

Adquisición de datos astronómicos

Francisco Förster Burón

Astroinformática - 17 Oct 2011

Espectro de la luz

Penetrates Earth Atmosphere?



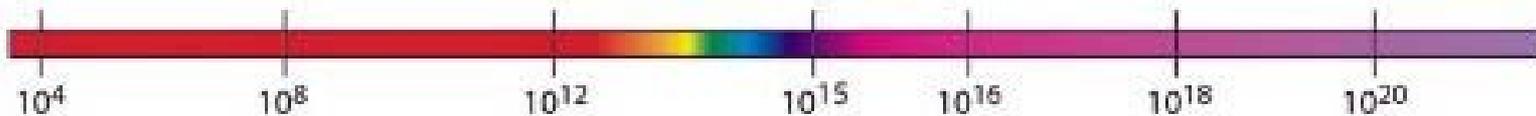
Wavelength (meters)



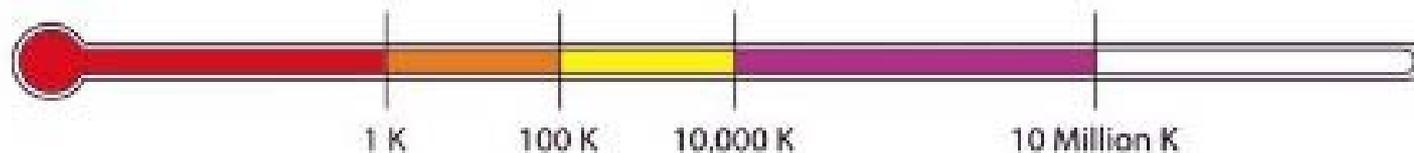
About the size of...



Frequency (Hz)

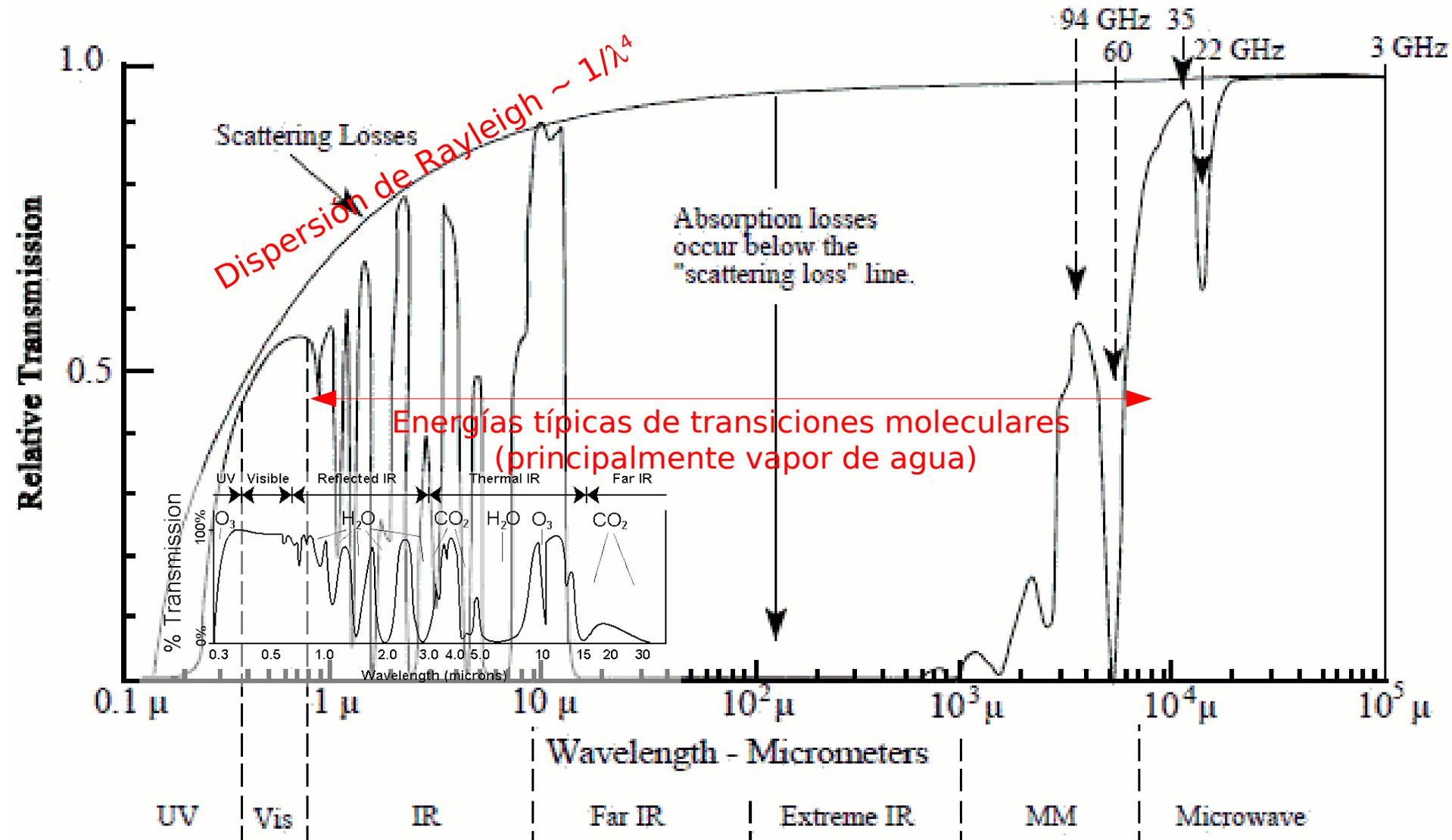


Temperature of bodies emitting the wavelength (K)

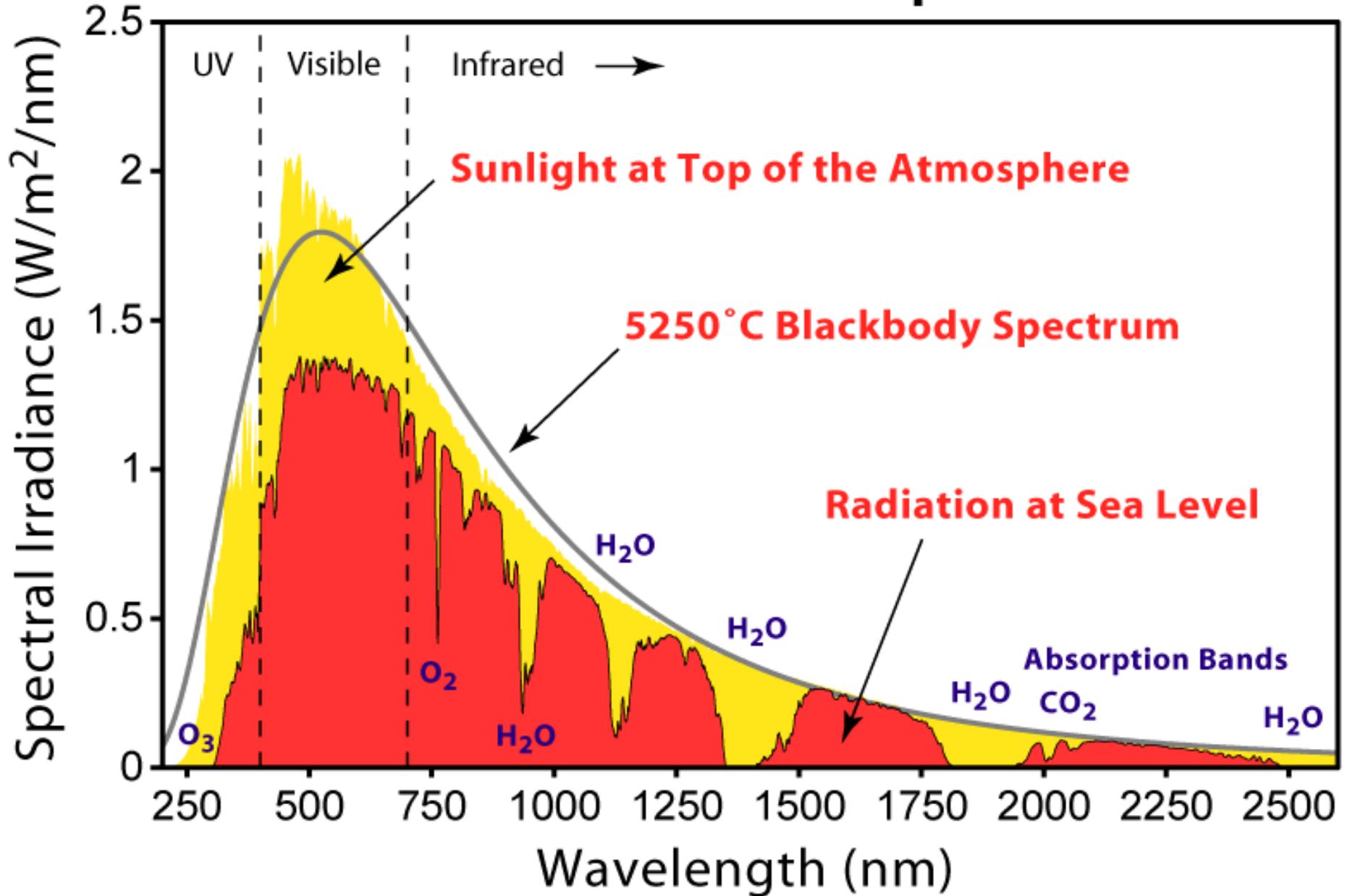


Absorción y emisión de la atmósfera

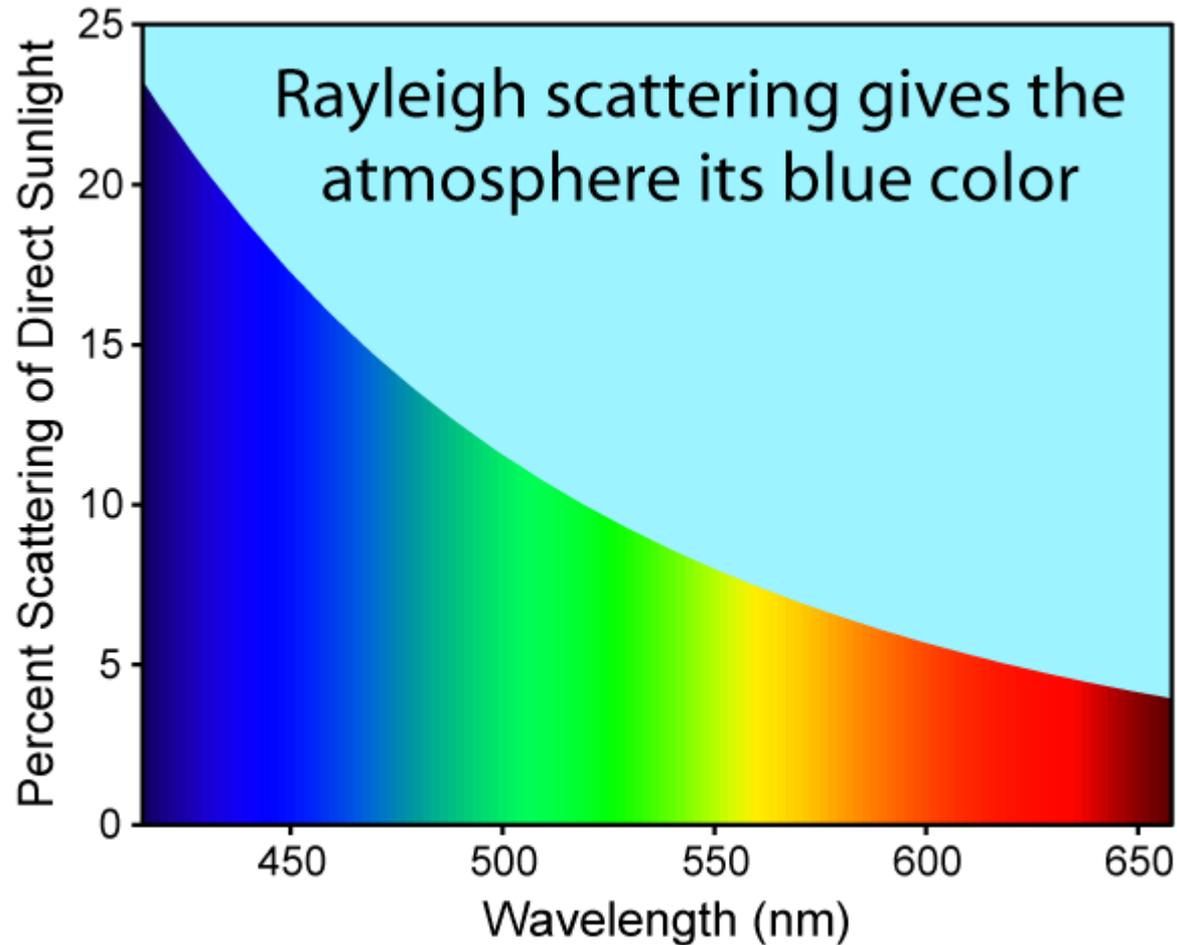
Transmisión atmosférica

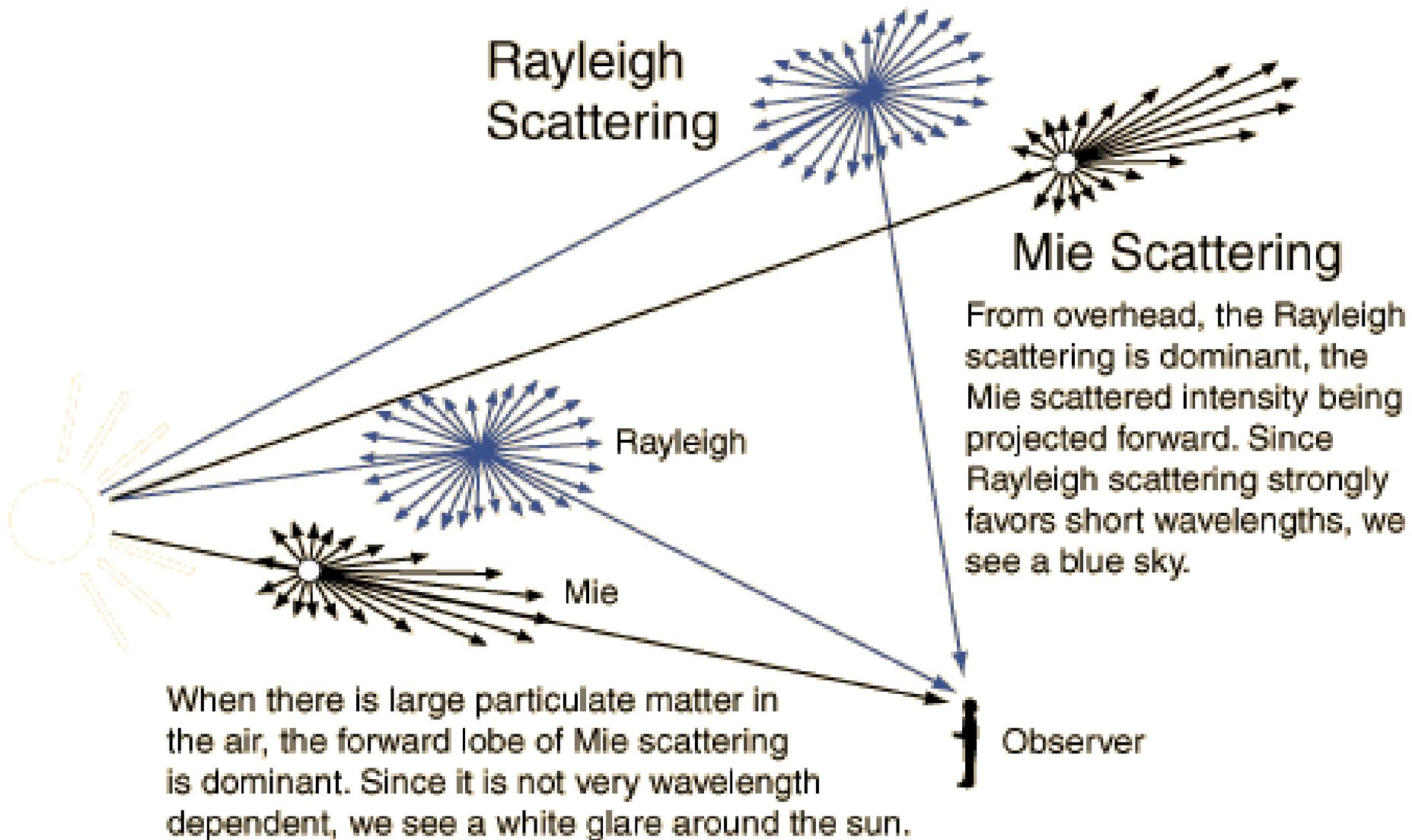


Espectro del Sol

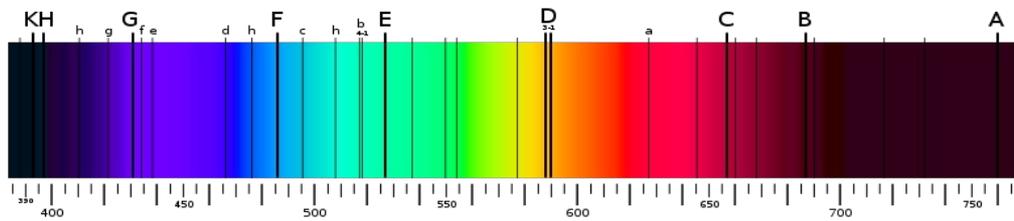
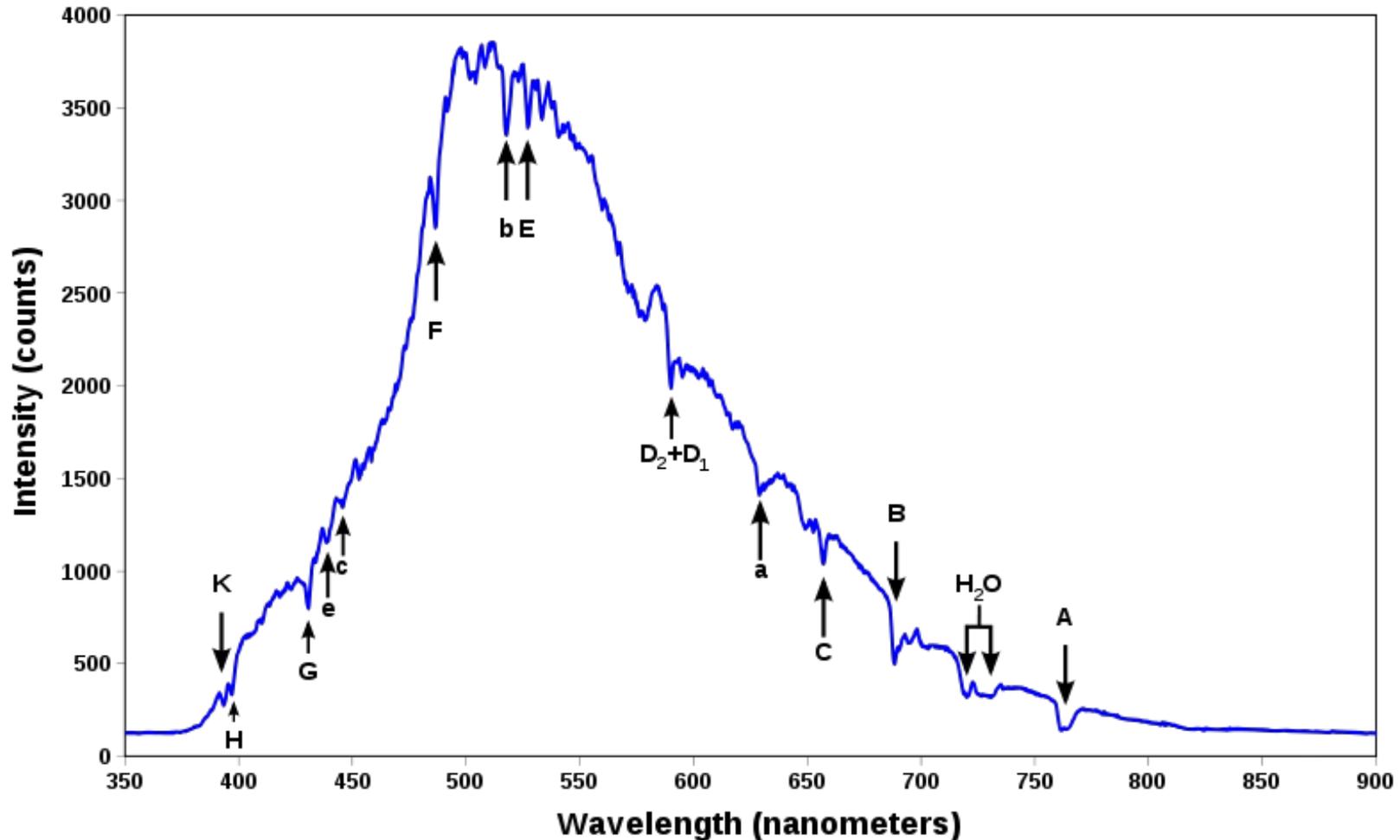


Dispersión de Rayleigh en el óptico



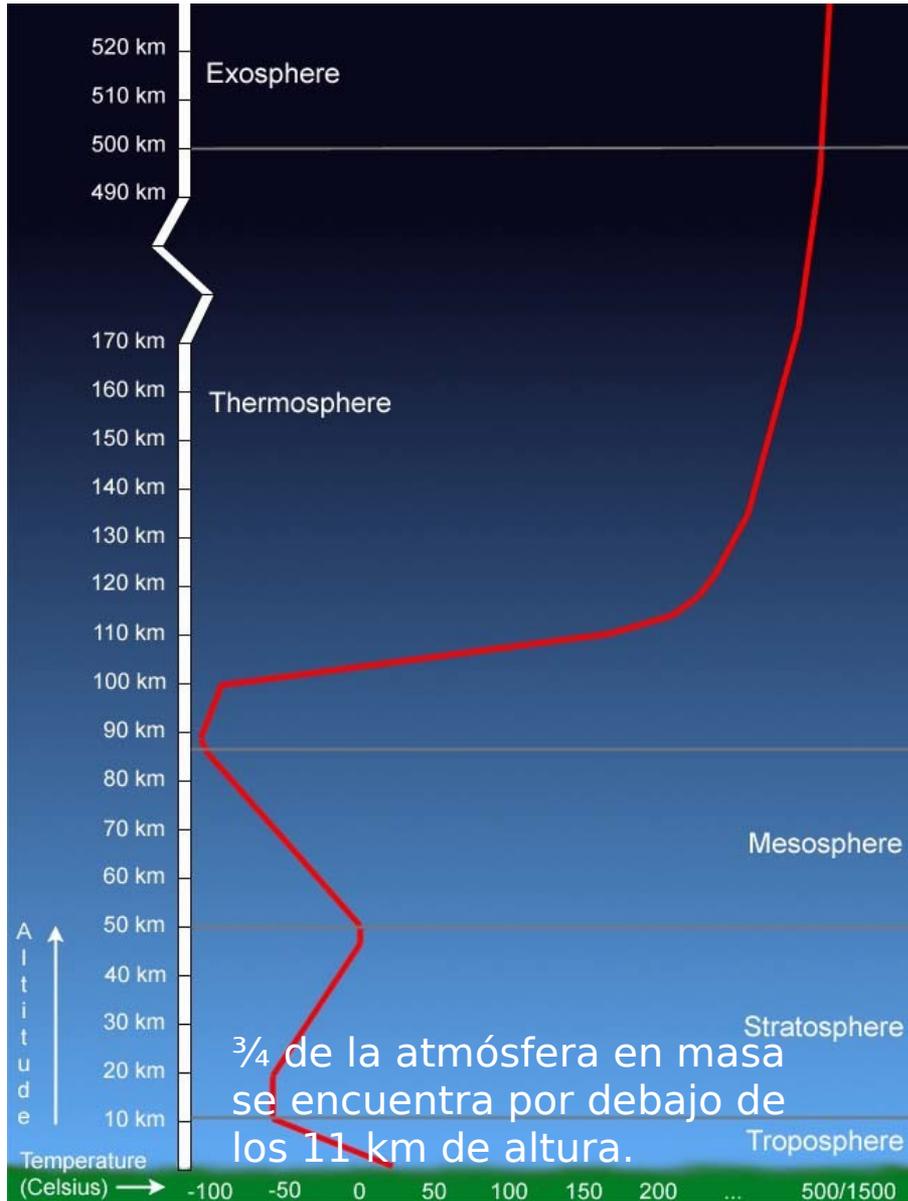


Espectro óptico del cielo diurno



Líneas de Fraunhofer: líneas de absorción debido a la excitación de átomos o moléculas en las atmósferas del Sol o la Tierra

Temperatura de la atmósfera



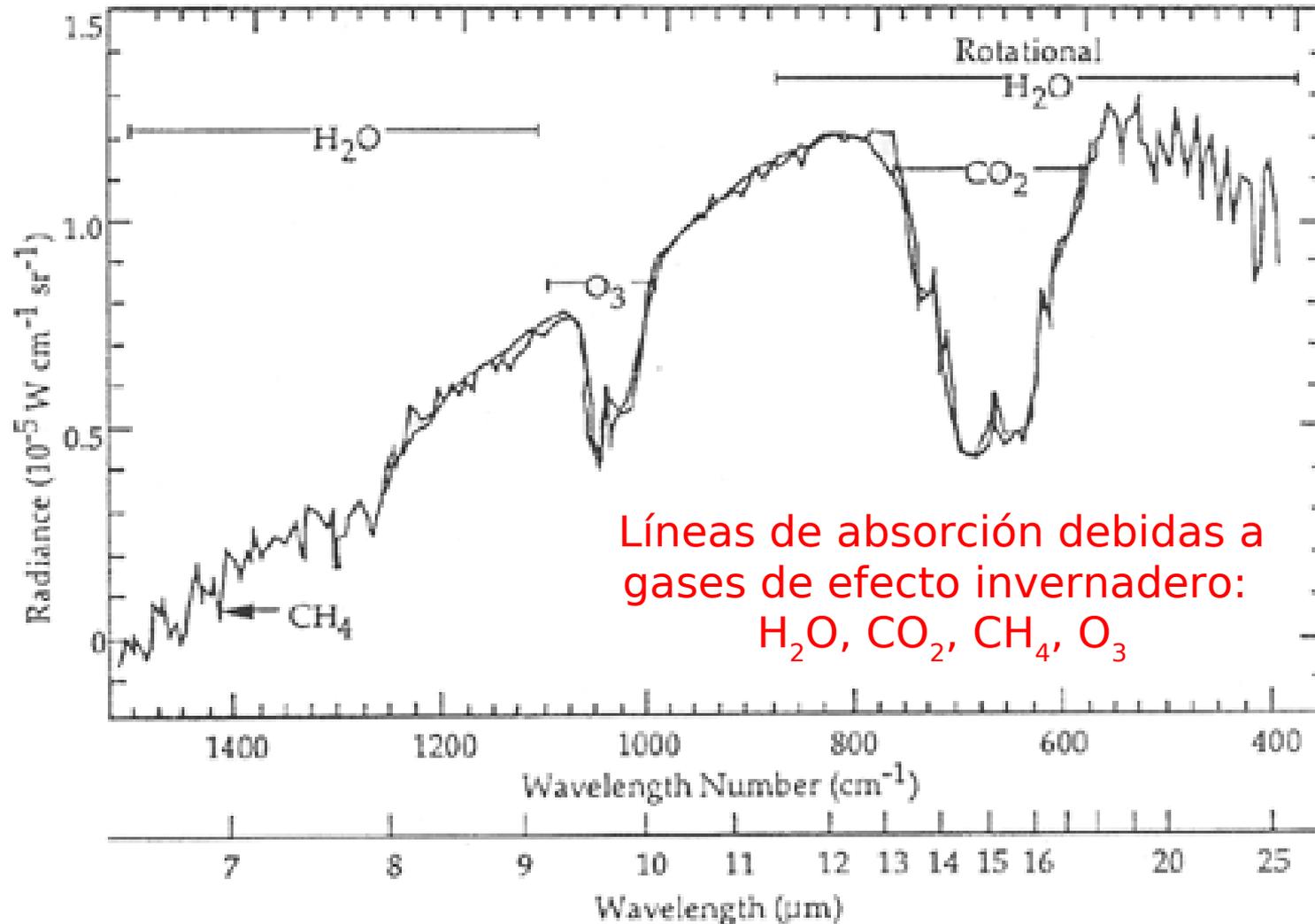
Wien's law:

$$\lambda_{\max} = 9500 \text{ nm} \times 305 \text{ [K]} / T$$

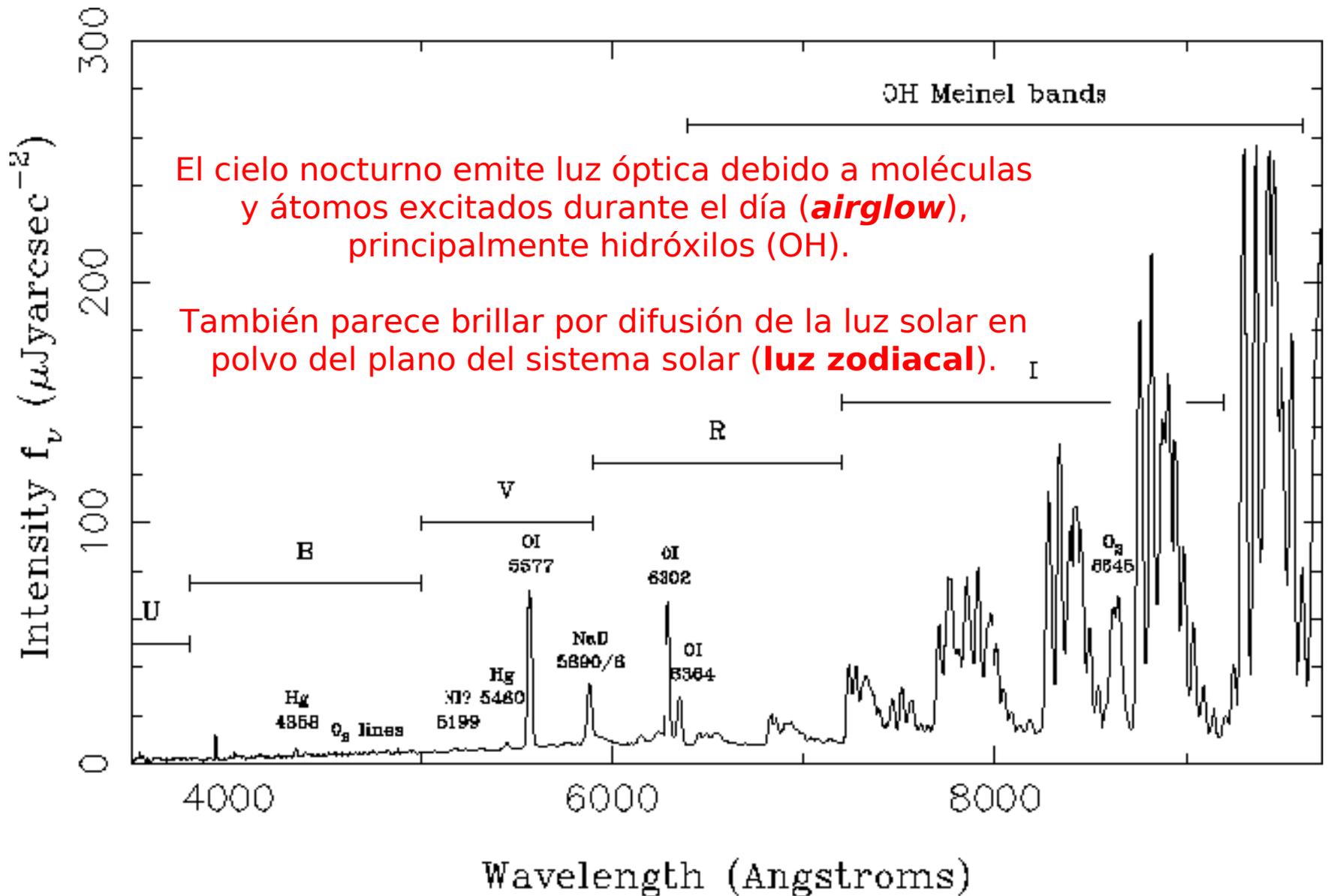
El cielo es brillante en el infrarrojo!

Su brillo puede variar significativamente en escalas de tiempo de minutos debido a masas de aire cruzando la línea de visión

Espectro infrarrojo de la atmósfera



Espectro óptico del cielo nocturno



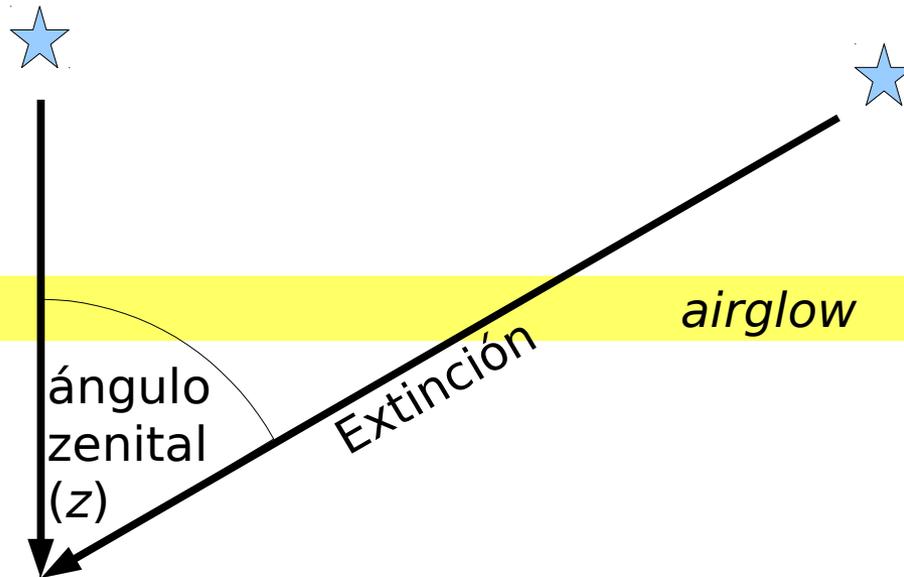
El *airglow* es emitido por átomos y moléculas excitados por la radiación UV del Sol durante el día y que se ubican a unos 100 km de la superficie terrestre en una capa de entre 10 y 20 km de espesor. Es la componente principal de brillo del cielo nocturno en el óptico.



La luz zodiacal es luz solar dispersada por polvo interplanetario. Es la segunda fuente aparente de brillo del cielo en el óptico.



Masa de aire (*airmass*)



$$\text{airmass}(z) \sim = \text{airmass}(0) / \cos(z)$$

$$\text{airmass}(60^\circ) \sim = 2 \times \text{airmass}(0)$$

Resumen absorción/emisión

La atmósfera de la Tierra puede ser opaca a la radiación externa dependiendo de su longitud de onda. Las ventanas más importantes están en el óptico y radio.

La atmósfera brilla en el infrarojo día y noche, con una gran variabilidad debido al movimiento de masas de aire con distinta composición y temperatura.

La atmósfera dispersa luz solar directa o reflejada en la Luna hacia la línea de visión del telescopio, lo que dificulta la astronomía óptica durante el día o en noches de luna llena.

La atmósfera brilla en el óptico incluso en noches sin Luna, debido a la emisión de átomos y moléculas excitadas durante el día. También existe una contribución aparente debida a luz solar dispersada por polvo interplanetario.

La absorción o emisión de la atmósfera es proporcional a la masa de aire, la columna de aire que atraviesa un fotón para llegar al telescopio, lo que favorece el estudio de objetos con ángulo zenital pequeño.

Distorsiones atmosféricas

Las distorsiones atmosféricas más importantes corresponden al seeing, enrojecimiento, extinción, refracción y la adición de líneas espectrales en emisión y absorción.

Seeing: La posición y tamaño aparente de una fuente puntual varían en escalas de tiempo menores al segundo. Distorsión es mayor en el azul.

Extinción: Debido principalmente a la dispersión de la luz fuera de la línea de visión, pero también a absorción cuando hay partículas en suspensión.

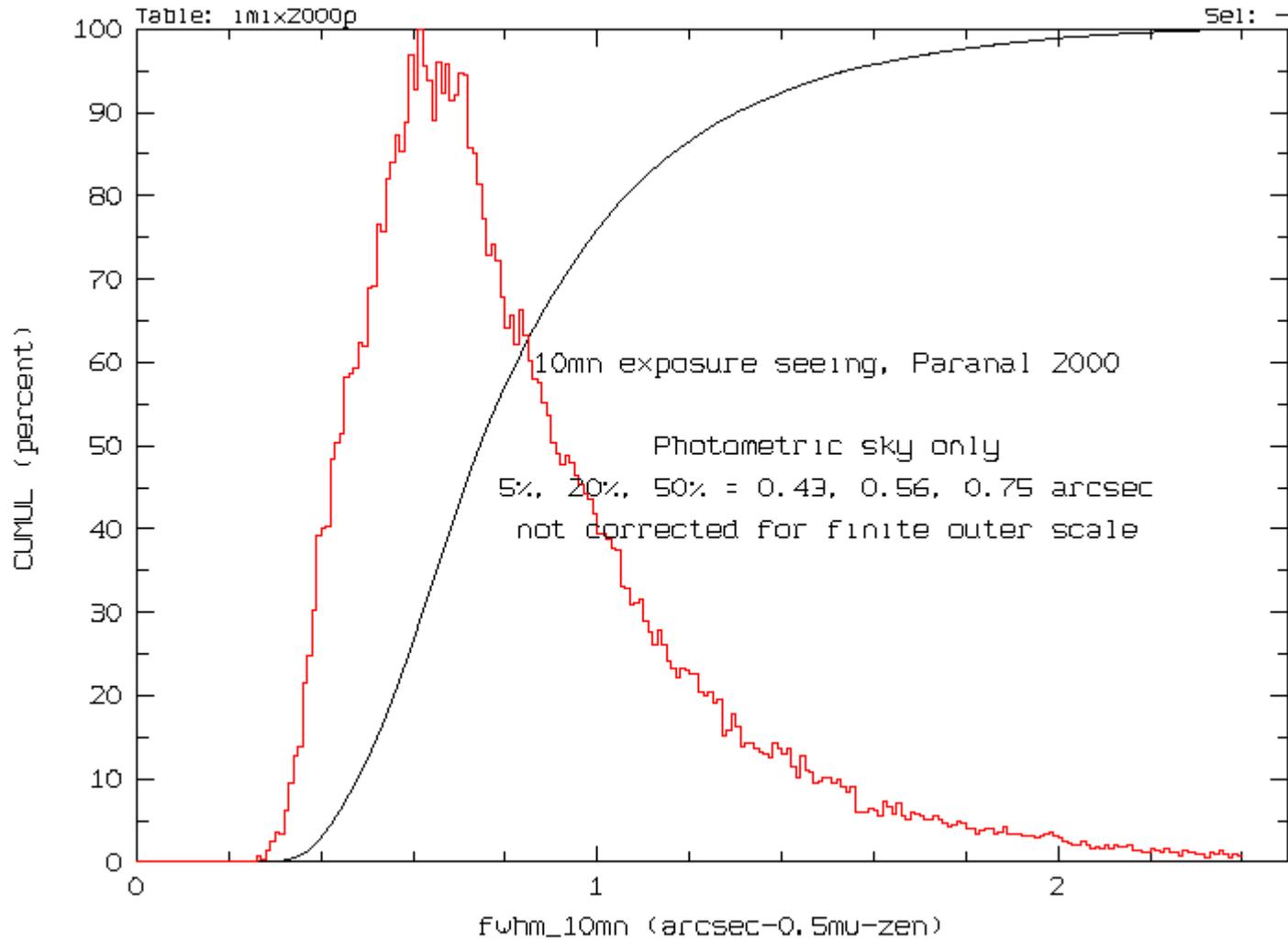
Enrojecimiento: Debido a mayor probabilidad de dispersión fuera de la línea de visión de fotones con longitudes de onda azules (dispersión de Rayleigh).

Refracción atmosférica: La posición aparente de un objeto cambia sistemáticamente con ángulo zenital y frecuencia debido a la masa de aire y a la dependencia del índice de refracción con la longitud de onda.

Líneas espectrales atmosféricas: Líneas de absorción provocado por la excitación de átomos o moléculas a frecuencias determinadas, pero también líneas de emisión del *airglow* atmosférico.

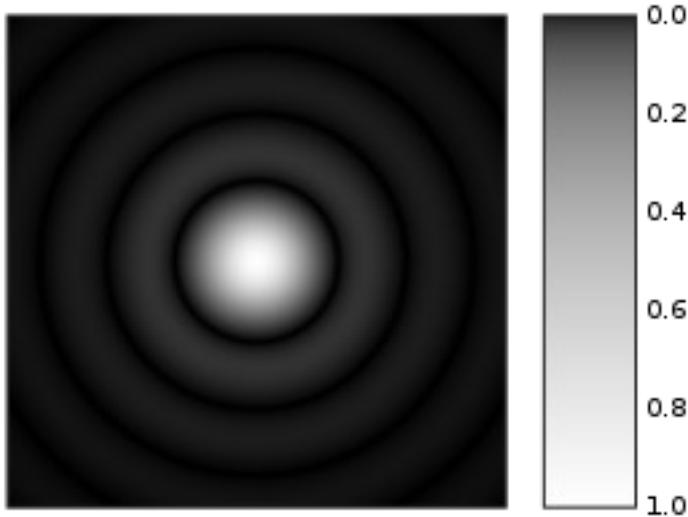


Distribución de valores de *seeing* en Paranal



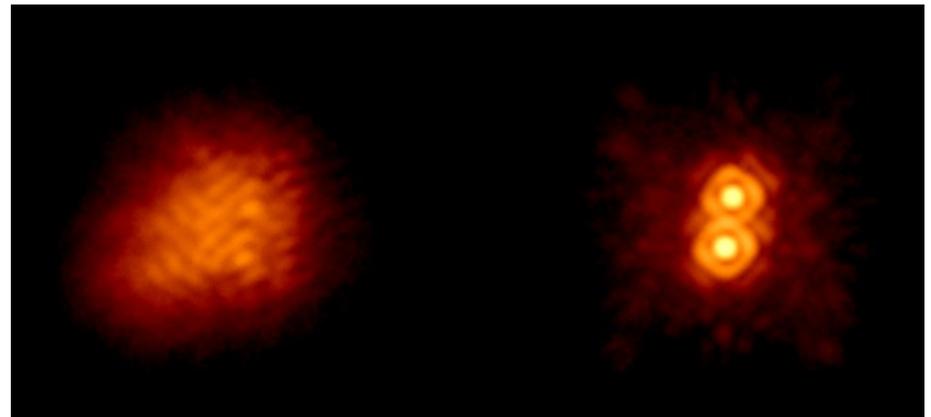
Distorsiones instrumentales

Disco de Airy



Naturaleza ondulatoria de la luz origina patrón de difracción incluso como respuesta a una fuente puntual. Tamaño del disco es proporcional a la razón entre la longitud del onda y el diámetro del telescopio.

Efecto es generalmente menor al del seeing en el óptico, pero este último se puede corregir usando ***óptica adaptativa***.



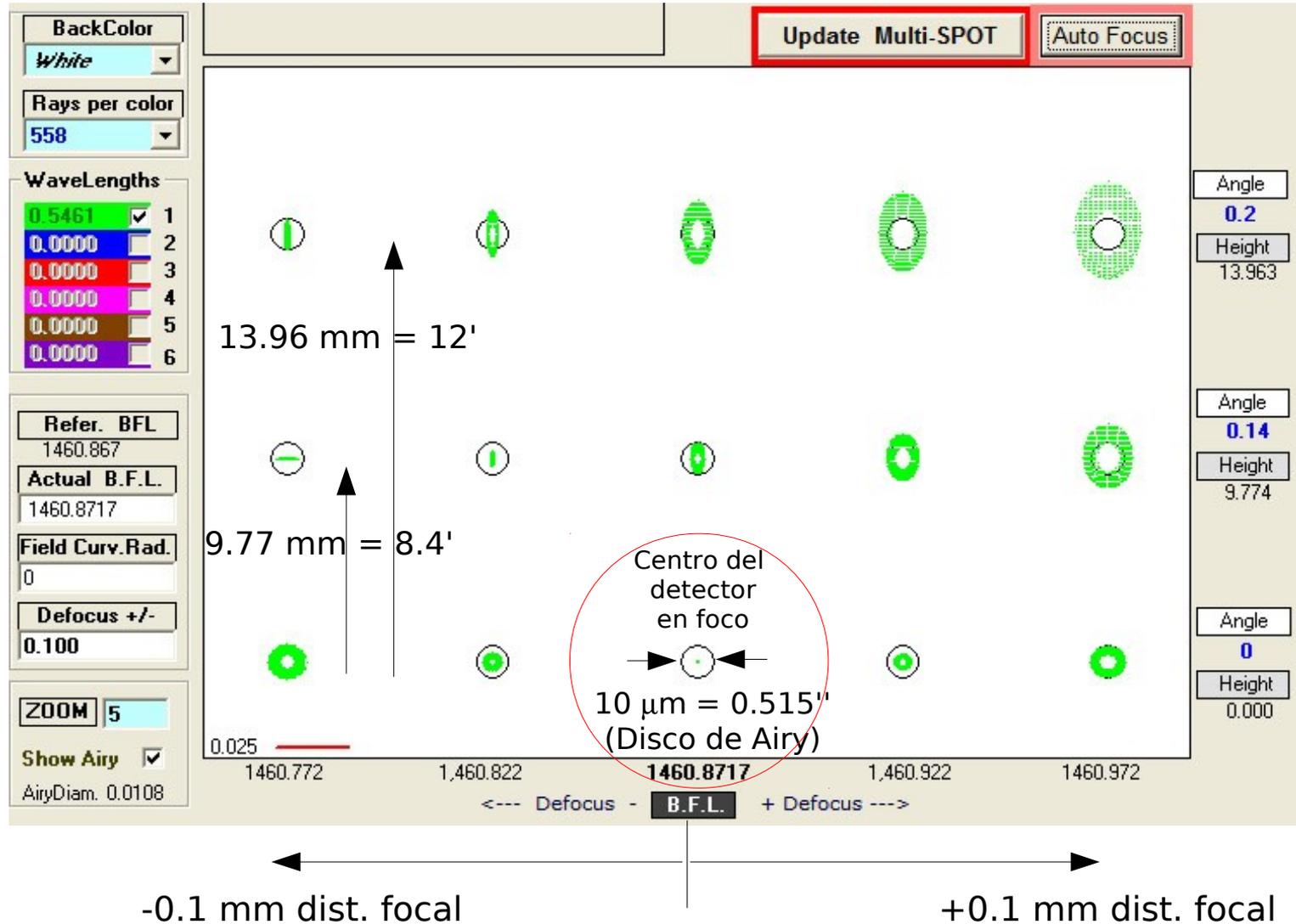
Aberración Comática



Aberración Comática y sensibilidad al foco

SPOT DIAGRAM: Respuesta a una fuente puntual variando la posición en el detector (eje y) la distancia focal (eje x). No toma en cuenta efectos de difracción, sólo la geometría del instrumento

Distancia desde el centro de la cámara

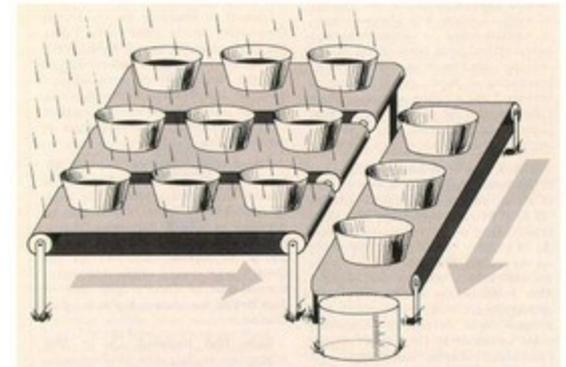
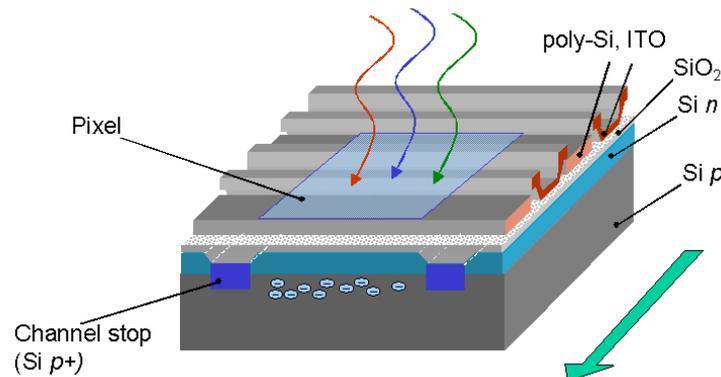
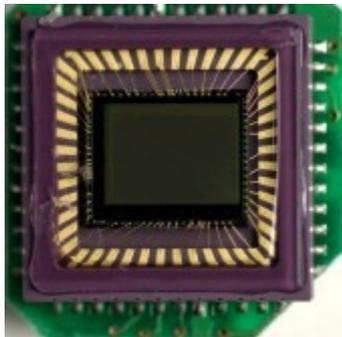


Detectores CCD

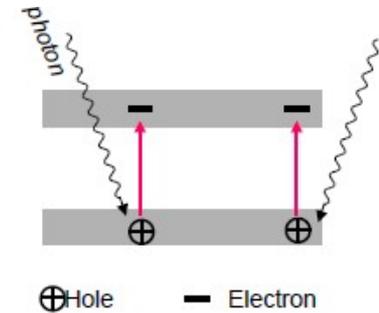
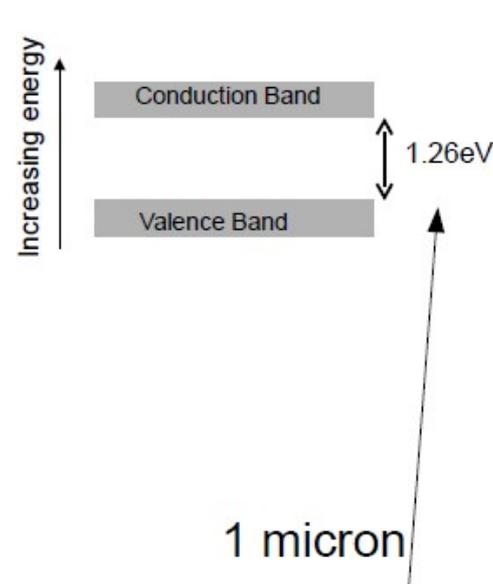
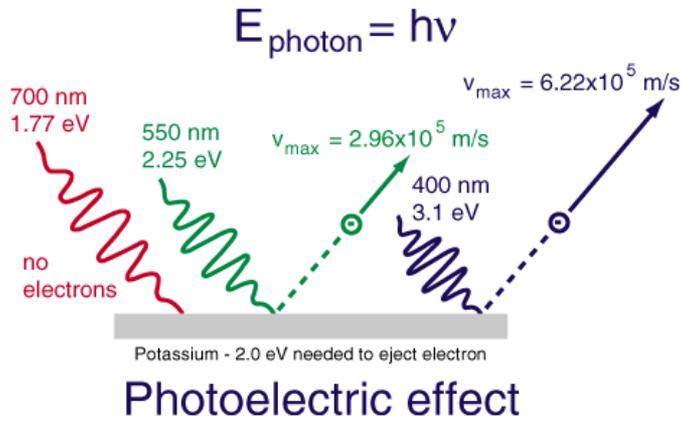
Charge-Coupled Devive (CCD)

Detector digital de fotones. Usa el efecto fotoeléctrico en un semiconductor para “convertir” fotones en electrones que se mantienen en un potencial, para luego ser leídos en arreglos de píxeles usando variaciones cíclicas del potencial eléctrico.

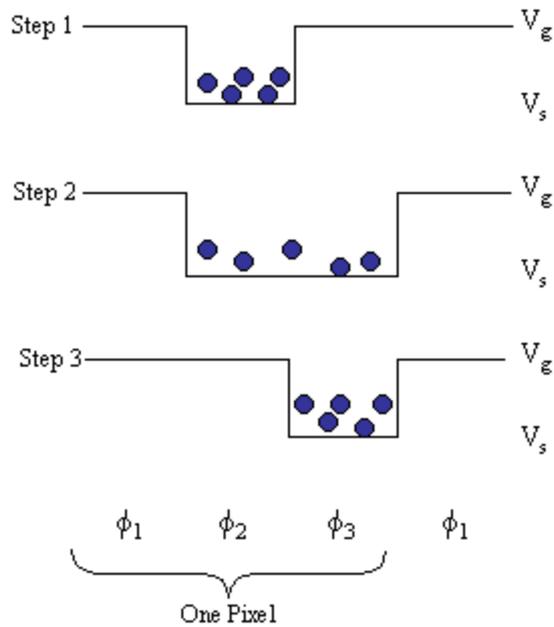
Revolucionó la astronomía moderna porque permitió cuantificar de forma precisa las observaciones y porque aumentó la eficiencia de detección en un orden de magnitud.



CCD - Exposición



CCD - Lectura



After every 3 steps, charge packet moves closer to the output by 1/3 of a pixel.

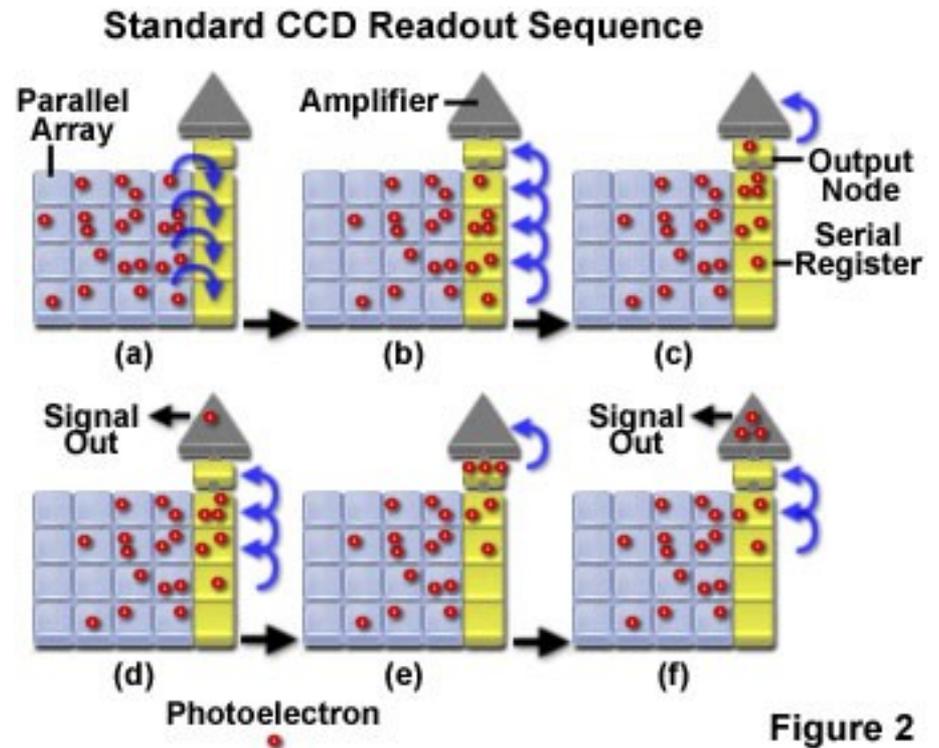
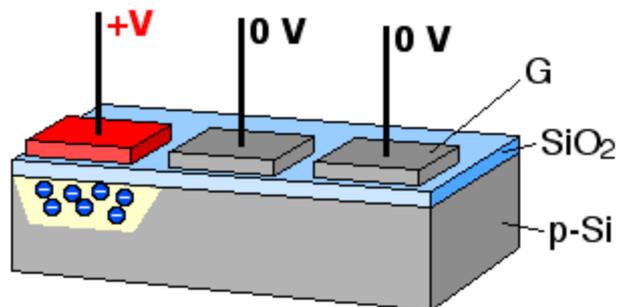


Figure 2

CCD - binning

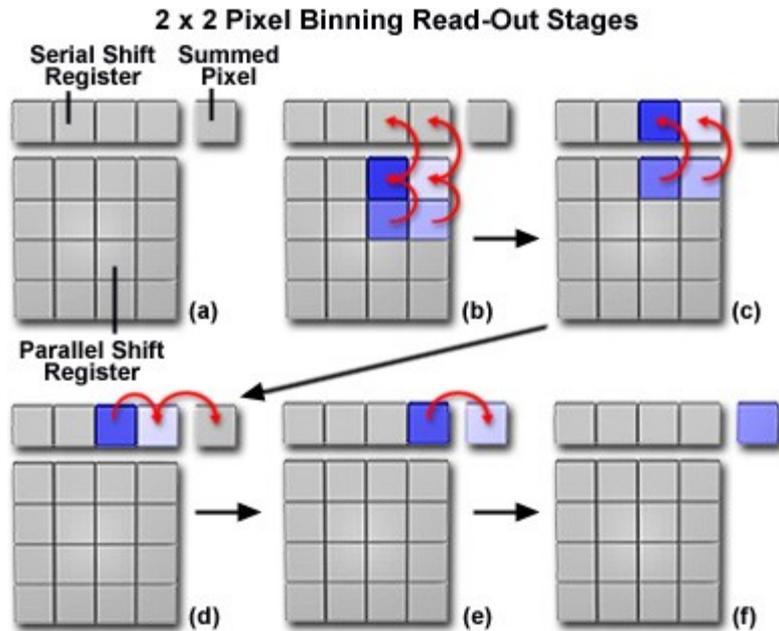


Figure 1

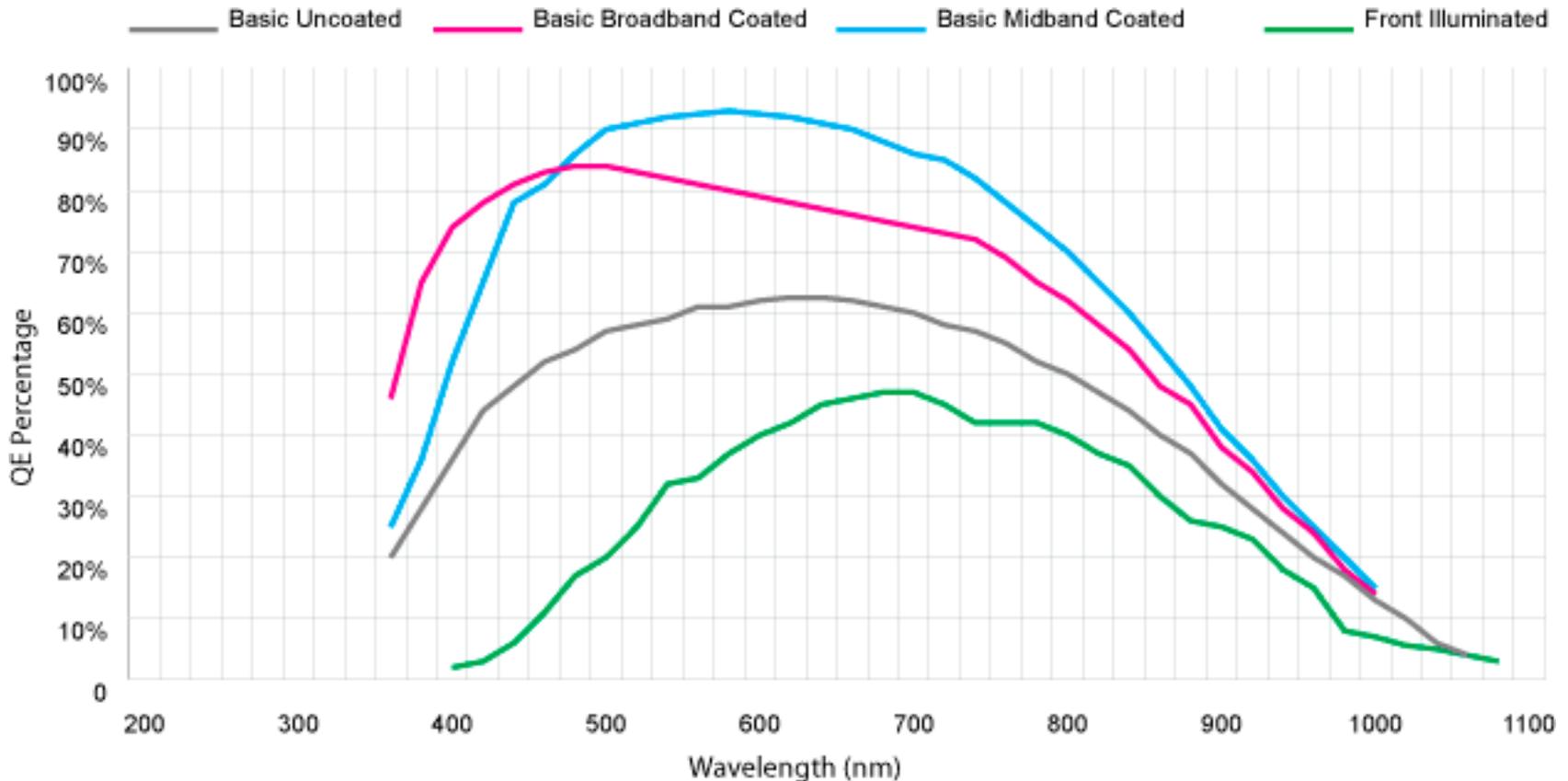
El ruido asociado a un pixel con binning de 2x2 es menor al ruido asociado a la combinación de cuatro píxeles leídos de forma individual.

Este truco se usa mucho cuando el seeing es malo o cuando se privilegia la señal a ruido por sobre la resolución espacial.

En general, se recomienda que una fuente puntual sea resuelta en 3x3 píxeles. Cuando una fuente puntual cubre más de 3x3 se dice que hay *oversampling*, y cuando cubre menos de 3x3 píxeles se dice que hay *undersampling*.

Cuando hay *oversampling* se introduce más ruido del necesario, y cuando hay *undersampling* es difícil distinguir una fuente puntual de un pixel malo o caliente en el CCD. 3X3 parece ser el mejor compromiso entre los dos.

CCD – eficiencia cuántica



La eficiencia de la conversión de fotones a electrones en el detector, puede variar entre píxeles significativamente.

CCD – fuentes de ruido

Ruido de lectura (*Readnoise*):

Es el ruido en número de electrones introducidos durante la lectura en cada pixel.

Se origina en el amplificador análogo-digital y la electrónica del circuito integrado. Depende del tamaño del amplificador, el circuito integrado, la temperatura del amplificador y la sensibilidad del detector.

También depende de la velocidad de lectura, mientras más rápida mayor corriente y mayor ruido termal. Mayores amplificadores tienen menos ruido asociado porque tienen más inercia termal.

Ruido de lectura implica que no es lo mismo tomar dos exposiciones de 1 minuto que una exposición de dos minutos, por ejemplo.

No es la fuente dominante de ruido en CCDs modernos (típicamente <10 electrones por pixel por lectura)

CCD – fuentes de ruido

Corriente oscura (*Dark current*):

Número esperado de electrones introducidos por segundo por pixel durante la exposición. Es posible restar su contribución, pero no el error que se introduce, proporcional a la raíz cuadrada del número de cuentas.

Crece fuertemente con la temperatura, por lo que es la principal razón para enfriar las cámaras CCD modernas, de lo contrario sería la principal fuente de ruido en exposiciones con poca señal.

Dado que la corriente oscura tiene una distribución de Poisson, el ruido introducido es proporcional a la raíz de la corriente oscura.

Valores típicos de 2 electrones esperados por pixel por segundo implican 1800 electrones en una exposición de 15 minutos, o un ruido asociado de 42 electrones.

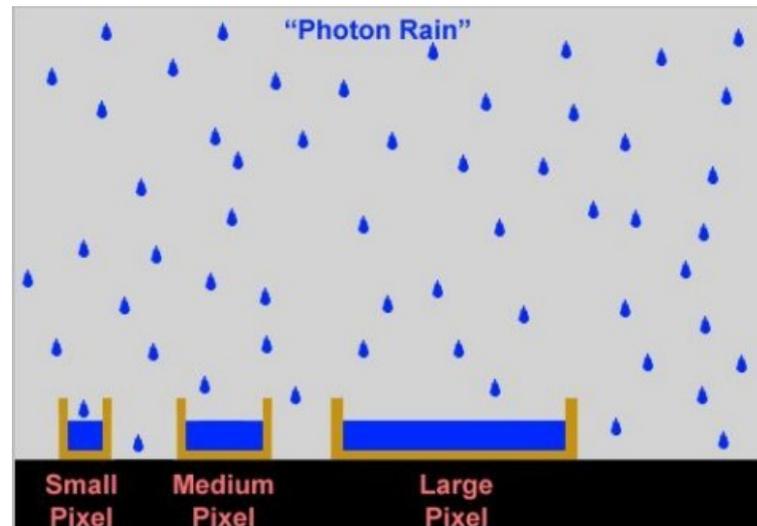
Pixeles con corriente oscura muy alta se conocen como *white pixels*.

CCD – Capacidad de los píxeles

La capacidad para almacenar electrones en un pixel se conoce como **full well capacity**.

Valores típicos se encuentran alrededor de los 100,000 electrones de capacidad por pixel. Es proporcional al tamaño de los píxeles.

En caso de usar *binning* se debe comprobar que los píxeles de la zona de transferencia del CCD tengan mayor capacidad.



CCD – Rango dinámico

La importancia de la ganancia (*gain*) y el *full well capacity* es que en la práctica controlan el **rango dinámico** de un detector.

La razón es que las unidades análogo digitales se almacenan en secuencias binarias de bits, generalmente 16 bits en detectores modernos (i.e. hasta 65,535 ADU por pixel).

Mientras mayor sea el *full well capacity* es posible medir más fotones en un pixel para una exposición dada sin alcanzar el regimen no lineal de respuesta del CCD, o la saturación física del pixel, lo que afecta a píxeles adyacentes (**bleeding**).

Mientras mayor sea el *gain*, o mayor sea la cantidad de bits usados para representar ADUs, es posible detectar más fotones en un pixel para una exposición dada sin alcanzar la saturación por representación binaria

Blooming and Streaking Artifacts in CCD Images

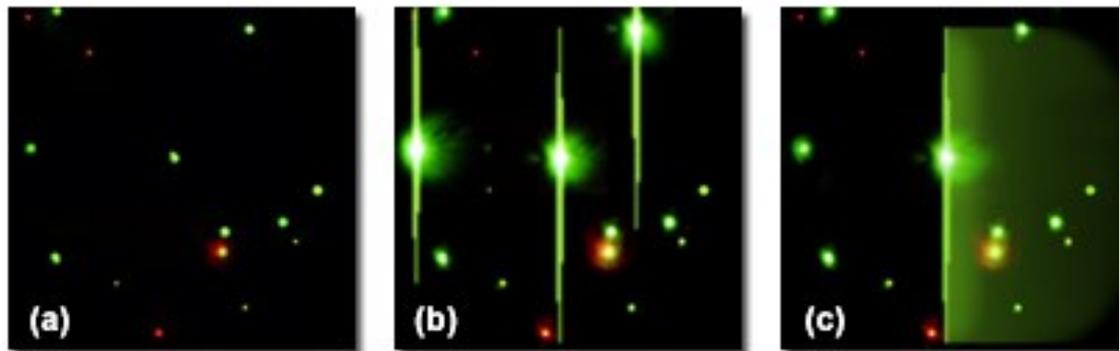


Figure 1

CCD – Rango dinámico 2

Una manera común de elegir el *gain* es dividir el *full well capacity* por el máximo de representación binaria disponible:

$$\text{gain} = \text{full well capacity} / (2^{\#\text{bits}} - 1)$$

e.g. para un CCD con *full well capacity* de 100,000 y 16 bits de representación binaria elegir un gain de 1.37.

e.g. para un CCD con *full well capacity* de 100,000 y 8 bits de representación binaria elegir un gain de 350 (típico en misiones espaciales).

Como la conversión análogo digital tiene asociada un error de redondeo, un gain muy alto tiene la desventaja de amplificar el ruido, ya que 1 ADU de error corresponderá a muchos electrones de error.

CCD – Rango dinámico 3

Ejemplo:

Imagina un detector con valores de gain de 5 ó 200 electrones por ADU.

El detector atrapa 26,703 electrones, que se convierten en 5,340 o 133 ADU. Como $26,703 = 5,340 \times 5 + 3 = 133 \times 200 + 103$, se pierden 3 y 103 electrones en el proceso de digitalización, respectivamente.

El error asociado al proceso de digitalización en electrones será igual al gain!

Asumiendo que el gain permite contar todos los electrones de un pixel a máxima capacidad, el rango dinámico sobre el cuál un detector es útil se mide en decibeles:

$$D(\text{dB}) = 20 \times \log_{10} (\text{full well capacity} / \text{readnoise}).$$

CCD – *Bias y overscan*

El ***bias*** se refiere al nivel de cuentas asociadas a una imagen de cero tiempo de exposición, que es distinto de cero.

La conversión análogo-digital de píxeles sin electrones arrojaría una distribución de valores centradas en cero que en algunos casos podría ser negativa. Para evitar esto se agrega un sesgo típicamente de 400 ADUs.

Para conocer el valor del bias se usan píxeles virtuales en una nueva región llamada ***overscan region***, generalmente 32 columnas o filas virtuales.

Si no existe un *overscan region* se debe tomar una imagen con cero tiempo de exposición para conocer el nivel de *bias*. Si la imagen *bias* tiene estructura se debe usar un valor *bias* independiente para cada pixel, tomando la mediana de al menos 10 imágenes *bias*.

La desviación estándar de la distribución de valores de imágenes bias es el ruido de lectura dividido por la ganancia (*gain*):

$$\sigma_{\text{Bias}} [\text{ADU}] = \text{Readnoise} / \text{Gain}$$

CCD – Toma de imágenes

Escalas

La razón focal ($f/$) del telescopio determina el poder de aumento de un telescopio, pero el área de su espejo primario determina el poder de colección de fotones:

$f/$ = largo focal del espejo primario / diámetro del espejo primario

El tamaño de la imagen en un detector CCD será proporcional al tamaño del CCD e inversamente proporcional a la razón focal:

$$\Omega \text{ [arcsec]} = 206,265 \times \mu / 1,000 \times f$$

donde μ es el tamaño del detector en micrones y f es el largo focal del espejo primario en mm.

Ejemplo, un telescopio de 1 m de diámetro, razón focal $f/$ de 7.5, tamaño de pixel de 15 μm tiene una resolución de 0.41 arcsec/pixel. El seeing de los mejores sitios astronómicos es menor a 1" en la mayoría de los casos, siendo menor a 0.5" en casos excepcionales.

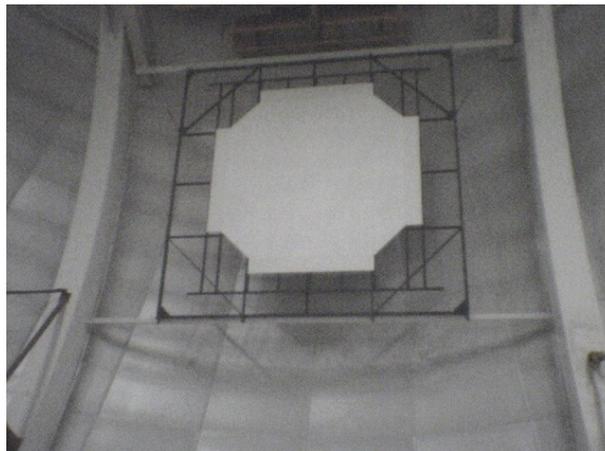
Imágenes – *Flat fielding*

La eficiencia cuántica del CCD puede variar de pixel a pixel, para corregir este efecto las imágenes deben ser divididas por una imagen *flat*.

Para obtener una imagen *flat* se necesita tomar una imagen de un campo uniformemente iluminado, lo que no siempre es fácil de hacer.

Algunos métodos usados consisten en tomar imágenes de una pantalla iluminada al interior del domo del observatorio, o tomar varias imágenes del cielo al amanecer o atardecer y usar un filtro mediana para eliminar una posible contaminación por estrellas.

Los “**flats**” deben ser tomados para cada filtro instalado en la cámara.



Imágenes – *Flat fielding* 2

Dada la dependencia con longitud de onda de la eficiencia cuántica, idealmente las imágenes *flat* deberían tomarse sobre objetos con la misma distribución espectral del objeto a estudiar, lo que no es posible en la práctica.

Una mejor solución, aunque no perfecta, es tomar *flats* del cielo nocturno, pero esto demandaría mucho tiempo de exposición y no es utilizada en la práctica.

Un ejemplo del problema: tomar imágenes de objetos muy rojos cuando se tomaron flats en el amanecer en una parte relativamente azul del cielo. Es posible que la variación de la eficiencia cuántica entre los píxeles en el rojo (lo que queremos conocer) sea muy distinta a la variación de la eficiencia cuántica en el azul (lo que medimos realmente).

El *flat fielding* es aún un problema abierto!

Imágenes – *Readnoise* y *gain*

Una manera de calcular el *readnoise* y *gain* es tomar dos imágenes flat (F_1 y F_2) y dos imágenes bias (B_1 y B_2) y usar las siguientes fórmulas (barra superior corresponde a la media):

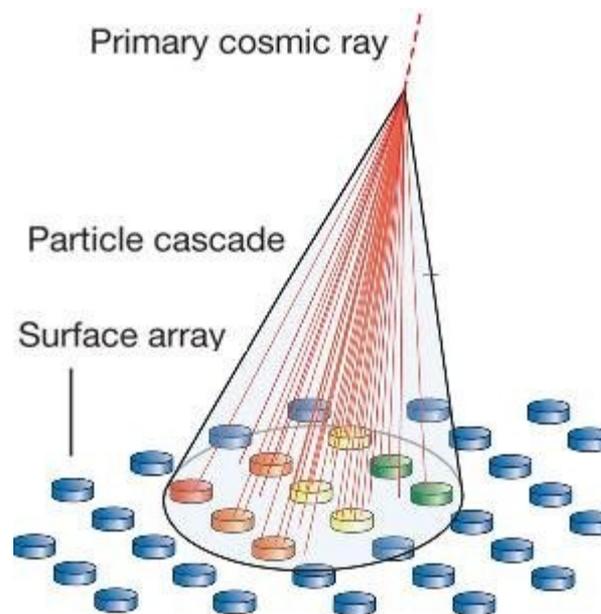
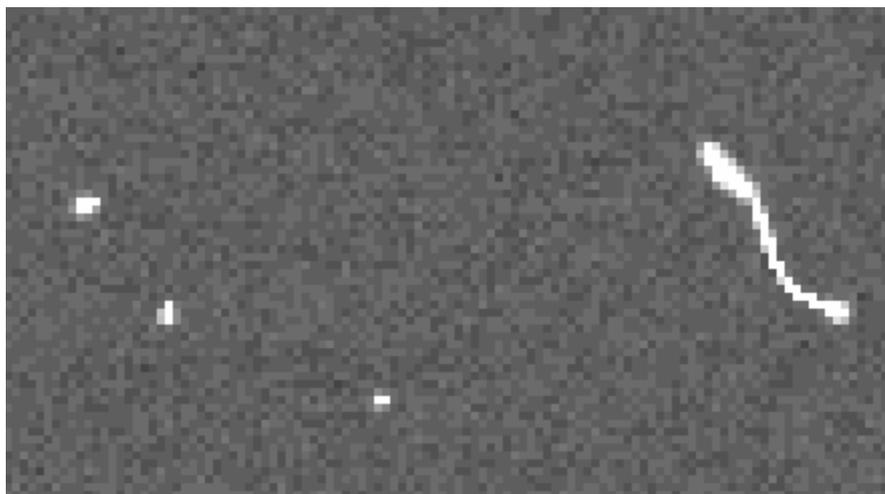
$$Gain = \frac{(\bar{F}_1 + \bar{F}_2) - (\bar{B}_1 + \bar{B}_2)}{\sigma_{F_1 - F_2}^2 - \sigma_{B_1 - B_2}^2}$$

$$Readnoise = \frac{Gain \cdot \sigma_{B_1 - B_2}}{\sqrt{2}}$$

Imágenes – rayos cósmicos

La Tierra está continuamente siendo bombardeada por partículas muy energéticas que en algunos casos pueden golpear el detector. Estas partículas pueden causar artefactos en las imágenes que deben ser eliminados. Cuando las partículas son muy energéticas pueden crear lluvias de partículas que hacen brillar el cielo.

La forma más común de eliminarlos cuando golpean al CCD es usar la mediana de varias imágenes, por lo que es común dividir las exposiciones en al menos tres exposiciones de menor tiempo, o un número impar mayor a tres.



Imágenes – razón señal a ruido 1

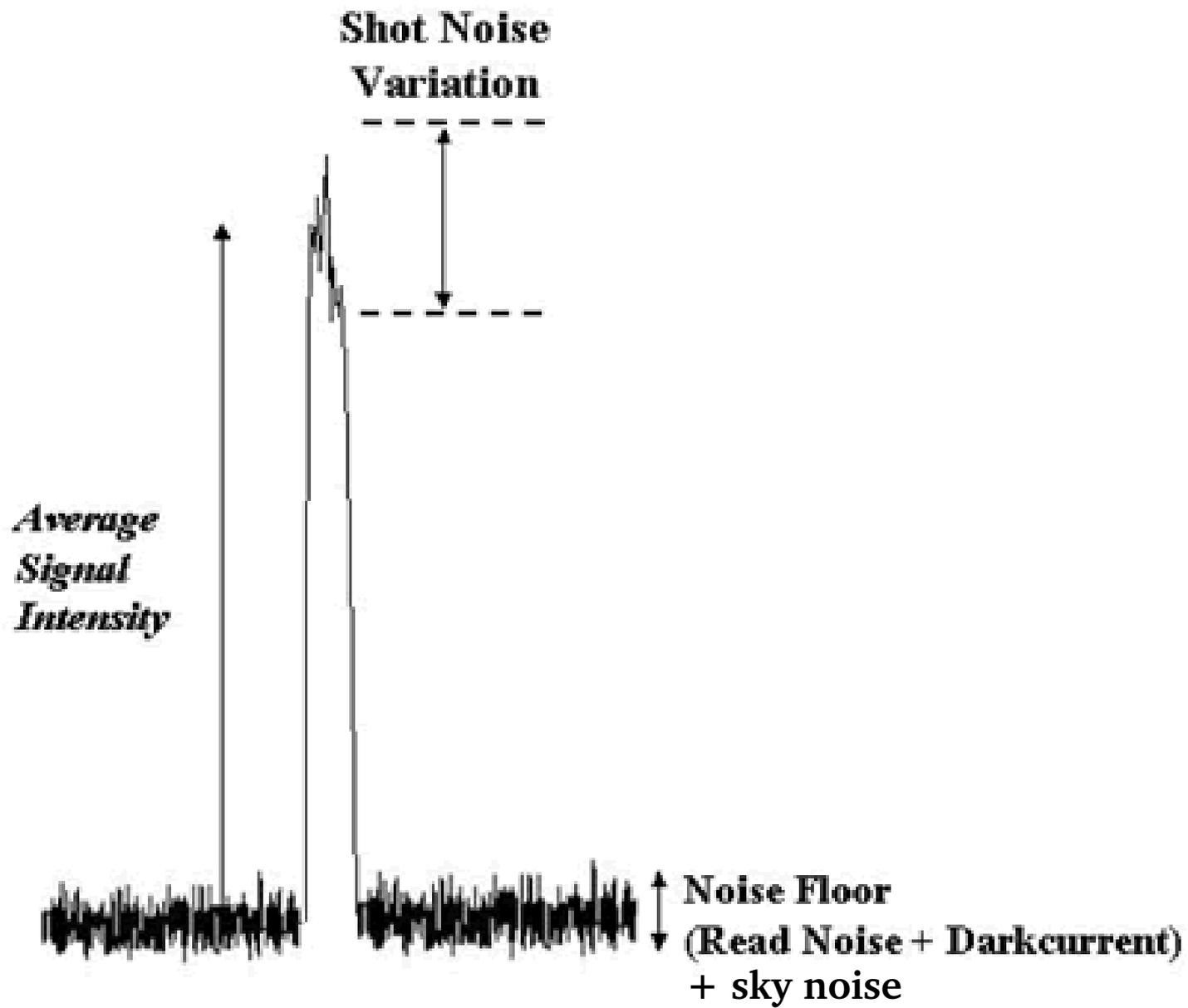
Es el concepto más importante en astronomía y otras ciencias experimentales.

La “**ecuación del CCD**” es la siguiente:

$$\frac{S}{N} = \frac{N_{obj}}{\sqrt{N_{obj} + n_{pix} (N_S + N_D + N_R^2)}}$$

donde N_{obj} es el número de fotones detectados de la fuente, n_{pix} es el número de píxeles donde se distribuye el objeto, N_S es el número de fotones por pixel provenientes del cielo, N_D es el número de electrones por pixel debido a corriente oscura y N_R^2 es el cuadrado del número de electrones debidos a errores de lectura.

Un objeto es “brillante” cuando la señal a ruido es aproximadamente la raíz cuadrada del número de fotones provenientes de la fuente. Para una fuente débil n_{pix} es muy importante, lo que está dado principalmente por el *seeing* del lugar.



Imágenes – razón señal a ruido 2

El valor de señal a ruido recomendado depende de lo que se quiera medir. Por ejemplo, para detectar un objeto sobre el fondo del cielo usualmente se necesita una señal a ruido de ~ 5 , para medir una variación del 1% del brillo de una estrella, se necesita una señal a ruido de 10,000, o para medir una variación de 1/1,000 se necesita una señal a ruido de un millón por lo menos.

Una ecuación más exacta que toma en cuenta los errores en la determinación del brillo del cielo y los errores en la conversión análogo-digital es la siguiente:

$$\frac{S}{N} = \frac{N_{obj}}{\sqrt{N_{obj} + n_{pix} \cdot \left(1 + \frac{n_{pix}}{n_B}\right) \cdot (N_S + N_D + N_R^2 + G^2 \sigma_f^2)}}$$

donde ahora n_B es el número de píxeles usados para promediar el ruido del cielo, G es la ganancia y σ_f es una estimación del ruido introducido por el convertor análogo-digital (aproximadamente 0.289). Estos términos adicionales son generalmente despreciables.

Imágenes – razón señal a ruido 3

Ignorando los términos introducidos en la diapositiva anterior, la dependencia con el tiempo de integración y el área del espejo primario del telescopio en la ecuación de señal a ruido es la siguiente:

$$\frac{S}{N} = \frac{N A t}{\sqrt{N A t + n_{pix} (N_S A t + N_D t + N_R^2)}}$$

donde ahora las cantidades que van acompañadas por el tiempo de integración t son cantidades por unidad de tiempo y las que van acompañadas por el área del espejo primario A son cantidades por unidad de área. Esta es una aproximación, porque la corriente oscura no es siempre lineal con el tiempo de exposición.

Ignorando el ruido de lectura, se observa que la razón señal a ruido es aproximadamente proporcional a la raíz cuadrada del tiempo de integración.

Ignorando el ruido de lectura y la corriente oscura (i.e. objetos brillantes), se observa que la razón señal a ruido es aproximadamente proporcional a la raíz cuadrada del área del espejo primario telescopio, es decir, es proporcional al diámetro del telescopio.

Imágenes – razón señal a ruido 4

Si bien dijimos que la razón señal a ruido es aproximadamente proporcional al diámetro del telescopio, esto no es verdad cuando se usa óptica adaptativa.

Recordemos que usando óptica adaptativa es posible recuperar el disco de Airy de una fuente puntual, cuyo diámetro es inversamente proporcional al diámetro del telescopio. Es decir, el número de píxeles que cubre un objeto en el CCD (n_{pix} en la ecuación anterior) será inversamente proporcional al diámetro del telescopio al cuadrado, o al área del telescopio:

$$\frac{S}{N} = \frac{N A t}{\sqrt{N A t + n_{\text{pix}}^0 \frac{A_0}{A} (N_S A t + N_D t + N_R^2)}}$$

donde n_{pix}^0 y A^0 son un número de píxeles y área de referencia. Es decir, la contribución del ruido del cielo será aproximadamente constante y no proporcional al diámetro del telescopio. La contribución de los términos asociados a la corriente oscura y ruido de lectura son aprox. constantes asumiendo que se usa binning de 3x3 con un tamaño de pixel menor. En el caso del ruido asociado al cielo si bien el número de píxeles puede ser el mismo, el ángulo sólido sí es menor..

Theta 1 Ori B
MMT Adaptive Secondary

AO OFF

AO ON

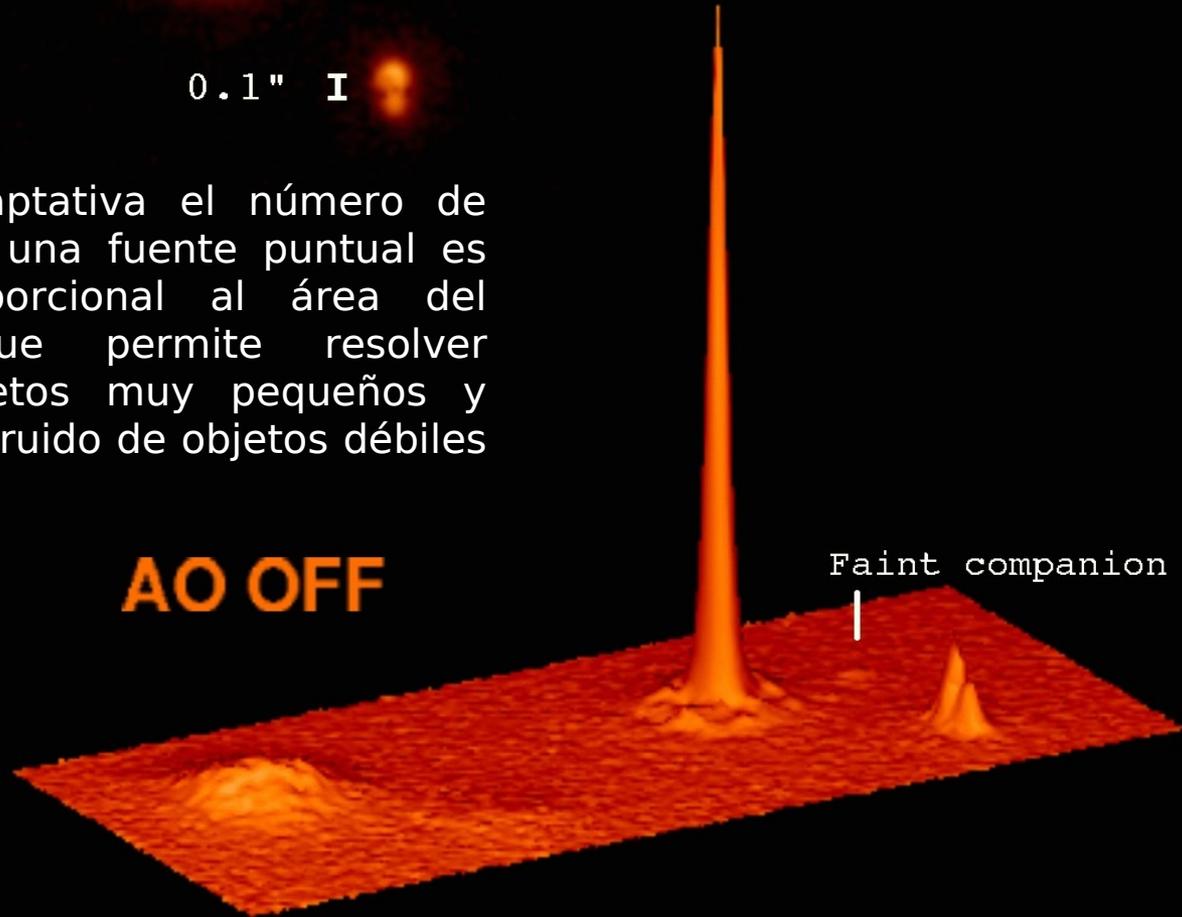
AO ON

0.1" I

Usando óptica adaptativa el número de píxeles que ocupa una fuente puntual es inversamente proporcional al área del telescopio, lo que permite resolver espacialmente objetos muy pequeños y aumenta la señal a ruido de objetos débiles significativamente!

AO OFF

Faint companion



Imágenes – razón señal a ruido 5

Ejemplo:

Una observación de 300 segundos hecha con un detector CCD en un telescopio de 1 m de diámetro. La escala del detector es de 2.6 arcsec por pixel. El ruido de lectura es de 5 electrones por pixel, la corriente oscura es de 22 electrones por pixel por hora, el *gain* es de 5 electrones por ADU.

Usando 200 píxeles del fondo para estimar la emisión del cielo estimamos un valor de 620 ADU/pixel.

Asumiendo que la fuente cae completamente en un pixel (i.e. seeing menor a 2.6 arcsec y buena suerte al posicionar el CCD) y que, después de restar el cielo, la corriente oscura y el ruido de lectura, medimos 24,013 ADU del objeto, se tiene:

$$\frac{S}{N} = \frac{24,013 \text{ ADU} \cdot G}{\sqrt{24,013 \text{ ADU} \cdot G + (1 + 1/200) \cdot (620 \text{ ADU} \cdot G + 1.8 + 5^2)}} \approx 342 \approx \sqrt{24,013 \text{ ADU} \cdot G} \approx 347$$

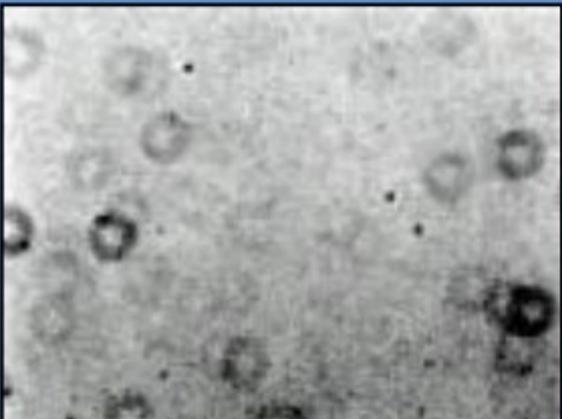
Es decir, la razón a ruido es alta y su razón a ruido está bien aproximada por la raíz del número de electrones detectados, o la raíz de 24,013 x 5.

Imágenes – Reducción de datos

Ya estimado el tiempo de integración para obtener una razón de señal a ruido deseada tomamos varias imágenes del objeto que queremos estudiar, varias exposiciones de corriente oscura y varias exposiciones de imágenes *flat*.

El formato de imágenes astronómicas se conoce como **FITS**, o “Flexible Image Transport System”. Este formato le asocia un arreglo de ADUs y un header a cada imagen. El *header* contiene información importante para el proceso de reducción y clasificación. El proceso de reducción es el siguiente:

1. Restar el promedio de las imágenes de corriente oscura tomadas con el mismo tiempo de exposición que la imagen ciencia. Estas imágenes ya tienen incorporado el efecto del *bias*.
2. Dividir la imagen resultante por el promedio de las imágenes *flat* normalizadas a uno. Esto nos dará una imagen ciencia del cielo más el objeto.
3. Elegir una zona del CCD donde haya cielo y usar la mediana de esta región para estimar el nivel de emisión del cielo. Restar este valor a la imagen. El resultado es una imagen del objeto tal como se vería desde el espacio, aunque con más ruido asociado y con distorsiones atmosféricas.
4. Realizar las mediciones científicas deseadas sobre la imagen resultante (fotometría, astrometría, espectroscopía si la luz fue interceptada por un prisma)

	Frame	Data
Bias		
Dark		
Flat		

Referencias

“Handbook of CCD astronomy”, Steve B. Howell, Cambridge University Press

“Allen's Astrophysical Quantities”, Arthur N. Cox, Springer

FITS support office, <http://fits.gsfc.nasa.gov>

IRAF Project Home Page, <http://iraf.noao.edu>

PyRAF Home Page, <http://www.stsci.edu/resources/software.../pyraf>

IDL Astronomy User's Library, <http://idlastro.gsfc.nasa.gov>