

TELESCOPIOS E INSTRUMENTACIÓN PARA LA OBSERVACIÓN ASTRONÓMICA

Leonel Gutiérrez Albores

*Jefe del Departamento de Instrumentación del Instituto de Astronomía-Ensenada/UNAM
leonel@astroesen.unam.mx*

Página Personal

<http://www.astroesen.unam.mx/~leonel>

Esteban Luna Aguilar

*Coordinador de Óptico del Observatorio Astronómico Nacional del Instituto de Astronomía-Ensenada/UNAM
eala@astroesen.unam.mx*

Instituto de Astronomía UNAM-Ensenada

http://www.astroesen.unam.mx/iauname_txt.html

Departamento de Instrumentación

<http://www.astroesen.unam.mx/Ens/Instrumentacion>

TELESCOPIOS E INSTRUMENTACIÓN PARA LA OBSERVACIÓN ASTRONÓMICA

RESUMEN

En este trabajo presentamos algunas de las herramientas que utilizan los astrónomos en su trabajo diario, algunas de ellas inconscientemente. Existen muchas más, pero sólo deseamos ilustrar el tipo de instrumentos más utilizados en las áreas de la astronomía que se cultivan en México. Primero presentamos los telescopios y sus diferentes clasificaciones y monturas, así como sus diferentes configuraciones ópticas. Se presentan también algunos aspectos relacionados con la óptica moderna y la optoelectrónica y algo sobre espectroscopia. Finalmente, presentaremos una breve exposición sobre astronomía infrarroja.

Palabras clave: Astronomía, Telescopio, Instrumentación, Optoelectrónica, Espectroscopia.

TELESCOPES AND INSTRUMENTATION FOR THE ASTRONOMICAL OBSERVATION

ABSTRACT

In this paper we present some of the tools used by the astronomers in its daily work, some of them unconsciously. There exist many more, but we only want to illustrate the most utilized instruments in the areas of the astronomy cultivated in Mexico. First we present the telescopes and its different mounts and classifications; then, their optical configurations. Some aspects related with the modern optics and optoelectronics, as well as some about the spectroscopy. Finally, a review on infrared astronomy is presented.

Keywords: Astronomy, Telescope, Instrumentation, Optoelectronics, Spectroscopy.

INTRODUCCIÓN

En este trabajo presentamos algunas de las herramientas que utilizan los astrónomos en su trabajo diario. Existen muchas más, pero sólo deseamos ilustrar el tipo de instrumentos más utilizados en las áreas de la astronomía que se cultivan en México. Primero presentamos los telescopios y sus diferentes clasificaciones y monturas. Luego, las configuraciones ópticas, así como algo sobre las áreas actuales de la óptica y optoelectrónica. También platicaremos sobre la espectroscopia y, finalmente, algo sobre astronomía infrarroja.

LOS TELESCOPIOS

La astronomía, ciencia que trata de cuanto se refiere a los astros, y principalmente a las leyes de sus movimientos, requiere del monitoreo constante del cielo en la búsqueda de objetos no estudiados o de aspectos y detalles de otros ya estudiados que permitan entender sus orígenes y su evolución. Una herramienta fundamental en este trabajo es el telescopio.

La función fundamental del telescopio es recolectar la luz procedente de los objetos celestes, logrando una imagen amplificada de ellos, de manera que una característica importante a considerar en un telescopio es su tamaño: Cuanto mayor sea el diámetro de un telescopio, mayor será la cantidad de luz que es capaz de recolectar. De hecho, la cantidad de luz recolectada es directamente proporcional al área de recolección. Es decir, duplicar el diámetro de un telescopio implica cuadruplicar la capacidad de colección de luz.

Por otra parte, dado que los objetos celestes emiten radiación electromagnética de diversas longitudes de onda (la luz es radiación electromagnética), otro aspecto a considerar en un telescopio es el intervalo de longitudes de onda en el que va a utilizarse. Así, por ejemplo, la mayoría de los telescopios que emplean los astrónomos aficionados están pensados para usarse con luz visible.

La UNAM cuenta actualmente con 4 telescopios de uso científico que se emplean con luz visible e infrarroja. Tres de ellos, de 0.84 m, 1.5 m y 2.12 m, se encuentran ubicados en el Observatorio Astronómico Nacional en la Sierra de San Pedro Mártir en Baja California y el cuarto, de 1 m de diámetro, se encuentra en Tonantzintla, Puebla. Pero, existen, por ejemplo, los telescopios que se utilizan para estudiar ondas cuya longitud es similar a la de las ondas de radio que se emplean en telecomunicaciones. Estos son los radiotelescopios. También existen los telescopios que estudian luz ultravioleta, los cuales tienen que trabajar en el espacio, pues la atmósfera no permite el paso de la radiación cuya longitud de onda sea menor que 300 nanómetros (un nanómetro es la milésima parte de una micra). De hecho, aunque el Universo emite luz en todas las longitudes de onda del espectro electromagnético, la mayor parte no nos llega a la superficie de la Tierra, pues la atmósfera se encarga de bloquearla.

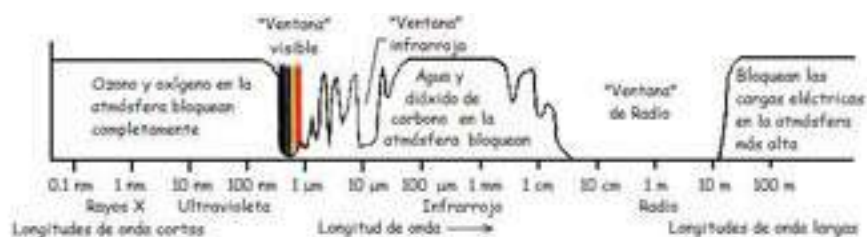


Figura 1. Diagrama que muestra la opacidad de la atmósfera a las diferentes longitudes de onda.

Monturas

Otra característica importante de un telescopio es el tipo de montura que utiliza. Las dos monturas más comunes son la ecuatorial y la altazimutal. La montura altazimutal es la más sencilla. Cuenta con un eje vertical que permite el movimiento sobre un plano horizontal, y un eje horizontal cuya orientación cambia al mover el eje vertical. La función de este eje horizontal es cambiar la altura de observación. En resumen, los ejes vertical y horizontal determinan el azimut y la altura de observación, respectivamente. Adicionalmente, requiere del movimiento de un sistema adicional para compensar la rotación del campo de observación. Los telescopios modernos de gran tamaño utilizan este tipo de montura.

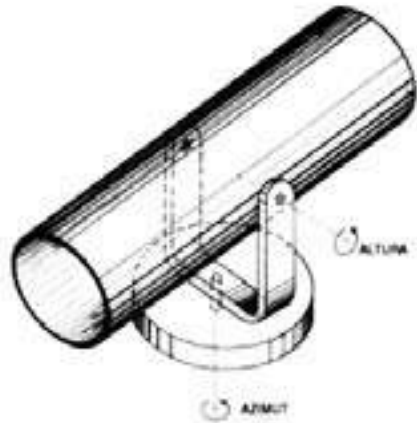


Figura 2. Esquema que ilustra una montura altazimutal.



Figura 3. Representación artística del Gran Telescopio Canarias. Actualmente en la etapa de montaje de la mecánica del telescopio. Su montura es altazimutal.

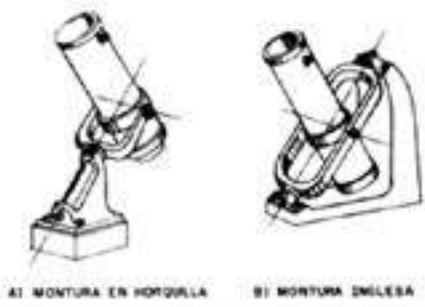


Figura 4. Monturas ecuatoriales simétricas.

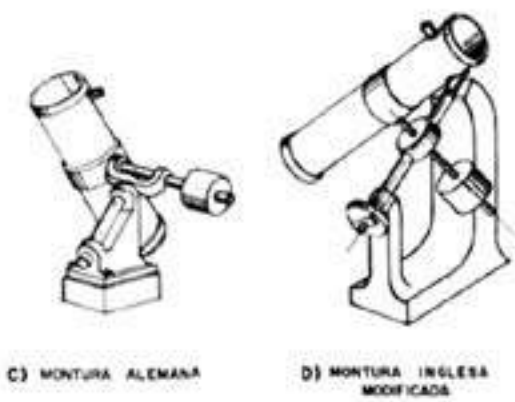


Figura 5. Monturas ecuatoriales asimétricas.

La montura ecuatorial permite seguir a los astros en su movimiento aparente con sólo el giro de uno de los

ejes, lo que la hace muy fácil de usar para observar el cielo (en el caso de monturas altazimutales se requiere mover conjuntamente ambos ejes). El eje que conserva fija su orientación no es vertical sino paralelo al eje de la Tierra y recibe el nombre de eje polar o de ascensión recta. El eje perpendicular al de ascensión recta recibe el nombre de eje de declinación. Este tipo de monturas es muy fácil de usar y se emplea básicamente en telescopios pequeños y medianos.

Una variante que ha tenido mucho auge en los últimos años, tanto por su sencillez de construcción como por su comodidad para el transporte es la llamada "DOBSON", especialmente en telescopios para aficionados. Este tipo de montura, al igual que la altazimutal, requiere de tres motores funcionando simultáneamente, uno en cada eje y otro para la rotación de campo.

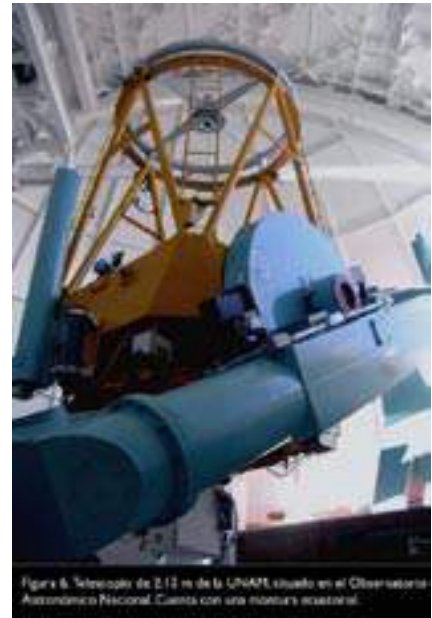


Figura 6. Telescopio de 2.13 m de la UNAM, situado en el Observatorio Astronómico Nacional, Cuernavaca con una montura altazimutal.

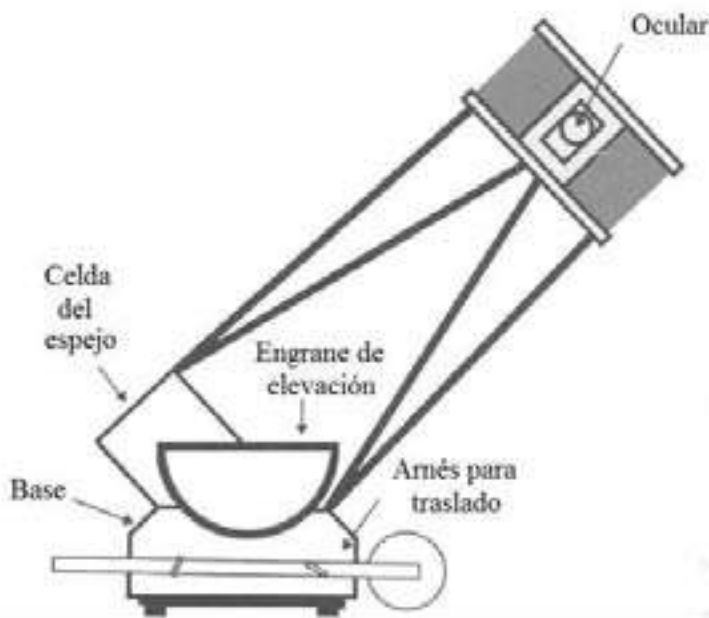


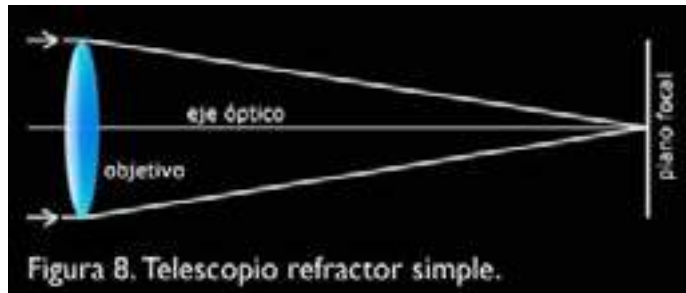
Figura 7. Esquema de una montura Dobson.

Refractores y reflectores

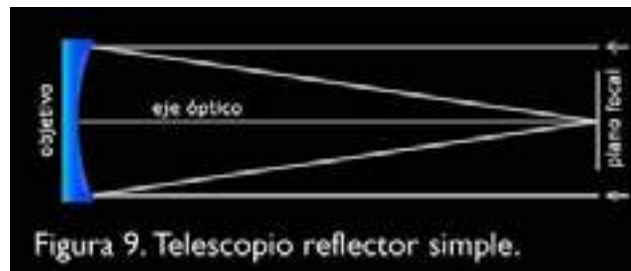
En los telescopios ópticos, por la manera de captar la luz, también existen dos variantes. Los telescopios refractores usan lentes y los reflectores usan espejos. Los telescopios refractores son generalmente más pequeños y tienen aperturas que van desde unos 5 cms. hasta 10 cms.

Actualmente los astrónomos no utilizan mucho los refractores, debido a que si queremos recolectar mucha luz de un objeto tenue, necesitaríamos una lente muy grande. La única forma de soportar una lente es alrededor de su borde y la fuerza de la gravedad la deformaría al mover el telescopio. El mayor refractor en el Mundo es el Refractor Yerkes de 40 pulgadas, localizado cerca de Chicago en los Estados Unidos. El telescopio del Antiguo Observatorio de Greenwich es un refractor de 28 pulgadas. (El primer telescopio construido, que se atribuye al holandés Hans Lippershey era refractor, pues estaba construido con dos lentes. También el telescopio utilizado por Galileo en 1609 era de este tipo.)

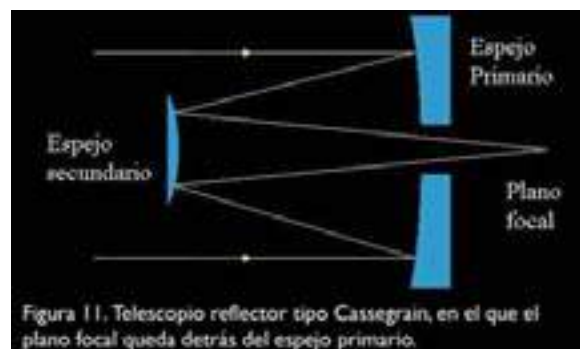
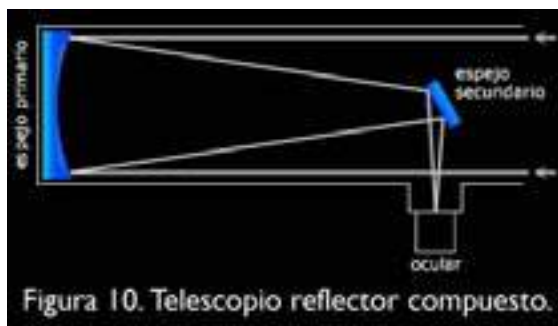
Los problemas inherentes al soporte de la lente en un refractor y las pérdidas de luz debidas a su paso a través de las gruesas piezas de vidrio, son superados en el telescopio reflector, usando un espejo en lugar de una lente para recolectar la luz. El espejo de un reflector está en el fondo del tubo del telescopio y consiste de un disco de vidrio grueso y rígido, cuya superficie superior ha sido pulida para reflejar toda la luz que llegue a ella hacia un foco cerca del extremo superior del tubo del telescopio. Este espejo puede ser soportado, no sólo por sus bordes, sino por toda su superficie posterior. La superficie superior, generalmente con la forma de un segmento de esfera o de paraboloides, se hace altamente reflejante al evaporarle, al vacío, una delgada capa de aluminio.



Se supone que fue el matemático escocés James Gregory quien describió por primera vez un telescopio con un espejo reflector en 1663 y el físico y matemático inglés Isaac Newton construyó el primer telescopio reflector en 1668. Para evitar que el ocular y la cabeza del observador intercepten gran parte de los rayos incidentes, la luz reflejada por el espejo cóncavo debe llevarse a un punto de visión conveniente al lado del instrumento o debajo de él. Gregory ya había solucionado esta dificultad en su diseño interponiendo un segundo espejo cóncavo, para enviar los rayos de luz a un ocular. Al primer espejo recolector se le conoce como primario y al segundo como secundario.



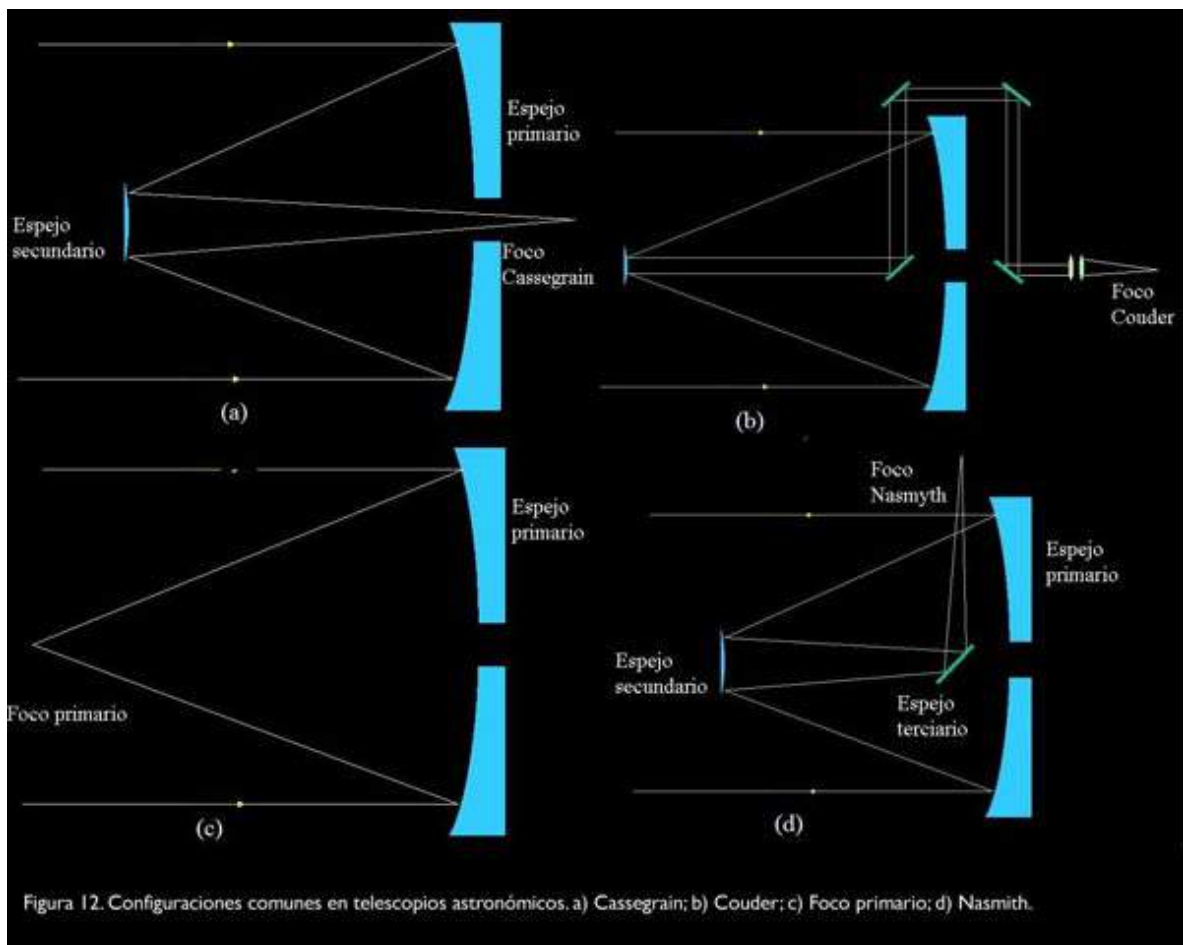
En 1931, el óptico alemán Bernard Schmidt inventó un telescopio combinado reflector-refractor que puede fotografiar con nitidez amplias áreas del cielo. Este telescopio contiene en un extremo una lente delgada y un espejo cóncavo con una placa correctora en el otro. El mayor telescopio Schmidt, con una lente de 134 cm y un espejo de 200 cm, está en el Observatorio Karl Schwarzschild, en Alemania.



Amplificación

Una creencia común es que el aumento (o amplificación) es una de las características más importantes de un telescopio. Esto es correcto hasta cierto límite. Por sus dimensiones, nuestro ojo está limitado a percibir detalles de un minuto de arco, que viene siendo un treintavo del tamaño aparente de la Luna en el cielo. Con un telescopio que tenga un aumento de 60 veces, podemos percibir detalles 60 veces más pequeños, es decir de un segundo de arco. En los telescopios con diseños comunes, la amplificación depende de la apertura y de la configuración óptica empleada. Sin embargo, la atmósfera terrestre limita la claridad de las imágenes celestes justamente a escalas de un segundo de arco, por lo que en telescopios comunes no tiene mucho caso ir más allá que un aumento de 60 veces, o 100 veces, cuando mucho. Por otra parte, en muchas ocasiones se busca tener un campo de visión amplio, lo que se contrapone a un gran aumento, como por ejemplo cuando se desea observar un cúmulo de estrellas o una nebulosa extendida. Para superar los efectos de la atmósfera se ha desarrollado una rama de la óptica, conocida como óptica adaptativa, que trata de eliminar dinámicamente los efectos atmosféricos en los telescopios de nueva tecnología. En esto se basa también el éxito del telescopio espacial Hubble que, al estar en el espacio, no tiene la limitante de la atmósfera, obteniendo imágenes de gran nitidez, limitadas sólo por la óptica del telescopio.

La configuración en la óptica de los telescopios se hace de acuerdo con los objetivos de la investigación a realizar. Así, por ejemplo, cuando se estudia un objeto extendido, de más de un grado, una configuración aceptada para este tipo de estudios es el foco primario (plano focal del espejo primario). Si el campo es moderado, menor a un grado, el foco más usado es entonces el foco Cassegrain o el Nasmyth. Para el caso de alta resolución, campos menores a 1 minuto, entonces el foco óptimo es el foco Coudé.



La justificación para diseñar cualquiera de las configuraciones se basa en la fórmula que relaciona el tamaño angular del objeto con el tamaño del detector en el plano focal (llamada escala de placa). Esta relación numéricamente es $1/f$ (f es la distancia focal efectiva) y sus unidades son rad/mm; sin embargo, las unidades más acostumbradas son segundos de arco/mm ($''/mm$). Al hacer la conversión tenemos que $1 \text{ rad} = 206265$ segundos de arco. En otras palabras, la escala de placa es $EP = 206265/f$. Unos ejemplos aclararán la utilidad de esta fórmula.

Supongamos que usaremos el telescopio de 2.1 m del OAN con una distancia focal efectiva de 15824 mm. Con estos datos, $EP = 13.034''/mm$. Esto quiere decir que cada milímetro de detector cubrirá 13 segundos de arco en el cielo. Por ejemplo, para fotografiar la luna (1800 segundos de arco de tamaño angular) con este telescopio, necesitaremos una placa fotográfica de 138.036 mm. Ahora, consideremos que se detectará en el foco primario. En este caso, $f = 4819$ mm y la $EP = 42.8''/mm$, por lo que el tamaño de la placa fotográfica necesaria es de 42 mm. Para finalizar, supongamos que tenemos una configuración Coudé, de tal manera que $f = 197764$ mm, En este caso, $EP = 1.014''/mm$, por lo que el tamaño de la placa para que la luna esté completa tendría que ser de 1726 mm.

Con estos tres ejemplos se puede aclarar la necesidad de cada una de las diferentes configuraciones. Queda por aclarar el foco *Nasmyth*. Esta posición del plano focal se basa en la propiedad de que el haz que emerge de un telescopio con montura altazimutal puede salir por el eje de elevación. Esto permite que el instrumento esté fijo en uno de los extremos del eje, evitando inclinaciones y flexiones por gravedad.

Inicialmente, James Nasmyth usó en 1840 esta propiedad por comodidad para hacer sus observaciones, pero hoy en día ha mostrado más sus ventajas, sobre todo cuando los instrumentos para la observación son grandes y masivos. En estos casos, las flexiones de los instrumentos disminuirían precisión de las observaciones. Desde el punto de vista óptico, la diferencia entre la configuración Cassegrain y Nasmyth radica en la incorporación de un espejo terciario plano.

Telescopios gigantes y de nueva tecnología

En la actualidad, los telescopios con los espejos más grandes del mundo superan los 8 metros de diámetro. Ellos son los siguientes: *Gemini*, dos telescopios de 8,2 metros, uno en Hawai y otro en Chile; *Subaru*, telescopio japonés de 8,4 metros ubicado en Hawai; *VLT*, un conjunto de cuatro telescopios de 8,2 metros situado en los Andes Chilenos; y el *LBT*, una especie de "súper binocular", aún en construcción, con dos espejos de 8,4 metros en el Observatorio de Monte Graham, en Estados Unidos.

En el *VLT* (*very large telescope*), los telescopios podrán utilizarse de forma independiente, pero en principio han sido diseñados para que funcionen totalmente sincronizados, a fin de combinar en modo interferométrico la luz captada por los cuatro y la de cuatro telescopios auxiliares de 1.8 m. Una vez que esté totalmente operando (aún faltan tres de los telescopios auxiliares), el arreglo tendrá una resolución angular muy alta, equivalente a la de un único telescopio con un diámetro igual a la distancia máxima entre ellos (200 m). Tal resolución angular será del orden de milisegundos de arco, que corresponde casi a la resolución necesaria para ver un astronauta en la Luna. Por cierto, los nombres de los telescopios son ANTU, KUEYEN, MELIPAL y YEPUN, palabras en Mapuche, dialecto indígena del sur de Chile, para El Sol, La Luna, La Cruz del Sur y Venus.

La técnica será la misma que se empleará en el *LBT* (*large binocular telescope*), donde sus dos espejos primarios comparten la misma montura. Este telescopio aún se encuentra en la última etapa de su construcción.

Sin embargo, dado el gran tamaño de estos espejos monolíticos, se ha dejado de lado la idea de hacer que los espejos sean extremadamente rígidos y, por el contrario, se han adoptado diseños que prefieren los espejos delgados. Esto tiene dos ventajas: la primera es el relativamente bajo peso del espejo y

la segunda es el hecho de poder deformar el espejo, dentro de ciertos límites. Esto último, a su vez, permite corregir de manera dinámica las deformaciones del espejo, tanto las que surgen de origen en su manufactura, como las que producen la acción de la gravedad y los cambios de temperatura. La rama de la óptica que se dedica a corregir este tipo de deformaciones se llama óptica activa.

Además, ya desde la década de los 70 se había concluido que los efectos atmosféricos eran los que limitaban la calidad de la imágenes astronómicas (al efecto de la turbulencia atmosférica se le conoce como "seeing"). De hecho, se encontró que no eran tanto los efectos atmosféricos lejanos en las capas altas de la atmósfera sino los efectos locales, es decir, las corrientes de aire cercanas a los edificios y los flujos de aire caliente en el interior de los mismos. Así, el diseño de estos telescopios ya incluye aspectos como el uso de ventiladores especiales, aire acondicionado para el día, enfriado de pisos, eliminación de fuentes de calor, etc., lo que ha logrado reducir sustancialmente el "seeing".

Para disminuir los efectos atmosféricos residuales, ha nacido la óptica adaptativa, que ha permitido obtener en estos telescopios imágenes de gran nitidez, muy aproximadas a las obtenidas en el espacio.

Existen telescopios aún más grandes, pero con el espejo primario segmentado. Ellos son los siguientes: dos telescopios *Keck* ubicados en la cumbre del Observatorio de Mauna Kea, en Hawai, colosos con 36 segmentos hexagonales con un diámetro equivalente de 9.82 metros; el *HET (Hobby-Eberly Telescope)* y el *SALT (Southern African Large Telescope)*, en Texas y en Sudáfrica, respectivamente, con 9 metros de apertura; y el *Gran Telescopio Canarias*, con 10.4 metros, actualmente en sus últimas etapas de construcción y del cual México es participante a través de la UNAM y el INAOE.

En un telescopio segmentado, el reto es mantener todos los segmentos alineados entre sí, mediante técnicas electrónicas, para que puedan comportarse como un único espejo. La segmentación no sólo reduce el peso del telescopio, sino que también hace que sea mucho más sencillo pulir y manejar el gran espejo primario.

El éxito de estos proyectos ha hecho estudiar, aunque parezca increíble, la posibilidad de construir telescopios ópticos de 30 (*CELT*), 50 (*Euro50*) o incluso de 100 metros (*OWL*) de diámetro. A estos telescopios se les llama "Telescopios Extremadamente Grandes" y, aunque ahora parezcan un sueño, pronto podrían ser una realidad. Para ello, habrá que superar algunos retos tecnológicos importantes. Por ejemplo, el *CELT (California Extremely Large Telescope)* tendría 1080 segmentos hexagonales, cada uno inscrito en un radio de 50 cm; el espejo deformable de un sistema de óptica adaptativa requeriría 5,000 actuadores; para mantener los segmentos del espejo alineados se requerirían 6,000 sensores y 3,000 actuadores. Pero el principal reto es el costo: se estima que su costo superará los 500 millones de dólares.

Para el *Euro50*, cuyo peso se calcula en 4500 toneladas, se está considerando usar 618 segmentos hexagonales de 2 metros de lado a lado; el *OWL (Overwhelmingly Large)*, con 12500 toneladas de peso, tendría 150 segmentos de 8 m de diámetro (el espejo secundario, también segmentado, mediría 34 m de diámetro!). Habría que ver cómo se fabricarán tantos espejos en un tiempo razonable.

Existen otros proyectos como el *GSMT (Giant Segmented Mirror Telescope)*, cuyo diámetro no se ha definido y que seguramente estará entre 30 y 50 metros; el *GMT (Giant Magellan Telescope)* que estará formado por 7 segmentos circulares de 8.4 m cada uno, haciendo un telescopio de 25.3 m de diámetro, con un área colectora equivalente a 21.5 m; y el *VLOT (Very Large Optical Telescope for Canada)*, telescopio de 20 m de diámetro que tendrá un espejo primario formado por segmentos cuyas dimensiones aún no se han definido.

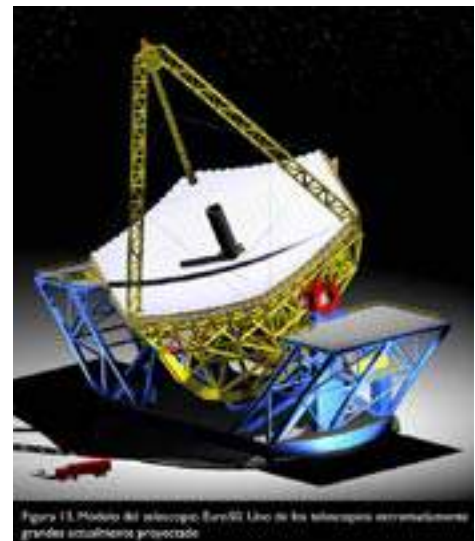


Figura 1. Modelo del telescopio Euro50 Uno de los telescopios astronómicos más grandes actualmente proyectado.

RADIOTELESCOPIOS

Aunque el propósito de este trabajo son los telescopios para observaciones en el visible y en el infrarrojo y algunos de los instrumentos asociados, no podemos dejar de lado los radiotelescopios. Como se mencionó en un párrafo anterior, los radiotelescopios detectan radiación cuya longitud de onda es similar a la de las ondas de radio. La montura usada en ellos generalmente es del tipo altazimutal.



Figura 15. Vista del VLA en Socorro Nuevo México. Nótese el tamaño relativo de los edificios.



Figura 16. Antena individual del VLA.

Existen muchos radiotelescopios individuales en el mundo, pero a unos 80 km al oeste de Socorro, Nuevo México (EEUU), existe un arreglo de ellos conocido como el VLA (very large array o arreglo muy grande), formado por 27 antenas móviles, dirigibles. Cada una de ellas tiene 25 m de diámetro y se encuentran colocadas en tres brazos de 21 km, con una configuración en forma de Y. Combinando las señales de las 27 antenas, el VLA tiene un poder de resolución mucho mayor que el de cualquier antena única.

También existe el VLBA (Very Long Baseline Array), el cual está formado por un conjunto de 10 antenas situadas desde Hawai hasta las islas Vírgenes de Estados Unidos. El VLBA, que se terminó de construir en 1993, se basa en el mismo principio que el VLA, combinando las señales de sus 10 antenas para crear imágenes de muy alta resolución.

El mayor radiotelescopio dirijible en el mundo cuenta con una antena de 100 m y se ubica en el Instituto Max Planck de Radioastronomía, cerca de Bonn, Alemania.

El radiotelescopio más grande del mundo está fijo. Tiene 305 m de diámetro y fue construido en una hondonada natural en las montañas cercanas a Arecibo, Puerto Rico. El dispositivo detector en el foco del telescopio está suspendido sobre el reflector por tres soportes de acero. Este radiotelescopio se terminó en 1963 y es operado por la Universidad de Cornell.

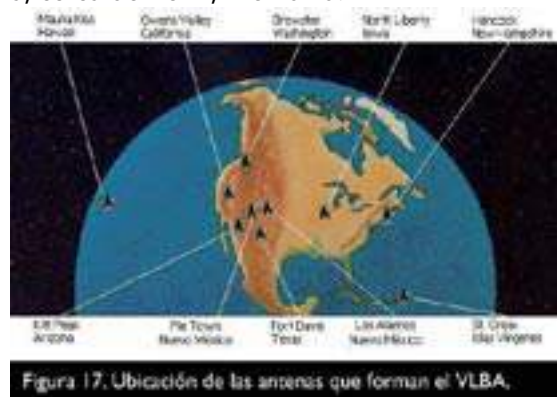


Figura 17. Ubicación de las antenas que forman el VLBA.

ÓPTICA ACTIVA

Como se mencionó en otro párrafo, en el diseño de los telescopios modernos ya no se piensa en espejos completamente rígidos. Por el contrario, se diseñan los espejos lo suficientemente delgados como para poder deformarlos, dentro de ciertos límites, a fin de obtener la mejor calidad de imagen. Esto, por supuesto requiere de un control permanente de la figura del espejo.

La óptica activa consiste, entonces, en aplicar fuerzas controladas al espejo primario del telescopio y a mover el espejo secundario para cancelar los errores de la óptica del telescopio. Esencialmente, el sistema debe compensar las deformaciones estáticas o que varían lentamente tales como los errores de manufactura, efectos térmicos, componentes de baja frecuencia causadas por el viento, inclinación del telescopio, etc.

Los diferentes elementos de un sistema de óptica activa son: el espejo primario del telescopio con su sistema de soporte activo localizado dentro de la estructura de la celda del espejo, el espejo secundario, el sensor de frente onda que recibe la luz recolectada por el telescopio (generalmente, sólo una parte de ella) y una computadora que analiza los datos del sensor de frente de onda para calcular las deformaciones requeridas y ordenar al sistema de soporte que las aplique.

Generalmente existen tres modos de operación:

- Corrección de línea base. Este modo de operación corrige las aberraciones en el frente de onda generadas por la óptica del telescopio y por inhomogeneidades en la temperatura en el edificio o cerca de él. Las correcciones se hacen basándose en un análisis de la imagen.

El sistema de óptica activa supervisa constantemente la calidad óptica de la imagen usando una estrella de referencia cercana al objeto que se está estudiando y controla la posición relativa y la forma de los espejos. La forma del espejo primario puede controlarse activamente variando el patrón de fuerzas aplicado a través del sistema de soporte, el cual consiste de varios actuadores controlados por una computadora que aplican una distribución de fuerzas en la parte trasera del espejo. Típicamente, un espejo de 8.2 m de diámetro puede requerir de unos 150 actuadores.

Periódicamente, la computadora que analiza la imagen calcula cuánto se ha desviado la imagen de su mejor calidad. El análisis de la imagen requiere típicamente de unos 30 segundos (1/30 Hz) a fin de integrar los efectos del seeing atmosférico. La computadora descompone dicha desviación en las contribuciones ópticas individuales (astigmatismo, coma, de foco, etc.) y calcula el patrón de fuerzas que se requieren para lograr la mejor calidad. El conjunto de fuerzas, una para cada uno de los actuadores, se transmite a la computadora que controla el sistema de soporte. Los términos de foco y coma se corrigen mediante desplazamientos del espejo secundario.

- Correcciones rápidas. El esquema de retroalimentación y control es el mismo que en el modo anterior, pero aquí la frecuencia máxima de corrección es de 1 Hz. Estos tiempos de integración más cortos reducen la calidad de las mediciones y afectan tanto el cubrimiento del cielo (requiere de estrellas más brillantes para operar) como el número de aberraciones que pueden corregirse (sólo las de más baja frecuencia espacial).
- Correcciones en lazo abierto. Este modo no emplea la retroalimentación continua por parte de un analizador de imágenes y se usa cuando no existe éste o ha fallado, en ausencia de una estrella de brillo suficiente para ser analizada o para inicializar el modo de operación de línea base. Para este tipo de operación se requiere de una predicción precisa del

conjunto de fuerzas para el espejo primario (las cuales dependen también de la inclinación del telescopio), así como de sus posiciones relativas (que dependen de la temperatura).

El telescopio de 2.1 m de la UNAM cuenta con un sistema de óptica activa que funciona en lazo abierto, en el cual se han minimizado las deformaciones por astigmatismo de una manera significativa. En este sistema, periódicamente se revisan las correcciones requeridas a fin de que funcione de manera óptima. En la dirección <http://www.astrosen.unam.mx/Ens/Instrumentacion/estigma.html> es posible ver cómo funciona este sistema.

Se espera que pronto se cuente con un sistema completo de óptica activa, para lo cual se han hecho experimentos tendientes a desarrollar una técnica de decodificación del frente de onda, la cual promete también una alternativa para la corrección de los efectos de la turbulencia atmosférica. También, usando las ventajas que tiene la celda de sustento del espejo primario del telescopio de 2.1 m se hicieron algunos experimentos para deformar la superficie del espejo primario mediante los actuadores que lo sustentan. La deformación propuesta es la que se muestra en la figura 18. Los picos hacia arriba indican un aumento de presión y los picos hacia abajo indican disminución de presión. Los resultados en este experimento están en la actualidad en proceso de análisis.

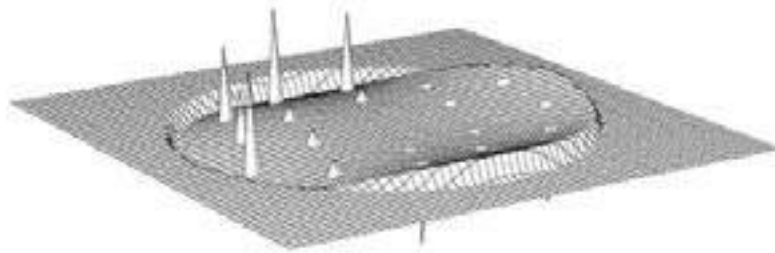


Figura 18. Deformación propuesta para el espejo primario del telescopio de 2.12 m de la UNAM.

ÓPTICA ADAPTATIVA

Las variaciones en la temperatura, la presión y la humedad de la atmósfera producen cambios en el índice de refracción del aire. Estos cambios hacen que los rayos de luz no sigan un camino recto sino que se desvíen y que, por lo tanto, cada uno de ellos siga un camino óptico distinto, provocando que la imagen de un objeto observado se deforme y pierda definición.

Este efecto es muy notorio, por ejemplo, cuando observamos un objeto distante en un día caluroso sobre el horizonte, en particular si lo observamos sobre el pavimento. En menor grado, por supuesto, este efecto hace que la imagen de una estrella se vea ensanchada sin importar la calidad óptica del telescopio. Cada objeto se ve como una mancha y no se pueden distinguir objetos muy próximos unos a otros.

Esto ha limitado siempre la observación del cielo desde la Tierra y no basta con construir telescopios cada vez más grandes. Ni siquiera en los mejores observatorios del mundo, donde la calidad de la atmósfera es óptima, se podrían distinguir dos objetos separados 1 cm a una distancia de 4 km (0.5 segundos de arco), lo cual implica una gran limitación para observar el universo lejano. Por lo tanto, resulta que no es el buen diseño ni la calidad de la óptica del telescopio lo que limita su resolución espacial (su capacidad para distinguir dos objetos adyacentes), sino la turbulencia atmosférica, denominada también seeing.

El uso de telescopios espaciales como el Telescopio Espacial Hubble es una solución a este problema, pero su alto costo de fabricación y lo complejo de su operación y mantenimiento hace poco viables otros proyectos de este tipo.

Queda entonces una alternativa: conocer el comportamiento de la atmósfera, medir su efecto sobre la luz que llega de los objetos estelares y compensarlo. A esta técnica se le conoce ahora como óptica adaptativa.

En los últimos años, muchos de los trabajos más importantes en astronomía están relacionados con esta técnica, sin la cual la calidad de las imágenes de los nuevos grandes telescopios no sería mucho mejor que la de un telescopio de 1 m.

Pero hablemos de las diversas técnicas instrumentales involucradas. En primer lugar, se requiere de un sensor de frente de onda, el cual se encargará de medir la distorsión de la fase del frente de onda de la luz recibida. Luego, se requiere de un espejo deformable, el cual adaptará su superficie para compensar la deformación del frente de onda que recibe, reflejando un frente de onda corregido, es decir, un conjunto de rayos de luz donde los efectos atmosféricos han desaparecido. Finalmente, se requiere de un sistema de control manejado por una computadora, el cual se encargará de procesar lo que detecta el sensor de frente de onda, de calcular cuánto se ha deformado éste y de dar las instrucciones necesarias al espejo deformable para que se adapte al frente de onda, corrigiéndolo.

Para medir el frente de onda es necesario contar con una estrella de referencia cercana al objeto en estudio, ya que la turbulencia atmosférica varía espacialmente. Pero dicha estrella debe ser suficientemente brillante como para poder hacer medidas de frente de onda en unos milisegundos. Esto restringe la zona del cielo en la que es posible utilizar un sistema de óptica adaptativa, ya que la probabilidad de encontrar una estrella de tales características es más bien baja.

Así surgió la idea de crear estrellas de referencia artificiales. Para esto se transmite un láser de alta potencia desde un lugar cercano al telescopio y dirigido a un punto en el cielo cercano al objeto que se está estudiando. Las partículas suspendidas en la atmósfera dispersan la luz recibida y la luz que regresa es detectada por el sensor de frente de onda para medir la distorsión introducida por la atmósfera.

La estrella de referencia más usada es la que se produce por la dispersión de la luz del láser en moléculas de sodio ubicadas en las partes altas de la atmósfera, a unos 90 km de altura.

Lo más nuevo en la óptica adaptativa es la óptica adaptativa multiconjugada, cuyo propósito es, mediante el uso de más de un espejo deformable, ampliar la porción de la imagen que puede corregirse

OTRAS TÉCNICAS ÓPTICAS

Desde hace algunos años existen comercialmente los espejos deformables que permiten hacer correcciones debidas a la turbulencia atmosférica. Para finales del 2003 aparecieron los primeros sistemas refractores líquidos, es decir, lentes líquidas. Estos sistemas ópticos son cápsulas de algún líquido inmerso en un campo eléctrico que permiten cambiar de radio de curvatura y, por lo tanto, de distancia focal. Estos nuevos elementos inician la carrera en el diseño de sistemas complejos que puedan ser incorporados a un instrumento para observación astronómica. Un ejemplo de estos sistemas los podemos ver en la Figura 18.

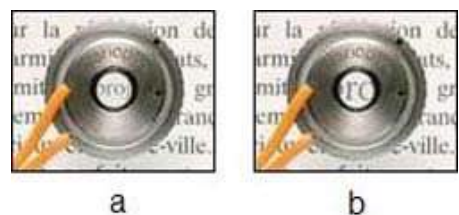


Figura 18. Lentes líquidas deformables mediante campos eléctricos. a) Sin voltaje b) con voltaje.

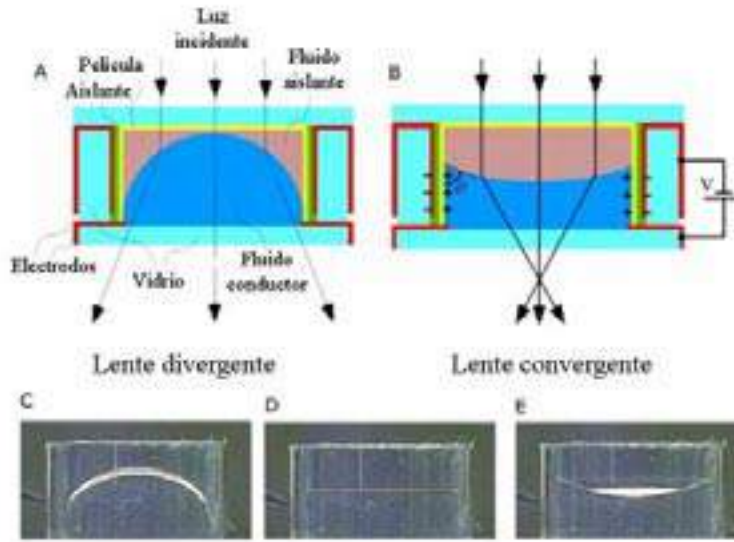


Figura 19. Esquema de la deformación en las lentes líquidas deformables.

Estos nuevos sistemas motivan a la imaginación e invitan a los diseñadores de instrumentos a tomar en cuenta estas nuevas ideas. Así, por ejemplo, un sistema óptico que contemple un diseño con zoom será algo parecido al mostrado en la Figura 21. Las ventajas de este nuevo tipo de sistemas es que el zoom no tendría partes mecánicas móviles complejas, como en el caso clásico.

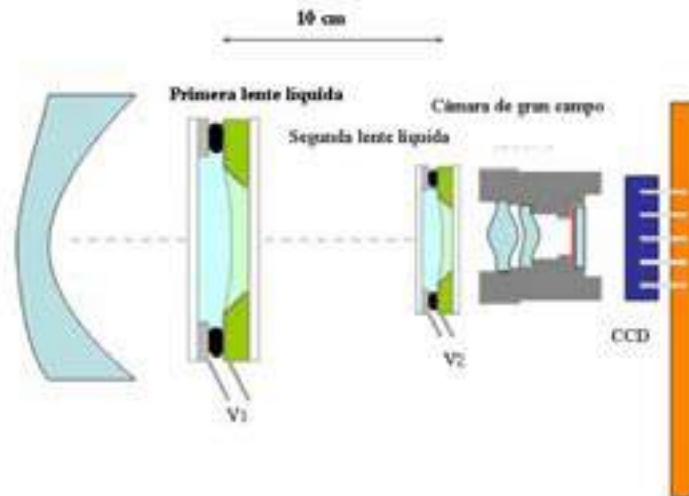


Figura 20. Sistema óptico zoom con lentes líquidas. No hay partes móviles para hacer el zoom.

La idea de hacer declaradamente combinaciones entre electrónica y óptica no es nueva, pues existe una gran tendencia hacia la combinación de estas disciplinas. En la actualidad, la gran demanda que hay de cámaras digitales en teléfonos celulares ha conducido a los diseñadores a usar el mínimo número de lentes con la finalidad de ocupar el menor espacio posible. Así, la esperanza de tener cámaras digitales del tamaño de una tarjeta de crédito es hoy día alcanzable. Todo esto es posible gracias a la propuesta de usar imágenes intermedias de mala calidad y corregirlas digitalmente transformándolas en imágenes de buena calidad. Esto no quiere decir que se deba usar cualquier lente sino, por el contrario, el tipo de lentes que se necesita para esta propuesta es una lente con ciertas características que codifique la información. Tal

información será decodificada mediante el procesamiento de imágenes, mediante un filtrado digital. Aunque estas ideas se han aplicado ya principalmente en problemas de microscopía, existe una fuerte tendencia a usar esta técnica en cámaras digitales y teléfonos celulares.

El principio de operación de esta técnica se basa en aumentar la profundidad de enfoque (ver Figura 22), es decir, aumentar la distancia donde la imagen está mejor enfocada. En otras palabras, ahora ya no es sólo un plano donde se enfoca sino una sucesión de planos que puede ser de algunos centímetros. Para lograr esto se usa una superficie polinomial de tercer grado en la pupila de entrada, expresada por $P(x, y) = a(X^2 + Y^2)^3$, en donde a debe ser mayor que 20 (ver Figura 23).

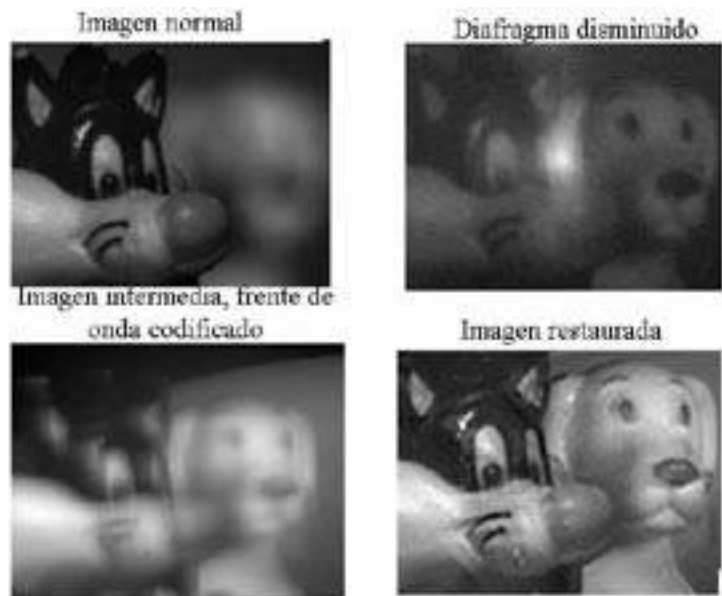


Figura 21. Imágenes que ejemplifican la propuesta optoelectrónica para la recuperación de imágenes desenfocadas.

La profundidad de enfoque repercute en que algunas aberraciones son absorbidas por esta propiedad, dado que la desviación de los rayos, producto de las aberraciones, ahora está distribuida a lo largo de esta profundidad de enfoque.

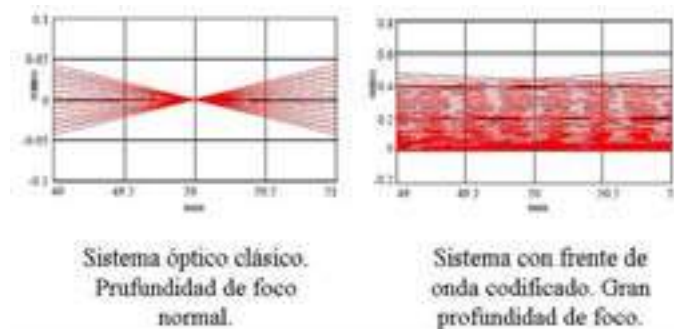


Figura 22. Comparación entre sistemas ópticos clásicos y nueva propuesta.

En la literatura especializada se encuentran comentarios, para hacer énfasis en la diferencia entre este nuevo tipo de óptica y la clásica, en el sentido de que si uno está interesado en diseñar sistemas ópticos clásicos, entonces una excelente elección es comprar la óptica con Carl Zeiss y si el diseñador está interesado en comprar óptica que no enfoque, entonces es tiempo de pensar en sistemas codificadores de frente de onda.

El departamento de instrumentación del IAUNAM-Ensenada está iniciando una serie de pruebas para evaluar la factibilidad de usar estas nuevas técnicas híbridas en el diseño de instrumentos para la observación astronómica.

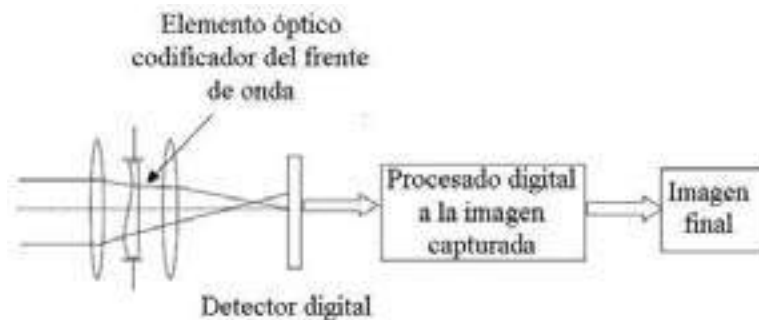


Figura 23. Esquema general de un sistema híbrido.

ESPECTROSCOPIA ASTRONÓMICA

Mediante técnicas espectroscópicas es posible conocer la composición química, la temperatura y el movimiento de estrellas y galaxias. Estos cuerpos están emitiendo constantemente energía en forma de ondas de luz visible, infrarroja, ultravioleta y, con frecuencia, ondas de radio y rayos X. Esta energía viaja a través del espacio y nos trae gran cantidad de información sobre la constitución de tales cuerpos. Al fraccionar esta luz en sus colores constituyentes se obtiene un espectro y es estudiando estos espectros que los astrónomos han podido hacer sus descubrimientos más importantes.

El espectro más familiar es el arco iris, espectáculo que se produce cuando la luz del Sol rebota dentro de cada una de millones de gotas de lluvia y en el proceso es fraccionada en sus colores constituyentes.

El dispositivo más elemental para dispersar la luz es un prisma triangular de vidrio, cuya acción es más familiar, pero en aparatos científicos se emplea más comúnmente una rejilla de difracción. El instrumento completo para este trabajo se llama espectrógrafo o espectrómetro.

Isaac Newton fue el primero en entender que los colores producidos cuando la luz blanca pasa a través de un prisma son una propiedad de la luz misma, y no consecuencia de algo producido por el vidrio. La secuencia va de manera continua del violeta al rojo, pasando por el azul, verde, amarillo y anaranjado. La combinación de estos colores da como resultado luz blanca. La luz del Sol está compuesta de luz de todos estos colores, aunque predominando la luz amarilla (el color de luz que nuestros ojos detectan mejor).



A cada color le corresponde diferente longitud de onda. La longitud de onda de la luz visible es aproximadamente la mitad de una micra.



Pero Joseph Fraunhofer observó que el espectro solar tiene muchas líneas oscuras, como si faltaran algunos colores. Por otro lado, ya se sabía que la luz de algunos tipos de lámparas produce líneas brillantes. En particular, las lámparas de vapor de sodio que iluminan muchas calles producen un tipo de luz amarillo-naranja cuyo espectro está formado no por una sucesión continua de colores, sino por dos líneas delgadas que se encuentran en la región del espectro correspondiente al color amarillo. Fraunhofer concluyó que las líneas oscuras del espectro del Sol coinciden con las líneas brillantes de los espectros de algunos tipos de lámparas.



Luego, Bunsen y Kirchhoff mostraron que distintas sustancias producen distintas líneas en el espectro. Es decir, distintos elementos químicos emiten su propio y característico espectro, que viene a ser la "huella digital" de átomos y moléculas. Bunsen identificó dos nuevos elementos químicos, el cesio y el rubidio, a partir de observar sus espectros característicos. Por otro lado, Kirchhoff también descubrió que así como el gas caliente da lugar a líneas brillantes en el espectro, el gas frío enfrente de una fuente de luz da líneas oscuras. Una primera conclusión era la presencia de sodio en el Sol.



Figura 27. Espectro del Sol. Nótese que le faltan algunas líneas.

A las líneas brillantes se les conoce como líneas de emisión y a las oscuras como líneas de absorción. Una línea de emisión surge cuando un electrón en un átomo desciende de un nivel de energía alto a uno más bajo, proceso en que el electrón pierde energía en forma de luz. Una línea de absorción tiene lugar cuando el electrón pasa de un nivel de energía inferior a uno superior, proceso en el que electrón absorbe energía. Cada átomo tiene una distribución única de los niveles de energía de sus electrones y puede, por lo tanto, emitir o absorber luz con determinadas longitudes de onda. Es por esto que la localización de las líneas espectrales es única para cada átomo. Lo más notable del hallazgo de Kirchhoff era que permitía la identificación de los elementos presentes en el Sol lo cual permitiría eventualmente conocer la composición química de los astros.

Así, si se observa el espectro de un objeto astronómico y se encuentran las líneas características de un elemento en particular, es posible decir inmediatamente que ese elemento está presente ya sea en la estrella o galaxia misma o, en algunos casos especiales, en el espacio entre la estrella y nuestro telescopio.

Sin embargo, es posible hacer mucho más que sólo detectar la presencia de un elemento químico o molécula. La siguiente pregunta obvia es, ¿cuánto de cada elemento hay en una estrella en particular? Esta no es una pregunta muy fácil de contestar, pero puede hacerse y, efectivamente, ha sido contestada para muchas de las estrellas y para un buen número de otros objetos astronómicos.

Sabemos ahora que el hidrógeno es con mucho el elemento más común en el universo, y que puede usarse como materia prima para fabricar todos los elementos más pesados. Este proceso se lleva a cabo en el interior profundo de casi todas las estrellas, incluyendo nuestro propio Sol.

Por eso, la mayoría de los astrónomos ahora piensan que cuando se formó nuestra Galaxia, hace más de diez mil millones de años, consistía casi enteramente de una mezcla de hidrógeno y helio, y que la concentración actual de otros elementos se ha formado a partir de estas materias primas a lo largo del tiempo.

Mediante el uso del espectrógrafo pueden estudiarse también los movimientos de los objetos astronómicos. Por ejemplo, para medir su movimiento a lo largo de la línea de visión, su velocidad radial, simplemente se emplea el efecto Doppler. Doppler descubrió que si una fuente de luz se está acercando o alejando

de nosotros, los colores o longitudes de onda de las líneas de su espectro cambian en una cantidad que depende de su velocidad. Todo lo que hay que hacer es medir el desplazamiento de las líneas de la estrella con respecto a las líneas correspondientes producidas por una lámpara montada en el espectrógrafo.

Las velocidades radiales han sido medidas para muchos miles de estrellas en nuestra galaxia, y esto ha permitido comprender su formación y evolución.

La medición de las velocidades radiales de otras galaxias nos ha mostrado que todo el universo se está expandiendo. Combinando este resultado con observaciones de la densidad de galaxias en el espacio a distintas edades del universo, podemos ver que todo comenzó en un muy pequeño volumen, y se expandió luego de lo que llamamos el *Big Bang*.

La espectroscopia en la región de las microondas del espectro nos ha mostrado la radiación que fue emitida en un momento muy cercano al *Big Bang*.

Pero, ¿cómo funciona un espectrógrafo? Mucha gente sabe cómo funciona un telescopio, pero relativamente poca sabe lo que hay dentro de un espectrógrafo. Por ello presentaremos aquí el diseño de un espectrógrafo astronómico típico, pero debemos tener en cuenta que hay muchos posibles diseños, así como los hay para telescopios.

Todo empieza cuando el haz de luz recolectado por el telescopio entra al espectrógrafo. El punto focal del haz se hace coincidir con la rendija del espectrógrafo. Esta rendija es lo que al final de cuentas se observa en el detector. La superficie que rodea a la rendija se platea o aluminiza para que la porción del haz del telescopio que no pasa a través de la rendija pueda enviarse a un ocular o a una cámara para poder monitorear fácilmente el guiado del telescopio.

La luz que pasa por la rendija es reflejada por un espejo colimador que convierte el haz divergente de luz en un haz paralelo. En ocasiones, en lugar de un espejo se instala una lente o un conjunto de lentes para colimar el haz de luz.

El haz colimado es enviado ahora a la rejilla de difracción. Este elemento óptico dispersa el haz colimado (de hecho, cada punto de la rendija corresponde a un haz colimado), separando sus componentes de color o, lo que es lo mismo, sus componentes con diferentes longitudes de onda. Cada longitud de onda diferente sale de la rejilla en un ángulo ligeramente diferente.

Este nuevo haz de luz dispersado según sus colores es entonces enfocado en un detector por una cámara, generalmente formada por lentes. De manera que ahora tenemos una imagen de la rendija dispersada como un arco iris. Como detector puede ponerse cualquier cámara fotográfica, pero en astronomía se prefiere un CCD de alta calidad o un arreglo de ellos. En la figura 29 se muestra el diseño típico de un espectrógrafo.

18-24

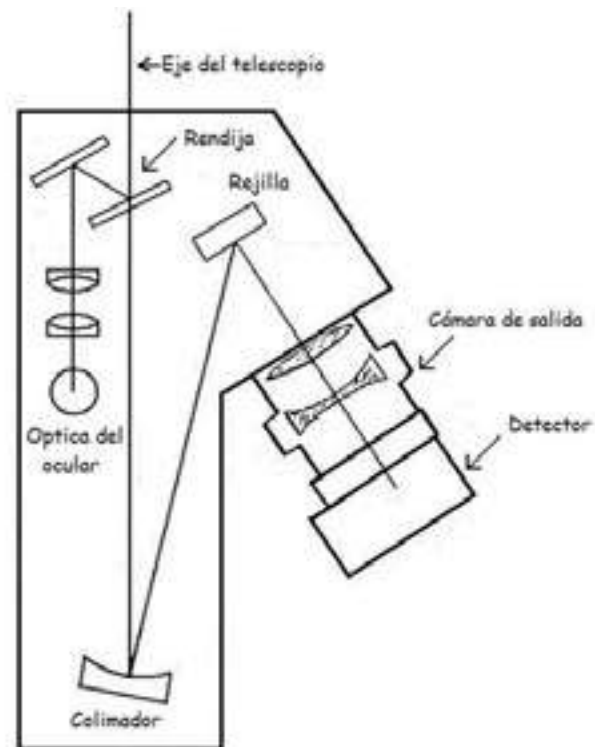


Figura 28. Diseño típico de un espectrógrafo.

Algunos de los espectrógrafos astronómicos modernos pueden ser instrumentos muy grandes y complejos, incluso pueden ser de un tamaño cercano al de un automóvil pequeño, pero los componentes ópticos deben mantenerse en posición con una precisión del orden de una milésima de milímetro.

ASTRONOMÍA INFRARROJA

Sir Frederick William Herschel, músico y astrónomo alemán emigrado a Inglaterra, construyó varios telescopios para observar el cielo, con lo que publicó varios catálogos de estrellas dobles y nebulosas y descubrió el planeta Urano en 1781. Después, mediante ingeniosos experimentos, descubrió lo que llamó "rayos caloríficos", los cuales existían en la luz procedente del Sol más allá de la región roja del espectro visible y que eran reflejados, refractados, absorbidos y transmitidos de la misma manera que la luz visible. Estos "rayos caloríficos" fueron posteriormente denominados rayos infrarrojos o radiación infrarroja (el prefijo infra significa debajo).

La fuente primaria de la radiación infrarroja es el calor o radiación térmica. Cualquier objeto que tenga una temperatura superior al cero absoluto (-273.15 °C), como es el caso de todos los objetos celestes, irradia ondas en el infrarrojo. Incluso los objetos que consideramos muy fríos, como un trozo de hielo, emiten en el infrarrojo. Cuando un objeto no es suficientemente caliente para irradiar ondas en el espectro visible, emite la mayoría de su energía como ondas infrarrojas.

Por ejemplo, un trozo de carbón encendido emite la radiación infrarroja que sentimos como calor. A la temperatura normal del cuerpo humano, las personas irradian más intensamente en el infrarrojo, con una longitud de onda de 10 micras.

La longitud de onda a la cual el objeto irradia más intensamente depende de su temperatura. En general, a medida que la temperatura del objeto es más baja, su emisión es más intensa a longitudes de onda cada vez más largas.

Aunque la atmósfera bloquea la mayor parte de la luz infrarroja, pues es absorbida por el vapor de agua y el dióxido de carbono que hay en la atmósfera, un rango muy estrecho de longitudes de onda pueden llegar (al menos parcialmente) a los telescopios infrarrojos terrestres.

Pero la atmósfera de la Tierra provoca otro problema a quienes hacen estudios en el infrarrojo, porque emite fuertemente en esas longitudes de onda, hasta el punto de que en algunas ocasiones la radiación infrarroja de la atmósfera es más fuerte que la de los objetos que se quieren observar. Esta emisión atmosférica tiene un máximo alrededor de 10 micras de longitud de onda.

Por esta razón, la mejor vista del Universo en el infrarrojo desde la tierra se da en las longitudes de onda que pueden pasar a través de la atmósfera sin ser absorbidas y en las que la emisión de la atmosférica es más débil.

Para esto, tratando de aprovechar al máximo la radiación infrarroja, los telescopios infrarrojos terrestres suelen encontrarse cerca de la cima de montañas altas y con clima muy seco, para poder minimizar así el espesor de la atmósfera que la luz tiene que atravesar.

Además, los astrónomos que observan el infrarrojo han utilizado instrumentos a bordo de cohetes, globos aerostáticos, aviones y satélites para ver regiones que no pueden ser estudiadas desde la superficie terrestre. Resultado de ello ha sido la realización de descubrimientos fascinantes sobre el Universo y la detección, por primera vez de cientos de miles de nuevos objetos astronómicos.

Aunado a esto está el rápido desarrollo de los detectores infrarrojos, el futuro de la astronomía infrarroja es muy prometedor.

El infrarrojo está dividido en tres regiones espectrales: cercano, mediano y lejano infrarrojo. Las fronteras entre uno y otros son algo arbitrarias, pero están determinadas principalmente por el tipo de tecnología que emplean los detectores.

Intervalo de longitudes de onda (en micras)	Banda	Transparencia del cielo	Brillo del cielo
1.1 – 1.4	J	Alta	bajo por la noche
1.5 – 1.8	H	Alta	muy bajo
2.0 – 2.4	K	Alta	muy bajo
3.0 – 4.0	L	3.0 - 3.5 micras: regular 3.5 - 4.0 micras: alta	bajo
4.6 – 5.0	M	Baja	alto
7.5 – 14.5	N	8 - 9 micras y 10 -12 micras: regular otras: baja	muy alto
17 – 40	17 – 25 micras: Q 28 – 40 micras: Z	muy baja	muy alto
330 – 370		muy baja	bajo

Tabla 1. Ventanas atmosféricas en el infrarrojo. Se puede ver que sólo unas pocas “ventanas” cumplen con un alto grado de transparencia y un bajo grado de emisividad del cielo.

A medida que nos movemos del cercano infrarrojo, al mediano y al lejano infrarrojo, algunos objetos celestes comienzan a aparecer, mientras otros desaparecen de nuestra vista. En el cercano infrarrojo, el polvo se hace transparente, permitiéndonos ver regiones que en la luz visible se encontraban ocultas por el polvo. En el mediano infrarrojo, sin embargo, el polvo brilla. La tabla de abajo muestra qué podemos ver en las diferentes regiones espectrales del infrarrojo.

Región espectral	Intervalo de longitudes de onda (micras)	Intervalo de temperaturas (Kelvin)	Lo que se puede observar
Cercano Infrarrojo	(0.7-1) a 5	740 a (3,000-5,200)	Estrellas frías rojas Gigantes rojas El polvo es transparente Planetas, cometas y asteroides
Mediano Infrarrojo	5 a (25-40)	(92.5-140) a 740	Polvo calentado por la luz estelar Discos protoplanetarios Emisión del polvo frío
Lejano Infrarrojo	(25-40) a (200-350)	(10.6-18.5) a (92.5-140)	Regiones centrales de galaxias Nubes moleculares muy frías

Infrarrojo cercano

Entre 0.7 y 1.1 micras podemos usar los mismos métodos que en las observaciones ópticas. La luz infrarroja que se observa en esta región no es térmica (no está producida por la radiación de calor). Muchos astrónomos no consideran que este rango sea parte de la astronomía infrarroja. Más allá de 1.1 micras, la emisión infrarroja es principalmente calor o radiación térmica.

El cercano infrarrojo es la región donde el polvo interestelar es más transparente a la luz infrarroja, por lo que las estrellas azules calientes, presentes en las imágenes en luz visible, van desapareciendo, mientras que las estrellas más frías comienzan a ser detectadas. Muchas estrellas que son demasiado débiles para ser detectadas en luz visible, fueron descubiertas por primera vez en el cercano infrarrojo.

Infrarrojo medio

Avanzando en la región espectral del mediano infrarrojo, las estrellas frías empiezan a desaparecer mientras que los objetos más fríos, como los planetas, los cometas y los asteroides, comienzan a ser detectados. Los planetas absorben la luz del Sol y se calientan, irradiando este calor en forma de luz infrarroja. Esto es diferente de la luz visible que viene de los planetas, que es luz reflejada del Sol. Los planetas de nuestro Sistema Solar tienen temperaturas entre 53 y 573 grados Kelvin, lo que implica que emiten la mayoría de su energía en el mediano infrarrojo. Por ejemplo, la Tierra tiene su máxima radiación a unas 10 micras.

El polvo calentado por la luz de las estrellas constituye también una fuente importante de radiación en el mediano infrarrojo. El polvo interestelar empieza a brillar a medida que entramos en el mediano infrarrojo. El polvo alrededor de las estrellas viejas, que en sus últimas fases de vida expulsan gran cantidad de materia al espacio, alcanza su máximo brillo en el mediano infrarrojo. Algunas veces, este polvo es tan espeso que la estrella apenas puede verse en el visible, y sólo es detectada en el infrarrojo.

Los discos protoplanetarios, discos de material que rodea a las estrellas que se están formando, también emiten en el mediano infrarrojo. Estos discos son, muy probablemente, las regiones donde los nuevos planetas se están formando.

Infrarrojo lejano

Las estrellas dejan de verse en el lejano infrarrojo. En su lugar vemos la materia más fría (a menos de 140 grados Kelvin), que se encuentra en forma de nubes frías enormes de gas y polvo, que hay tanto en nuestra propia galaxia como en otras galaxias. En algunas de estas nubes se están formando nuevas estrellas. Las observaciones en el lejano infrarrojo pueden detectar estas proto-estrellas mediante el calor que irradian a medida que se contraen, lo cual tiene lugar mucho antes de que empiecen a quemar hidrógeno en sus núcleos.

El centro de nuestra galaxia también brilla mucho en el lejano infrarrojo, por su alta concentración de estrellas inmersas en las densas nubes de polvo. Exceptuando el plano de nuestra galaxia, el objeto más brillante en el lejano infrarrojo es el núcleo de la galaxia M82. Tan sólo su núcleo irradia tanto en el lejano infrarrojo como lo hacen todas las estrellas de nuestra galaxia juntas. Esta energía proviene del polvo calentado por una fuente que está escondida de nuestra vista. Las regiones centrales de la mayoría de las galaxias brillan mucho en el lejano infrarrojo.

Sistemas infrarrojos

En la región infrarroja del espectro se utilizan los llamados arreglos infrarrojos o "IR-FPAs" (arreglos en plano focal, por sus siglas en inglés), tales como los siguientes:

- NICMOS3, sensible entre 1 y 2.5 micras, fabricado por Rockwell Scientific en HgCdTe. (Ahora, estos detectores han sido desplazados por los PICNIC, también de Rockwell, casi idénticos a los NICMOS3, pero con un mejor comportamiento.)
- InSb (antimoniuro de indio), sensible en el intervalo de 1 a 5 micras, fabricado por Hughes Santa Barbara
- B (blocked impurity band), sensible de 2 a 28 micras, construido por la Boeing y el Lawrence Semiconductor Research Laboratory en silicio "contaminado" con Arsénico (Si:As).
- BST o microbolómetros, sensibles de 8 a 14 micras, y fabricados en arreglos de diferentes formatos como los comerciales de 120x120 y 320x240 pixeles. Estos detectores, a diferencia de los anteriormente mencionados, tienen la ventaja de que pueden operar a temperatura ambiente.

En el Observatorio Astronómico Nacional de San Pedro Mártir existen 2 sistemas para la detección de luz infrarroja. El primero de ellos, denominado CAMILA, cuenta con un detector NICMOS3. Este sistema se acopla a una cámara-espectrógrafo, llamado CAMALEON, con el cual se pueden tomar imágenes directas y espectros en el infrarrojo. También se le puede acoplar un interferómetro de Fabry-Perot o un polarímetro, con lo cual se ha convertido en un instrumento muy versátil con el que se han obtenido resultados científicos muy interesantes. Este instrumento ha sido construido en el Instituto de Astronomía de la UNAM.

El segundo instrumento en cuestión es un sistema infrarrojo denominado CID (cámara infrarroja doble), el cual fue diseñado para el estudio astronómico en el infrarrojo cercano y medio. Éste cuenta con dos detectores, un BIB y un InSb que comparten el mismo contenedor criogénico. El primero de ellos se emplea en el modo de imagen directa y el segundo puede emplearse tanto en imagen directa como en espectroscopia. El CID fue diseñado y construido por IR Laboratories en Tucson, AZ (E.U.A.). La montura, parte del sistema electrónico de control, los programas de operación y sus accesorios fueron desarrollados en el Instituto de Astronomía de la UNAM. El CID es un instrumento único en su clase por su cobertura dual en intervalo espectral y por su diseño compacto y eficiente. Las figuras 32 y 33 muestran una imagen y un espectro obtenidos con este instrumento.



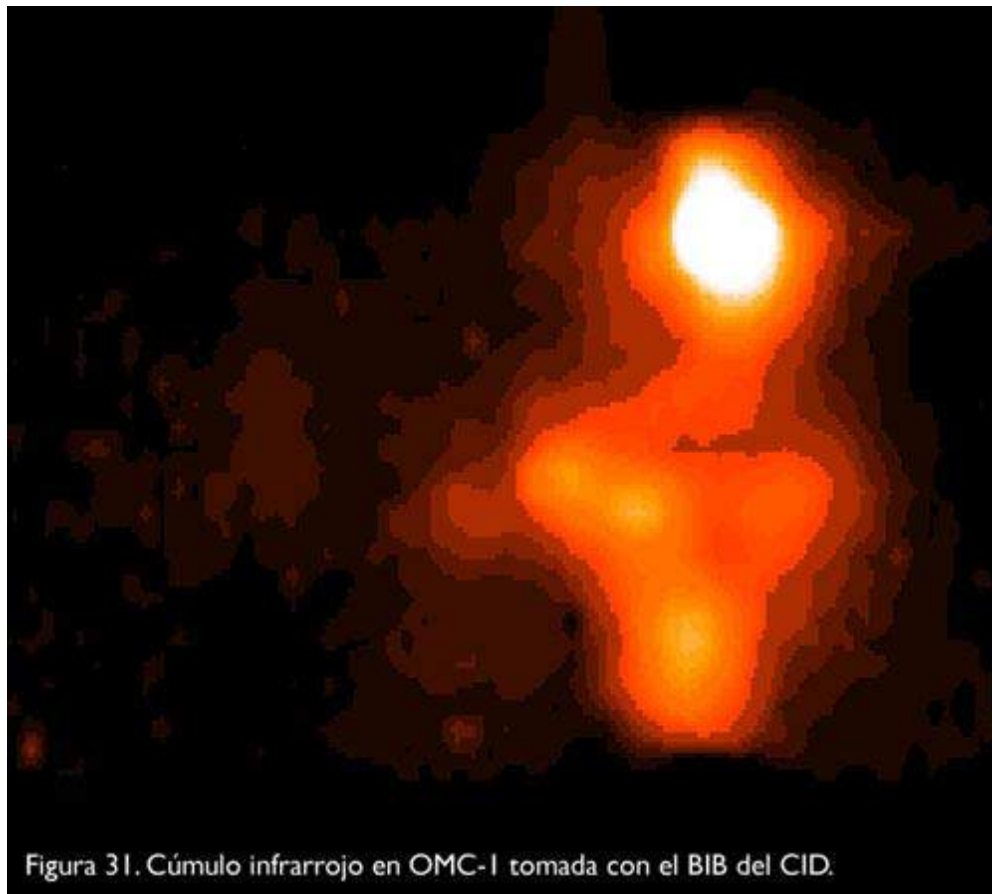


Figura 31. Cúmulo infrarrojo en OMC-I tomada con el BIB del CID.

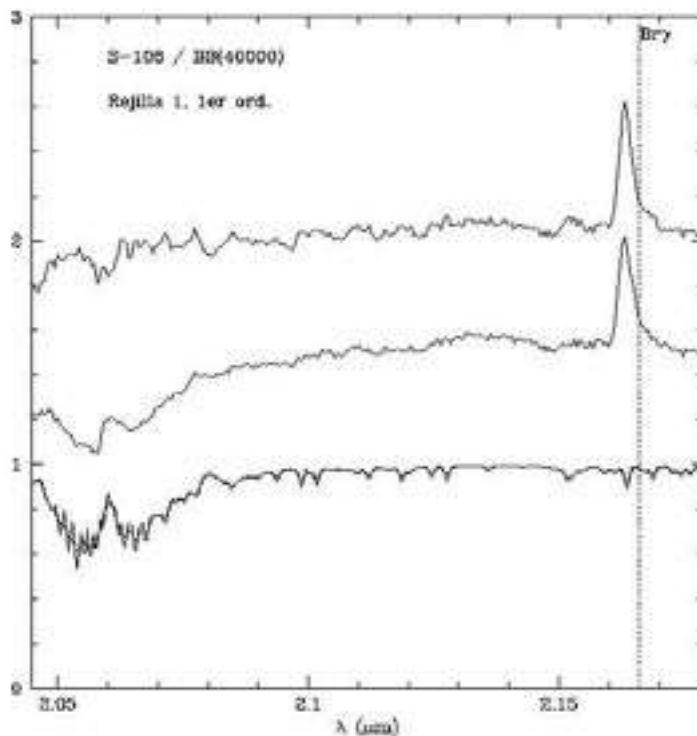


Figura 32. Espectro de 5106 con dispersión media en la banda K, tomado con el I-Sb del CID.

CONCLUSIONES

Hemos presentado una “probadita” de lo que existe en la astronomía en cuanto a telescopios e instrumentación astronómica. Existe mucho más, por lo que hemos puesto en el texto algunas ligas para ampliar algún área que le interese al lector. Mucho de la tecnología involucrada es tecnología de vanguardia, por lo que existen muchas posibles aplicaciones en otros campos diferentes de la astronomía.