

## UN FOTOMETRO PARA ASTRONOMIA INFRARROJA

M. Roth, L. Carrasco, J. Franco y G. Reséndiz

Instituto de Astronomía

Universidad Nacional Autónoma de México

(recibido 15 de mayo, 1978)

### RESUMEN

Se describe el criterio, las pruebas y los resultados del diseño y fabricación de un fotómetro infrarrojo, actualmente en uso en el Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir, Baja California. La región espectral de trabajo es de  $1\mu$  a  $20\mu$ . Se describen los problemas más usuales en astronomía infrarroja, en relación con el diseño del instrumento.

### ABSTRACT

The criteria, tests and results of the design and construction of an infrared photometer are discussed. This instrument is used at the Observatorio Astronómico Nacional at San Pedro Mártir, Baja California, in the spectral range of  $1\mu$  to  $20\mu$ . The most common difficulties in astronomical infrared instrumentation are discussed.

### I. INTRODUCCION

Si bien el origen de la Astronomía Infrarroja se remonta al descubrimiento mismo de la radiación infrarroja (Sir William Herschel,

1800), y si bien algunos trabajos pioneros en este campo datan de comienzos del siglo XX (Langley 1886), el desarrollo acelerado de lo que se denomina actualmente Astronomía Infrarroja, está ligado a la segunda mitad de este siglo. Los intereses militares, el desarrollo de detectores de estado sólido y el abaratamiento y difusión de técnicas criogénicas son los tres elementos que contribuyeron más fuertemente a este desarrollo. Tanto la historia como los desarrollos más recientes en Astronomía Infrarroja se pueden encontrar en Low y Rieke, 1964 y Allen, 1975.

Desde hace bastante tiempo ha existido en México mucho interés por la Astronomía Infrarroja, habiéndose llevado a cabo con otras técnicas, algunas de las mediciones claves y pioneras en el campo. Así mismo, las características del Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir, B.C., que lo convierten en uno de los mejores sitios del hemisferio norte para la observación IR (Mendoza, 1971 y Alvarez y Maisterrena, 1977) llevaron a encarar este trabajo.

La medición de flujos IR de objetos astronómicos, plantea algunos problemas diferentes a los de la fotometría astronómica visual. Nos referiremos brevemente a éstos en la Sección II. En la Sección III se describe el fotómetro en sus dos partes fundamentales, a saber, el modulador del haz y el detector. La electrónica del modulador se incluye también en esta sección. La Sección IV corresponde a la descripción de la electrónica de detección y recolección de datos. Por último, las pruebas, resultados y conclusiones forman la Sección V.

## II. ALGUNOS PROBLEMAS EN FOTOMETRIA INFRARROJA

Los problemas de la determinación de flujos infrarrojos astronómicos (lamentablemente, en este contexto, la palabra astronómico significa pequeño) son fundamentalmente cuatro:

- a) Los flujos bajos de fotones.
- b) La baja energía de los fotones.
- c) La radiación de fondo normalmente alta y fluctuante.
- d) Problemas de transmisión y emisión de la atmósfera.

Veamos estos problemas en orden:

Si observamos la distribución espectral de la radiación de un cuerpo negro de unos  $5,500^{\circ}\text{K}$  (nuestro Sol) vemos que después del máximo (en la llamada zona de Raleigh-Jeans) los flujos decrecen como  $\lambda^{-4}$ ; buena parte de la fotometría infrarroja se realiza en esta región de la curva espectral. Asimismo, la altura del máximo de la curva de Planck decae rápidamente con la temperatura y como vemos, la radiación que observamos en IR corresponde en general (aunque no siempre) a radiación térmica de cuerpos fríos, comparados con los objetos observados en el visual ( $4000\text{-}7500 \text{ \AA}$ ) (ver p. ej. Allen 1975). Por otro lado, la subida de la curva de Planckes aún más abrupta, cosa que vuelve muy atractiva a la Astronomía IR, ya que pueden presentarse casos de cuerpos completamente invisibles en longitudes de ondas visuales, muy brillantes en el IR. La Figura 1 ejemplifica lo dicho hasta aquí.

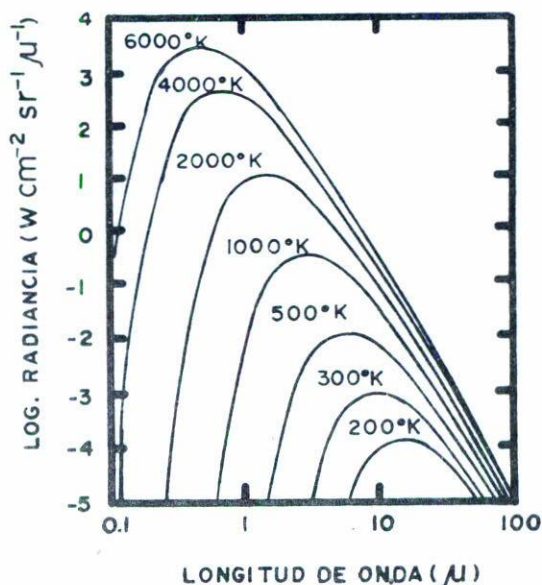


Fig. 1. Logaritmo de la Radiancia (potencia emitida por un  $\text{cm}^2$  de superficie, en un estereoradian, por unidad de longitud de onda) en función de la longitud de onda para un cuerpo negro a diferentes temperaturas. (Nótese que para  $T=300^{\circ}\text{K}$ , el máximo se encuentra en  $10\mu$ ).

Antes de hablar de la energía de los fotones vamos a definir la región espectral del "infrarrojo", de acuerdo a su uso más aceptado en Astronomía:

IR cercano:	.7 $\mu$ -	1.1 $\mu$
IR intermedio:	1.2 $\mu$ -	20 $\mu$
IR lejano:	20 $\mu$ -	submilímetros

Debido a que la atmósfera es casi totalmente opaca en el IR lejano (excepto alrededor de 300 $\mu$  donde existe una pequeña ventana), aquí nos interesamos por el infrarrojo intermedio. En estas longitudes de onda, la energía de los fotones involucrada en el proceso de detección, obliga a explotar mecanismos de interacción de la radiación con la materia en general, menos sensibles y con menores relaciones de señal a ruido que los procesos a energías más altas. También se vuelven necesarias las técnicas criogénicas al acercarnos a procesos que tienen energías características del orden o menor que las correspondientes a temperatura ambiente.

El problema de la radiación de fondo, puede entenderse al darnos cuenta que un cuerpo negro de 300°K tiene su máximo de emisión alrededor de 10 $\mu$  (ver Figura 1); efectivamente, la atmósfera, el telescopio, el fotómetro, en fin, todo lo que rodea al detector emite muy eficientemente en el infrarrojo. Se ha comparado, por ejemplo, hacer fotometría en 10 $\mu$ , con hacer fotometría visual pero con un telescopio tapizado de fuentes luminosas que emiten 1 Kw/m<sup>2</sup>, que se encienden y se apagan al azar, de día y ¡con la cúpula en llamas!. Es evidente que a menos que el sistema tenga una elevada capacidad de rechazo de la radiación de fondo, cualquier esperanza de observar algo diferente del ruido será inútil.

Por último, además de la emisión térmica del cielo, la transparencia de la atmósfera, de por sí limitada a ventanas de transmisión, varía notablemente con la presencia de vapor de agua y otras moléculas. Este hecho ha impulsado fuertemente la observación infrarroja mediante globos y cohetes. Debido al comportamiento de la atmósfera, se han definido varias bandas fotométricas en el infrarrojo intermedio. En la Tabla 1 se describen estas bandas (Allen, 1975):

TABLA 1

Banda	Longitud de onda central ( $\mu$ )	Ancho de Banda ( $\mu$ )	Brillo del cielo	Transparencia de la atmósfera
K	2.2	.4	bajo	buena
L	3.5	1.0	bajo	buena
M	4.8	.4	alto	pobre
N	10	7	muy alto	pobre
Q	20	8	muy alto	muy pobre

### III. EL FOTOMETRO

El fotómetro que hemos construído consta fundamentalmente de dos componentes: el modulador de haz y el detector. Estas partes que discutiremos en detalle, junto con el ocular guía y el sistema de centrado fino, a los que sólo nos referiremos muy brevemente, se acomodan en una caja en forma de prisma rectangular, hecha de aluminio y de diseño rígido a la que se denomina habitualmente "el fotómetro". Esta unidad se coloca en la platina de instrumentos del telescopio, de modo que el detector quede en el foco Cassegrain del mismo.

La figura 2 muestra dos cortes del fotómetro, donde se han identificado las diferentes componentes: El haz convergente que proviene del secundario del telescopio llega al modulador de plano focal 'A', el cual, como se verá más adelante, hace incidir la luz del objeto y del cielo en forma alternada, sobre el detector. El sistema de centrado fino 'B', es una montura universal controlada por micrómetros para un espejo circular. Con dicha montura se hacen los ajustes menores para una óptima alineación del sistema, permitiendo que el haz, luego de pasar por los filtros 'C' y el diafragma 'D' incida sobre el pequeño detector 'E', cuya cara sensible es de sólo 1/4 mm por 1/4 mm. Puesto que el espejo del modulador permite el paso del 70% de la luz visible

(reflejando el 95% del IR), se puede ver el objeto de interés en una retícula proyectada sobre el ocular 'F'.

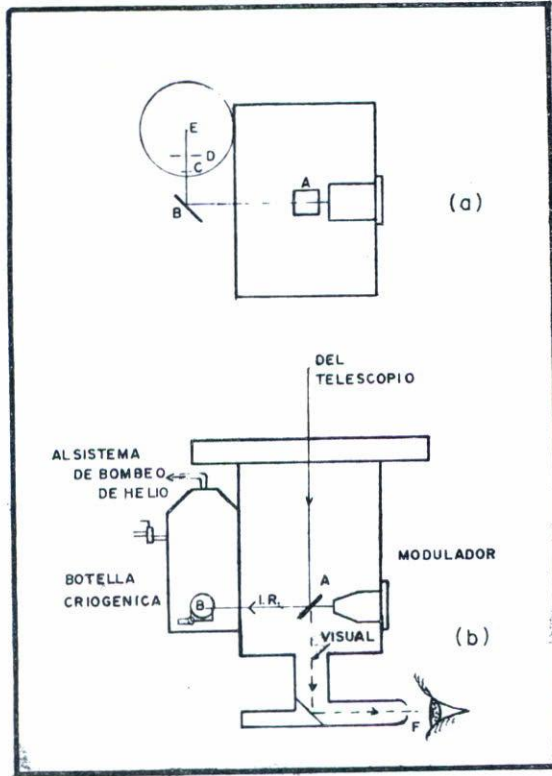


Fig. 2. Dos cortes del fotómetro; (a) vista superior; (b) vista lateral. Para referencia véase el texto.

### El Modulador

Como ya se mencionaba en la Sección II, el sistema debe tener una alta capacidad de rechazo de la radiación de fondo si es que se espera rescatar la señal de la estrella, por lo general varios órdenes de mag-

nitud menor que la del fondo circundante. Para este fin, es conveniente trabajar en modo alterno en vez que continuo. Las razones de principio para esto son dos: permitir la amplificación de la señal en modo alterno y, muy especialmente, permitir la detección sincrónica sensible a fase (mejor conocida como Lock-In), mediante la cual se cancela buena parte de la radiación de fondo. (Low y Rieke, 1964).

En efecto, el modulador alterna en el detector a la estrella con una posición del "cielo" circundante (las comillas se deben a que este "cielo" incluye toda la radiación del medio cercano: telescopio cúpula, etc.), como se ve en la Figura 3. En la posición (a), la detección sincrónica entrega una señal que llamaremos  $F+S$ , donde  $F$  significa fondo y  $S$  señal de la estrella. Desplazando ligeramente el telescopio a la posición (b), en la cual  $S$  se encuentra  $180^\circ$  fuera de fase con una señal de referencia, la señal de la estrella es negativa y como el fondo es supuestamente el mismo, la detección sincrónica nos da la diferencia  $F-S$ . Obviamente, la diferencia de ambas señales es  $2S$ , es decir, se ha eliminado por completo el fondo. Esta última afirmación es cierta en principio y se basa en la suposición de que el fondo  $F$  no varía en el tiempo y que el modulador, y por ende el detector, ven el mismo fondo en cualquier posición del modulador. Las asimetrías que puedan presentarse entre las dos posiciones del modulador producen una señal espuria que no tiene nada que ver con la estrella (esto es particularmente cierto en banda  $N$ ,  $10\mu$ , donde es máxima la radiación de fondo).

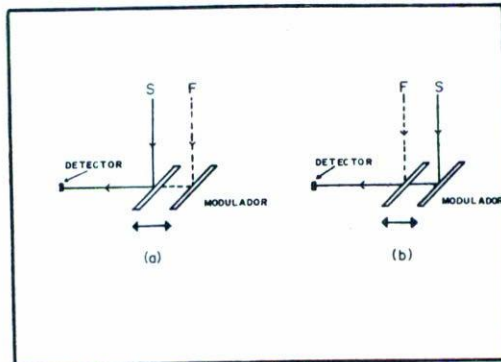


Fig. 3. Esquema de operación del modulador. Nótese que la señal  $S$  se encuentra  $180^\circ$  fuera de fase en (b) con respecto a (a).

Existen diferentes maneras de modular el haz. En este trabajo se optó por el llamado modulador de plano focal. Aquí un espejo se desplaza paralelo a sí mismo, siguiendo una señal cuadrada. Es importante que la eficiencia (duty cycle) de la señal cuadrada sea alta, ya que el detector sólo "vé" al objeto en una posición del espejo, siendo tiempo perdido aquél que emplea el espejo en viajar de un extremo a otro.

En nuestro caso se trata de un espejo de 5cm x 3.5cm cuidadosamente pulido a  $1/4\lambda$  en el Taller de Optica del Instituto de Astronomía (UNAM) y al que se le ha depositado una película de oro de aproximadamente 300 Å. El espejo es accionado por un vibrador comercial que consiste fundamentalmente de una bocina de audio con su eje de desplazamiento alineado y suspendido cuidadosamente de modo que las flexiones y desplazamientos perpendiculares al movimiento son despreciables. La posición instantánea del espejo es determinada por un sensor de posición, un transformador diferencial, cuya información es usada para retroalimentar el circuito de control. Este circuito de control es el que en última instancia permite lograr un desplazamiento en forma de onda cuadrada. La Figura 4 muestra este circuito en un diagrama de bloques.

Si se alimenta el vibrador con una onda cuadrada, el movimiento resultante será parecido a una onda triangular. La diferencia entre la señal cuadrada y la respuesta se efectúa en el amplificador operacional A que produce la señal de error. Esta señal de error es amplificada en B y sumada en G a la señal de alimentación. Otro operacional, C, toma la derivada de la señal de posición, sumando esta información, también en G, con el fin de retroalimentar la información de velocidad (esto elimina posibles "rebotes"). Por último, el amplificador E es un integrador que detecta la deriva que pueda sufrir el cero de posición del modulador y la compensa entregando un voltaje continuo que restituye el cero. (Para más detalle, véase Reséndiz, 1978).

El resultado de todo esto es un desplazamiento como el que se muestra en la Figura 5, es decir, un desplazamiento del espejo según una onda cuadrada con un 80% del ciclo en posición de reposo y 20% en viajes; esta eficiencia es igual o mejor que la de otros moduladores reportados en la literatura (Fahrbach et al., 1974). La estabilidad



de la línea de base (factor de gran importancia debido a las diferentes posiciones que puede asumir el telescopio) es mejor que una centésima de mm. La señal cuadrada original, generada electrónicamente, sirve también como señal de referencia, en fase y frecuencia, para la detección sincrónica.

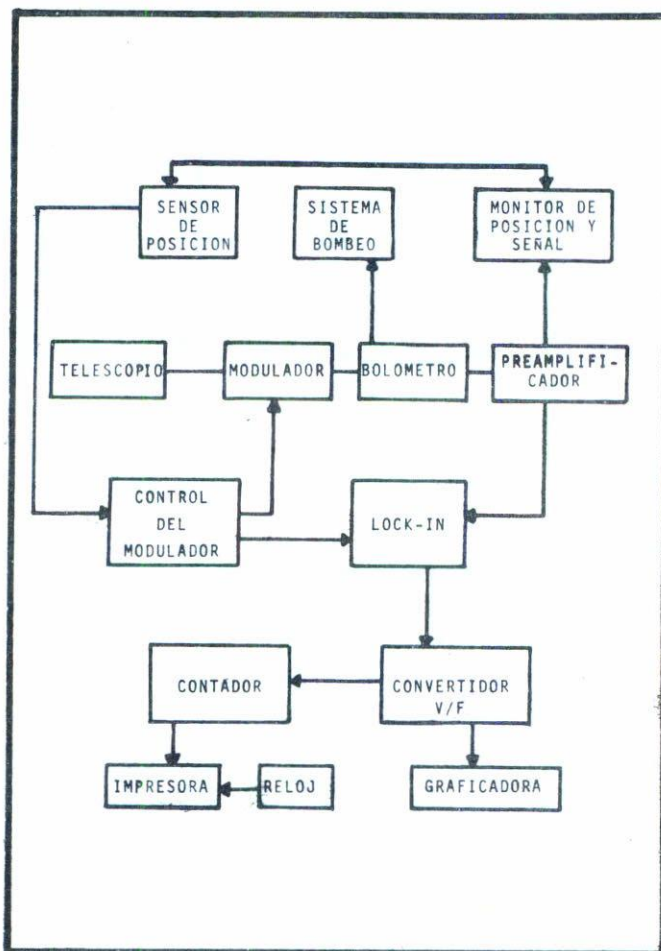


Fig. 4. Diagrama de bloques del control del modulador. Para referencias véase el texto.

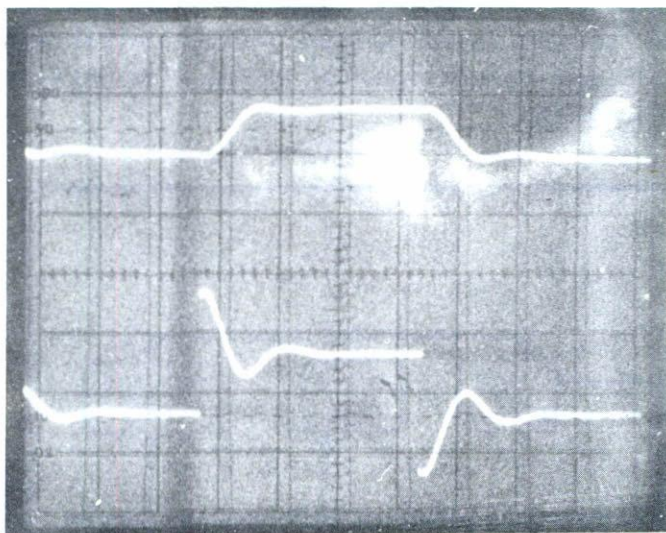


Fig. 5. Forma de onda del modulador, trazo superior. Señal de alimentación, trazo inferior. En esta foto el ciclo de trabajo es aproximadamente del 75%.

### *El Detector*

En el Instituto de Astronomía (UNAM) se cuenta con dos tipos de detectores, a saber: dos bolómetros de Ge:Ga fabricados por Infrared Laboratories, y un detector de InSb. Nos referiremos únicamente a los primeros. (Low, 1961). Estos detectores, con una respuesta plana y lineal en la zona del espectro que nos ocupa, basan su operación en el cambio de resistencia eléctrica producido por pequeñísimos cambios de temperatura debido a la radiación incidente. La temperatura de operación de los bolómetros de Ge:Ga, es  $1.8^{\circ}\text{K}$  por lo cual deben ser usados a temperaturas que sólo se alcanzan con helio líquido bombeado. Por esta razón el detector se encuentra en el interior de un contenedor criogénico donde se ubican también los filtros, que operan fríos

para reducir su propia emisión térmica. Los filtros que se usan en infrarrojo son comerciales y se obtienen por deposición de láminas delgadas de diferentes materiales con las propiedades ópticas adecuadas a las diferentes bandas (ver Tabla 1).

El detector se encuentra en contacto con el baño térmico a  $1.8^{\circ}\text{K}$  por medio de dos alambres que determinan la conductividad térmica de todo el detector y que a su vez son los contactos eléctricos. La conductividad térmica es el parámetro más importante del detector ya que gobierna su sensibilidad, el tiempo de respuesta y determina un límite al ruido intrínseco del detector. La Figura 6 muestra un detalle del detector.

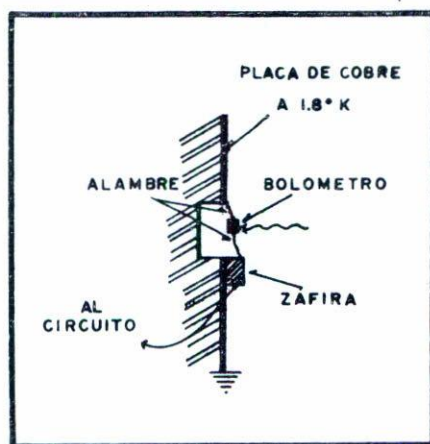


Fig. 6. Detalle de suspensión del detector y conexiones.

#### IV. ELECTRONICA DE DETECCION Y REGISTRO DE DATOS

La señal del detector es una medida del cambio de voltaje en el elemento sensor debido al cambio de su resistencia, habiéndose mantenido constante la corriente. En la Fig. 7, se muestra el circuito de detección. El preamplificador, de ganancia  $10^3$ , se halla adosado a la botella criogénica como es usual cuando las señales son muy pequeñas.

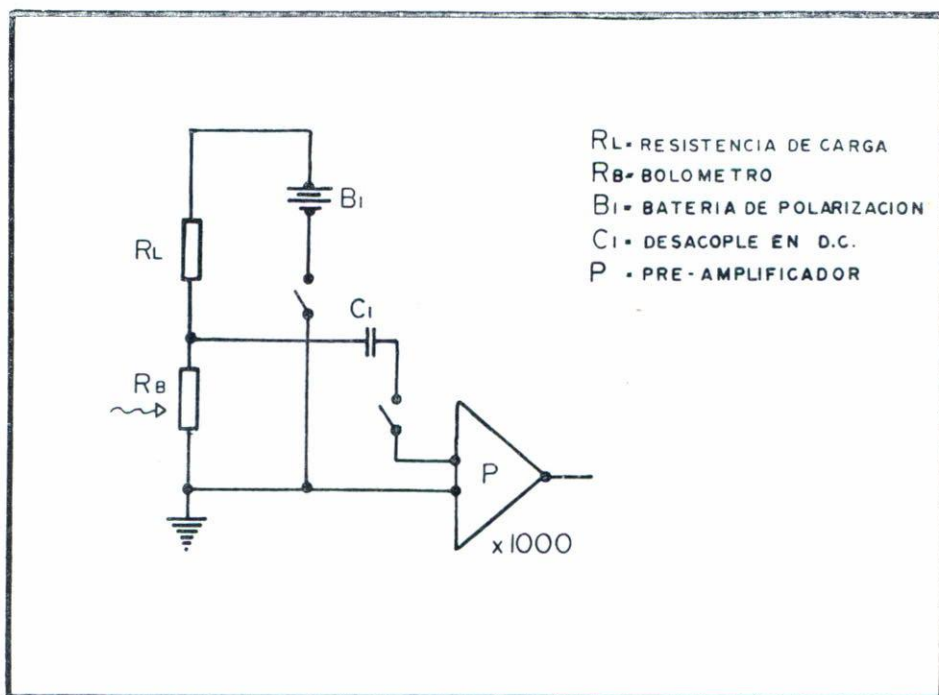


Fig. 7. Esquema de conexión del detector.  $R_L$  y  $R_B$  se encuentran en el interior del contenedor criogénico.

La salida del preamplificador es alimentada al amplificador Lock-In (Ithaco Mod. 391A) el cual amplifica selectivamente la señal en fase con la señal de referencia. De este modo se elimina buena parte del ruido cuya frecuencia no coincide con la del modulador y se consigue la comparación de fase de la señal del detector para eliminar el fondo. La última etapa de este amplificador rectifica y filtra la señal, obteniéndose a la salida un voltaje D.C. cuyo valor es proporcional al valor cuadrático medio de la señal detectada. La ganancia total del sistema es variable, con un máximo operativo dado por el ruido, de  $10^7$ .

La salida del amplificador Lock-In (un voltaje D.C. entre 0 y 10v) alimenta a un convertidor voltaje-frecuencia (CVF) y a una registradora de papel, (esta información sólo es cualitativa y permite apreciar la calidad de las mediciones, así como variaciones de la atmósfera).

La señal de frecuencia es finalmente registrada en un contador, a partir del cual se obtiene un registro permanente en una impresora del número de cuentas (proporcional al voltaje de salida) junto con la efemérides de la observación.

La Figura 8 muestra un diagrama de bloques del sistema completo.

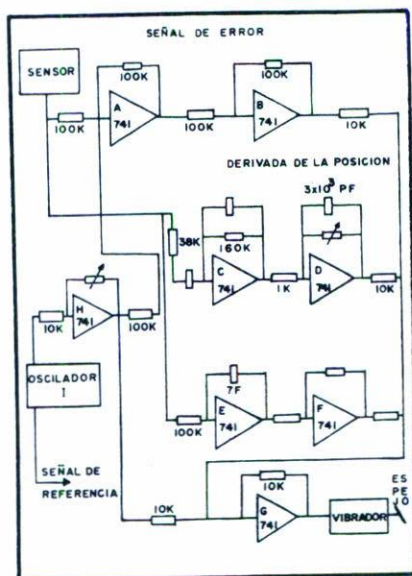


Fig. 8. Diagrama de bloques del sistema completo

El método de observación en cada longitud de onda de interés es el siguiente: Ubicado el objeto de interés en la retícula del fotómetro, se procede a integrar el número de cuentas del CVF por un período que habitualmente es de 10 segundos en lo que se denomina el "haz positivo" y que corresponde al F+S de la Sección III. A continuación se desplaza el telescopio en una dirección predeterminada hasta encontrar el "haz negativo", F-S (este desplazamiento es fijo, una vez establecida la amplitud de desplazamiento del modulador). Nuevamente se integra por 10 segundos; la diferencia entre ambas integraciones es la señal

netamente del objeto, la cual se compara con objetos previamente calibrados. Este proceso de integración alternada se repite hasta obtener una relación señal-ruido apropiada.

## V. PRUEBAS Y RESULTADOS

Las pruebas efectuadas pueden dividirse en dos clases: (a) Pruebas de Laboratorio, destinadas a comprobar el correcto funcionamiento del detector, y (b) Pruebas Astronómicas, llevadas a cabo en el Observatorio.

(a) Se midió la curva de carga del detector, se determinó el punto de operación, su respuesta en frecuencia y su ruido intrínseco. De este modo se determinó la potencia equivalente de ruido (llamada NEP), que es el parámetro que determina el rendimiento último del detector. El NEP es aquel flujo de radiación que genera una relación señal-ruido unitaria. Se encontró que un detector cumplía con los datos del fabricante, en tanto que el otro debió ser reparado. Asimismo, siendo el NEP una función de la frecuencia de modulación, se determinó la frecuencia óptima de trabajo. (Reséndiz, 1978).

(b) Las pruebas astronómicas se llevaron a cabo en el telescopio reflector de 60" del Observatorio Astronómico Nacional, en dos temporadas en 1977. En primer lugar, se procedió a la alineación cuidadosa del sistema telescopio-fotómetro-detector, cosa que se realizó en una primera etapa con la ayuda de un pequeño laser convenientemente ubicado y posteriormente por medio de estrellas brillantes. Una vez que se obtuvieron señales aceptables, se optimizó la alineación con el sistema de centrado fino, buscando la máxima señal y las mínimas asimetrías.

Posteriormente se efectuaron pruebas de estabilidad, reproducibilidad, linealidad y se estimaron las magnitudes límites del sistema.

El sistema se halla actualmente en operación rutinaria a disposición de los usuarios del Observatorio con las características que se dan a continuación:

### Fotómetro Infrarrojo de $1\mu$ a $20\mu$

1. Tipo de modulador: plano focal, frecuencia y amplitud variables.
2. Tipo de detector: Bolómetro de Ge:Ga (puede usarse con otro detector, InSb, por ejemplo).
3. Enfriamiento: Helio líquido bombeado a 20 mm Hg (1.5 litros).
4. Tiempo continuo de operación: 14 horas con una carga de Helio.
5. Óptica: fija  $f/15$ , con diafragma, filtros y lente de campos fríos.
6. Filtros: KLMNQ; pueden usarse filtros externos hasta  $5\mu$ .
7. Electrónica: Detección sincrónica con salida de datos por impresora.
8. Magnitudes accesibles (con relación señal a ruido de 10, una hora de integración):
  - K: 7.6
  - L: 7.2
  - M: 5.69
  - N: 4.0
  - Q: 3.5

### Comentario Final y Agradecimientos

El fotómetro descrito en este trabajo tenía dos propósitos: proveer al Observatorio de un equipo de las características mencionadas y adquirir experiencia para la construcción del fotómetro IR para el nuevo telescopio de 80". Este nuevo fotómetro se halla en proceso de diseño en la actualidad y contará con una serie de mejoras con respecto del primer fotómetro. Entre éstas, podemos señalar al modulador que será de un tipo completamente diferente (secundario oscilante) y contará con un sistema controlado por micro-procesadores para efectuar las rutinas de observación y de manejo de datos. Es nuestra intención contar a mediano plazo con un sistema que pueda operar tanto de noche como de día (el brillo del cielo en infrarrojo varía muy poco del día a la noche) para lo cual se estudian diferentes alternativas.

Este trabajo requirió el esfuerzo colectivo de un número grande de personas. Nuestros agradecimientos van dirigidos al Ing. José de la Herrán, al Ing. R. Reséndiz, al Fís. E. Ruíz, al personal de Talleres del Instituto de Astronomía, y al personal del Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir, muy en especial al Sr. Celso Valle.

#### REFERENCIAS

- Allen, D.A., Infrared, the New Astronomy . John Willey and Sons, New York (1975).
- Alvarez, M. and Maisterrena, J., Rev. Mex. de Astronomía y Astrofísica, 2 (1977) 43.
- Fahrbach, U., Haussecker, K. and Lemke, D., Astron. Astrophys. 33 (1974) 265.
- Hershell, W., Phil. Trans. R. Soc. 90 (1800) 287.
- Langley, S.P., Proc. Am. Acad. Arts Sci. 3-1 (1886) 55.
- Low, F.J., J. Opt. Soc. Amer. 51 (1961) 1300.
- Low, F.J. and Rieke, G.H., en Methods of Experimental Physics, Vol. 12 (1974) 415. N. Carleton, Edit., Academic Press, New York.
- Mendoza, E., Bol. Obs. Tenantzintla y Tacubaya, 6 (1971) 95.
- Reséndiz, G., Tesis de Licenciatura, Facultad de Ciencias, UNAM (1978).