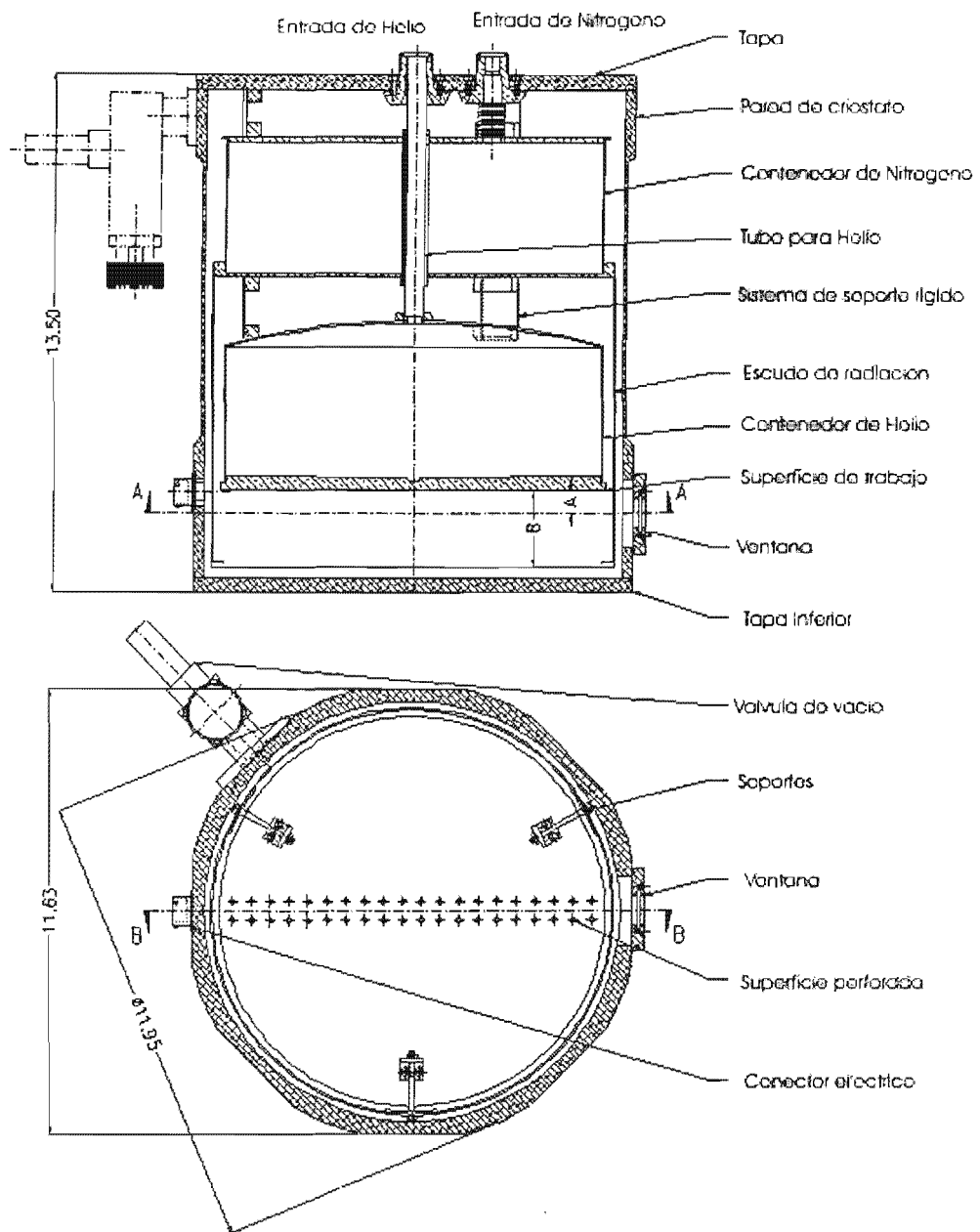


Figura 29. Crióstato de IR Labs con diámetro de 10 pulgadas de superficie de trabajo, con contenedores para He líquido y N líquido. Tomado del catálogo de Infrared Laboratories, Inc.

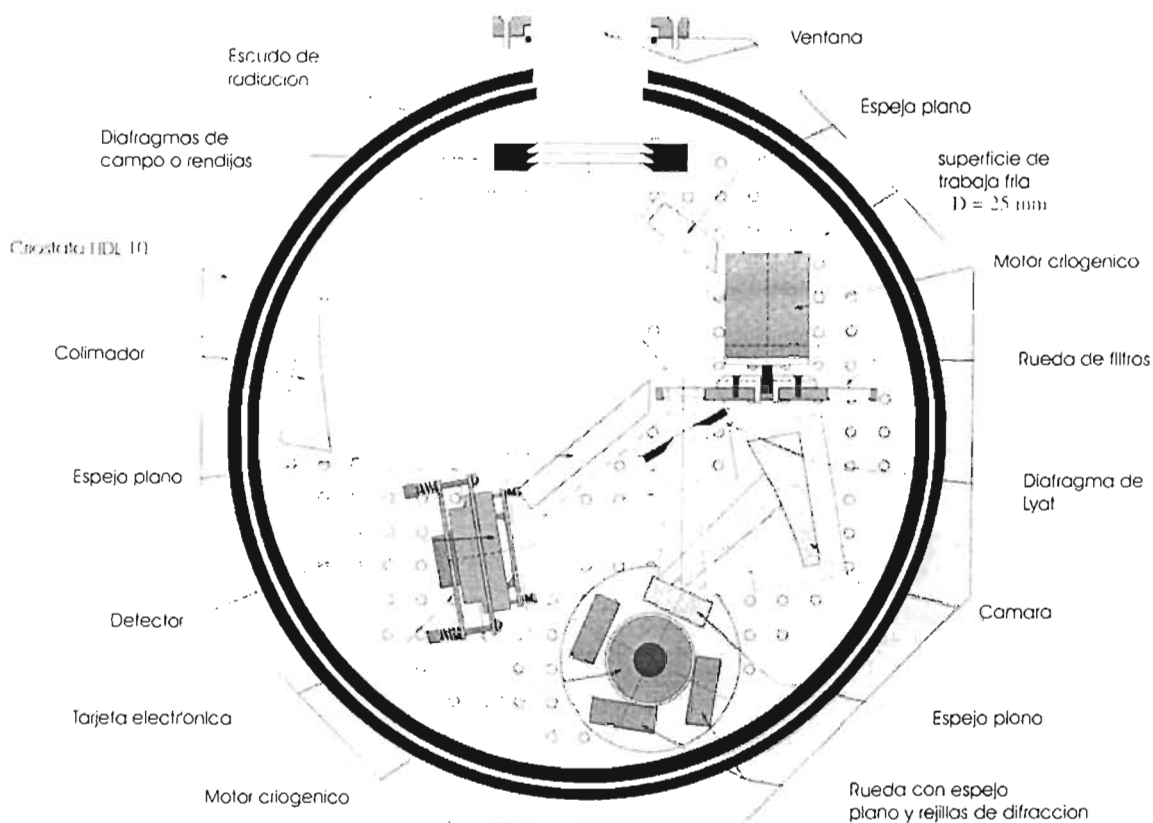


Figura 30. Diseño conceptual para albergar el sistema "Mono-Z" en el criostato HDL-10 de IR-Labs. Se muestra la ventana de entrada al criostato con su empaque, la superficie de trabajo perforada de 10 pulgadas, el escudo de radiación que mantiene todo el sistema en un ambiente de 7 K y las diversas componentes ópticas, mecánicas y electrónicas del instrumento. El haz del telescopio entra por la ventana del criostato. En el plano focal se muestran diafragmas de campo y rendijas. El haz tiene que ser doblado por medio de espejos planos tres veces para que el sistema quepa en el criostato. Los movimientos internos se efectúan por medio de motores criogénicos. No se muestra la incidencia inclinada en el detector.

### 7.3.2 Criostato diseñado para el sistema Doble Z

El diseño óptico presentado en la sección 6.2 tiene un tamaño de aproximadamente 30 cm por lado, por lo que es imposible instalarlo en la botella criogénica HDL-10.

Debido a las ventajas que presenta este sistema con respecto al que solamente utiliza un juego de parábolas, amerita el diseño y la construcción de un criostato específicamente adecuado para él.

Se ha contemplado diseñar una celda aislada que no utilizará líquido criogénico; a cambio se emplearán dos cabezales de enfriamiento de un sistema de Helio recirculante que se describe en la siguiente sección. Todos los movimientos de las componentes internas se realizarán por medio de motores criogénicos. La celda tendrá una base

mecánica aislada con un escudo frío para albergar la óptica del sistema y será enfriada por medio de un cabezal de capacidad media (Modelo 350CP). Toda la óptica tendrá baffles para evitar radiación parásita. La temperatura de la óptica estará controlada alrededor de 25 K. El detector será enfriado de manera independiente por medio de un cabezal de baja capacidad (Modelo 22) a una temperatura de aproximadamente 7 K.

### 7.3.3 Descripción del sistema de enfriamiento

El instrumento tendrá la opción de ser enfriado por medio de Helio líquido (Crióstato HDL-10) o por medio de un sistema de Helio recirculante. El funcionamiento de este sistema se muestra a continuación.

Los cabezales de enfriamiento tienen la función de producir refrigeración continua en ciclo cerrado, con temperaturas de refrigeración que dependen de la carga térmica. El intervalo de temperaturas de enfriamiento se encuentra entre los 20 y los 100 K para la primera etapa y los 6 y 20 K para la segunda etapa.

El cabezal se compone de tres componentes principales: la unidad activadora, el cilindro, así como el sistema de desplazamiento y regeneración.

La unidad de manejo se compone de un motor y engranajes que accionan el sistema de desplazamiento - regeneración y controlan el flujo de Helio hacia el cabezal. La Tabla 11 muestra las temperaturas que se alcanzan con cada cabezal en sus diversas etapas así como la disipación de calor que se consigue con cada una de ellas.

Tabla 11. Características de los cabezales de enfriamiento.

| Cabezal      | Temperatura Etapa 1 | Disipación de Calor | Temperatura Etapa 2 | Disipación de Calor |
|--------------|---------------------|---------------------|---------------------|---------------------|
| Modelo 22    | <10 K y hasta 20 K  | hasta 1 Watt @ 20 K | 77 K                | 7 Watts @ 77 K      |
| Modelo 350CP | 20 K                | 5 Watts             | 77 K                | 20 Watts            |

El gas Helio a presión entra al cabezal por el conector y pasa a la unidad de desplazamiento - regeneración al engranaje a través del encapsulado y para afuera hacia el compresor.

El principio de funcionamiento del sistema de enfriamiento es similar al de los refrigeradores domésticos, con la diferencia de que las temperaturas a las que operan estos sistemas se encuentran alrededor de los 6 K. Para esto se requieren gases que permanezcan líquidos a esas temperaturas, así como intercambiadores de calor muy eficientes. La Figura 31 muestra un esquema del funcionamiento del refrigerador con regenerador <sup>(37)</sup>.

En este sistema cerrado, el Helio fluye cíclicamente. Como se muestra, se tiene un compresor y dos válvulas, una de entrada al compresor y otra de salida. También se tiene un cilindro y una carga térmica. Al comienzo del ciclo, la válvula de salida del compresor

se abre y la cavidad del cilindro se llena con gas comprimido, desplazando al cilindro hacia arriba. La válvula de entrada al compresor permanece cerrada en este paso. En el segundo paso se cierra la válvula de salida y se abre la de escape o entrada al compresor. El gas se transfiere hacia la zona de baja presión expandiéndose y enfriándose en el proceso.

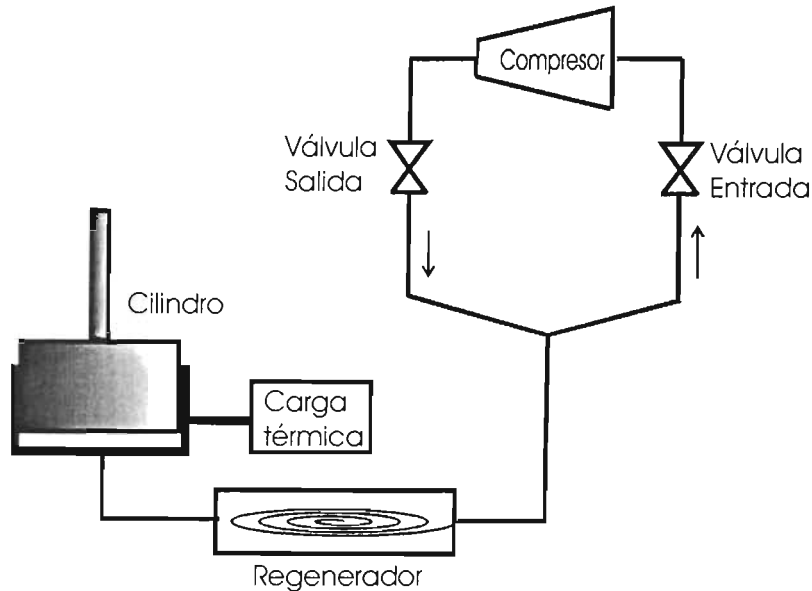


Figura 31. Funcionamiento del sistema de enfriamiento por Helio recirculante.

El gradiente de temperatura en el cilindro hace que el calor de la carga térmica se transfiera hacia la zona de baja temperatura del cilindro, enfriándose en el proceso y calentado al gas. El pistón es bajado lo cual desplaza el resto del gas que se encontraba en el cilindro hacia el compresor. El Helio pasa por un intercambiador de calor de dos vías, llamado regenerador, que enfría el gas de salida del cilindro. Este intercambiador está fabricado de un material con una gran área superficial que tomará calor del Helio, si éste se encuentra a una temperatura mayor y cederá su calor al gas, si se encuentra más frío. La Figura 32 muestra el funcionamiento de un cabezal de dos etapas y la Figura 33 un perfil típico de temperaturas para un cabezal de ciclo cerrado. El perfil de temperatura muestra varios pasos que se describen a continuación. Los números se refieren a las zonas marcadas en el perfil de temperatura de la Figura 33. Al cilindro se introduce gas comprimido a temperatura ambiente (1) por medio de la válvula de la izquierda en la Figura 32. Al subir el pistón el gas pasa por el regenerador, cuyo material absorbe calor del gas (pasando su temperatura del punto 3 al 4). Esto enfría al gas (2), el cual llena el espacio del cilindro del pistón. La temperatura del gas se encuentra aproximadamente a la temperatura de la carga (5). La válvula de entrada (izquierda) se cierra y se abre la válvula de salida (derecha), permitiendo que el gas se expanda y enfríe (6). La caída de temperatura  $\Delta T_f$  es la responsable del efecto de refrigeración. El calor de la carga calienta al gas a una temperatura ligeramente menor ( $\Delta T_c$ ) que la temperatura a la cual fue introducido al cilindro (7). Al pasar el gas por el regenerador, éste es calentado (8),

mientras el regenerador se enfría de la temperatura (4) a la (3). El pistón nuevamente desciende sacando el gas del cilindro a través del regenerador. El gas de salida siempre se encuentra ligeramente más frío que el de entrada, debido a que el regenerador no es perfectamente eficiente. El gas a baja presión sale por la válvula de salida (derecha) aproximadamente a temperatura ambiente (9). Con un sistema de dos etapas se alcanzan temperaturas de hasta 6 K.

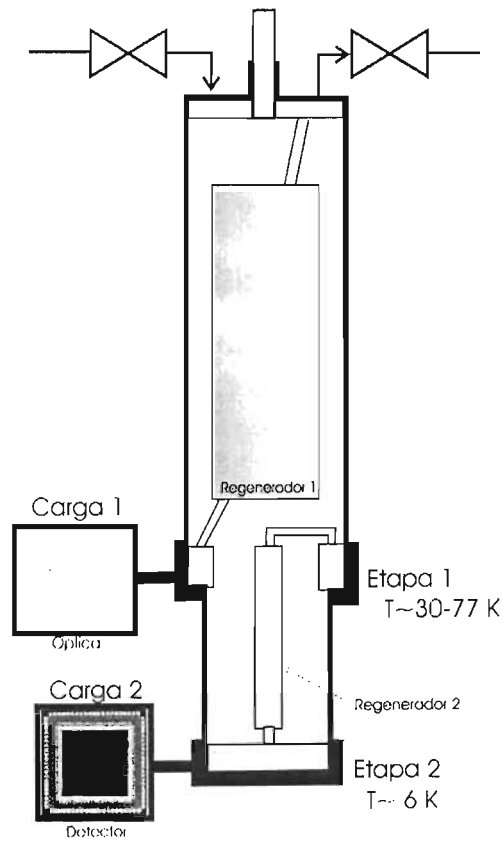


Figura 32. Esquema de un cabezal de enfriamiento de dos etapas. La primera etapa alcanza temperaturas entre 30 y 77 K y es útil para enfriar el sistema óptico. La segunda etapa, de menor capacidad, permite alcanzar temperaturas alrededor de 6 K. Esta etapa se emplea para enfriar el detector.



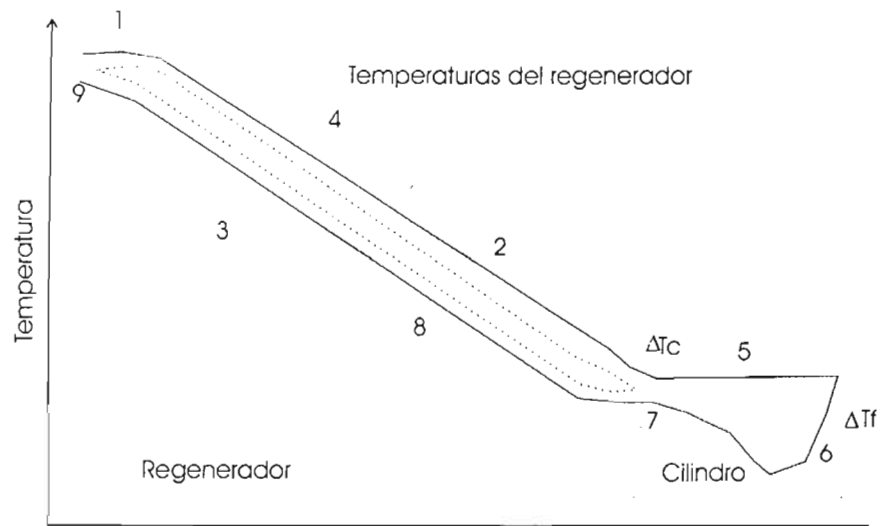


Figura 33. Perfil de temperatura para un sistema de helio recirculante.

# **Capítulo 5. Optimización y Caracterización de la Cámara Infrarroja Doble (CID)**

## **1. Introducción**

La banda del infrarrojo medio ha estado aportando una gama de nuevos conocimientos a la Astronomía moderna, que va desde el estudio de cuerpos del sistema solar hasta las observaciones de núcleos de galaxias activas. Es de suma importancia mantenernos en la frontera de estas tecnologías, por lo que el Instituto de Astronomía cuenta con un sistema de observación astronómica para el infrarrojo cercano-medio, que permitirá hacer observaciones en esta banda. Este sistema fue instalado (1999-2000) en el telescopio de 2m del OAN SPM; se realizaron pruebas y se caracterizaron y optimizaron tanto el instrumento como del detector. En esta sección se describe brevemente el instrumento CID, haciendo énfasis en el sistema basado en el detector BIB (CID-BIB). Se reportan los resultados de la caracterización del detector, realizadas en la temporada de mayo del 2000.

## **2. Instrumento CID**

La Cámara Infrarroja Doble, CID, fue adquirida mediante el apoyo del proyecto PACIME-CONACYT F325-E9211. Es un instrumento para realizar observaciones astronómicas en el infrarrojo, cubriendo el intervalo de 1 a 28  $\mu\text{m}$  <sup>(6)</sup>. El CID opera en el telescopio de 2 m del OAN, SPM y utiliza un secundario oscilante f/30. El sistema contiene, en una sola botella criogénica, dos instrumentos infrarrojos intercambiables, basados en los detectores InSb (256x256, 1-5  $\mu\text{m}$ ) y BIB (128x128, 2 - 28  $\mu\text{m}$ ).

La óptica, la mecánica fría, la electrónica de adquisición y lectura así como la programación básica de lectura de este instrumento fue diseñadas y construidas por Infrared Laboratories Inc. de Tucson, Arizona, bajo subcontrato el Instituto de Astronomía, UNAM. El primer instrumento del sistema, basado en un detector InSb (256x256) se le denomina CID-InSb; permite realizar observaciones astronómicas en la banda de 1-5  $\mu\text{m}$  en modo de cámara directa y espectroscopía. El segundo, denominado CID-BIB está basado en un detector sensible a longitudes de onda entre 2 y 28  $\mu\text{m}$ . Las características principales del CID se listan en la Tabla 1.

La Figura 1 muestra el instrumento CID instalado en la platina del telescopio. Se aprecian los dos cabezales de enfriamiento con sus mangueras de alimentación y de retorno, así como también los módulos que contienen los circuitos electrónicos y un cable de fibra óptica que comunica al instrumento con la computadora del instrumento en el cuarto de observación.

La Figura 2 muestra un corte del contenedor criogénico a lo largo del eje óptico, en el que se aprecian los dos instrumentos: CID-BIB en la esquina inferior izquierda y CID-InSb rodeando al CID-BIB del lado superior derecho. Se pueden observar las dos ventanas, conectores, traspasadores ferrofluídicos y cuatro motores instalados en la parte externa del contenedor. Nótese la óptica reflectiva y la inclinada incidencia de los haces en el

detector BIB. También se puede ver la conexión térmica del cabezal de enfriamiento al detector y a la óptica. Todo el instrumento está bafleado para evitar luz dispersa. El sistema óptico del CID-InSb se caracteriza por tener tres planos focales y dos pupilas, simplificando así el uso de rendijas, filtros y rejillas de difracción.

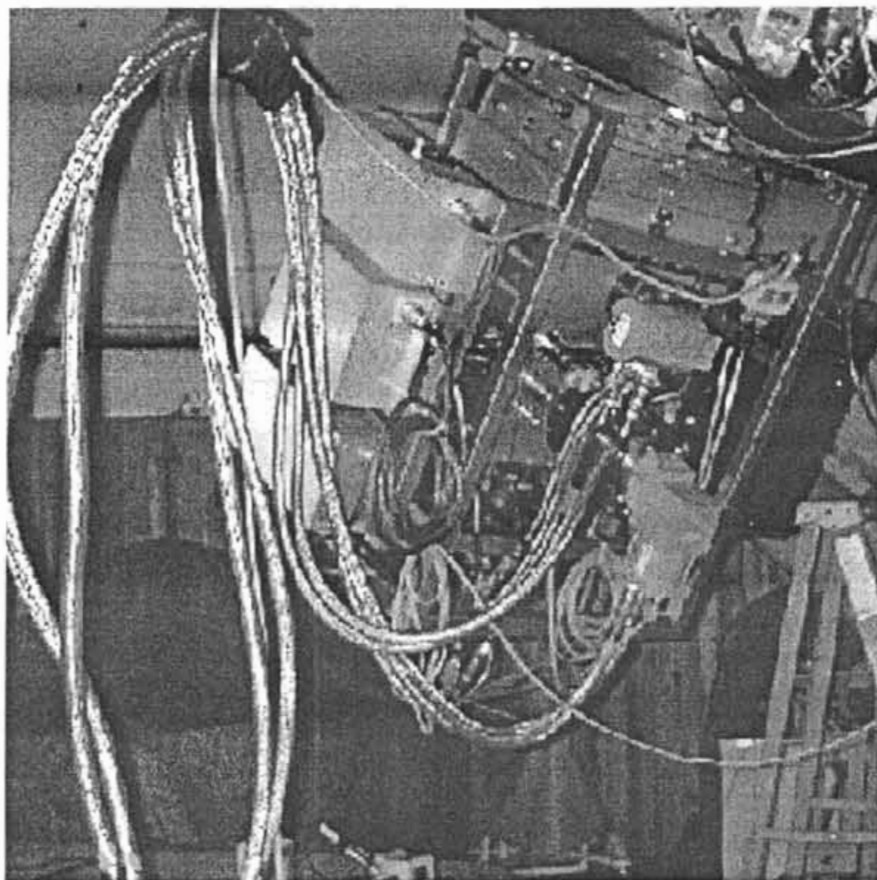


Figura 1. Instrumento CID instalado en el telescopio de 2m.

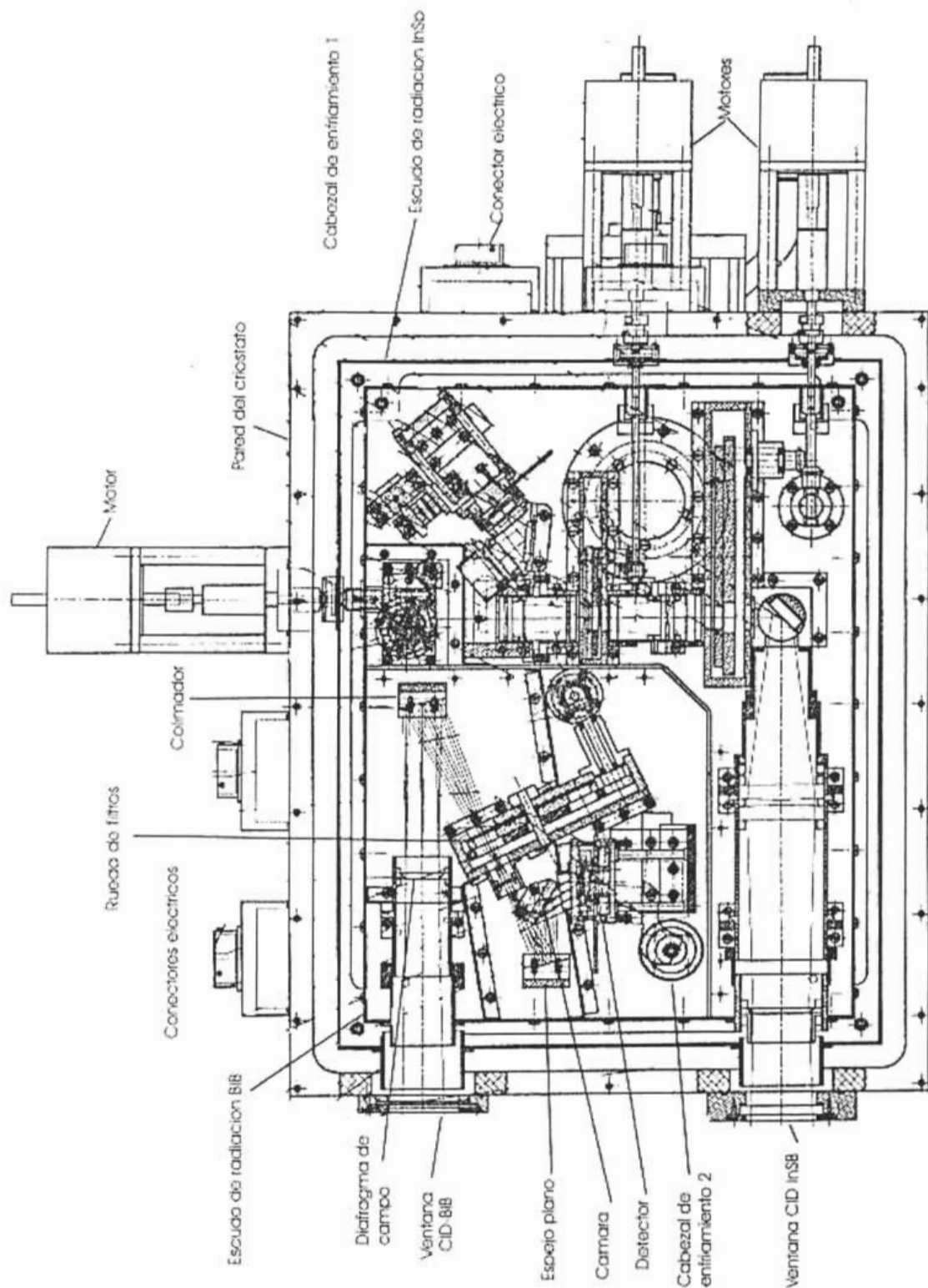


Figura 2. Corte del instrumento CID a lo largo del eje óptico. Adaptado del manual del instrumento<sup>(6)</sup>. Se muestran las componentes principales del instrumento CID-BiB

**Tabla 1. Características principales del Instrumento CID**

|  |  |
|--|--|
| <b>CID-InSb</b>                                |  |
| Detector:                                      | InSb, 256x256 píxeles  |
| Intervalo espectral:                           | 1-5 $\mu\text{m}$  |
| Modos:<br>*Imagen directa:<br>*Espectroscopía: | Escala de placa: 0.3"/pix, campo: 1.17"x1.17"<br>R=1400 @ 2.2 $\mu\text{m}$ ; R= 1200, 500 @ 3.6 $\mu\text{m}$ |
| Filtros:                                       | J, H, K, L, CVF 2-3.9 $\mu\text{m}$ .  |
| Temperatura de operación:                      | Detector: 30 K, Óptica: <20 K  |
| <b>CID-BIB</b>                                 |  |
| Detector:                                      | HF-16 (128x128 píxeles)  |
| Intervalo espectral:                           | 2-28 $\mu\text{m}$ ,   |
| Modos: imagen directa:                         | Escala de placa: 0.5"/pix, 64"x64"   |
| Temperatura de operación:                      | Detector: 7 K, óptica: 20 K.   |
| Filtros:                                       | Serie Silicatos (N, O, P, Q, R, S), N  |

El sistema es enfriado por un compresor de Helio recirculante, similar al que se describe en el Capítulo 4. Su propósito es la supresión de la corriente oscura así como reducir la radiación de fondo del sistema óptico. La óptica es enfriada a 20 K mientras que los detectores operan a 30 K (InSb) y entre 6 y 8 K (BIB). El detector BIB cuenta con su propio cabezal de enfriamiento.

En las siguientes secciones se describen con más detalle cada uno de los instrumentos y subsistemas del CID.

## 2.1 CID InSb

El sistema está basado en un detector InSb de 256x256 píxeles fabricado por Raytheon, IRCoE. Las principales características del detector se listan en la Tabla 2:

**Tabla 2. Detector InSb, características principales**

|                           |                                     |
|---------------------------|-------------------------------------|
| Formato:                  | 256 x 256 píxeles                   |
| Tamaño de píxel:          | 30 $\mu\text{m}$ x 30 $\mu\text{m}$ |
| Intervalo espectral:      | 1-5 $\mu\text{m}$                   |
| Temperatura de operación: | 30 K                                |
| Eficiencia cuántica:      | >80% @ 1.7 $\mu\text{m}$ (máximo)   |
| Tamaño de pozo:           | $2 \times 10^5 e^-$                 |
| Ruido de lectura:         | 10-50 $e^-$                         |
| Número de salidas:        | 4                                   |

El sistema permite que el detector sea leído de manera no destructiva, permitiendo implementar métodos de lectura que reduzcan su ruido. La desventaja de este sistema es que no permite la realización de co-sumas en el instrumento, por lo que es necesario

leer y transferir una imagen a la computadora para poder leer, transferir y co-sumar la siguiente. Esto tiene como consecuencia tiempos de integración mínimos relativamente altos (~170 ms).

Óptica: El CID-InSb es una cámara / espectrógrafo que opera en el intervalo espectral de 1 a 5  $\mu\text{m}$ . Está basada en óptica refractiva con dos cámaras y dos colimadores. Esto resulta en tres planos focales y dos pupilas. En la primera pupila se tiene el diafragma de Lyot y una rueda con cinco filtros (J, H, K,  $\text{LN}_{\text{arrow}}$ ,  $\text{LW}_{\text{ide}}$ ) y un CVF (*continuous variable filter*) para 2 a 4  $\mu\text{m}$ ; en la segunda pupila se encuentra un tornamesa con tres rejillas de difracción y un espejo plano. En el segundo plano focal se encuentra una rueda de distintas rendijas y aperturas, además de un filtro bloqueador para el CVF. El detector se encuentra en el tercer plano focal del instrumento. En el modo de cámara directa se tiene una relación focal f/9.9 y una amplificación de 2.6.

Todo el sistema óptico dentro del crióstato es enfriado a 25 K; la temperatura de operación de detector InSb es de 30 K, por lo que debe ser calentado controladamente a esa temperatura.

## 2.2 CID BIB

El CID-BIB es una cámara para imagen directa que opera en el intervalo espectral de 2-28  $\mu\text{m}$ . Está basada en óptica reflectiva. Consta de un reductor focal 2:1, que mediante dos parábolas fuera de eje, forma una pupila en la cual se encuentra una rueda de filtros con 10 posiciones. Utiliza un detector tipo BIB, similar al del detector IBC descrito en el capítulo anterior, aunque éste es mucho más simple internamente que el IBC, pues no permite realizar doble muestreo correlacionado. Su temporización y manejo son relativamente más simples. El BIB tiene un formato de 128 x 128 píxeles y el IBC 320 x 240 píxeles. Otra diferencia entre ambos detectores es el tamaño de píxel; en el IBC los píxeles miden 50  $\mu\text{m}$  de lado y los del BIB miden 75  $\mu\text{m}$ .

### 2.2.1 Descripción del detector Rockwell HF 16

El CID-BIB utiliza un detector tipo BIB (*Blocked Impurity Band*) cuya operación se detalla en esta sección<sup>(40)</sup>. La Tabla 3 resume las características más importantes del arreglo:

Tabla 3. Características del detector BIB HF-16

|                        |                                  |
|------------------------|----------------------------------|
| Formato:               | 128 x 128 píxeles                |
| Tamaño de píxel:       | 75 x 75 $\mu\text{m}^2$          |
| Intervalo espectral:   | 2-28 $\mu\text{m}$               |
| Temperatura operación: | 6-8 K                            |
| Eficiencia cuántica:   | 40%                              |
| Corriente oscura:      | 1.7E7 e <sup>-</sup> /pix/sec    |
| Tamaño de pozo:        | 2.1E7 e <sup>-</sup> / 64000 ADU |
| Ruido de lectura:      | 880 e <sup>-</sup>               |
| Número de salidas:     | 16                               |

El detector BOEING 128x128 HF16 es un detector híbrido de alto flujo (*High Flux*), es decir, optimizado para ser operado con alta radiación de fondo. Es un fotoconductor tipo BIB con 16 salidas, píxeles de  $75 \times 75 \mu\text{m}^2$ , iluminado por la parte posterior (BIBIB). Tiene un ancho de banda espectral de 2 a  $28 \mu\text{m}$  y opera a temperaturas de alrededor de 7 K.

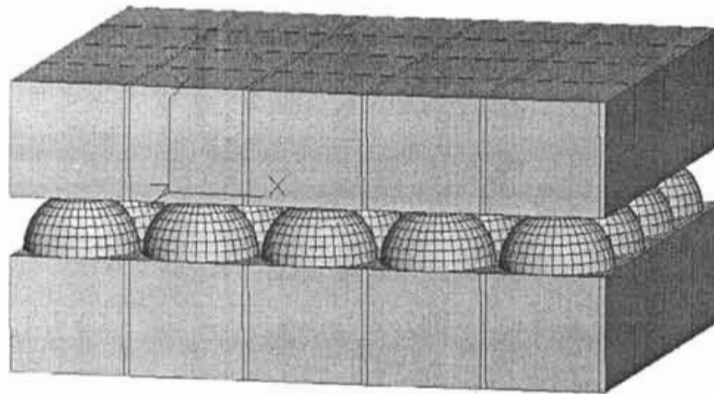


Figura 3. Estructura Híbrida de un detector infrarrojo, interconectado por medio de islas de Indio.

Cada píxel o elemento sensible está formado por un capacitor, que se descarga durante el tiempo de integración en función del flujo de fotones incidentes. Dicha descarga está gobernada por el voltaje de polarización del detector y la temperatura de operación del mismo.

Cada píxel es direccionado independientemente; el tiempo necesario para direccionar todos los píxeles del arreglo se define como el tiempo de integración mínimo. Al ser seleccionado un píxel para ser leído, éste es conectado, vía el multiplexor, a la línea (*bus*) de salida y a un amplificador de tipo seguidor de fuente (*source follower*).

El detector, por ser híbrido, está formado por dos subsistemas: un arreglo de foto-detectores sensibles al IR y un multiplexor que contiene las 16384 celdas unitarias, o píxeles, conectados entre sí a presión por medio de gotas de Indio. El multiplexor permite seleccionar cada una de estas celdas unitarias y conectarlas al amplificador de salida correspondiente. La Figura 3 ilustra la naturaleza híbrida de estos detectores.

### 2.2.2 Lectura del arreglo.

El multiplexor cuenta con 16 salidas independientes que permiten conectar simultáneamente bloques de  $2 \times 8$  píxeles a los amplificadores de salida correspondientes como se muestra en la Figura 4. Esta Figura muestra también la configuración de cada uno de los bloques.



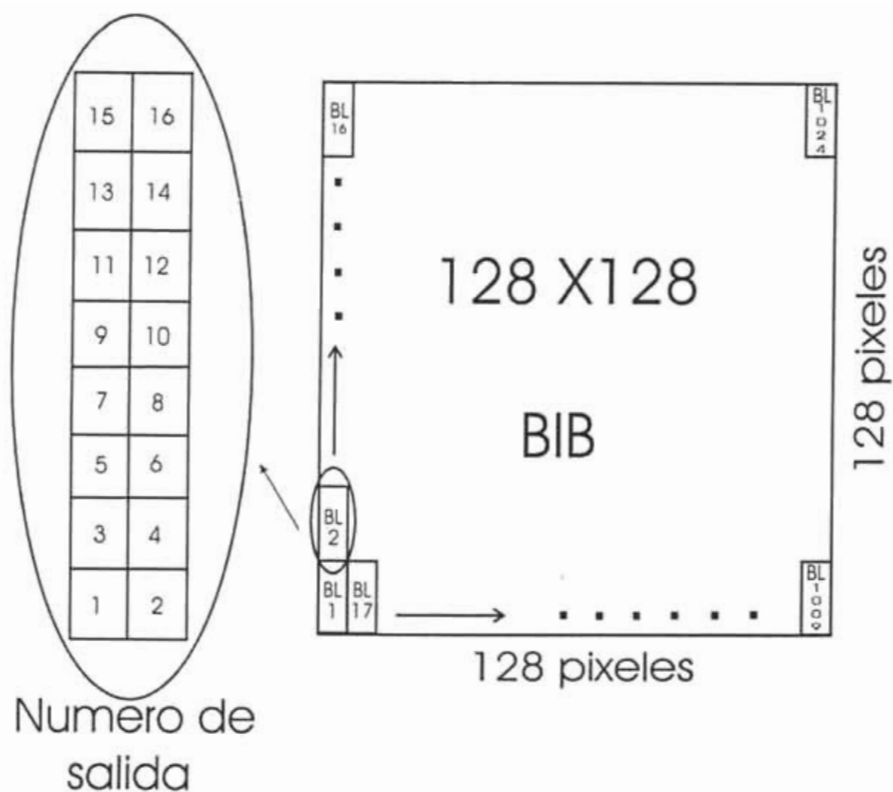


Figura 4. Distribución de bloques de salida en el detector BIB.

El primer bloque contiene el píxel número 1 de cada salida, el segundo bloque el píxel número 2 y así sucesivamente. Al comienzo de un ciclo de lectura, el píxel correspondiente al primer bloque es leído, siguiendo al píxel correspondiente del segundo bloque hasta

llegar al bloque 1024. Esto significa que una lectura completa de cuadro correspondiente a un bloque es de 1024 píxeles. Debido a la configuración espacial de salidas del arreglo, los píxeles están distribuidos por todo el arreglo como lo muestra la Figura 4.

### 2.2.3 Reestablecimiento del arreglo

Como se describió en la sección anterior, este arreglo se lee de manera secuencial.

El reestablecimiento del detector se efectúa seleccionando los píxeles a lo largo de media columna del arreglo entero. Al terminar de leer el octavo bloque de un par de columnas, los píxeles de este conjunto son reestablecidos simultáneamente. Lo mismo sucede cuando el bloque 16 ha sido leído; simultáneamente se reestablecen los píxeles de los bloques 9 –16. Esto genera ligeras diferencias en el tiempo de integración para cada uno



de los píxeles dentro de la misma columna (alrededor de  $7 \times T_{pix}$  de diferencia entre el primero y el último píxel de la columna de 8 bloques, con  $T_{pix} = T_{frame} / 1024$ ).

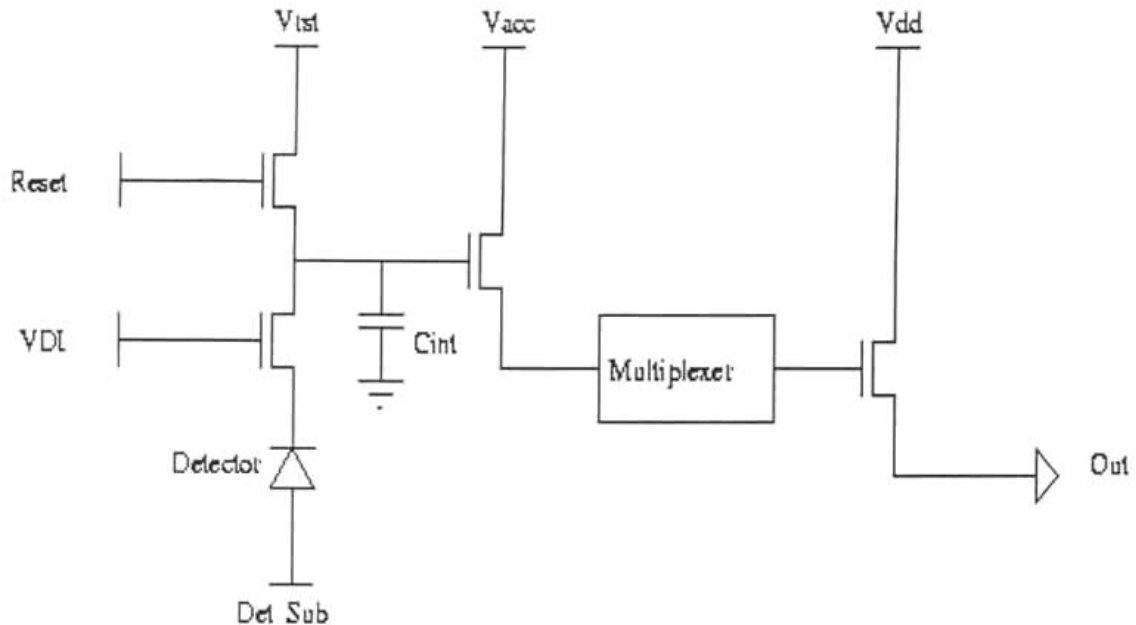


Figura 5. Esquema simplificado de la celda unitaria y el amplificador de salida.

## 2.2.4 Operación del Arreglo

En la Figura 5 se muestra un diagrama del circuito analógico del detector en donde se muestran los voltajes de polarización y de operación.

## 2.2.5 Electrónica de control, lectura y transmisión

La electrónica del instrumento CID fue diseñada y construida por Robert Leach (IR Labs /UCSD). Debido a una serie de problemas que presentaba, fue corregida por L. Gutiérrez y L. Salas en el Instituto de Astronomía de la UNAM en Ensenada. La electrónica del BIB se encarga de la temporización, lectura y transmisión de datos por fibra óptica a la computadora del instrumento en el cuarto de observación. Está basada en arquitectura de DSP. Cuenta con cuatro tarjetas de lectura con 16 canales en total y conversión a 16 bits. La electrónica modificada permite la cosuma interna, en tiempo real, de 265 cuadros y una velocidad máxima de lectura de 300 cuadros por segundo, con un tiempo de integración mínimo de 3 ms. Una vez transferidas las imágenes a la computadora del instrumento, es posible aumentar el tiempo de integración por medio de cosumas externas que se realizan en la computadora. Estas cosumas no son en tiempo real, ya que se debe tomar en cuenta el tiempo de transferencia a la computadora y el tiempo de cosuma en la computadora, que en total suman 35 ms. Esta electrónica permite la calibración de todos los voltajes de calibración del instrumento desde su interfaz de usuario ubicada en el cuarto de observación. Como se muestra en las siguientes

secciones, los voltajes de operación del detector se modificaron para optimizar el funcionamiento y aumentaron la señal a ruido diez veces.

La Tabla 4 muestra las características principales de sistema electrónico del CID-BIB:

Tabla 4. Electrónica de lectura del CID-BIB. Las XXX representan cosumas externas adicionales.

|                              |  |
|------------------------------|--|
| Velocidad de lectura         | 300 cuadros/s                                      |
| Tiempo mínimo de integración | 3 ms   |
| Resolución de ADC            | 16   |
| Número de bloques de salida  | 16   |
| Ganancia de la electrónica   | 330 e <sup>-</sup> /ADU                            |
| Ruido de lectura             | 880 e <sup>-</sup>                                 |
| Corriente oscura             | 1.7x10 <sup>7</sup> e <sup>-</sup> s <sup>-1</sup> |
| Cosumas internas             | 0-256  |
| Cosumas externas             | 1+XXX  |

## 2.2.6 Sistema Optico CID-BIB

El sistema óptico del CID-BIB está basado en óptica reflectiva. La Figura 2 de la sección 2 muestra la configuración óptica de este sistema, que está conformado por una cámara 2:1 implementada con dos parábolas fuera de eje, una rueda de filtros con la serie de silicatos, los filtros N y K, una rendija, un orificio (*pinhole*) y una posición vacía.

El CID-BIB está en la parte inferior izquierda. El haz del telescopio (con secundario f/30) entra por la ventana de KRS5 y atraviesa el escudo de radiación por un baffle. En el plano focal del telescopio se encuentra un diafragma. Una vez atravesado el diafragma, el haz se abre y es colimado por el primer espejo parabólico fuera de eje. Cercana a la pupila se encuentra una rueda de filtros de diez posiciones para albergar filtros de 5/8" y un orificio. En la pupila, cuyo diámetro es de 4 mm, se instaló un diafragma de Lyot para eliminar la radiación parásita que hubiera podido entrar en el tren óptico. El haz colimado llega al segundo espejo parabólico fuera de eje, es desviado por medio de un espejo plano e incide en el detector de manera inclinada, ocasionando que la escala de placa no sea igual en los dos ejes del detector: 0.55 "/píxel en el eje x y 0.46 "/píxel en el eje y. Hay baffles o escudos fríos aislando varias secciones del camino óptico entre sí.

El detector se mantiene a temperaturas de operación de entre 6 y 8 K por medio de un cabezal independiente, que es conectado térmicamente al detector por medio de un dedo frío.

Los filtros incluidos en la cámara CID-BIB son seis de la serie de los silicatos (N,P,Q,R,S), el filtro N y dos más en el intervalo de 17 a 18 μm. La Tabla 5 muestra las propiedades de estos filtros.

Tabla 5. Filtros del CID-BIB

| Filtro | $\lambda$ | $\Delta\lambda$ | Transmisión (%) |
|--------|-----------|-----------------|-----------------|
| Si N   | 7.734     | 0.696           | 94.6            |
| Si O   | 8.738     | 0.777           | 94.6            |
| Si P   | 9.689     | 0.930           | 92.0            |
| Si Q   | 10.294    | 1.010           | 79.7            |
| Si R   | 11.661    | 1.110           | 79.6            |
| Si S   | 12.499    | 1.190           | 87.8            |
| N      | 10.875    | 5.622           | 93.4            |
| Q2     | 18.75     | 0.85            | -               |
| QH2    | 17.9      | 0.43            | -               |

### 2.2.7 Opto-mecánica

El sistema óptico del CID se encuentra instalado dentro de un crióstato que alberga dos instrumentos independientes; el CID-BIB y el CID-InSb.

El sistema cuenta con dos cabezales de enfriamiento de Helio recirculante de una y dos etapas (CTI-22 y CTI-350, respectivamente) que enfrían el sistema óptico y los detectores a las temperaturas de operación adecuadas. El sistema es aislado de la radiación ambiente de las paredes del crióstato por medio de dos escudos de radiación anidados. El escudo externo se encuentra a una temperatura entre el ambiente y 30 K, que es la temperatura del escudo de radiación interno. Todos los movimientos de las piezas optomecánicas se realizan con cuatro motores de pasos externos cuyos movimientos se transmiten al interior por medio de traspasadores ferrofluídicos y tres piñones y coronas. La interfaz entre la temperatura ambiente y la temperatura criogénica en el interior del instrumento se realiza por medio de un disipador de calor instalado en el escudo de radiación externo. Esto permite que el traspasador tenga una temperatura baja al entrar al segundo escudo de radiación.

Las conexiones eléctricas hacia el exterior del crióstato se realizan por medio de alambres de cobre muy delgados (300  $\mu\text{m}$  de diámetro) y tres conectores de vacío.

Para intercambiar entre cámaras, es necesario mover al instrumento entero para hacer incidir el haz del telescopio sobre la posición pertinente del segundo instrumento. La separación entre ventanas del instrumento es de 19.2 cm.

Para minimizar las vibraciones producidas por las cabezas del sistema de enfriamiento, éstas se encuentran acopladas al exterior del crióstato mediante fuelles amortiguadores de vibración.

Todo el sistema se preenfía con Nitrógeno líquido para agilizar el proceso de enfriamiento inicial, el cual toma alrededor de 24 horas hasta llegar a la temperatura de operación ideal.

### 3. Caracterización y Optimización del detector CID-BIB

En esta sección se describe el procedimiento y se presentan los resultados de la optimización del detector HF16, que se obtuvieron durante la temporada de ingeniería de mayo del 2000. Se realizaron una serie de pruebas variando el voltaje de polarización del detector para optimizar su cociente señal a ruido.

#### 3.1 Obtención de los parámetros del detector

Para la optimización del detector del CID-BIB se empleó el telescopio de 2.1m del OAN-SPM con el secundario oscilante f/27 y utilizando el instrumento CID-BIB. Estos resultados se reportan en <sup>(5)</sup> y se incluye en el Apéndice 1.

Los datos que se presentan fueron obtenidos utilizando el filtro SiN ( $\lambda=7.734 \mu\text{m}$ ,  $\Delta\lambda=0.696 \mu\text{m}$ ). Se hizo el mismo análisis para el resto de los filtros de la serie de silicatos, obteniendo resultados similares.

El telescopio se apuntó a una zona vacía del cielo para lograr una iluminación uniforme del arreglo. Se espera que la emisión del cielo no haya variado de manera significativa debido al corto tiempo entre exposiciones (alrededor de 50 ms) ya que esto afectaría la uniformidad de los datos.

El tiempo de integración se varió entre 3 y 30 ms, en intervalos de 3 ms, tomando un par de imágenes para cada tiempo de integración. También se varió el valor del voltaje de polarización del detector (*Detector Bias*) de 3.5 V (voltaje de operación del fabricante) hasta 5V, en intervalos de 0.1 V, para cada tiempo de integración.

Los píxeles del detector fueron separados en sus respectivos bloques (Figura 4), y se restó cada pareja de imágenes con el mismo tiempo de integración. Se realizó un análisis estadístico de las imágenes restadas y no restadas, utilizando el paquete de reducción de imágenes IRAF. Los datos utilizados como señal corresponden a la media de una zona representativa del arreglo, es decir una zona libre de píxeles dañados. Los datos utilizados como la señal de ruido corresponden a la desviación estándar de las imágenes restadas dividida entre  $\sqrt{2}$ . Para tener buena resolución en la señal de ruido, el análisis estadístico se basó en 32000 muestras. Los siguientes incisos describen las características principales de este arreglo para optimizar la respuesta del detector al hacer observaciones astronómicas.

### 3.2 Señal vs. Tiempo de Integración

El primer experimento que se realizó fue la obtención de la ganancia del detector así

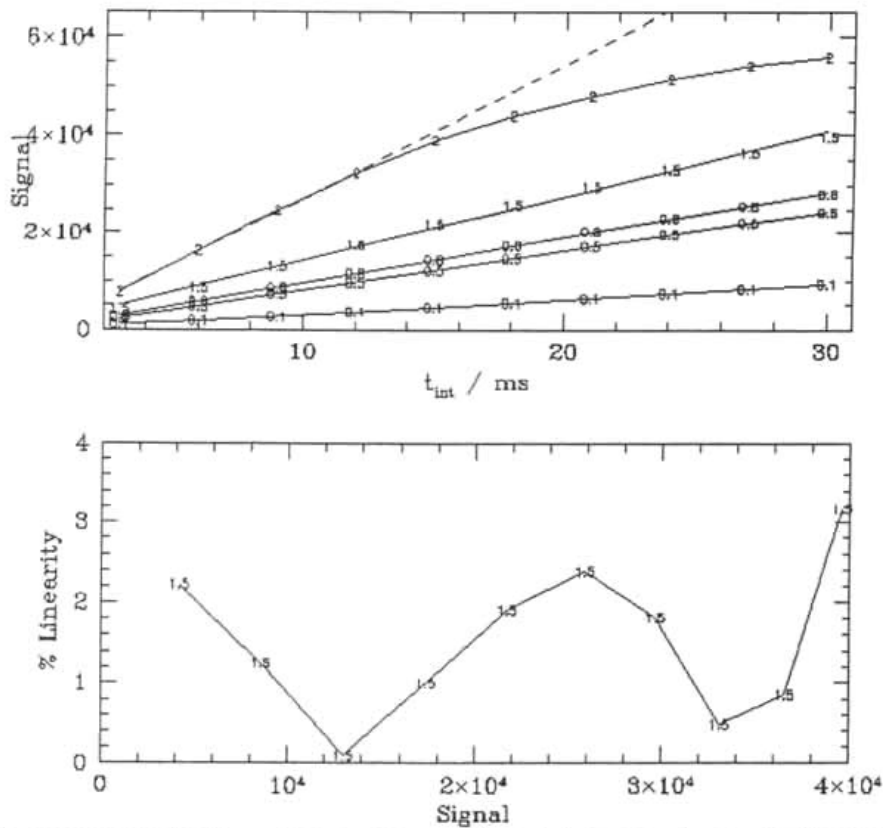


Figura 6. Características de transferencia del detector (superior) y linealidad (inferior).

como sus límites de saturación. La Figura 6. (panel superior) muestra la señal vs. tiempo de integración para distintos valores de polarización. La señal está dada en ADU's. La señal electrónica se determinó utilizando una ganancia de conversión  $G=330 \text{ e}^-/\text{ADU}$ , el brillo del cielo para el filtro SiN equivalente a  $1.8 \times 10^6$  fotones/seg, eficiencia cuántica  $\eta=0.5$  y un offset de 1800ADU.

Estos datos explican la emisión atmosférica asumiendo una opacidad del 10% a 280K, utilizando un telescopio de 2.1m de diámetro, secundario f/27 con reductor focal 2:1 sobre píxeles de 75micras.

El detector se comienza a saturar a partir de los 50000 conteos. Para voltajes de polarización mayores el detector se comienza a saturar antes. La Figura 6 (panel inferior) muestra el porcentaje de error de linealidad con respecto a la recta ajustada a los datos.

Se pueden observar errores de no linealidad menores al 3% en un intervalo de 0 a 40000ADU.

### 3.3 Señal vs. Voltaje de polarización

La Figura 7 muestra la respuesta en ganancia del detector, normalizada a 0.8V.

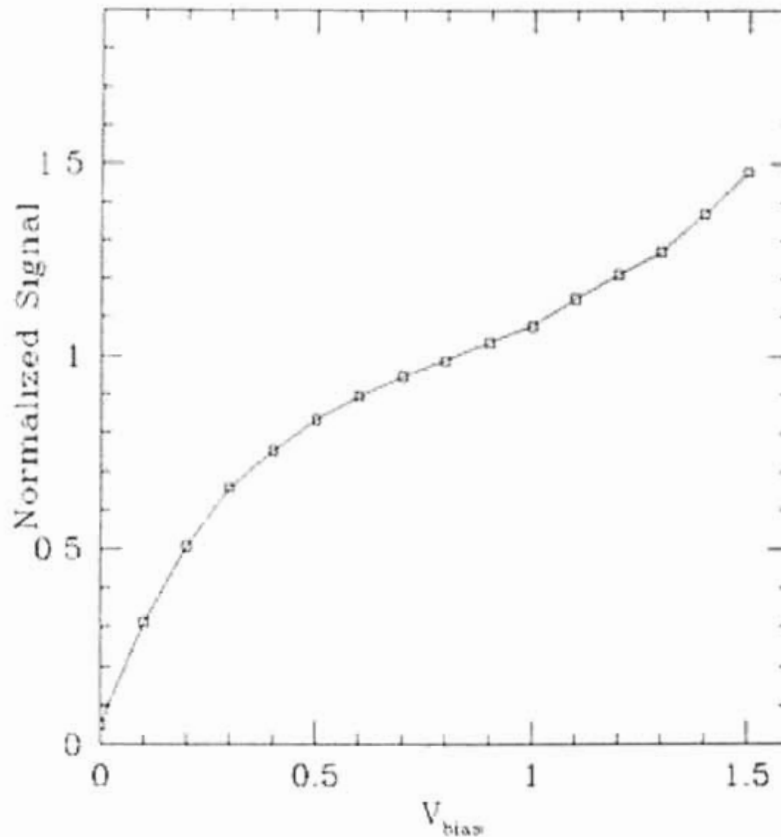


Figura 7. Ganancia del detector normalizada a 0.8V.

### 3.4 Señal vs. Ruido

Una característica de ruido típica de detectores tipo BIB puede ser apreciada en la Figura 8. que muestra una gráfica logarítmica de señal vs. ruido para cuatro voltajes de polarización. La gráfica muestra distintas pendientes para cada uno de los voltajes, lo que muestra cómo se asocia exponencialmente el ruido con la señal.

Se puede ver que para voltajes de polarización bajos, es decir entre 0.2 y 0.8 V, el ruido crece como la raíz cuadrada de la señal, lo cual obedece la estadística de Poisson y permite su utilización para las técnicas de observación astronómicas convencionales. En este caso, un incremento monotónico en la relación señal a ruido se obtiene en términos

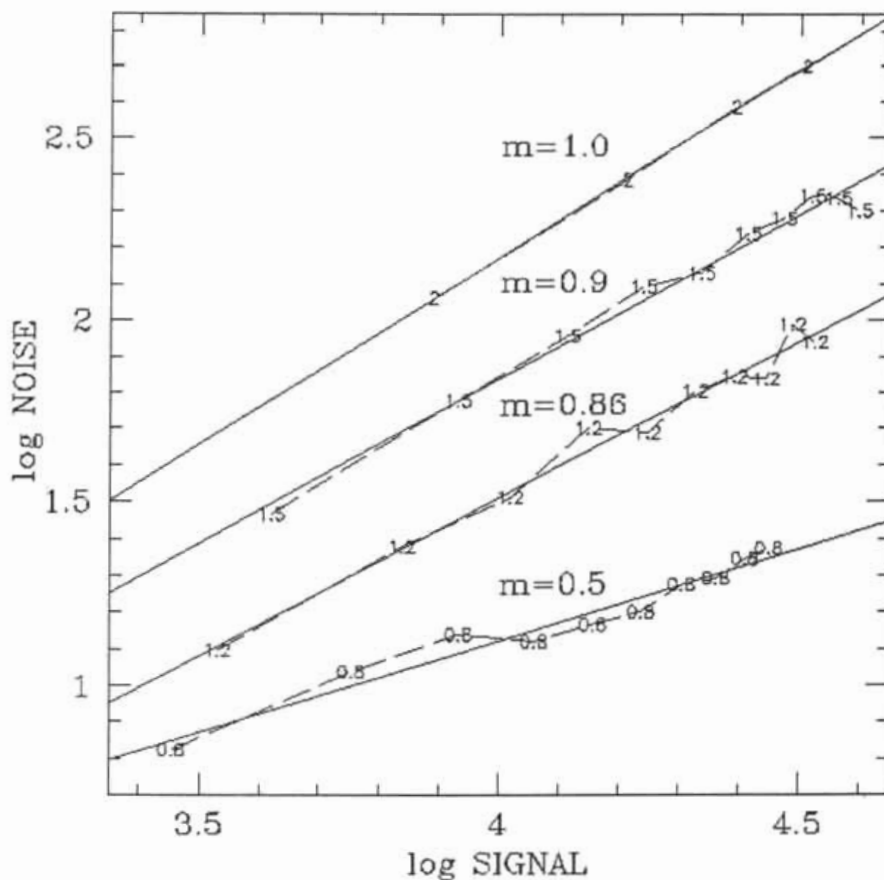


Figura 8. Señal vs. Ruido. El valor de la pendiente es m. Los números sobre las curvas representan el voltaje de polarización.

de la intensidad de la señal, el tiempo de integración y el número de cosumas. Conforme aumenta el voltaje de polarización, el ruido tiende a crecer proporcionalmente con la señal. Este comportamiento parece mostrar que el proceso de ganancia interna multiplicativo comienza a comportarse de manera caótica para valores altos de polarización del detector y a presentar una distribución exponencial. En este caso se obtienen señales con grandes amplitudes, pero con cocientes señal a ruido inaceptables. Este modo de operación no presenta ventajas al cosumar un gran número de cuadros ni al aumentar el tiempo de integración.

### 3.5 S/R vs. Vbias

La Figura 9 muestra una gráfica del cociente señal a ruido (S/N) como función del voltaje de polarización para distintos tiempos de integración. Por medio de esta gráfica se obtuvieron los criterios suficientes para optimizar el desempeño del detector. La gráfica muestra que la relación señal a ruido tiene un máximo para voltajes de polarización entre 0.3 y 0.7 V. Al operar el arreglo en este intervalo se obtienen señales más débiles que para los niveles de polarización nominales, pero se alcanza un incremento importante en el cociente señal a ruido. Otra ventaja de operar el arreglo con voltajes de polarización bajos, en donde el factor de multiplicación es cercano a la unidad, es que la capacidad del pozo de potencial se utiliza óptimamente, permitiendo así tiempos de integración más largos.

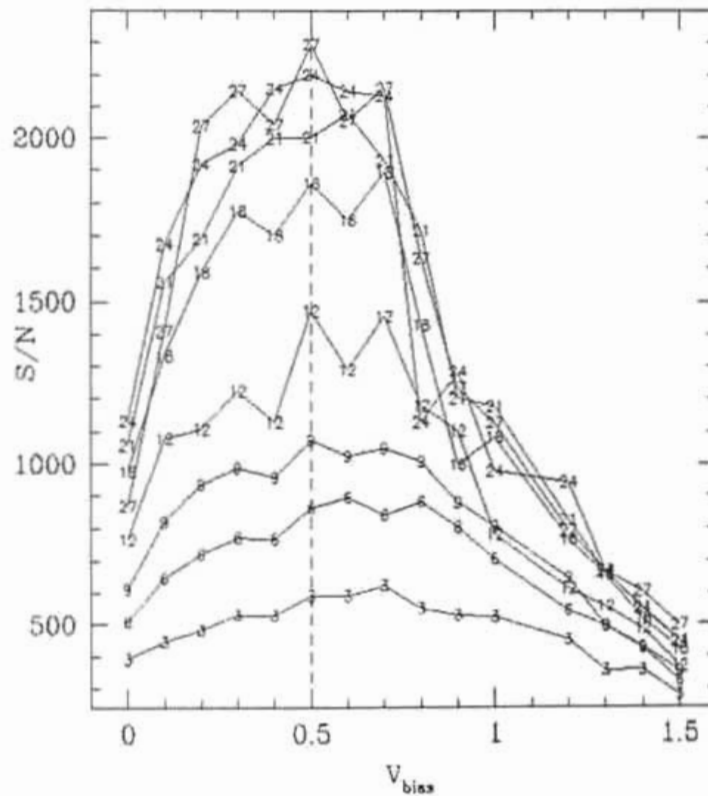


Figura 9. Determinación de parámetros óptimos de operación del detector.



### 3.6 Varianza vs. Señal

La Figura 10 muestra un ajuste lineal de la varianza (cuadrado del ruido) versus la señal. El ajuste produce una ecuación de primer grado que nos permite relacionar la el ruido total del arreglo ( $N_{tot}^2$ ) con la señal ( $S$ ) y el ruido del preamplificador ( $N_{pre}^2$ ):

$$N_{tot}^2 = KS + N_{pre}^2 \quad (4.1)$$

$K$  es la pendiente relacionada con el ruido de fotones y electrones en el pozo de cada píxel.

La señal puede expresarse como:

$$S = \frac{M\eta\dot{f}t}{G} \quad (\text{en ADUs}), \quad (4.2)$$

donde:  $M$  es el factor de multiplicación,  $\eta$  la eficiencia cuántica,  $\dot{f}$  el flujo de fotones,  $t$  el tiempo de integración y  $G$  la ganancia de conversión.

El ruido de lectura es la intersección del ajuste lineal con el eje y tiene un valor de 3.28 ADU rms.

Como se mencionó anteriormente, esta ecuación solamente es válida si la estadística dominante es de naturaleza Poissoniana. Este resultado también nos permitió obtener una estimación de la eficiencia cuántica del arreglo, asumiendo un factor de multiplicación unitario:

$$\eta = \frac{N_{tot}^2 - N_{pre}^2}{S} G - 1. \quad (4.3)$$

Por medio de esta ecuación se encontraron eficiencias cuánticas entre 50-60% para voltajes de polarización bajos, que corresponden a los valores fotométricos descritos en la sección 3.2. Mediante este método también es posible encontrar incrementos en el factor de multiplicación para voltajes de polarización mayores.

### 3.7 Corriente Oscura

Para encontrar la corriente oscura del arreglo se utilizó una zona oscura sobre el arreglo, es decir, la región sobre la cual se proyecta la sombra del diafragma de Lyot.

La temperatura de operación para estos experimentos fue de 7.9 K. Se efectuaron los mismos análisis estadísticos que se emplearon para obtener los resultados descritos en las secciones anteriores, con el objeto de encontrar la pendiente y el *offset* generados por la cadena electrónica. La intersección con el eje y en la Figura 11 representa el cuadro de referencia o *bias*.

La calibración del detector BIB permitió encontrar el valor óptimo del voltaje de polarización para este arreglo (4.8 V), maximizando el cociente señal a ruido ( $S/N=10$ ).

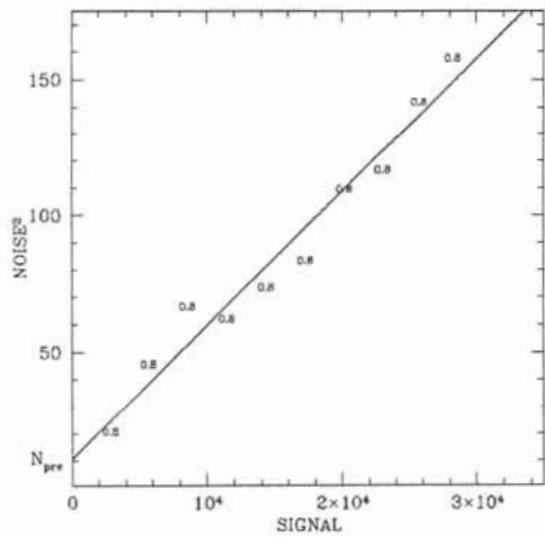


Figura 10. Varianza vs. señal

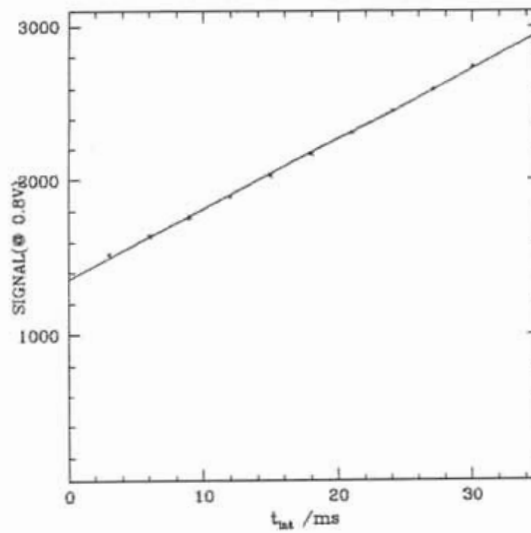


Figura 11. Corriente Oscura.



## CONCLUSIONES

En este trabajo se resaltan de manera global las principales características de las observaciones astronómicas en el mediano infrarrojo en función de las propiedades atmosféricas, las técnicas de observación y de los problemas fundamentales de las observaciones en este intervalo. Se presenta el diseño conceptual de un instrumento para realizar observaciones astronómicas en el intervalo de 2-28  $\mu\text{m}$ , basado en un detector tipo IBC, con dos modos de operación: cámara directa y espectroscopía. Este diseño está basado en un trabajo multidisciplinario que requiere la aplicación de varios campos de la ciencia y la ingeniería, como son la óptica, la electrónica, la mecánica, la programación y la criogenia. Algunos de los subsistemas utilizaron la aplicación de programas para el diseño óptico (ZEMAX) y para el diseño mecánico por el método de elementos finitos (ALGOR) para el análisis de algunas de sus partes.

Se describen las características generales de las observaciones en la banda del infrarrojo medio, las limitaciones impuestas por la atmósfera, el detector y las diversas técnicas de observación derivadas de estas limitaciones. Se expone también el funcionamiento de los detectores de estado sólido, haciendo énfasis en los detectores tipo BIB o IBC, sus diversas fuentes de ruido, así como sus parámetros de operación.

El diseño conceptual del instrumento presentado en este trabajo se basó tanto en las características de funcionamiento de estos detectores, como en las técnicas de observación utilizadas en este intervalo. La última parte de este trabajo comprende la calibración y optimización que se realizó al instrumento CID-BIB del OAN. El CID-BIB es un instrumento construido alrededor de un detector similar al que se describió en el segundo capítulo. Se realizó la adquisición y el procesamiento de una gran cantidad de datos para minimizar la dispersión. Con estos experimentos fue posible encontrar los voltajes óptimos de operación del detector. El método de hallar el máximo de la relación S/R resultó ser una manera sencilla de entonar los parámetros del detector. En la temporada de Junio de 2003 se realizó un trabajo de calibración para el detector InSb, similar al descrito para el detector BIB. Dado que la naturaleza de ambos detectores es distinta, y los detectores tipo InSb no son "multiplicativos", la mejora en Señal a Ruido no fue tan alta. Los trabajos de calibración y optimización del instrumento CID serán de gran importancia en el diseño del instrumento presentado aquí, ya que ambos detectores tienen características parecidas. El detector IBC es más complejo que el BIB en el sentido que permite el doble muestreo correlacionado dentro del mismo detector. Esto hace necesario un diseño de la temporización del instrumento IBC más complejo. El diseño de la óptica del instrumento CID-BIB también tiene características similares a las que aquí se presentan, como es la óptica reflectiva. En esta trabajo se corrige un problema fundamental en el diseño de la óptica del instrumento CID-BIB, que es el gran ángulo de incidencia que tiene el plano focal del instrumento sobre el detector y la falta de un modo espectroscópico. Esto deriva en una escala de placa distinta en los ejes del detector, además de no aprovechar óptimamente las películas antireflectoras del arreglo. Un diseño que aquí se presenta tiene la ventaja adicional de tener dos pupilas y dos planos focales, simplificando la adición de filtros, rejillas, máscaras frías y diafragmas, además de mejorar la calidad óptica final.



## **BIBLIOGRAFIA**

1. I.S. McLean *"Electronic Imaging in Astronomy, Detectors and Instrumentation"*, John Wiley and Sons, 1997. ISBN 0-471-96972-9
2. I.S. Glass *"Handbook of Infrared Astronomy"* Cambridge University Press, 1999. ISBN 0-521-63311-7
3. J.M. Rodríguez Espinosa, A. Herrero, F. Sánchez Eds. *"Instrumentation for Large Telescopes"*, Cambridge University Press, 1997. ISBN 0-521-58291-1
4. M. J. McCaughrean. "Reduction and analysis techniques for infrared imaging data.", en C. R. McCreight, ed., *Proceedings of the Third Infrared Detector Technology Workshop*, pp. 201-219, NASA TM 102209, 1989
5. W.F. Hoffmann, J.L. Hora, G.G. Fazio, L.K. Deutsch, A. Dayal *"MIRAC2: a mid-infrared array camera for astronomy"* SPIE, **Vol.** 3354, 647, 1998.
6. Salas et al "Manual del Instrumento Cámara Infrarroja Doble del OAN: CID" Manual en Línea: <http://bufadora.astrosen.unam.mx/Opciones/texto1.html/oanspm:Versión Enero 2001>. Instituto de Astronomía, Observatorio Astronómico Nacional.
7. R. Jayawardhana "Prospects for Star Formation Studies with Mid-Infrared Instruments on Large Telescopes" Astro-ph/018494, Agosto, 2001.
8. Infrared Processing and Analysis Center, NASA Infrared Astrophysics Data Center. <http://www.ipac.caltech.edu/>.
9. Space Infrared Telescope Facility, NASA <http://www.spitzer.caltech.edu/>
10. ISO, ESA <http://isowww.estec.esa.nl/>
11. IRAS, IPAC: <http://irsa.ipac.caltech.edu/IRASdocs/iras.html>
12. IRTS [http://www.ir.isas.ac.jp/irts/irts\\_E.html](http://www.ir.isas.ac.jp/irts/irts_E.html)
13. Wire <http://www.ipac.caltech.edu/wire/index.html>
14. ASTRO-F <http://www.ir.isas.jaxa.jp/ASTRO-F/index-e.html>
15. FIRST <http://www.ipac.caltech.edu/Herschel/>
16. William L. Wolfe, Editor *"Handbook of Military Infrared Technology"*, Office of Naval Research Department of the Navy, Washington, D.C., 1965.
17. Emery R.J., Kessler, M.F. "Far-Infrared Spectroscopy of HII Regions" en Kessler, M.F. and Phillips, J.P. Eds. *"Galactic and Extragalactic Infrared Spectroscopy"* 289-307, 1984, D. Reidel Publishing Company.
18. Tokunaga A.T. Capítulo 7, Infrared Astronomy, en *"Astrophysical Quantities"*, Springer Verlag, 4ª edición, 2000
19. Kelly D.M, Lacy J. H. "Accurate Wavenumbers for Mid-Infrared Fine Structure Lines", 1995, ApJ, 454, L162-L164.
20. Stockman H.S. Editor, *"Next Generation Space Telescope, visiting a time when galaxies were young"* The NGST study team, Space telescope Science Institute, Junio 1997.
21. "An introduction to active and adaptive optics", ESO, <http://www.eso.org/projects/aot/>
22. Rogalski A., editor. *"Infrared Photon Detectors"* SPIE Optical Engineering Press., 1995, ISBN 0-8194-1798-X
23. Rieke G.H. *"Detection of Light, from the Ultraviolet to the Submillimeter"* Cambridge University Press, 1996, ISBN 0-521-41028-2

24. Dereniak E.L., Boreman G.D. *"Infrared Detectors and Systems"*, John Wiley & Sons, Inc. 1996. ISBN 0-471-12209-2.
25. Millman J., Halkias C. *"Integrated Electronic: Analog and Digital Circuits and Systems"* McGraw Hill, 1972.
26. McKelvey *"Física del Estado Sólido y de Semiconductores"*, 1992, Editorial Noriega-Limusa. ISBN 968-18-0431-7.
27. Petroff, M. D., Stapelbroek M. G. *"Blocked Impurity Band Detectors"*. US Patent #4568960, Feb. 4, 1986.
28. Stapelbroek M.G., Seib D.H., Huffman J.E, Florence R.A. *"Large-Format Blocked Impurity Band Focal Plane arrays for long-wavelength infrared astronomy"* SPIE Vol. 2475, pp.41-48, 1995.
29. Stetson S.B., Reynolds D.B., Stapelbroek M.G., Stermer R.L. *"Design and performance of blocked-impurity-band detector focal plane arrays"* SPIE Vol. 686, 1985.
30. Rockwell Science Center, Anaheim California. *"The Solid State Photomultiplier"*
31. Página web del instrumento MIRAC: <http://etacha.as.arizona.edu/~eem/mirac/>
32. Raytheon, Infrared Center of Excellence, *"CRC-744 320x240 Readout Integrated Circuit, User's Guide and Operating Manual"*, 1999.
33. E. Sohn, E. Ruiz, I. Cruz-González, L. Salas *"Mid-Infrared Camera/Spectrograph for OAN/SPM"*, SPIE International Society for Optical Engineering, Symp. Astron. Telescopes and Instrumentation, Vol. 3354, 1998.
34. J.H. Moore, C.C. Davis, M.A. Coplan *"Building Scientific Apparatus, a practical guide to design and construction"*. Second Edition, Addison Wesley, 1989. ISBN 0-201-13189-7.
- P.J. Shirron, E.R. Canavan, M.J. DiPirro, J. Francis, M. Jackson, T.T. King, J.G. Tuttle "Progress in the Development of a Continuous Adiabatic Demagnetization Refrigerator" SPIE International Society for Optical Engineering, Symp. Astronomical Telescopes and Instrumentation, Waikoloa Hawaii, 2002. Preprint.
35. Rockwell Science Center, "SIDECAR", SPIE International Society for Optical Engineering, Symp. Astronomical Telescopes and Instrumentation, Waikoloa Hawaii, 2002. Preprint.
36. A.M. Fowler, I. Gatley "Demonstration for an algorithm for read-noise reduction in infrared arrays", ApJ, 353, L33-L34, 1990, April 10.
37. CTI Cryogenics, Helix Technology Corporation. "Technical Data Cryodyne Closed Cycle Helium Refrigerators" P/N 8040272.
38. D.C. Arrington, J.E. Hubbs, M.E. Gramer, G.A. Dole *"Impact of Excess Low Frequency Noise (ELFN) in Si:As impurity band conduction (IBC) Focal Plane Arrays for astronomical applications."* SPIE Vol. 3379, pp. 361-370, April 1998.
39. K.M. van Vliet *"Noise Limitations in Solid State Photodetectors."* Applied Optics, Vol. 6, No. 7, pp. 1145-1169, July 1967.
40. The Boeing Company, Boeing North America, Inc. Research and Technology Center. *"Device Description and Operation Guide for the Boeing 128x128 HF16 Hybrid Focal Plane Array"*. Nov. 1998.
41. Infrared Laboratories. *"User Manual for UNAM BIB Camera & InSB Camera Spectrometer"*, 1999.
42. Página web de Janos Technology: <http://www.janostech.com/>

43. J.E. Hubbs, M.E. Graemer, D. C. Arrington, G.A. Cole "Radiometric Characterization of a Si:As Scanning Hybrid Array" *SPIE* Vol. 2225, p. 245-254, 1994.
44. E. Sohn, E. Ruiz, L. Salas, L. Gutiérrez, I. Cruz-González "Noise Reduction in BIB type detectors" *SPIE*, Vol. 4454, 2001.
45. Página del Telescopio Gemini (Observaciones)  
<http://www.gemini.edu/sciops/ObsProcess/ObsProIndex.html>
46. Página de CARA (**C**enter for Astrophysical Research in Antarctica)  
[http://astro.uchicago.edu/cara/research/site\\_testing/brightness.html](http://astro.uchicago.edu/cara/research/site_testing/brightness.html)
47. E. Ruiz, E. Sohn, L. Salas, E. Luna, I. Cruz-González "Lightweight, off-axis 8m class telescope: a case study to ELT approximation"  
SPIE International Society for Optical Engineers  
*2nd Bäckaskog Workshop on Extremely Large Telescopes*  
Septiembre 2003, en prensa.
48. Leinert, Ch.; Bowyer, S.; Haikala, L. K.; Hanner, M. S.; Hauser, M. G.; Levasseur-Regourd, A.-Ch.; Mann, I.; Mattila, K.; Reach, W. T.; Schlosser, W.; Staude, H. J.; Toller, G. N.; Weiland, J. L.; Weinberg, J. L.; Witt, A. N. "The 1997 reference of diffuse night sky brightness", *Astronomy and Astrophysics Supplement*, Vol.127, p.1-99, 1998.
49. Página de SUOMINET: <http://www.suominet.ucar.edu/index.html>
50. Hecht, Eugene "Optica", Addison Wesley Iberoamericana, 3ª edición, 2000, ISBN 84-7929-025-7.
51. Palmer, Christopher "Diffraction Grating Handbook", Richardson Grating Laboratory, Rochester, USA, 4ª edición, 2000.
52. Harris, Daniel C. "Materials for Infrared Windows and Domes, Properties and Performance", SPIE Optical Engineering Press, 1999, ISBN 0-8194-3482-5
53. Optical Coating Laboratory, Inc. "Infrared Filter Handbook", OCLI, 2003:  
[http://www.ocli.com/products/infrared\\_filters.html](http://www.ocli.com/products/infrared_filters.html)





# **APENDICE 1**

## **Publicaciones**

# Mid-Infrared Camera/Spectrograph for OAN/SPM

E. Sohn, E. Ruiz, I. Cruz-González and J. Salas

Instituto de Astronomía and Observatorio Astronómico Nacional,  
Universidad Nacional Autónoma de México

## ABSTRACT

The design concepts of a mid-infrared camera/spectrograph, based on a HUGHES/SBRC 320×240 Si:As IBC sensor chip assembly (SCA), are presented. The system will operate in the 2 to 28  $\mu\text{m}$  wavelength interval and will be optimized in the 10  $\mu\text{m}$  regime. This SCA is divided into 32 regions, each with an independent output. The outputs, after being amplified and sampled, are multiplexed into 8 high speed 16 bit A/D converters. The initial configuration allows readout rates of up to 60 frames/s. A higher speed frame readout configuration is foreseen. A 32 bit deep memory and a high speed ALU, synchronized to the detector, will co-add/subtract the frames, making a real time visualization during the integration process possible. The detector, reflective optics, low resolution gratings, several cold stops, baffles, up to 12 filters and a CVF will be allocated in a 10 inch diameter working surface LN<sub>2</sub>/LHe dewar. The system will be linked to a workstation, providing a user friendly environment. The system is planned to operate at the Observatorio Astronómico Nacional in San Pedro Mártir, B.C., Mexico (OAN/SPM).

Keywords: IR Instrumentation, Mid-IR spectrograph

## 1. INTRODUCTION

The Instituto de Astronomía (UNAM) has recently acquired an IBC detector from Hughes/SBRC<sup>1</sup> to construct a mid-IR camera/spectrograph to operate at the Observatorio Astronómico Nacional in San Pedro Mártir, B.C. (hereon OAN/SPM). The main goal of its development is to provide the Mexican astronomical community with a powerful tool for mid-IR research. Astronomical areas of interest are star forming regions, nuclear regions of galaxies, planetary nebulae and stellar atmospheres.

The system is currently under design process. Preliminary control and readout electronics will be described here, as well as the main design concepts.

## 2. MID-IR DETECTOR

The core of the instrument is the detector, an SBRC 320×240 Si:As IBC sensor chip assembly (SCA). An engineering and science grade arrays were acquired in order to develop reliable control and readout electronics. The main characteristics of the science grade detector array are presented in Table 1.

|                            |  |
|----------------------------|--|
| Spectral response          | 2-28 $\mu\text{m}$                             |
| Format                     | 320 × 240 pixel                                |
| Pixel pitch                | 50 $\mu\text{m}$                               |
| Quantum efficiency         | 40% to 55% (10-24 $\mu\text{m}$ )              |
| Detector material          | Si:As  |
| Operating temperature      | 4-10 °K  |
| Response uniformity        | <10%   |
| Dark current               | 100 $e^-/s$ at 6°K                             |
| Well capacity (switchable) | $4.5 \times 10^7 e^-$ or $1.4 \times 10^7 e^-$ |
| Readout noise              | 340 $e^-$ or 130 $e^-$                         |
| Fill factor                | ≥95%   |
| Operability                | >99%   |
| Integration modes          | Destructive                                    |
| Maximum frame rate         | 350 Hz   |

Send correspondence to E. Sohn: E-mail: [sohn@astroscu.unam.mx](mailto:sohn@astroscu.unam.mx)

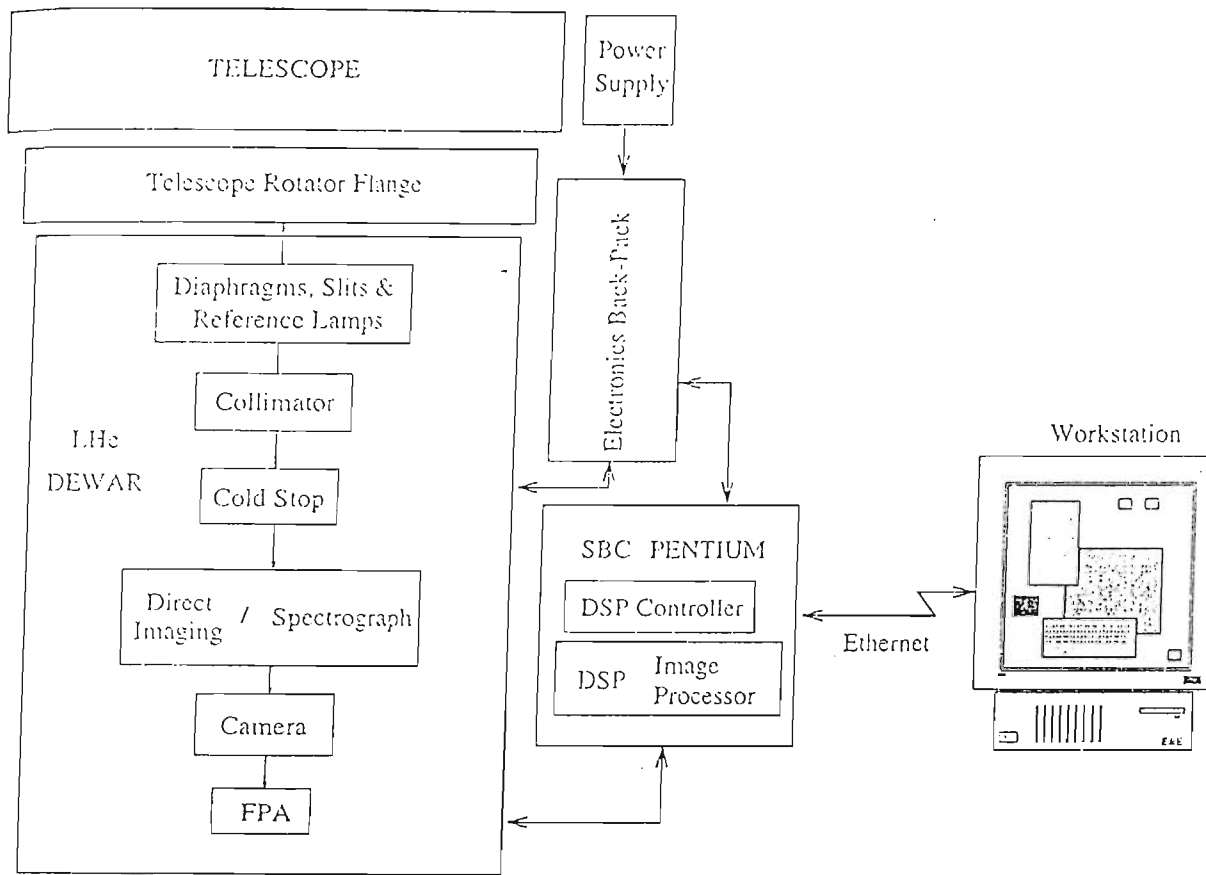


Figure 1. General Block Diagram of OAN Mid-IR System.

### 3. GENERAL OVERVIEW

The detector, which establishes the system design parameters, is contained in a LN<sub>2</sub>/LHe dewar. The dewar includes the necessary infrastructure to operate the detector astronomically. The control and readout is performed on a back-pack unit attached to the dewar, containing the electronics. A separate shielded container is attached to the telescope flange which provides the low noise power supplies needed to operate both, the detector and its electronics. All the necessary moving components are automatically controlled from the observing room. The system in charge of the control and acquisition is an SBC-PCI Pentium and will be connected via Ethernet to a workstation to offer the observers a user friendly and versatile environment.

### 4. CONTROL AND READOUT ELECTRONICS

The design philosophy of the electronic system is based on a UNIX workstation that acts as a host, one slave computer (Pentium) and two TMS DSPs embedded in the SBC-PC. The DSPs allow a full parallel, a multiple read-out of the detector, a programmable timing multi signal sequencer and the control of positioning devices (filter wheel, grating angle, apertures + slits, comparison lamps, shutter, camera, etc.), as well as image acquisition and processing.

This SCA is divided into 32 regions, each with an independent output. Each output, after being sampled and amplified, is multiplexed into 8 high speed 16 bit A/D converters. The initial configuration allows readout rates of up to 60 frames/s. A higher speed frame readout configuration is under design. A 32 bit deep WRAM memory and a high speed C80 DSP image processor card, synchronized to the detector, will process the image frames, allowing a real time visualization during the integration process.

The detector is mounted on a printed circuit board (PCB) that contains electrical filtering and decoupling elements required for a low noise performance. The chip is radiation baffled and placed in an up-looking position; it is mounted with an efficient thermal contact through a copper cold finger attached to the LHe working surface.

The readout electronics, composed by 32 identical electronic chains coupled to each section of the detector, are located on several PCBs mounted on a rack. Each chain consists of one amplifier/sampler stage, a 4:1 multiplexer and a 16-bit high-speed (500 ns) A/D converter (ADC). Data from the ADC is sent to a C80 based frame grabber and image processing unit embedded in the Pentium.

A calibration PCB contains up to 16 DACs that provide references, biases and operation voltage sources for the detector and the readout PCB. This will permit an easy software-programmable calibration of the system. All the control signals to the detector are opto-isolated and conditioned to the operation voltages and transition times. This PCB receives control codes from a DSP, which also receives various commands (e.g. read/reset detector, filter motion) from the SBC-Pentium unit attached to the telescope flange.

Clocking of the array is also performed by the DSP which offers the array reading schemes. In a high background case it is possible to co-add/co-subtract multiple frames. This reading scheme can be synchronized to the chopping secondary frequency.

## 5. CRYOSTAT AND OPTOMECHANICAL SYSTEM

The Lhc/LN<sub>2</sub> dewar will contain a filter wheel with 10% bandwidth filters at 2.2, 3.8, 4.6, 8.8, 9.8, 11.7 and 12.5  $\mu\text{m}$ , a wide band 'N' filter, a 20% BW at 20.5  $\mu\text{m}$  filter and an 8-14  $\mu\text{m}$  continuous variable filter (CVF), a collimator and an  $f/27$  camera which would be off-axis paraboloids under design and a grating. The selection of direct imaging or spectroscopy is performed by a rotator that switches between a mirror or grating, respectively. The cold stop is placed at the pupil location. All the necessary moving components are automatically controlled from the observing room. The detailed optical and mechanical layout of the dewar is currently under design.

## ACKNOWLEDGMENTS

This work has been financed by a grant from Programa UNAM-BID.

## REFERENCES

1. Domingo, G., Solomon, S., Estrada, A. "High-Background Sensor Chip Assembly, Operation Manual", Santa Barbara Research Center-Hughes, May 1997.

# Noise reduction in BIB type detectors

E. Sohn<sup>\*\*</sup>, E. Ruiz, L. Salas, L. Gutiérrez, I. Cruz-González  
Instituto de Astronomía, Universidad Nacional Autónoma de México  
Observatorio Astronómico Nacional

## ABSTRACT

It has been known that in BIB type, Si:As Mid-IR detectors the internal gain can be strongly related to the internal noise. We prove that by modifying the internal gain it is possible to increase the signal-to-noise ratio to a level which is consistent with poissonian statistics only.

Keywords: Mid infrared FPA, noise, astronomical instrumentation.

## 1. INTRODUCTION

### 1.1 CID Instrument description

The CID instrument was designed and built in a joint effort between the Instituto de Astronomía, UNAM and Infrared Laboratories, Inc. It is installed at the Observatorio Astronómico Nacional (OAN) in San Pedro Mártir (SPM), BC. (Salas et. al., 2000).

The CID consists of a near to mid-infrared detection system for Astronomy based on two independent instruments inside a single dewar; the first instrument (CID-InSb) is built around a 256x256 InSb FPA, fabricated by Raytheon. This instrument is capable of direct imaging and spectroscopy in the spectral interval from 1 to 5 microns.

The second instrument (CID-BIB) is based on a 128x128 Si:As, BIB type FPA (BOEING) and will be the object of our study. This system is capable of direct imaging in the 2 – 10 micron interval (filter limited).

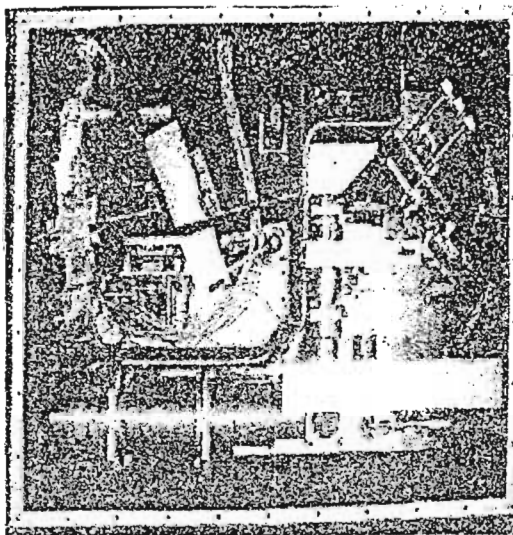


Figure 1. CID system layout.

The optical system consists of gold coated reflecting optics with a ten position filter wheel which contains the Silicate filter set (N,P,Q,R,S), filter N, a pinhole and an empty position. The electronic chain's noise is equivalent to 630 e<sup>-</sup> rms.

<sup>\*\*</sup>Contact [sohn@astroscu.unam.mx](mailto:sohn@astroscu.unam.mx), Instituto de Astronomía, Apdo. Postal 70-264, México, D.F. C.P. 10200

The optical arrangement of both instruments is shown in Figure 1. and the main features in Table 1.

|              | CID-InSb              | CID-BIB           |
|--------------|-----------------------|-------------------|
| Detector:    | Raytheon InSb 256x256 | BOEING 128x128 HF |
| Plate scale: | 0.3"/pix              | 0.5"/pix          |
| Field Size:  | 1.17'x1.17'           | 64"x64"           |

Table 1. CID instrument main features.

## 1.2 BIB detector description

The BIB detector used in this system is a hybrid, back illuminated Si:As BOEING 128x128 HF16 FPA. It's spectral interval extends from 2 to 30 microns with a maximum sensitivity from about 7 to 28 microns. The array's main characteristics are listed in Table 2.

|                    |                               |
|--------------------|-------------------------------|
| Format             | 128x128 pixels                |
| Pixel size         | 75x75 $\mu\text{m}^2$         |
| Spectral interval  | 2-28 $\mu\text{m}$            |
| Operating Temp.    | 6-8 K                         |
| Quantum efficiency | 40%                           |
| Dark current       | 1.7E7 e <sup>-</sup> /pix/sec |
| Well capacity      | 2.1E7 e <sup>-</sup>          |
| Readout noise      | 880 e <sup>-</sup>            |
| Number of outputs  | 16                            |

Table 2. HF16 main characteristics.

The unit cell schematic is shown in Figure 2. As can be seen, photocurrent is integrated in  $C_{int}$  and reset via a MOSFET, which also defines the output's offset. Detector bias ( $V_{bias}$ ) is defined by the difference between  $V_{DI}$ , the MOSFET's threshold voltage  $V_{gs}$  and  $Det\_Sub$ . Our detector controller allows us to modify Detector Bias voltage among others.

Each unit cell is connected to the output source follower through a multiplexer. The detector's output configuration consists of 2x8 pixel blocks which are connected and read out simultaneously to the 16 output lines.

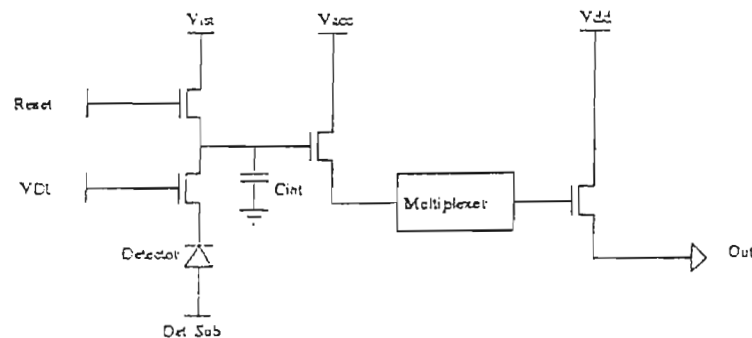


Figure 2. HF16 Unit cell schematic.

The array can be read out at 330 frames/sec, has a minimum integration time of 3msec, 16 bit ADC resolution and electronic gain of 330 e<sup>-</sup>/ADU. It is possible to co-add up to 256 frames, but in the future it will be upgraded to 4K frames per exposure.

## 2. DETECTOR OPTIMIZATION

### 2.1 Obtainment of detector parameters

Desired detector parameter data were obtained in May 2000 at the 2.1m telescope, OAN-SPM with an oscillating  $f/27$  secondary using the CID-BIB instrument. The images were taken using several narrow filters (Silicate series). The data we present used the SiN filter ( $\lambda=7.734\mu\text{m}$ ,  $\Delta\lambda=0.696\mu\text{m}$ ). The telescope was pointed at an empty sky region in order to illuminate the array uniformly. The integration time was varied from a minimum of 3ms to 30 ms in 3ms intervals, taking a pair of images for each integration time. We expect the sky emission to not have changed substantially due to the short time between exposures. Detector Bias was also varied from 3.5 V (data sheet recommended operating voltage) to 5.0 V (detector starvation) in 0.1V intervals for each integration time.

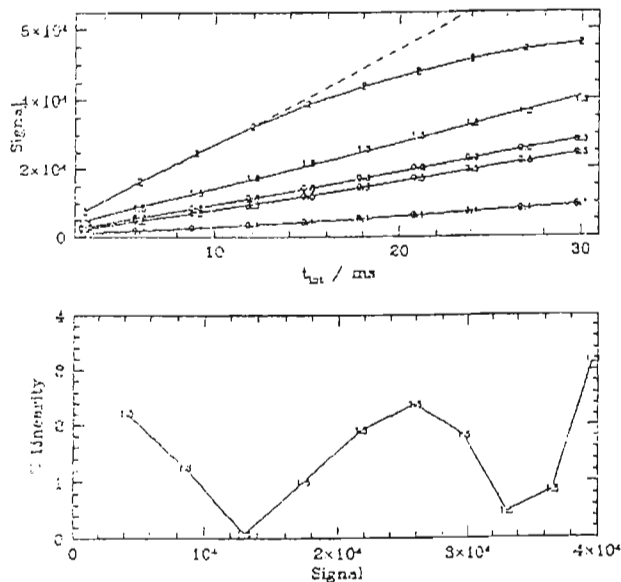
The pixels in the image were separated into their corresponding blocks and then each pair of images with the same integration time was subtracted from each other. A statistical analysis of both, the unsubtracted and subtracted set of images was performed using IRAF. The signal corresponds to the mean of a representative region of the array, while the noise was to be the standard deviation of the subtracted images divided by the square root of 2. In order to increment noise resolution, our statistical analysis was based on 32000 samples. In this section we describe our FPA's main characteristics in order to optimize detector response for astronomical observations. In the plots, the signal is given in ADU's.

### 2.2 Signal vs. integration time

Our first experiment was to obtain detector gain, linearity as well as the array's saturation limits. This can be seen in Figure 3a., where signal vs. integration time is plotted for different bias voltages.

Electron signal strength was determined using the conversion gain  $G=330e^-/\text{ADU}$ , sky brightness for SiN filter=  $1.8 \times 10^6$  photons/sec,  $\eta=0.5$  and an 1800 ADU offset. This agrees with an atmospheric emission assuming 11% opacity at 280K sky temperature through a 2.1m diameter,  $f/27$  telescope with a 2X focal reducer over a  $75\mu\text{m}$  pixel pitch. The array starts to saturate at about 50000ADU. At high bias voltages, i.e. high gain modes, saturation occurs earlier. Figure 3b. shows the percentage in linearity error with respect to the best fitted line. It is easy to see non linearity errors better than 3% in a 0 to 40000 ADU interval.

Figure 3a. Detector transfer characteristics, 3b. Linearity.





### 2.3 Signal vs. Detector Bias

In Figure 4, the average gain factor response, normalized for 0.8V detector bias is plotted.

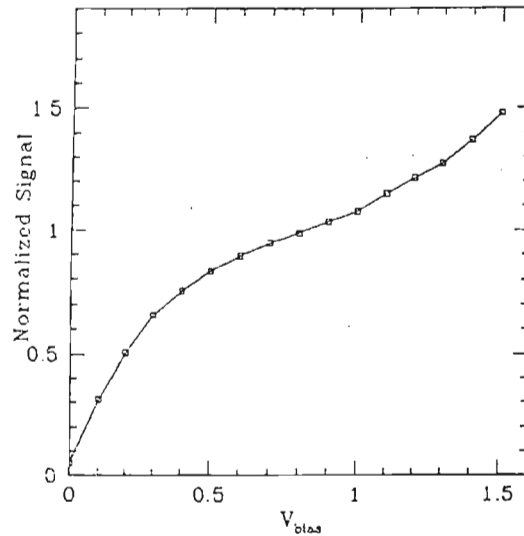
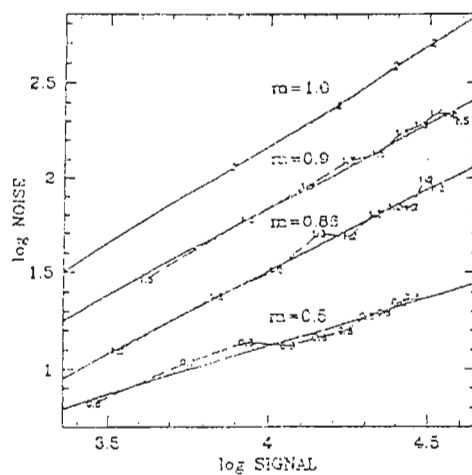


Figure 4. Gain Factor.

### 2.4 Noise vs. Signal

A crucial noise performance characteristic, typical of BIB type detectors, can be appreciated in Figure 5, where a log plot of noise vs. signal for four different detector polarization voltages is displayed. We can observe different slopes, which describe how the noise is exponentially associated with the signal. It is possible to deduce that for low polarization levels, detector noise grows as the square root of the signal, obeying a poissonian distribution; an ideal case in astronomical applications, since a monotonic increment in  $S/N$  is obtained with respect to the signal strength, integration time and number of co-adds. For higher polarization levels, noise increases proportionally with the signal.

Figure 5. Statistical behavior of noise in a Si:As FPA. ( $m$  denotes the slope)



This makes us think that the multiplying internal gain process of the array starts to behave in a chaotic way for high bias voltages and follows an exponential type distribution. In this case one obtains high amplitude signals but an unacceptable signal to noise ratio. No advantage is obtained increasing integration time or co-adds in this operational mode.

### 2.5 S/N vs. Vbias

Figure 6. shows a plot of S/N ratio vs. Vbias for different signal fluxes. This graph gave us the necessary

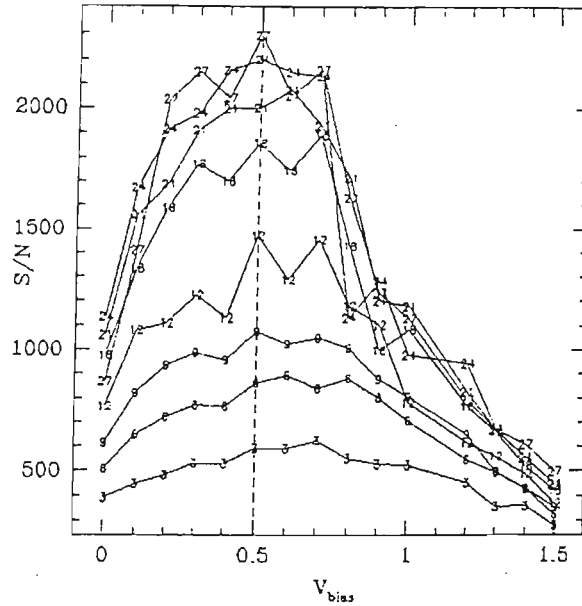


Figure 6. Determination of optimal detector performance

criteria to optimize detector performance. It can be seen how a high S/N ratio is obtained for polarization voltages between 0.3 and 0.7V. When the array is operated at these low bias levels, we obtain signals which are much weaker than the nominal levels, but the S/N ratio increases dramatically. Another advantage of working with low bias voltage levels, where the multiplication factor is near unity, is that the well capacity is used optimally allowing for longer integration times.

### 2.6 Variance vs. Signal

Figure 7., which shows a linear fit of the square of the noise (variance) versus signal, allows us to obtain a first degree equation which relates the array's total noise ( $N_{tot}^2$ ) with the signal (S) plus the preamplifier's noise ( $N_{pre}^2$ ):

$$N_{tot}^2 = KS + N_{pre}^2 \quad (2.1)$$

Where K is the slope related with photon and electron noise in each pixel's well. The signal can be expressed as:

$$S = \frac{M\eta\dot{f}t}{G} \quad (\text{in ADU's}) \quad (2.2)$$

With:  $M$  - multiplication factor,  $\eta$  - quantum efficiency,  $\dot{f}$  - photon rate,  $t$  - integration time and  $G$  -conversion gain (e/ADU).

The readout noise represents the y-intersection and has a value of 3.28 ADU rms.

As has been mentioned beforehand, this equation is valid only when the dominant statistics are of poissonian nature. This has also allowed us to obtain, by means of the variance method, an estimate of the array's quantum efficiency, assuming unity multiplication factor:

$$\eta = \frac{N_{int}^2 - N_{pre}^2}{S} G - 1. \tag{2.3}$$

By means of this equation, we found quantum efficiencies in the 50 – 60 % interval for low polarization voltages, which agrees with the photometric values described in section 2.2. With this method it is also possible to find an increment in the multiplication factor for higher polarization voltages.

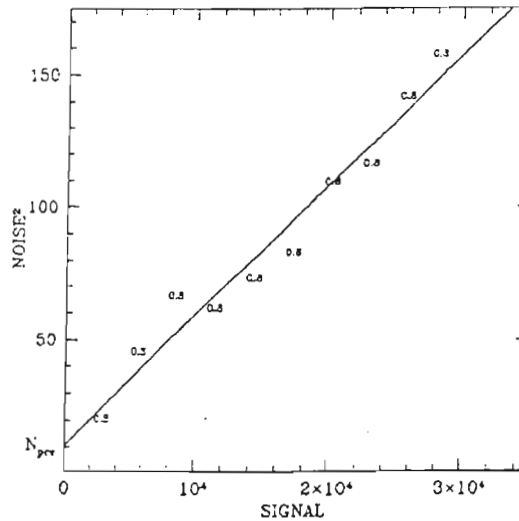


Figure 7. Variance vs. Signal.

## 2.7 Dark Current

In order to find the array's dark current, we used a shaded region, projected by a cold coronagraph installed inside the dewar. The array was operated at 7.9K. We performed the same statistical analysis on this region in order to find the slope and the offset produced by the electronic chain. The y-intersect represents the bias or reference frame.

## 3. CONCLUSIONS

Extensive data acquisition and processing was performed in order to neglect natural dispersions in the noise universe. With these experiments, we were able to establish optimal operating voltages for the array. Maximization of S/N ratio statistics showed an easy way to tune up the detector's parameters.

Given our integration time interval, it was impossible to observe ELFN noise.

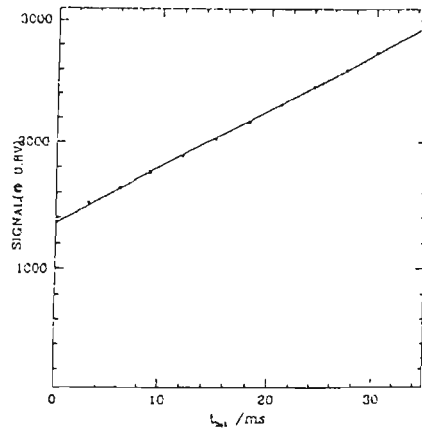


Figure 8. Dark Current

### ACKNOWLEDGMENTS

This project was supported by the F325-E9211 grant from CONACYT. We would like to thank the OAN staff for their support during the installation and preliminary operation of the CID instrument. We thank L. Arias for her useful help during data processing.

### REFERENCES

1. Salas et.al. "Manual de la Cámara Infrarroja Doble (CID)"  
On line instrument manual : <http://www.bufoadora.astrosen.unam.mx/>. 2000.
2. D.C. Arrington, J.E. Hubbs, M.E. Graemer, G.A. Dole " Impact of Excess Low Frequency Noise (ELFN) in Si:As impurity band conduction (IBC) Focal Plane Arrays for astronomical applications."  
*SPIE* Vol. 3379, pp. 361-370, April 1998.
3. K.M. van Vliet "Noise Limitations in Solid State Photodetectors." *Applied Optics* , Vol. 6, No. 7, pp. 1145-1169, July 1967.
4. The Boeing Company, Boeing North America, Inc. Research and Technology Center. "Device Description and Operation Guide for the Boeing 128x128 Hf16 Hybrid Focal Plane Array. Nov. 1998.
5. Infrared Laboratories. *User Manual for UNAM BIB Camera & InSB Camera Spectrometer* 1999.
6. W. F. Hoffmann, J. L. Hora, G.G. Fazio, L.K. Deutsch, A. Dayal "MIRAC2: a mid-infrared array camera for astronomy"  
*SPIE*, Vol. 3354, p. 647, 1998.
7. J.E. Hubbs, M.E. Graemer, D. C. Arrington, G.A. Cole "Radiometric Characterization of a Si:As Scanning Hybrid Array"  
*SPIE* Vol. 2225, p. 245-254, 1994.