

Grandes Telescopios Ópticos



José Francisco Chicano García

Grandes Telescopios Ópticos

José Francisco Chicano García
chicano@lcc.uma.es

Este trabajo pretende presentar, desde un punto de vista principalmente técnico, los principios de funcionamiento de los grandes telescopios ópticos usados en la actualidad así como la tecnología óptica más relevante. El trabajo está organizado como sigue. En la próxima sección se introduce la importancia de los telescopios en la observación celeste. La Sección 2 describe los principios de funcionamiento de los telescopios mientras que la Sección 3 presenta la tecnología actual más relevante empleada en el diseño de grandes telescopios ópticos. Por último, se describirán algunos de los grandes telescopios ópticos existentes o proyectados en la Sección 4 y se concluirá el trabajo en la Sección 5.

1. Introducción

El cielo ha fascinado siempre a la raza humana. Desde tiempos antiguos el Hombre ha observado el cielo y ha tenido muy en cuenta dichas observaciones en su vida cotidiana. Prueba de ello son las numerosas construcciones con influencia astronómica. *Stonehenge* es una de tales construcciones fechada en el 2500 a.c. y donde el sol salía atravesando justo el eje de la construcción el día del solsticio de verano. No es casualidad tampoco que ciertas festividades religiosas tengan relación con fenómenos de tipo astronómico. Por ejemplo, la Pascua judía se celebra en la primera luna llena después del equinoccio de primavera, el *plenilunio pascual* y la Pascua cristiana el primer domingo después del plenilunio pascual (domingo de resurrección de la semana santa).

Cuando aún no se había desarrollado el método científico y no existía explicación a los fenómenos astronómicos el Hombre tendía a asociar dichos fenómenos con la voluntad de dioses. En diversas culturas el Sol y la Luna eran dioses o estaban controlados por un dios. Por ejemplo, *Ra* era el dios solar en la cultura egipcia, *Helios* (*Ἥλιος*) lo era en la griega y *Mitra* en la persa. La diosas lunares griegas y romanas eran *Selene* (*Σελήνη*) y *Luna* (el nombre castellano del satélite).

Durante mucho tiempo la astronomía fue una disciplina observacional. Los astrónomos observaban el cielo y deducían leyes empíricas que más tarde utilizaban para hacer predicciones de eventos astronómicos (como los eclipses) o incluso personales. Esto último forma parte de lo que hoy se conoce como astrología, que no siempre estuvo tan claramente diferenciada de la astronomía.

El telescopio es un instrumento que marcó un antes y un después en la observación celeste. Permitió ver los objetos celestes con más detalle, y esto supuso no sólo una revolución en el conocimiento, sino también una revolución en la sociedad. En este sentido, son especialmente relevantes las observaciones de la Luna que realizó Galileo Galilei en 1609 y que le hicieron enfrentarse a la Iglesia Católica años más tarde por ir en contra, dichas observaciones, de las doctrinas oficialmente establecidas en la sociedad de aquel tiempo. Las observaciones de Galileo no fueron más que el comienzo de una nueva etapa para la astronomía en la que el Hombre fue descubriendo que el cielo no era como pensaba. La introducción del método científico proporcionó una nueva forma de estudiar el universo que, más allá de la predicción de eventos futuros, permitió entender mejor cómo fueron los orígenes del universo. Los telescopios evolucionaron y se hicieron más grandes. Después de los primeros telescopios refractores (como el usado por Galileo) se desarrollaron telescopios reflectores (como el usado por Newton), que podían hacerse más grandes para captar una mayor cantidad de luz. Por otro lado, conscientes de que el espectro visible recogía sólo una parte de la información que llegaba del exterior, la comunidad científica desarrolló radiotelescopios, que dieron lugar a descubrimientos tan relevantes como el de la *radiación de fondo* (Penzias y Wilson), un vestigio del *Big Bang*.

Los grandes telescopios ópticos terrestres de la actualidad siguen manteniendo el principio de funcionamiento de los telescopios originales, pero la tecnología que usan dista mucho de la de antaño. La óptica adaptativa o la interferometría óptica, por ejemplo, han permitido mejorar la resolución de las imágenes capturadas por los telescopios. La primera permite construir telescopios de mayor tamaño sin que las turbulencias de la atmósfera influyan apreciablemente en la calidad de la imagen. La interferometría, por otro lado, permite combinar las imágenes de varios telescopios pequeños para mejorar su resolución, proporcionando imágenes similares a las obtenidas con un telescopio mayor. Debido al gran coste de construcción de estos telescopios no existen muchos de ellos en el planeta. En la actualidad hay algunos proyectados cuya construcción ha comenzado o está prevista en breve. En algunos casos, los proyectos han sido tan ambiciosos que han tenido que ser recortados debido a los enormes costes.

2. Principios de funcionamiento

El fin del telescopio es aumentar los objetos lejanos o, más precisamente, conseguir una imagen de un objeto lejano mayor de la que se obtendría con el ojo desnudo. Para hacer esto los telescopios emplean una combinación de lentes y/o espejos que alteran el frente de onda luminoso procedente del objeto de tal forma que el tamaño angular del objeto aumenta. Dependiendo de si el elemento principal de un telescopio es una lente o un espejo podemos clasificar los telescopios en *refractores* y *reflectores*, respectivamente. En esta sección vamos a exponer los principios de funcionamiento de ambos tipos de telescopios mencionando también sus ventajas e inconvenientes. No obstante, el hecho de que

los grandes telescopios ópticos sean reflectores induce a pensar que el uso de un espejo como elemento principal tiene más ventajas que inconvenientes a la hora de construir un telescopio. Antes de adentrarnos en las diferencias y detalles particulares de cada tipo de telescopio vamos, en primer lugar, a centrarnos en sus similitudes, tratando lentes y espejos de forma unificada. En lo que sigue los llamaremos *elementos ópticos*.

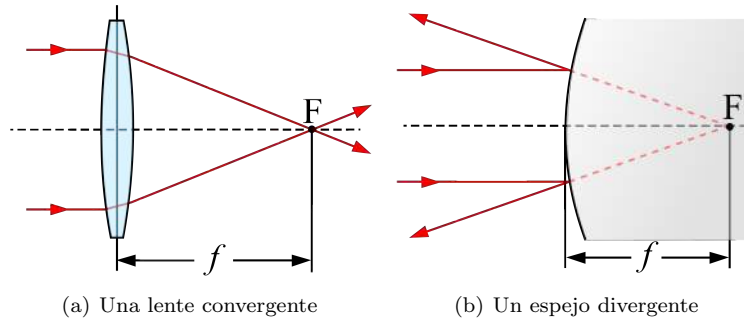


Figura 1: Ejemplos de elementos ópticos y su interacción con un haz de rayos paralelos. En las figuras se puede apreciar la distancia focal de los elementos. Fuente: Wikimedia Commons.

La *distancia focal* de un elemento óptico es una propiedad de importancia capital para el diseño y construcción de sistemas ópticos. Los elementos ópticos que intervienen en la gran mayoría de sistemas ópticos se construyen (salvo en casos excepcionales) de tal forma que un haz de rayos paralelos (una onda de luz plana) que incide sobre el elemento se transforma, tras interactuar con él, en otro haz de rayos que se intersecan en un punto del espacio. Si los rayos se encuentran en dicho punto tras salir del elemento decimos que *convergen* hacia ese punto y entonces el elemento es *convergente*. Si no se encuentran en dicho punto, los rayos *divergen* (parecen proceder del punto de intersección) y el elemento es *divergente*. La distancia focal del elemento se define como la distancia entre el elemento y el punto de intersección de los haces (ver Figura 1). Normalmente se usa el signo de la distancia focal para denotar la calidad de convergente o divergente de un elemento. Para los elementos convergentes $f > 0$ y para los divergentes $f < 0$.

En el caso de las lentes delgadas, cuando sus superficies son esféricas la distancia focal depende de los radios de curvatura de las superficies y del índice de refracción del material empleado para fabricar la lente. La fórmula de la distancia focal en este caso es

$$\frac{1}{f} = (n_l - 1) \left(\frac{1}{R_1} - \frac{1}{R_2} \right) \quad (1)$$

donde n_l es el índice de refracción relativo del material de la lente con respecto al de su entorno y R_1 y R_2 son los radios de curvatura de la primera y la segunda superficie, respectivamente (ver Figura 2). Para que el resultado sea

consistente con el convenio de signos de la distancia focal el radio de curvatura de una superficie deberá ser positivo cuando el centro de la esfera se encuentre a la derecha de la superficie y negativo cuando se encuentre a la izquierda.

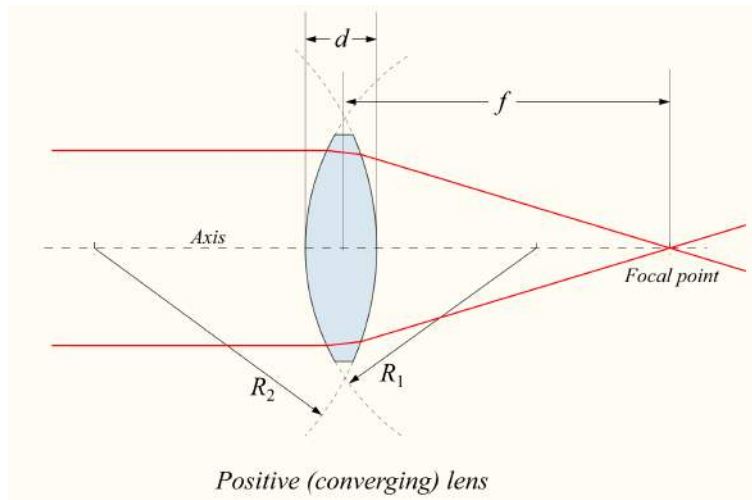


Figura 2: Detalle de una lente con superficies esféricas. Fuente: Wikimedia Commons.

En el caso de un espejo esférico, la distancia focal es simplemente $f = -R/2$, donde R es el radio de curvatura del espejo siguiendo el mismo criterio de signos que para las superficies de las lentes delgadas. Obsérvese que en un espejo cóncavo $R < 0$ y $f > 0$ mientras que en uno convexo $R > 0$ y $f < 0$. Por lo tanto, los espejos cóncavos son convergentes y los convexos divergentes.

Por ahora hemos definido la distancia focal y hemos visto cómo se calcula para una lente delgada esférica y para un espejo esférico. Pero, ¿qué papel tiene la distancia focal en un telescopio? En esencia, cuanto mayor es la distancia focal del elemento principal de un telescopio mayor es el tamaño de la imagen que forma de un objeto lejano. Veamos por qué.

Los rayos procedentes de un punto de un objeto lejano podemos considerarlos paralelos debido a su gran distancia al telescopio. Por tanto, la imagen de dicho punto se formará aproximadamente a una distancia f (distancia focal) del elemento principal del telescopio. Esto ocurrirá así con todos los puntos del objeto lejano, luego la imagen que forma dicho elemento del objeto se encuentra contenida aproximadamente en un plano¹ a una distancia f del elemento. A este plano se le conoce como *plano focal*. Evidentemente, cuanto mayor sea la distancia focal del elemento más lejos de éste se formará la imagen. Es esta imagen formada por el elemento principal la que el astrónomo (o cualquier otro dispositivo o sensor que lo sustituya) observa usando un conjunto de lentes: el *ocular*. Para que esto sea así es necesario que esta imagen se forme en algún plano al que

¹En realidad será una superficie curva

podamos enfocar nuestro ocular, es decir, es necesario que el elemento principal sea convergente. En el caso de un espejo, éste debe ser necesariamente cóncavo, pero para las lentes existen más opciones al tener dos superficies (biconvexa, planoconvexa, convexaplana o menisco positiva). En esencia, el ocular no es más que una “lupa” (un sistema de lentes convergente) que aumenta la imagen (cercana y accesible) que forma el elemento principal del telescopio. También cabe la posibilidad de usar un sistema de lentes divergente como ocular. En este caso la imagen nunca se llega a formar antes de la retina. Además, si el ocular es divergente, la imagen observada del objeto lejano resulta ser derecha, a diferencia de la imagen invertida que se observa con un ocular convergente. Galileo usó en sus observaciones un telescopio con ocular divergente.

En una lente delgada o un espejo curvo, un haz que proceda de un punto del objeto lejano y que incida en el eje de la lente o espejo sale de la lente o espejo sin desviación alguna. Este fenómeno nos permite determinar la posición y tamaño de la imagen de un objeto lejano. Como puede observarse en la Figura 3, al ser el haz sin desviación una recta que se aleja del eje óptico del elemento, cuanto mayor sea la distancia focal, mayor será también la distancia entre el eje óptico y el punto imagen del objeto. Es decir, mayor será la imagen del objeto lejano, como anunciábamos anteriormente. En particular, la expresión exacta del aumento transversal de la imagen es: $M_T = -f/x_o$, donde x_o es la distancia al objeto lejano². La expresión de M_T deja claro que el tamaño de la imagen del objeto es proporcional a la distancia focal.

Por otro lado, la cantidad de luz que entra en un telescopio (potencia luminosa) es directamente proporcional al cuadrado de su diámetro D (suponiendo que no hay ningún diafragma de menor tamaño obstruyendo la entrada de luz) y la intensidad de la luz que llega al plano imagen es proporcional a $(D/f)^2$, el diámetro del elemento dividido entre la distancia focal al cuadrado. Una implicación de la expresión anterior es que no es posible aumentar la distancia focal del elemento indefinidamente sin aumentar el diámetro de la abertura, puesto que perderíamos intensidad y el objeto se volvería inapreciable. Sin embargo, si la distancia focal es pequeña el aumento también lo será y la potencia de aumento del telescopio no será muy buena. Por tanto, si queremos construir un telescopio con mayor potencia de aumento, no sólo habrá que aumentar la distancia focal del elemento sino también su diámetro. Esto explica por qué se usa el adjetivo “grande” cuando hablamos de los grandes telescopios ópticos.

Una vez analizadas la similitudes entre los dos tipos principales de telescopios ópticos profundizaremos en sus diferencias y sus peculiaridades propias.

2.1. El telescopio refractor

En un telescopio refractor el elemento principal es una lente convergente ($f > 0$), denominada *objetivo*, que desvía los rayos procedentes del objeto lejano y los enfoca en un plano. Posteriormente, se observa la imagen formada

²En realidad es la distancia al objeto lejano s_o menos la distancia focal f , pero como suponemos que $s_o \gg f$, podemos hacer la aproximación $x_o \approx s_o$.

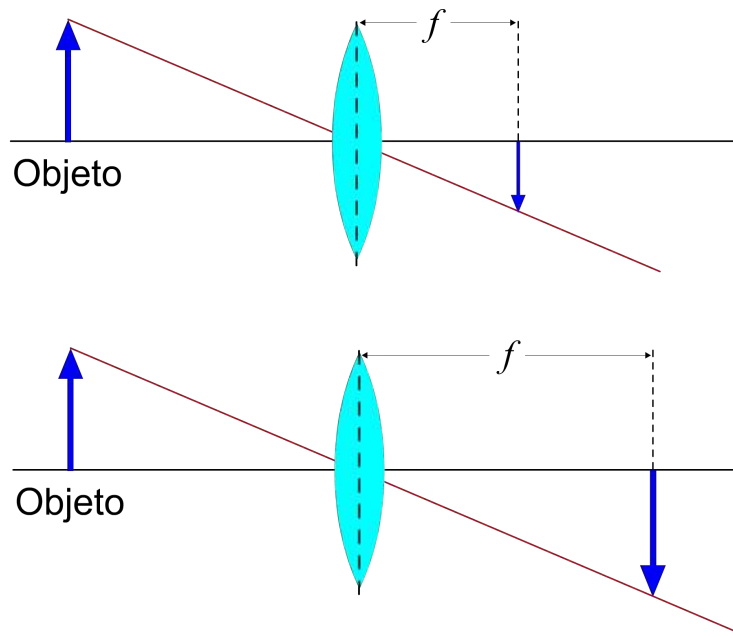


Figura 3: Cuanto mayor es la distancia focal de un elemento óptico mayor es el tamaño de la imagen que se forma de un objeto lejano (Dibujo del autor).

usando un ocular (ver Figura 4). Si imaginamos el espacio dividido en dos por el plano en que se ubica la lente principal, la imagen del objeto lejano se formará en el semi-espacio contrario a donde se encuentra el objeto y es allí donde tendremos que mirar con el ocular. Además, para conseguir una potencia de aumento considerable será necesario que la distancia focal de la lente sea grande, lo que implica que el ocular deberá situarse lejos de la lente principal. Para evitar que entre luz procedente de otras fuentes en el telescopio, la región entre el objetivo y el ocular se cierra y se pinta de negro por dentro. Esto da al telescopio refractor la forma de cilindro alargado por la que se identifica fácilmente (ver Figura 4).

La potencia de aumento o aumento angular de un telescopio PA viene dada por la fórmula $PA = f/f_o$, donde f es la distancia focal del objetivo y f_o la distancia focal del ocular. La distancia focal de los objetivos de telescopios para astrónomos aficionados varía aproximadamente entre los 900 mm y los 1000 mm , mientras que la distancia focal de los oculares oscila entre los 6 mm y los 20 mm . Esto significa que la potencia de aumento de estos telescopios oscila entre los $45X$ y los $150X$. Es posible aumentar la potencia de aumento disminuyendo la distancia focal del ocular o aumentando la del objetivo. Existen ciertos límites que impiden hacer la distancia focal del ocular todo lo pequeña que se quiera. En particular, si el ocular está formado por una única lente, será necesario que los radios de curvatura de las superficies sean también pequeños, lo cual implica

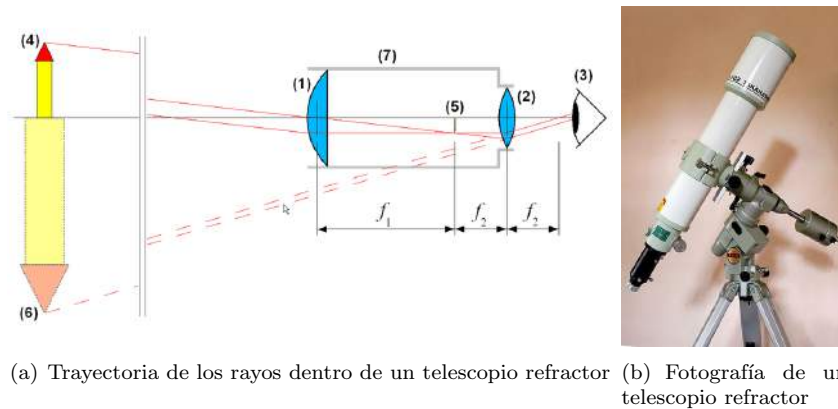


Figura 4: El telescopio refractor. Fuente: Wikimedia Commons.

que el ocular deberá ser pequeño en sí mismo (la abertura de un ocular de 6 mm es menor que la de un ocular de 20 mm). Por el contrario, construir un objetivo con una gran distancia focal es más sencillo, pero dará lugar a telescopios más largos. La longitud del telescopio no parecía importar a los astrónomos del siglo XVII, quienes llegaron a construir telescopios con objetivos de hasta 64 m de distancia focal y desprovistos de tubo: los *telescopios aéreos* (ver Figura 5). Uno de los telescopios más largos fue el construido para la exposición universal de París de 1900 (Figura 5). Con telescopios como estos sería posible alcanzar teóricamente los $10.000X$.

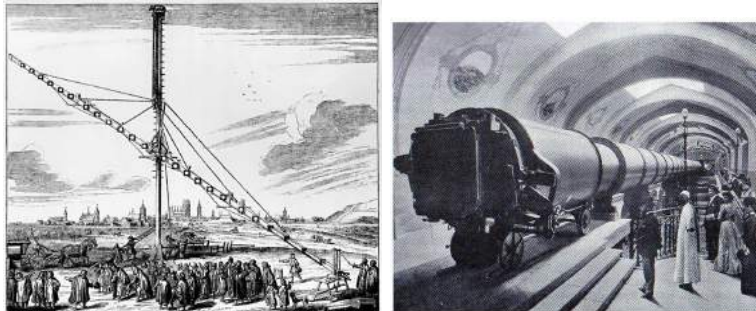


Figura 5: Telescopio aéreo de Hevelius de 1641 (izquierda) y telescopio de 57 metros de la exposición universal de París de 1900 (derecha). Fuente: Wikimedia Commons

La gran ventaja de los telescopios refractores es su bajo coste. Es posible encontrar en el mercado telescopios para aficionados que rondan los 100 € . Sin embargo, estos telescopios también tienen inconvenientes. Para construir un telescopio refractor con una gran potencia de aumento es necesario construir un telescopio muy largo (como los aéreos), lo cual hace complicada su manipulación

y uso. Además, si queremos mantener la intensidad de la luz que llega al observador será necesario aumentar el diámetro de la lente proporcionalmente a la distancia focal. Esto significa construir una lente de grandes dimensiones y con un gran peso. Puesto que la lente sólo puede sostenerse por su borde, el gran peso de la misma haría que sus superficies se deformaran por efecto de la gravedad alterando así sus propiedades ópticas.

Por otro lado, el índice de refracción de un material depende, en general, de la longitud de onda de la luz incidente. Esto tiene una importante consecuencia en el diseño de telescopios ópticos (y cualquier sistema óptico en general). Puesto que la distancia focal f de una lente depende del índice de refracción del material empleado en su construcción, f dependerá de la longitud de onda de la luz, es decir, del color. Este fenómeno se conoce como aberración cromática y se manifiesta por una coloración artificial de los objetos celestes que se observan. Dicha aberración se corrige usando lentes formadas por varios tipos de vidrio (dobletes acromáticos, por ejemplo).

Las aberraciones cromáticas y el peso de la lente son dos de las desventajas más importantes de los telescopios refractores. Para construir telescopios con una gran potencia de aumento sin pérdida de intensidad luminosa, es necesario superar estos límites impuestos por los telescopios refractores. Esto se consigue usando un espejo curvo en lugar de una lente como elemento primario del telescopio. La solución a estos problemas de las lentes es, por tanto, el telescopio reflector, del que hablaremos a continuación.

2.2. El telescopio reflector

Como adelantábamos en la sección anterior, es difícil mantener la forma de una lente o espejo sostenida exclusivamente por el borde. El elemento se deforma por efecto de la gravedad. En el caso de una lente esto es crítico, ya que no hay otra forma de sostenerla. Sin embargo, un espejo puede sostenerse por la parte no reflectante. Esto, junto con la inexistencia de aberración cromática en los espejos (el ángulo de reflexión no depende del color) los hace idóneos para la construcción de grandes telescopios. Salvo algunas excepciones, como el gran telescopio refractor del observatorio Yerkes (EE.UU.) construido en 1897 con 18,9 m de distancia focal y 1 m de diámetro, todos los grandes telescopios construidos o por construir son telescopios reflectores.

Sin embargo, los telescopios reflectores no resuelven todos los problemas que impiden una calidad óptima de imagen. En particular, mientras que están exentos de aberración cromática, no lo están de otro tipo de aberraciones: las aberraciones acromáticas. Estas aberraciones son la esférica, la coma, el astigmatismo, la curvatura de campo y la distorsión. Si el espejo primario del telescopio es esférico, entonces la aberración esférica estará presente. Esta aberración se produce porque no todos los rayos paralelos que entran en el telescopio se dirigen al mismo punto, si no que rayos a distinta distancia del eje óptico son enfocados en distintos puntos, dando lugar a una imagen borrosa. El problema de la aberración esférica en telescopios reflectores se ha corregido tradicionalmente usando espejos no esféricos. La superficie cuádrica con la propiedad de enfocar

en un punto todos los rayos paralelos es el paraboloide. Por este motivo, muchos telescopios reflectores cuentan con un paraboloide como espejo primario.

Existen distintas configuraciones de espejos para los telescopios reflectores. Algunas de las más conocidas con las siguientes (ver Figura 6):

- **Configuración de Newton.** El espejo primario es un paraboloide y el secundario es un espejo plano cuya misión es sacar el foco del tubo.
- **Configuración de Gregory.** El espejo primario es un paraboloide y el secundario un espejo elipsoidal cóncavo. El foco del paraboloide coincide con uno de los focos del elipsoide y los haces paralelos son enfocados en el segundo foco del elipsoide, que estará fuera del tubo. Esta configuración no es muy utilizada.
- **Configuración de Cassegrain.** El espejo primario es un paraboloide y el secundario un hiperboloide convexo. Uno de los focos del hiperboloide coincide con el del paraboloide y los rayos son enfocados en el otro foco del hiperboloide, fuera del tubo.
- **Configuración de Richey-Chrétien.** Es una variante de la configuración de Cassegrain en la que el espejo primario es un hiperboloide cóncavo y el secundario un hiperboloide convexo. Está libre de coma y aberración esférica de tercer orden (aunque no corrige aberraciones de quinto orden). Esta configuración es la más utilizada en los telescopios profesionales. Casi todos los grandes telescopios la usan.
- **Coconfiguración de Dall-Kirkham.** Otra variante de la configuración de Cassegrain con un espejo primario elíptico cóncavo y uno secundario esférico. El principal problema de esta configuración es la coma y la curvatura de campo fuera del eje óptico.

Otra gran ventaja de los telescopios reflectores frente a los refractores, es que para la misma distancia focal ocupan menos espacio. Al usar espejos para dirigir la luz, es posible obtener una gran distancia focal en un tamaño reducido. En una configuración de Cassegrain simple, por ejemplo, la distancia focal puede ser el doble que la longitud del tubo. En algunos grandes telescopios reflectores la luz es reflejada hasta en cuatro espejos curvos antes de llegar al observador, lo cual permite multiplicar la distancia focal y la potencia de aumento.

2.3. Monturas de telescopios

Una vez que hemos repasado los principios de funcionamiento de la óptica de un telescopio, vamos a tratar un problema no menos sencillo de resolver: el montaje del sistema óptico en una estructura que nos permita dirigir el telescopio a cualquier punto del cielo. Estas estructuras son conocidas como *monturas*.

Para indicar un punto en el cielo sólo necesitamos dos coordenadas, así pues las monturas deben tener dos grados de libertad (como mínimo) para poder dirigir el telescopio a cualquier punto celeste. La montura más sencilla utilizada

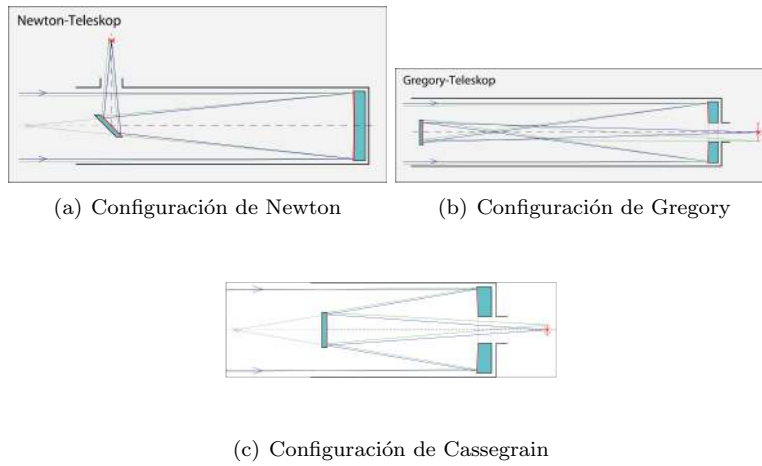


Figura 6: Distintas configuraciones de telescopios reflectores. Fuente: Wikimedia Commons.

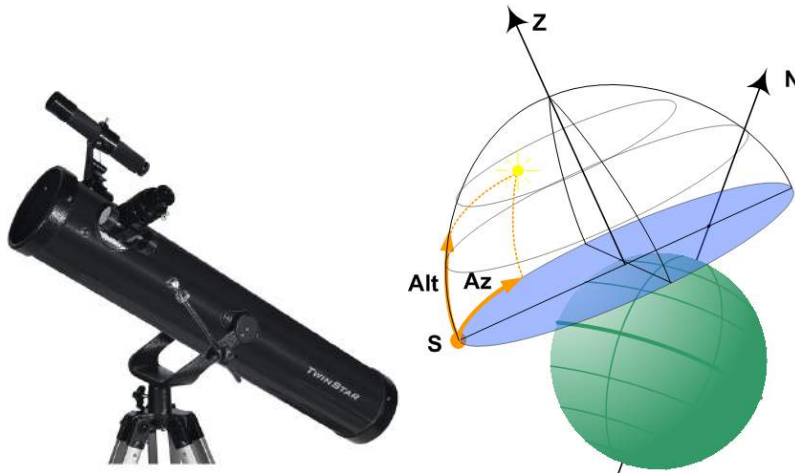


Figura 7: Montura altacimutal (izquierda) y coordenadas horizontales (derecha). Fuente: Wikimedia Commons.

es la *montura altacimutal*, que se muestra en la Figura 7. Sus dos grados de libertad son:

- La *altura*: ángulo que forma el eje óptico del telescopio con el plano del horizonte.
- El *acimut*: ángulo que forma la proyección sobre el plano del horizonte del eje óptico del telescopio con el Norte.

Para buscar un punto en el cielo, el astrónomo debe dar las *coordenadas horizontales* del punto, es decir, su altura y su acimut. Esta es una de las primeras desventajas de esta montura, ya que las coordenadas horizontales de un objeto celeste dependen de las coordenadas geográficas (longitud y latitud). Esto significa que habrá que calcular para cada punto de la Tierra cuáles son las coordenadas horizontales de un determinado objeto celeste.

Una segunda desventaja de esta montura es que tanto la altura como el acimut dependen explícitamente del tiempo. Esto es un problema para la observación, ya que no podremos mantener los objetos celestes enfocados en el telescopio por mucho tiempo. Cuanto mayor sea el aumento del telescopio más rápidamente se moverá el objeto cuando lo observemos a través de él, lo cual resulta especialmente crítico si queremos fotografiar un objeto tenue (como las galaxias), que requiere una imagen fija durante una cantidad de tiempo relativamente grande para poder capturar suficiente luz. Además, en este tipo de monturas la imagen rota, complicando aún más su fotografía. Cuando las coordenadas celestes usadas dependen de la ubicación y/o del tiempo decimos que las coordenadas son *locales*.

La dependencia de las coordenadas locales con el tiempo es algo inevitable y se debe a la rotación de la Tierra. Existen otros tipos de coordenadas no locales que no dependen del observador y que son más adecuadas para referirse a la posición de objetos celestes. Algunos ejemplos de estas coordenadas no locales son las coordenadas *eclípticas*, *galácticas* y *ecuatoriales*. El hecho de que las coordenadas sean no locales no significa que sean constantes para un objeto celeste. Los objetos celestes también se mueven y cambiarán sus coordenadas no locales. Sin embargo, el cambio de sus coordenadas no locales no se deberá al movimiento de rotación terrestre.

Obviaremos las coordenadas eclípticas y galácticas y nos centraremos en las ecuatoriales por su relevancia con respecto al otro tipo de montura que vamos a tratar. Las coordenadas ecuatoriales son (ver Figura 8):

- La **declinación**: es el ángulo que forma un objeto con el ecuador celeste. El ecuador celeste es la proyección del ecuador terrestre en la imaginaria esfera celeste.
- La **ascensión recta**: es el ángulo medido entre el punto vernal (o punto Aries) y el objeto sobre el ecuador celeste hacia el Este. El punto vernal es el punto en el que se encuentra el Sol en el equinoccio de primavera.

Estas coordenadas son útiles para indicar las posiciones de los astros, pero cuando nos ubicamos en un punto de la Tierra para observar el cielo, tenemos que usar algún tipo de coordenadas locales que necesariamente dependerán del tiempo. El objetivo, por tanto, no es eliminar la dependencia del tiempo de las coordenadas locales (esto no es posible) sino reducir esta dependencia a una sola coordenada. De esta forma, sería posible construir una montura en la cual sólo uno de los grados de libertad depende del tiempo de forma lineal mientras que el otro permanece constante. Esta montura es la *montura ecuatorial*.

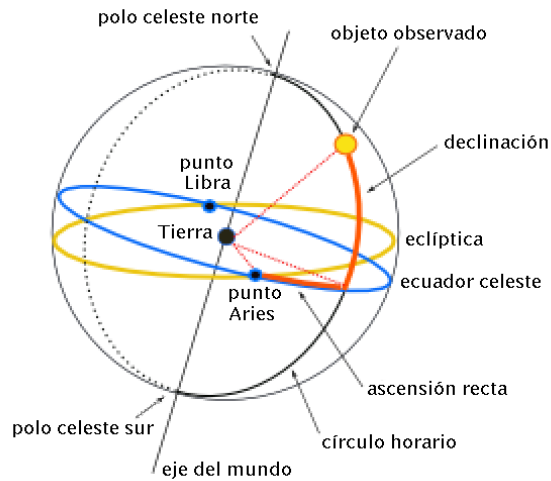


Figura 8: Coordenadas ecuatoriales. Fuente: Wikimedia Commons.

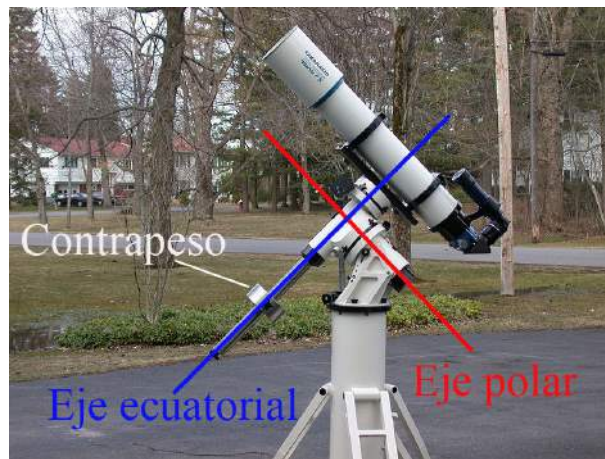


Figura 9: Montura ecuatorial. Fuente: Wikimedia Commons (modificada por el autor).

En la montura ecuatorial, mostrada en la Figura 9, podemos distinguir dos ejes alrededor de los cuales el telescopio puede girar. El *eje polar* de la montura debe alinearse con el eje de rotación terrestre, es decir, debe apuntar al Norte o al Sur celeste. Para hacer esto se toman estrellas como referencia. Cerca del polo Norte celeste encontramos la estrella polar, que es la estrella más brillante de la constelación de la Osa Menor (α *Ursae Minoris*). En el Sur la estrella más cercana al polo Sur celeste es σ *Octantis*. La Cruz del Sur (*Cruz*) señala en la

dirección del polo Sur celeste. Para compensar el movimiento de rotación de la Tierra el telescopio entero debe girar alrededor del eje polar. Esto se consigue con la ayuda de motores que mantienen el movimiento preciso. De esta forma, una vez ubicado un objeto celeste, éste permanecerá en foco sin necesidad de tocar el telescopio. Puesto que el telescopio es un instrumento pesado, es normalmente necesario colocar un contrapeso que compense el peso del telescopio durante el giro alrededor del eje polar. Girando manualmente el telescopio alrededor del eje polar apuntaremos el telescopio a puntos con distinta ascensión recta. Perpendicular al eje polar se encuentra el eje *ecuatorial*, denominado así porque debe encontrarse siempre paralelo al ecuador celeste (y terrestre). Girando el telescopio alrededor del eje ecuatorial cambiamos la declinación del punto de observación.

Cuando se usa una montura ecuatorial, una vez alineado el telescopio con el eje polar, sólo hay que saber cuál es la ascensión recta que se observa en un instante dado. La coordenada local relacionada con la ascensión recta es el *ángulo horario*, que se define como el ángulo que forma el *círculo horario* del astro y el *meridiano del observador*. El círculo horario del astro es el meridiano celeste que pasa por el astro mientras que el meridiano del observador es el meridiano celeste que pasa por el observador. El ángulo horario se mide en horas. A modo de ejemplo, si el ángulo horario de un astro es de 3 *h*, el astro pasó por el meridiano del observador hace 3 horas. El ángulo horario junto con la declinación forman las *coordenadas horarias*, que coinciden con los grados de libertad de una montura ecuatorial.

A primera vista, la montura ecuatorial parece la más adecuada porque es fácil definir las coordenadas de los objetos celestes. Sin embargo, los grandes telescopios suelen usar monturas altacimutales, que requieren un seguimiento preciso y complejo de los grados de libertad con el tiempo. ¿Cuál es la razón para esto? Se trata de un problema mecánico. Como mencionamos anteriormente, en una montura ecuatorial es necesario usar un contrapeso para mantener el sistema en equilibrio y que los motores no tengan que realizar un gran esfuerzo. Los grandes telescopios son muy pesados y para hacer lo mismo el sistema mecánico debería ser mucho más complejo. Por otra parte, las monturas ecuatoriales son más voluminosas que las altacimutales y, en el caso de un gran telescopio, esto significaría hacer el telescopio mucho más grande de lo que es. Por último, la principal desventaja de la montura altacimutal queda aliviada mediante el uso de precisos motores controlados por ordenador que permiten el seguimiento de los objetos en el cielo y dispositivos de captura que rotan compensando la rotación de la imagen.

3. Tecnología para grandes telescopios

En la sección anterior se han presentado los principios de funcionamiento de los telescopios, indicando las diferencias y similitudes entre los telescopios refractores y reflectores. También se ha señalado que los telescopios reflectores son los más adecuados para construir grandes telescopios. Sin embargo, la cons-

trucción de grandes telescopios reflectores posee ciertas particularidades propias que la hace más desafiante que la construcción de pequeños telescopios reflectores. En esta sección vamos a exponer algunas de las dificultades que entraña la construcción de un gran telescopio y vamos a presentar las soluciones adoptadas ante dichas adversidades.

3.1. Las turbulencias atmosféricas y la óptica adaptativa

El objetivo que se persigue al construir un nuevo telescopio es ser capaz de observar con nitidez una parte más pequeña del cielo sin perder intensidad luminosa. En resumen, queremos más aumento y la misma (o mayor) intensidad. En la Sección 2 mencionamos que la intensidad de la imagen del objeto es proporcional a $(D/f)^2$ y por tanto, la distancia focal y el diámetro del espejo primario del telescopio debían crecer proporcionalmente. Sin embargo, el análisis que hicimos entonces no era completo; no se tuvo en cuenta, entre otras cosas, la difracción.

Debido a la naturaleza ondulatoria de la luz, la imagen que forma un espejo parabólico perfecto de un haz de rayos paralelos no es un punto sino un círculo central rodeado de anillos que se conoce con el nombre de patrón de Airy (ver Figura 10). Debido al patrón de Airy, la imagen de dos puntos alejados muy cercanos (dos estrellas por ejemplo) pueden confundirse hasta el punto de no distinguirlas. La separación angular más pequeña que puede haber entre dos objetos sin perder la capacidad para distinguirlos se conoce como *límite angular de resolución* y para un telescopio que observe el cielo en ausencia de atmósfera viene dada por

$$(\Delta\varphi)_{min} = 1,22\lambda/D \quad (2)$$

donde λ es la longitud de onda de la luz y D es el diámetro del telescopio. La fórmula anterior nos viene a decir que cuanto mayor sea el diámetro del telescopio mayor será también su poder de resolución y más nítida será la imagen. Esto explica por qué se construyen telescopios con un diámetro cada vez mayor y por qué el diámetro se considera el parámetro más importante de un gran telescopio. En efecto, la distancia focal, aún siendo importante, pasa a un segundo plano, ya que si el diámetro del telescopio no es descomunal dará igual que la imagen observada sea de mayor tamaño, será simplemente una mancha más grande.

El límite de resolución (2) es cierto en ausencia de atmósfera, pero no es fácil librarse de ella. El efecto de la atmósfera sobre la luz procedente del espacio exterior es algo por todos conocidos, ya que es el responsable de que las estrellas titilen. Este efecto fue estudiado y modelado por Kolmogorov y Fried a mitad del siglo XX. Al atravesar la atmósfera el frente de onda plano de un punto luminoso perteneciente a un objeto lejano es deformado llegando a su superficie con una forma que bien se puede modelar como compuesta de pequeños frentes planos. Si el diámetro del telescopio es más pequeño que uno de estos frentes planos, se observará el patrón de Airy. Pero si el diámetro es lo suficientemente grande como para que recoja varios de estos frentes, se observarán varios patrones

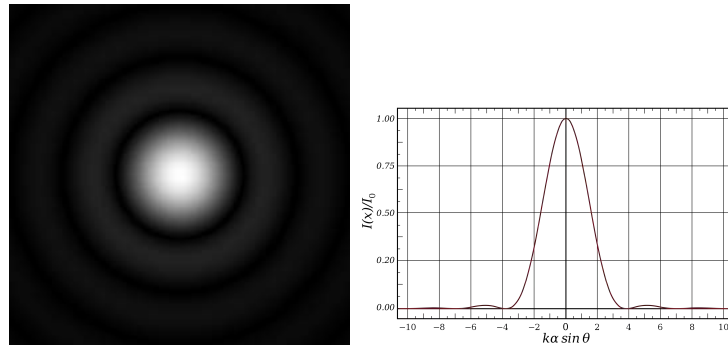


Figura 10: Patrón de Airy

de Airy ubicados en posiciones adyacentes y aleatorias. Esto dará lugar a una imagen borrosa. Paradójicamente, el gran diámetro de los grandes telescopios les permite un mayor poder de resolución pero los hace más vulnerables a las turbulencias atmosféricas. Si se tiene en cuenta el efecto de la atmósfera, el límite de resolución angular es $(\Delta\varphi)_{min} = 1,22\lambda/r_0$, donde r_0 es el *parámetro de Fried*, una medida de la intensidad de las turbulencias atmosféricas que coincide con el tamaño de una región del frente de onda que puede considerarse plano. Cuanto mayor sea este valor mejores serán las condiciones para la observación. Son raras las ocasiones en las que r_0 es mayor que 30 *cm*. Esto significa que un pequeño telescopio reflector de 30 *cm* de diámetro tendría el mismo poder de resolución que el más grande telescopio reflector jamás construido.

Una solución obvia pero costosa al problema es construir telescopios en el espacio. Los telescopios espaciales Hubble (abril de 1990), Chandra (julio de 1999), Herschel (mayo de 2009) y Planck (mayo de 2009) son algunos ejemplos. Pero si se siguen construyendo telescopios gigantes en la Tierra es porque se ha encontrado otra solución al problema de las turbulencias atmosféricas. La solución es la *óptica adaptativa*, una idea que parece sacada de una novela de ciencia ficción y que tiene sus orígenes en ciertos desarrollos militares realizados durante la Guerra Fría.

El principio de funcionamiento de la óptica adaptativa es tan sencillo como asombroso. El frente de onda perturbado por la atmósfera que llega del objeto lejano estará formado por pequeñas regiones que se pueden considerar planas pero con distinta orientación dependiendo de la zona del espejo de la que procedan. La clave consiste en usar una superficie reflectante deformable que “gire” las distintas regiones planas del frente en la dirección adecuada para que el frente vuelva a ser completamente plano (Figura 11).

Quedan dos cuestiones principales por resolver de esta tecnología. ¿Cómo se puede deformar la superficie reflectante? y ¿cómo se determina la forma que debe tomar la superficie reflectante? La superficie reflectante suele ser flexible y se deforma gracias a una gran cantidad de actuadores que, mediante pequeños desplazamientos precisos y rápidos, le dan la forma adecuada.

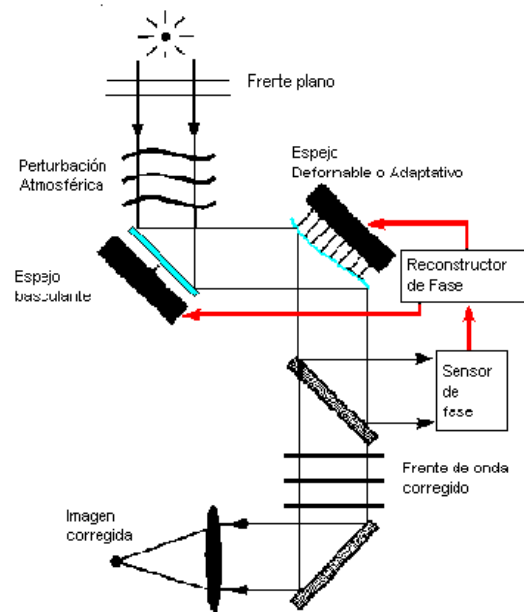


Figura 11: Sistema de óptica adaptativa. Fuente: Instituto de Astrofísica de Canarias.

En cuanto a la determinación de la forma que debe tener el espejo deformable, se usa en primer lugar un sensor de frentes de onda que determina la inclinación de cada parte del frente. Un sensor de este tipo es el de Shack-Hartmann (Figura 12). El frente de onda entra en el dispositivo y se encuentra con un arreglo de lentes que enfocan cada parte del frente en un sensor CCD (*Charge-Coupled Device*) como el usado en las cámaras de vídeo y fotografía digital. Si el frente es completamente plano, los patrones de Airy resultantes estarán todos perfectamente alineados y centrados en el CCD. Si algún frente se encuentra desviado, el sistema de óptica adaptativa determinará hacia qué dirección se desvía usando la información de intensidad medida por el CCD. De esta forma puede determinar en qué dirección debe deformar el espejo para corregir la inclinación del frente. Esta corrección se hace cientos o miles de veces por segundo.

Si el objeto a observar es puntual (una estrella), la propia estrella puede servir como referencia para el análisis del frente de onda. Pero si el objeto es extenso, es necesario usar una estrella cercana como referencia para el análisis del frente de onda. Si no hay ninguna cerca se usa un láser de 589 nm dirigido a una capa de átomos de sodio que se encuentra a unos 92 km de altura. El láser excita los átomos de sodio, los cuales emiten luz y se pueden usar como estrellas artificiales de referencia.

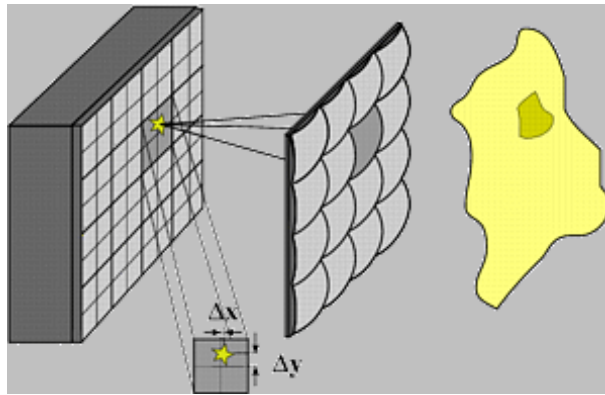


Figura 12: Sensor de Shack-Hartmann. Fuente: Max-Planck-Institut für Astronomie.

3.2. El peso de los espejos y la óptica activa

El uso de telescopios reflectores en lugar de refractores permite la construcción de telescopios mayores gracias a que el espejo primario puede sostenerse por su cara posterior. No obstante, los espejos primarios de los actuales grandes telescopios llegan a ser tan pesados que la gravedad vuelve a ser un problema. Para conseguir una gran calidad de imagen es necesario que la forma del telescopio no se aleje de la ideal en menos de unos cuantos nanómetros. Una forma de resolver el problema es hacer más grueso el espejo para que gane rigidez, lo cual lo hace aún más pesado. Otra solución más ingeniosa consiste en usar un conjunto de actuadores situados bajo la superficie del espejo que mantienen con precisión dicha forma. La idea es similar a la del espejo deformable de la óptica adaptativa pero con la diferencia de que este espejo, el primario, no es tan deformable. A la tecnología que se encarga de mantener la forma del espejo primario se le conoce como *óptica activa*.

El principio de funcionamiento de la óptica activa es muy similar al de la óptica adaptativa y no vamos a reproducirlo aquí. Merece la pena señalar, sin embargo, que la frecuencia con la que se corrige la forma del espejo primario no es tan alta como en el caso de la óptica adaptativa, bastando una corrección cada uno o dos minutos. Gracias a la óptica activa, los espejos principales de las cuatro unidades del VLT (*Very Large Telescope*) pueden tener únicamente 17 cm de grosor a pesar de su diámetro de 8,2 m y sus 22 toneladas de peso.

Otro escenario en el que la óptica activa es fundamental es en el caso de espejos primarios divididos en segmentos. Construir un espejo gigante como los requeridos para los grandes telescopios no es tarea fácil. En la actualidad, la tecnología no permite construir espejos curvos precisos de una sola pieza mayores que unos 8,2 m de diámetro. Por este motivo, la tendencia actual es dividir el espejo grande en decenas de espejos más pequeños que, ensamblados conjuntamente, tienen la forma adecuada. La fabricación y manipulación de cada

uno de estos segmentos por separado es mucho más sencilla que la fabricación y manipulación del espejo gigante equivalente. Cuando todos estos espejos son colocados uno al lado del otro en el telescopio, es necesario que el sistema de óptica activa mantenga la posición relativa entre los distintos espejos con una gran precisión. Un ejemplo de telescopio con espejo primario segmentado es el GTC (Gran Telescopio de Canarias) con 36 segmentos, algunos de los cuales se pueden observar en la Figura 13. Otro ejemplo lo constituye el futuro E-ELT (*European Extremely Large Telescope*) con 984 segmentos.

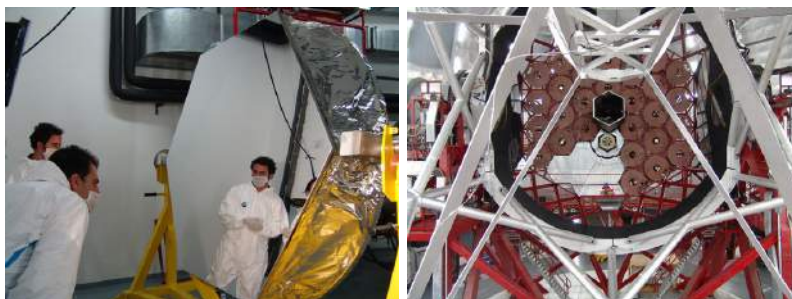


Figura 13: Segmento del gran telescopio de Canarias (izquierda) y 6 segmentos colocados en el telescopio (derecha). Fotos: Natalia Ruiz y Gara Mora (IAC).

3.3. Aumentando la resolución mediante interferometría

A pesar de la óptica adaptativa, la óptica activa y la división en segmentos de los espejos primarios, los científicos desean mejores telescopios pero su construcción es costosa. Existe una forma de seguir aumentando el poder de resolución de los telescopios sin necesidad de aumentar su diámetro: la *interferometría óptica*. La idea consiste en captar la luz de dos telescopios alejados y combinarlas en una pantalla común para que produzcan un patrón de interferencias. Modificando la distancia recorrida por los haces de luz y midiendo la visibilidad del patrón de franjas, es posible medir, entre otras cosas, el diámetro angular de estrellas lejanas.

El primer dispositivo que se diseñó con esta idea base fue el *interferómetro estelar de Michelson* (Figura 14), que permitió medir en el observatorio del Monte Wilson el diámetro angular de α *Orionis* en diciembre de 1920. Si los telescopios se encuentran separados por una distancia h , el límite de resolución angular del interferómetro es $(\Delta\varphi)_{min} = 1,22\lambda/h$, que resulta ser igual que la de un telescopio con diámetro h . He aquí la magia de la interferometría. Dos telescopios a una distancia h resultan tener la misma potencia de resolución que uno solo de diámetro h , que sería mucho más grande y costoso de construir. Las cuatro unidades del VLT se pueden combinar con otras cuatro unidades auxiliares para formar un interferómetro con $h = 100$ m y conseguir así una resolución angular del orden de las milésimas de segundo de arco.

A Michelson Astrometric Interferometer

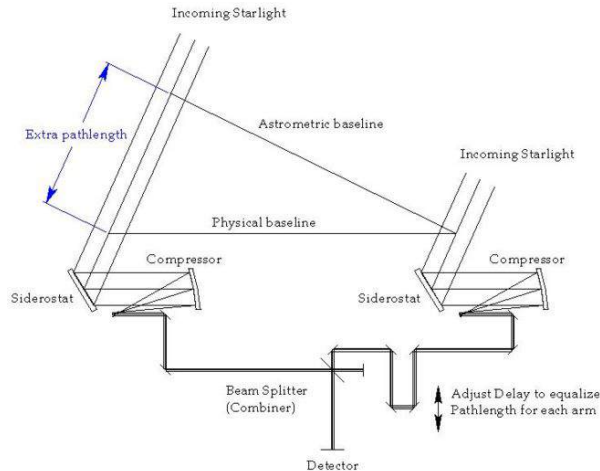


Figura 14: Interferómetro estelar de Michelson. Fuente: Wikimedia Commons.

En principio, la interferencia de los dos haces procedentes de sendos telescopios produce un patrón de interferencia que poco tiene que ver con una imagen de alta resolución del objeto lejano. No obstante, a partir de diversas medidas realizadas sobre dicho patrón de interferencia es posible reconstruir una imagen de alta resolución del objeto lejano usando algoritmos especializados. Dos ejemplos de tales algoritmos que obtienen buenos resultados son BSMEM [4] y MiRA [9].

4. Grandes telescopios

Tras haber presentado la tecnología empleada en los grandes telescopios vamos a presentar los más grandes y relevantes telescopios ópticos terrestres de la actualidad.

4.1. Observatorio Keck

Los telescopios Keck I y Keck II situados en la cima de Mauna Kea en Hawaii (Estados Unidos) están formados por un espejo primario segmentado de 10 m y distancia focal de $17,5\text{ m}$. Cada espejo tiene 36 segmentos y cuenta con un sistema de óptica activa. Además poseen un sistema de óptica adaptativa y un láser que les permite crear estrellas artificiales para usarlas como referencia en el sistema de óptica adaptativa. Los dos telescopios pueden actuar como interferómetro con una distancia máxima entre ellos de 85 m , lo cual permite conseguir una resolución de 2 milésimas de segundo de arco en el espectro visible.

Cuentan con al menos siete instrumentos para realizar diversas medidas. El Keck I fue construido en 1993 y el Keck II en 1996.



Figura 15: Keck I y Keck II en la cima de Mauna Kea. Fuente: NASA.

4.2. Subaru

El telescopio japonés Subaru, situado al igual que los Keck en la cima de Mauna Kea en Hawaii, está formado por un espejo primario de una pieza de $8,2\text{ m}$ de diámetro y 15 m de distancia focal. Está equipado con un sistema de óptica activa y otro de óptica adaptativa que se monta como un instrumento independiente (a diferencia de lo que ocurre en otros telescopios que lo incluyen en su segundo o tercer espejo). Su construcción terminó en 1998 y las primeras observaciones se realizaron en enero de 1999.

4.3. Large Binocular Telescope

El LBT (*Large Binocular Telescope* o Gran Telescopio Binocular) es un telescopio formado por dos espejos parabólicos de una pieza con $8,4\text{ m}$ de diámetro cada uno y una distancia focal de $9,6\text{ m}$ situado en las montañas Pinaleno en Arizona, Estados Unidos. El telescopio cuenta con sistemas de óptica activa y adaptativa. Además, la luz procedente de ambos objetivos pueden combinarse para funcionar en modo interferómetro con una distancia de separación máxima de $22,8\text{ m}$, permitiendo una resolución máxima de una centésima de segundo de arco. El telescopio comenzó a funcionar en octubre de 2005 pero no fue totalmente operativo hasta enero de 2008.

4.4. Very Large Telescope

El VLT (*Very Large Telescope* o Telescopio Muy Grande) está ubicado en el cerro Paranal del desierto de Atacama, Chile. El conjunto está formado por



Figura 16: Telescopio Subaru en la cima de Mauna Kea. Fuente: Wikimedia Commons.

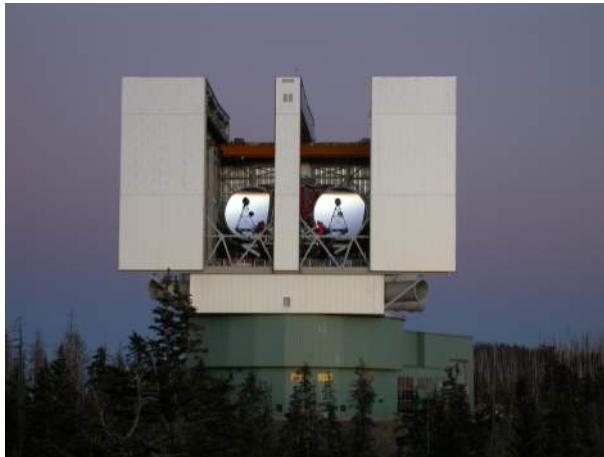


Figura 17: Large Binocular Telescope. Foto: John Hill.

cuatro telescopios reflectores con espejo primario de $8,2\text{ m}$ de diámetro y equipados con sistemas de óptica activa y óptica adaptativa. La luz procedente de las unidades se puede combinar para actuar como un gran interferómetro. La combinación de los haces se realiza mediante un sistema de túneles subterráneos que dirigen la luz de los telescopios hasta la pantalla de interferencia. Cuando actúa en modo interferómetro, la resolución angular obtenida es del orden de una milésima de segundo de arco, equivalente a un telescopio reflector de 100 m de diámetro.

Además de los cuatro telescopios principales, existen cuatro telescopios reflectores auxiliares con espejos de $1,8\text{ m}$ de diámetro (ver Figura 18). Estos

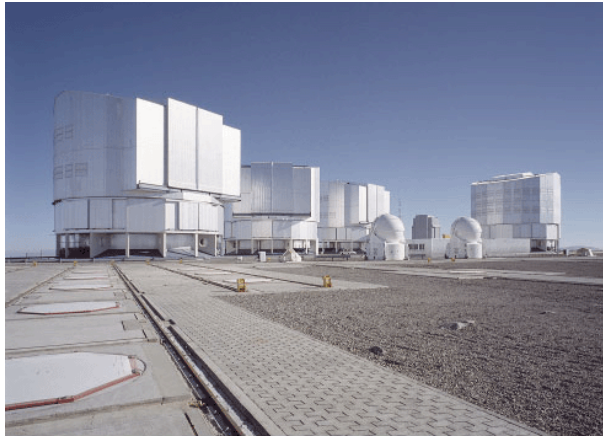


Figura 18: *Very Large Telescope*. Fuente: ESO

telescopios auxiliares pueden moverse a través de un sistema de rieles. Todos los telescopios trabajan en el rango de frecuencias comprendido entre el infrarrojo intermedio y el ultravioleta profundo. El VLT pertenece a la ESO (*European Southern Observatory*) y comenzó a realizar observaciones el 1 de abril de 1999.

4.5. Gran Telescopio de Canarias

El GTC (Gran Telescopio de Canarias) está formado por un espejo de $10,4\text{ m}$ constituido por 36 segmentos hexagonales situado en el Roque de los Muchachos en La Palma (Islas Canarias). Hasta la construcción del futuro E-ELT, es el mayor telescopio óptico terrestre con un sólo objetivo. Posee un sistema de óptica activa y otro de óptica adaptativa. Comenzó a funcionar en julio de 2007. Actualmente cuenta con dos instrumentos de observación: OSIRIS (cámara y espectrógrafo multiobjetivo en el rango de longitudes de onda visibles) y CanariCam (cámara y espectrógrafo en el rango de longitudes de onda del infrarrojo térmico). No obstante, se espera seguir aumentando el conjunto de instrumentos disponibles en los próximos años. Ya está planificada la incorporación de tres instrumentos más.

4.6. European Extremely Large Telescope

En la búsqueda de telescopios aún mayores la ESO propuso un telescopio con un espejo segmentado de 100 m de diámetro y una distancia focal de 175 m conocido con el nombre de *Overwhelmingly Large Telescope* (OWL), o Telescopio Abrumadoramente Grande (ver Figura 20). El proyecto fue descartado tras un estudio de viabilidad en el que se observó que la construcción era muy compleja y el presupuesto necesario era más abrumador que el telescopio.

Finalmente, se proyectó un telescopio con dimensiones más modestas: el *European Extremely Large Telescope* (E-ELT), o Telescopio Europeo Extremada-

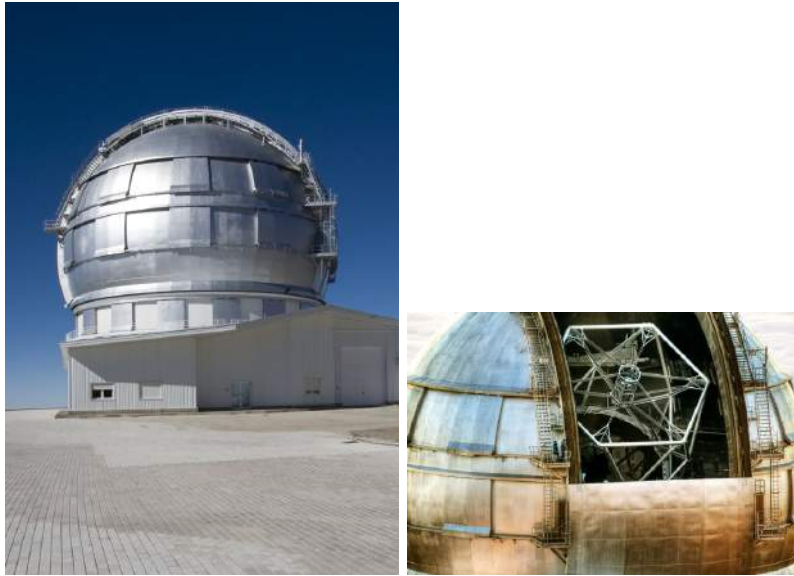


Figura 19: Gran Telescopio de Canarias. Fotos: Miguel Briganti y Pablo Bonet

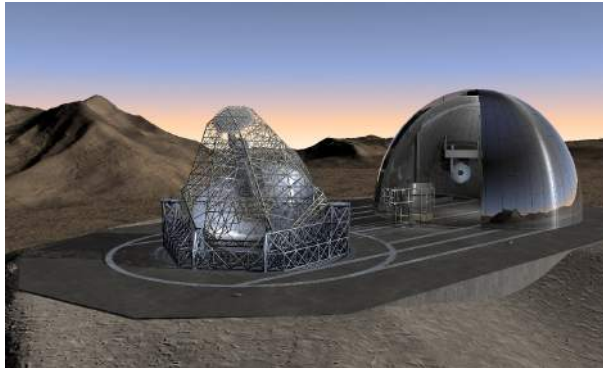


Figura 20: *Overwhelmingly Large Telescope*. Fuente: ESO.

mente Grande (ver Figura 21). Aún no se ha construido pero se conoce ya su ubicación desde el 26 de abril de 2010: el Cerro Armazones en Chile. Entre los lugares propuestos se encontraba el Roque de los Muchachos de La Palma, en las Islas Canarias. Este telescopio estará formado por un espejo primario segmentado de 42 m de diámetro conteniendo 984 segmentos hexagonales de $1,45\text{ m}$ de diámetro cada uno. Su distancia focal será de entre 420 m y 840 m y su límite angular de resolución oscilará entre $0,001$ y $0,6$ segundos de arco. Antes de llegar a los instrumentos la luz pasará por cinco espejos. El telescopio estará equipado con los sistemas de óptica activa y óptica adaptativa. Además

incluirá un completo conjunto de nueve instrumentos para realizar las más diversas medidas sobre el cielo profundo. Con un presupuesto total de 960 millones de euros, se espera que el proyecto esté terminado en 2018.

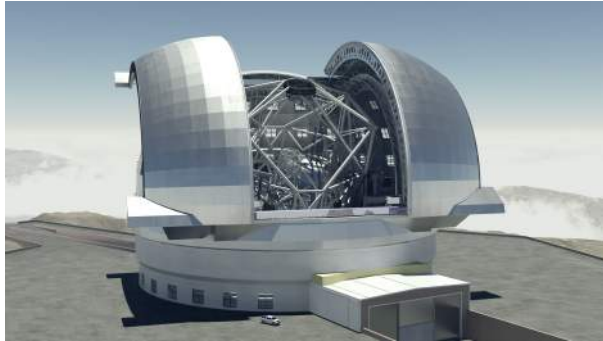


Figura 21: *European Extremely Large Telescope*. Fuente: ESO

Otros grandes telescopios cuya construcción se estima que finalizará a lo largo de esta década son el LSST (*Large Synoptic Survey Telescope*) con un espejo primario de $8,4\text{ m}$, el GMT (*Giant Magellan Telescope*) con siete espejos de $8,4\text{ m}$ y el TMT (*Thirty Meter Telescope*) con un espejo primario segmentado de 30 m y 492 segmentos (Figura 22).

5. Conclusiones

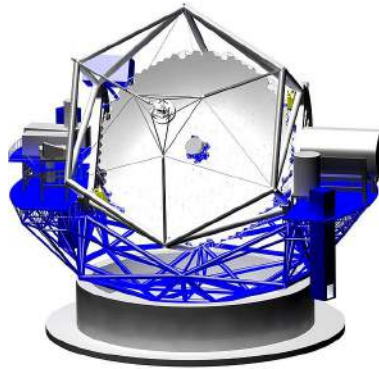
La curiosidad de la raza humana por el cielo motiva la construcción de telescopios cada vez más grandes que desafían la tecnología existente en cada momento. Con el poder de resolución de los telescopios de próxima generación se estima que será posible estudiar la atmósfera de los planetas de otros sistemas solares. Sin duda, dichas observaciones supondrán un gran avance para el conocimiento que tenemos del universo, pero el Hombre no se conformará con ese avance y el desarrollo de telescopios seguirá progresando. Posiblemente algún día lleguemos a observar dichos exoplanetas con la misma resolución con la que Galileo observaba Júpiter. La clave para esto se encuentra en la interferometría óptica, que permite la construcción de sistemas telescópicos de mayor resolución sin necesidad de aumentar el diámetro de los espejos primarios. Es posible que no quede lejos el día en que varios telescopios repartidos por el globo terráqueo sean capaces de actuar como un gran telescopio óptico con el diámetro de nuestro planeta. O mejor aún, que consigamos un poder de resolución suficiente para estudiar la orografía de exoplanetas repartiendo telescopios por todo nuestro sistema solar.



(a) *Large Synoptic Survey Telescope*. Fuente: Wikimedia Commons.



(b) *Giant Magellan Telescope*. Fuente: Giant Magellan Telescope - Carnegie Observatories.



(c) *Thirty Meter Telescope*. Fuente: Wikimedia Commons

Figura 22: Otros grandes telescopios de futura construcción.

Referencias

- [1] European Southern Observatory. <http://www.eso.org>.
- [2] GTC digital. <http://www.gtcdigital.net>.
- [3] Wikipedia. <http://www.wikipedia.org>.
- [4] F. Baron and J. Young. Image reconstruction at cambridge university. In *Proc. SPIE: Astronomical Telescopes and Instrumentation*, volume 7013, page p. 144, 2008.
- [5] B.N Begunov and N.P Zakaznov. *Teoría de Sistemas Ópticos*. MIR, 1976.
- [6] Timothy Ferris. Visión cósmica. *National Geographic España*, 25(1):59–75, Julio 2009.
- [7] Eugene Hecht and Alfred Zajac. *Óptica*. Addison-Wesley, 1974.

- [8] Antonio Puerta. Del anteojo a la óptica adaptativa. *Uciencia (Universidad de Málaga)*, 2:34–39, 2009.
- [9] E. Thiébaud. MiRA: an effective imaging algorithm for optical interferometry. In *Proc. SPIE: Astronomical Telescopes and Instrumentation*, volume 7013, pages pp. 70131I–70131I–12, 2008.