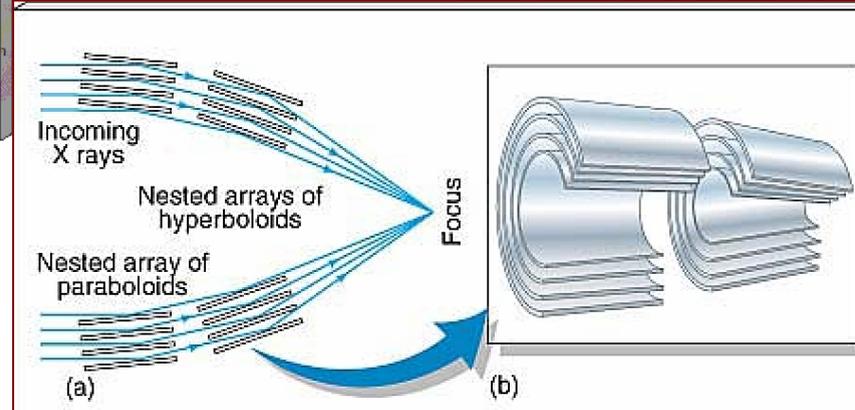
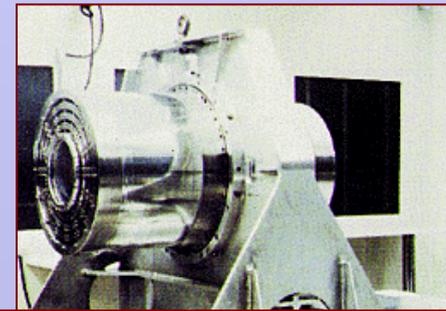
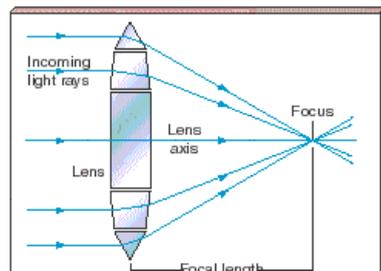
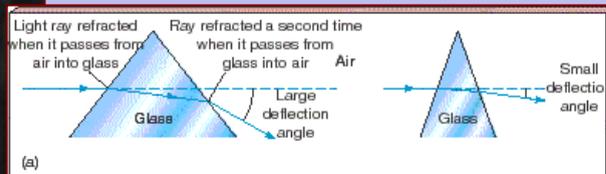
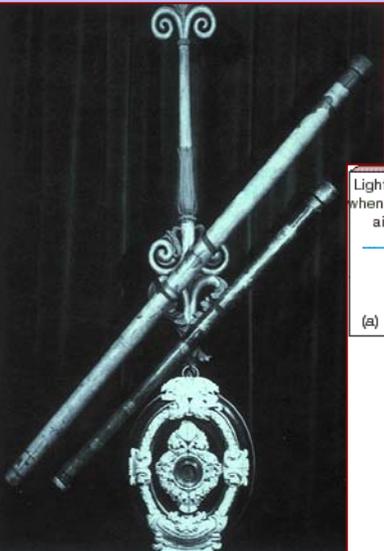


Telescopi

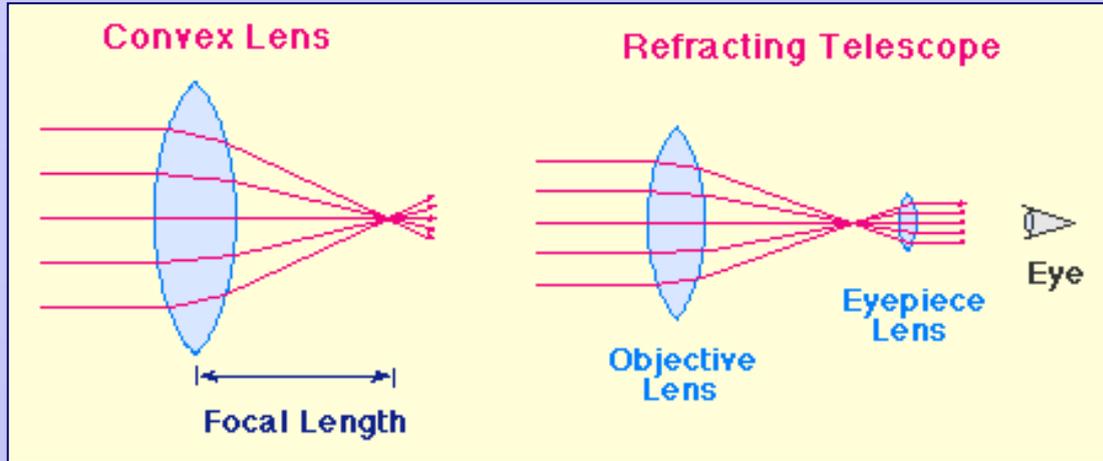
- Il telescopio come concentratore della radiazione ricevuta per rivelare oggetti deboli
- Lenti e specchi
- Telescopi per raggi X e gamma



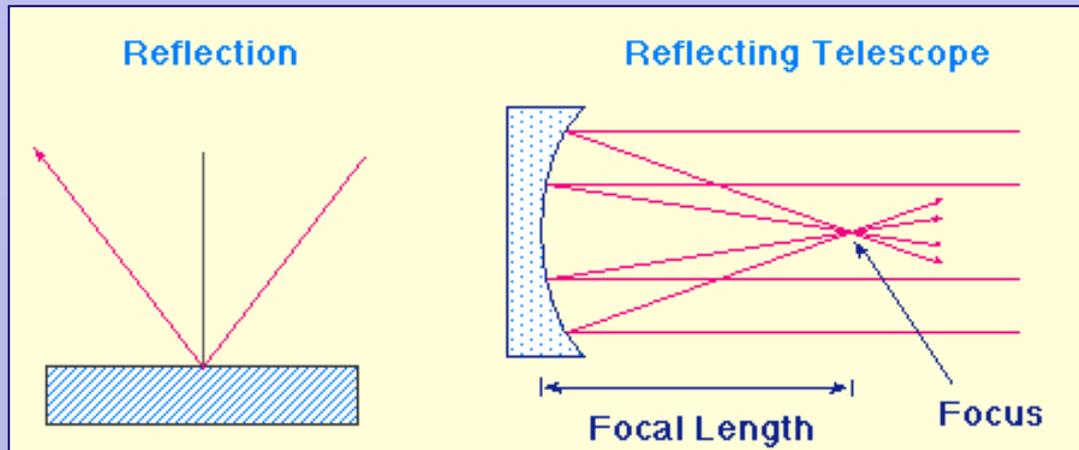
LBT: 2 Telescopi con $D=8,4$ m (Monte Graham Arizona)



- Lenti convergenti

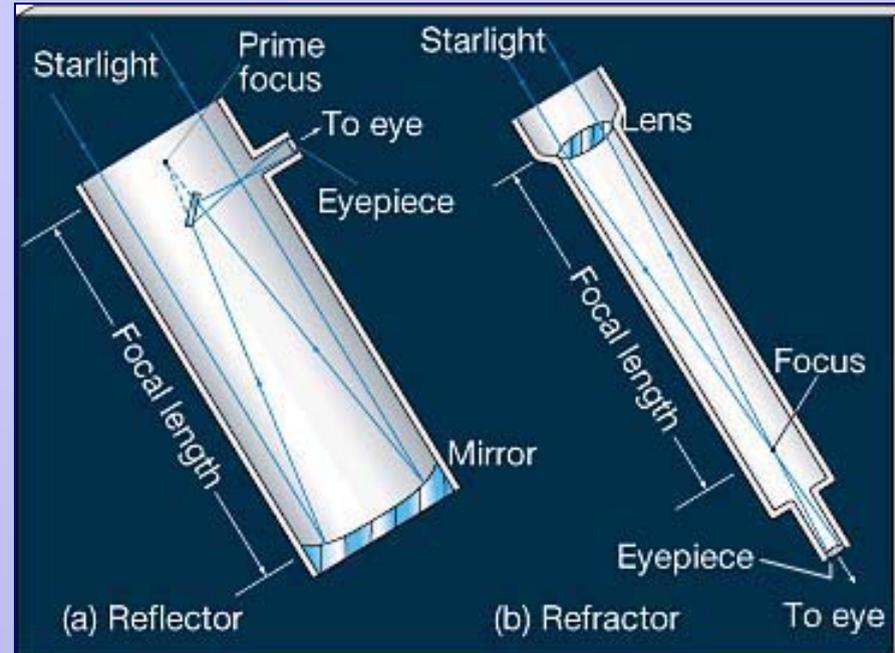
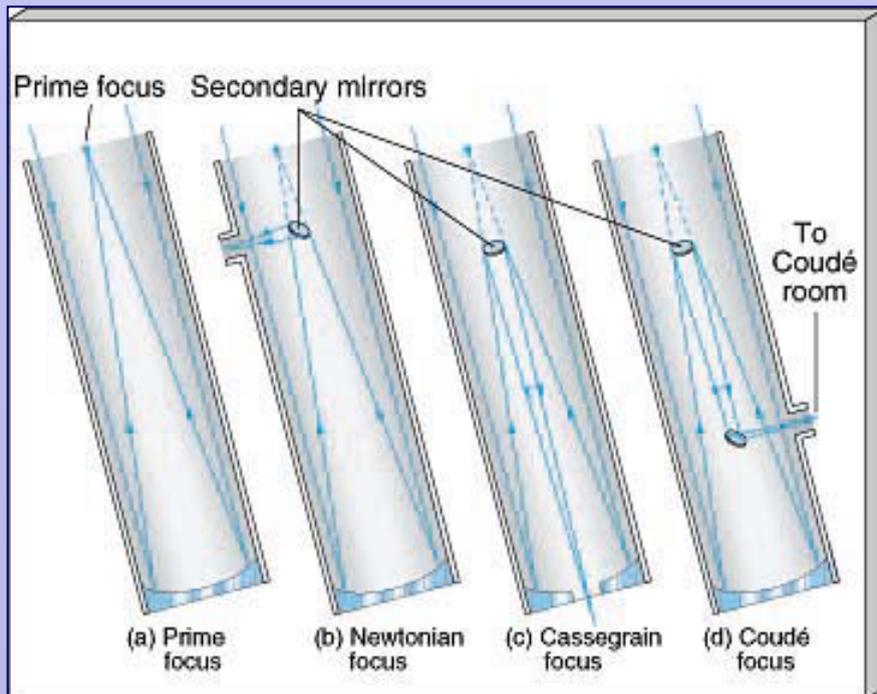


- Specchi convergenti



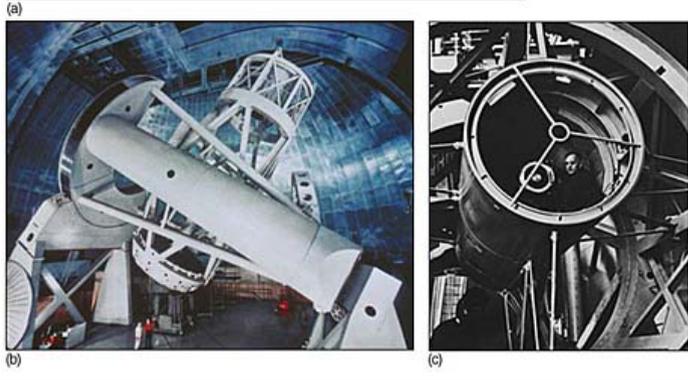
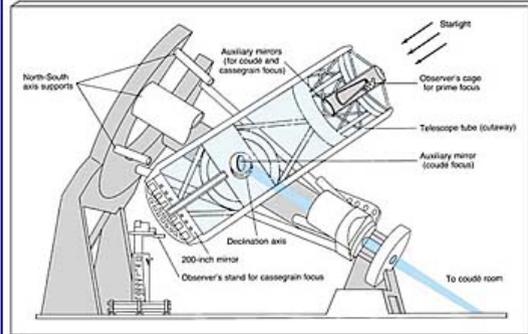
- Telescopi rifrattori e riflettori

- Sistemi ottici dei riflettori



Rapporto focale =
lunghezza focale/diametro

Ingrandimento =
lunghezza focale obiettivo/
lunghezza focale oculare



Il telescopio di Mt. Palomar

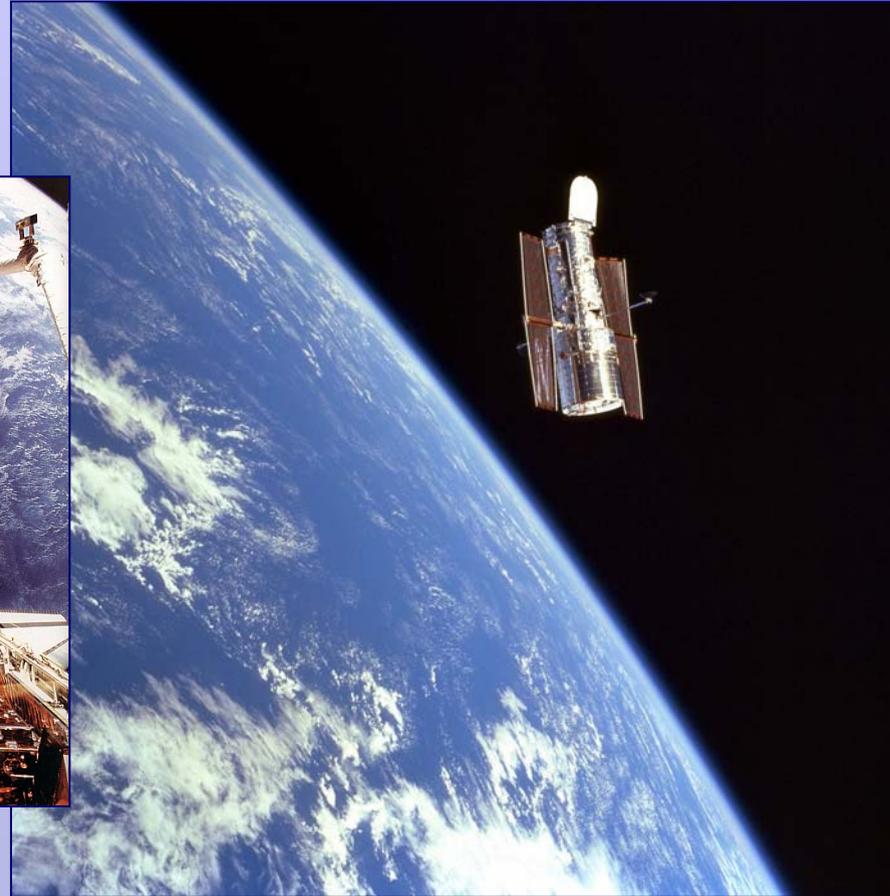
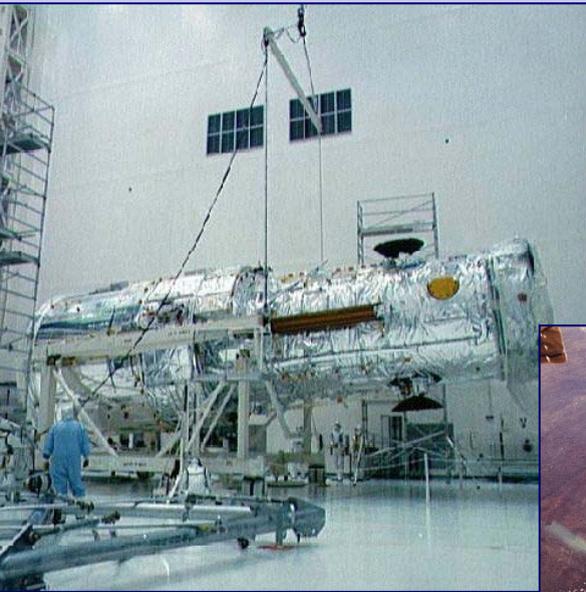


L'osservatorio di Mauna Kea



L'osservatorio di La Silla

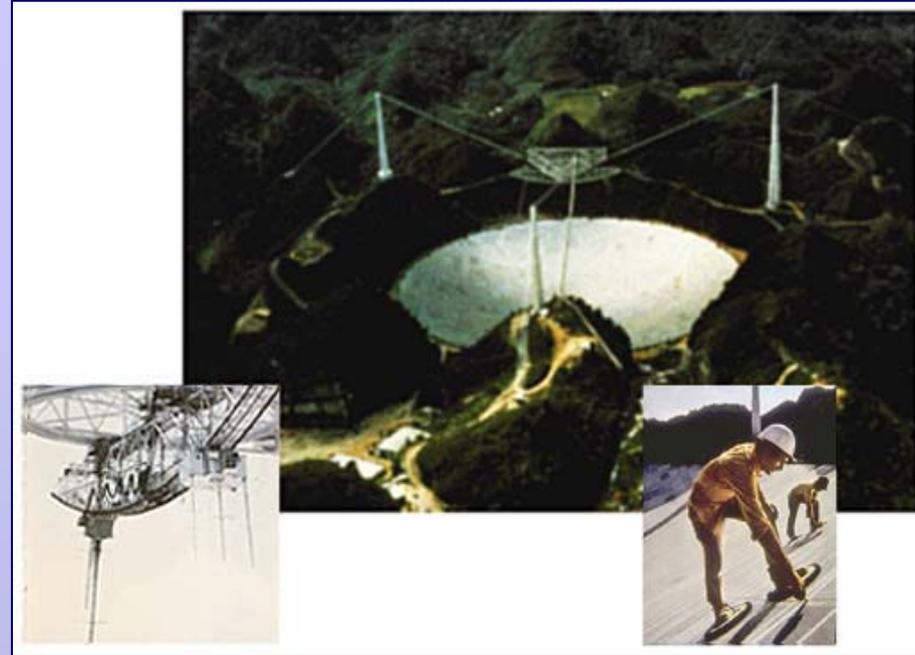
Telescopio Spaziale Hubble HST



Radiotelescopi



Green Bank, Virginia



Arecibo



(a)



(b)

VLA, New Mexico

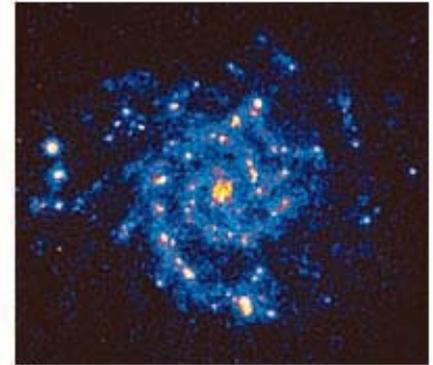
Telescopi IR, UV, X e gamma



Einstein



(a)



(b)

AstroUV



(a)

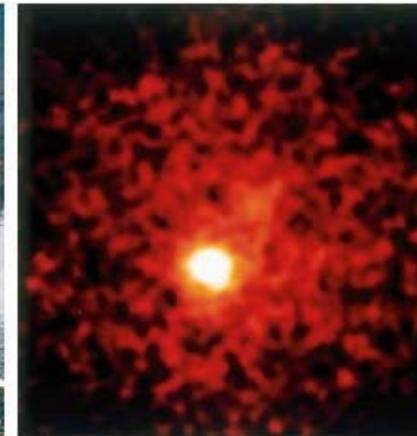
IRAS



(b)



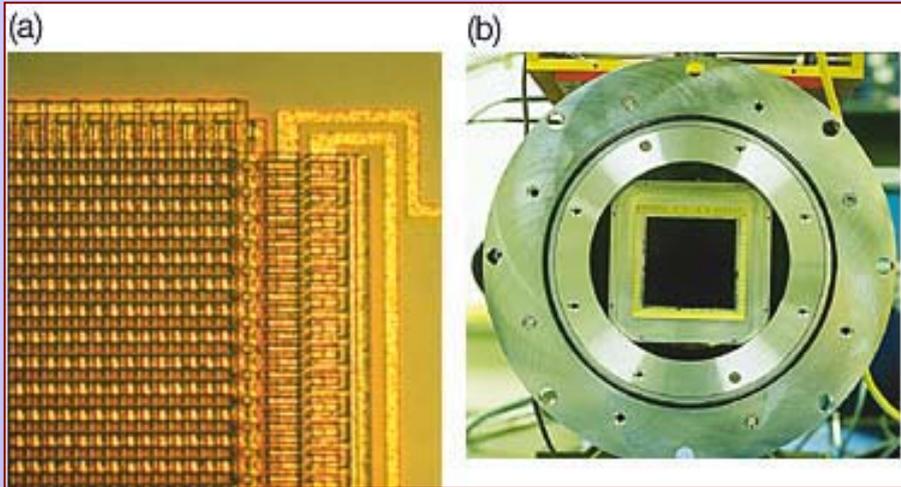
(a)



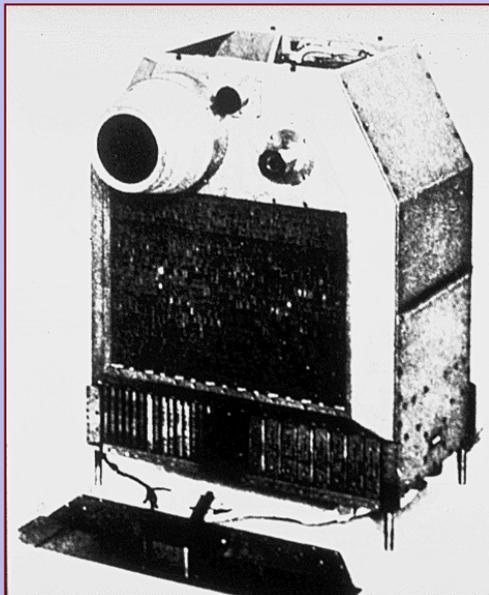
(b)

CGRO

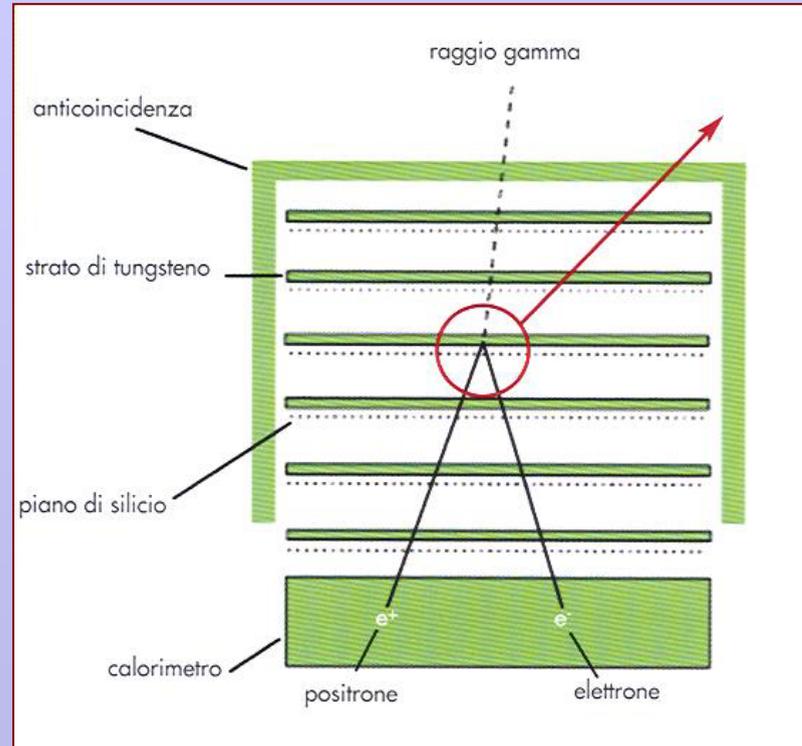
Rivelatori



CCD

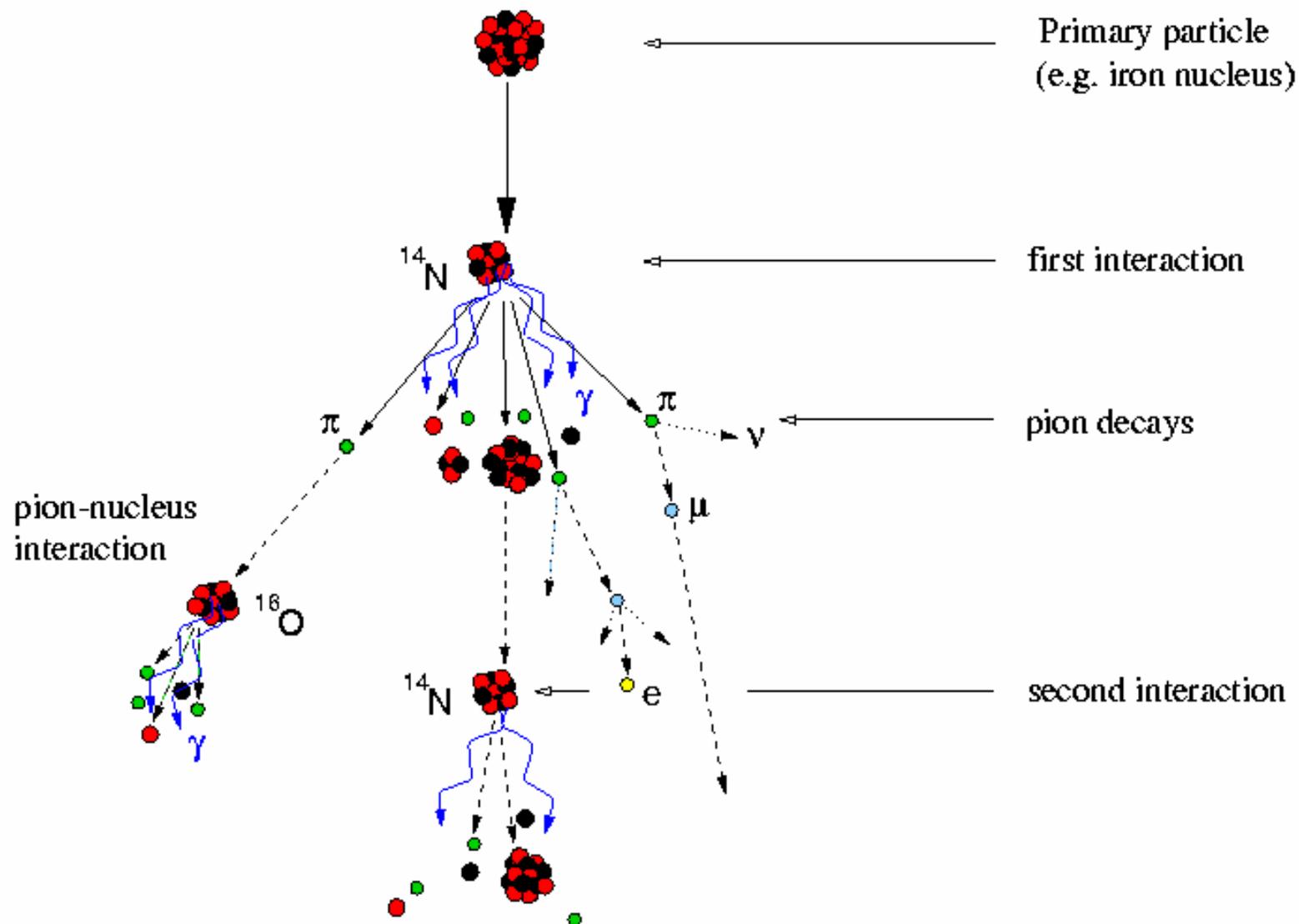


Rivelatore X di Uhuru

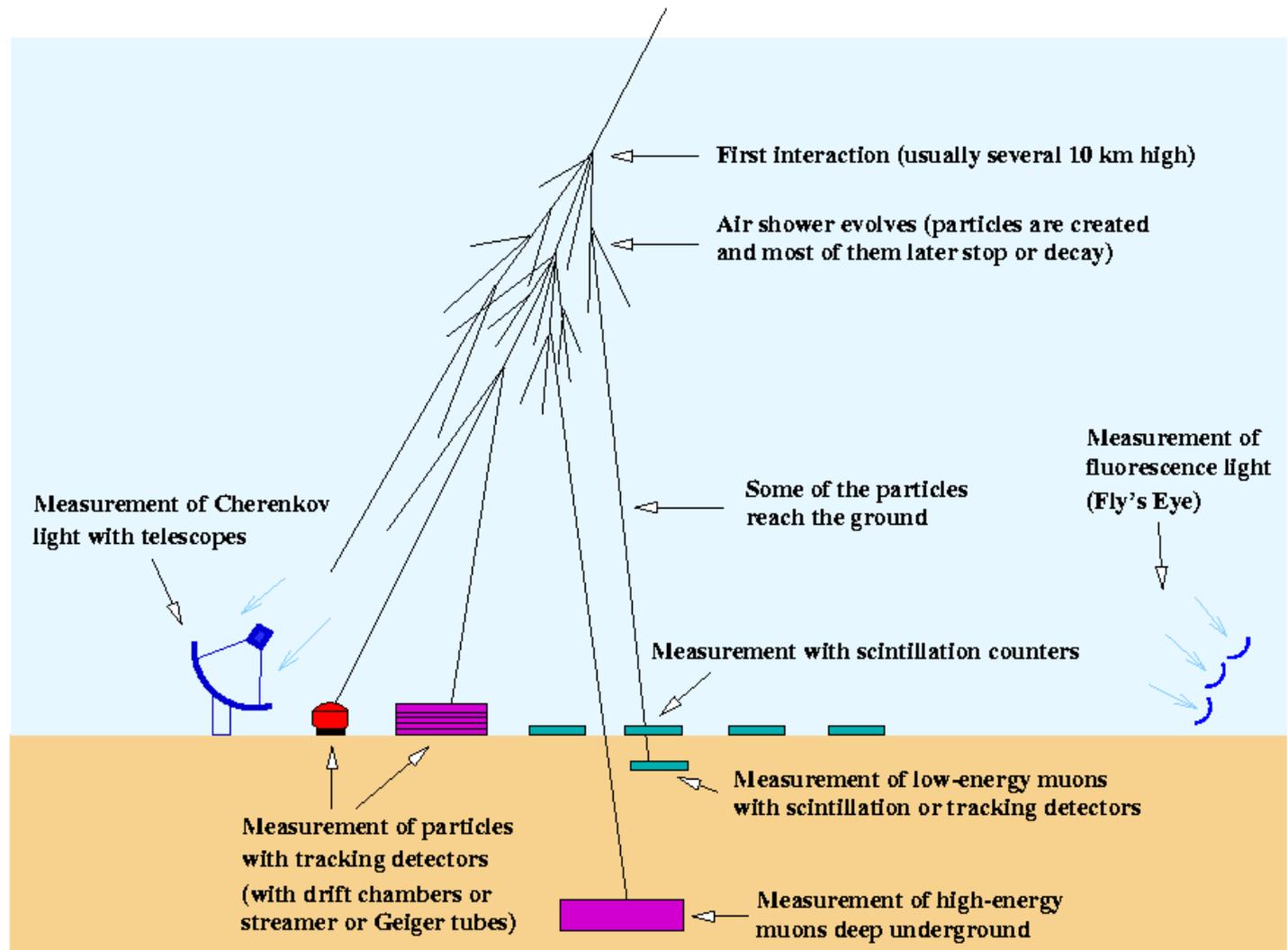


Camera gamma

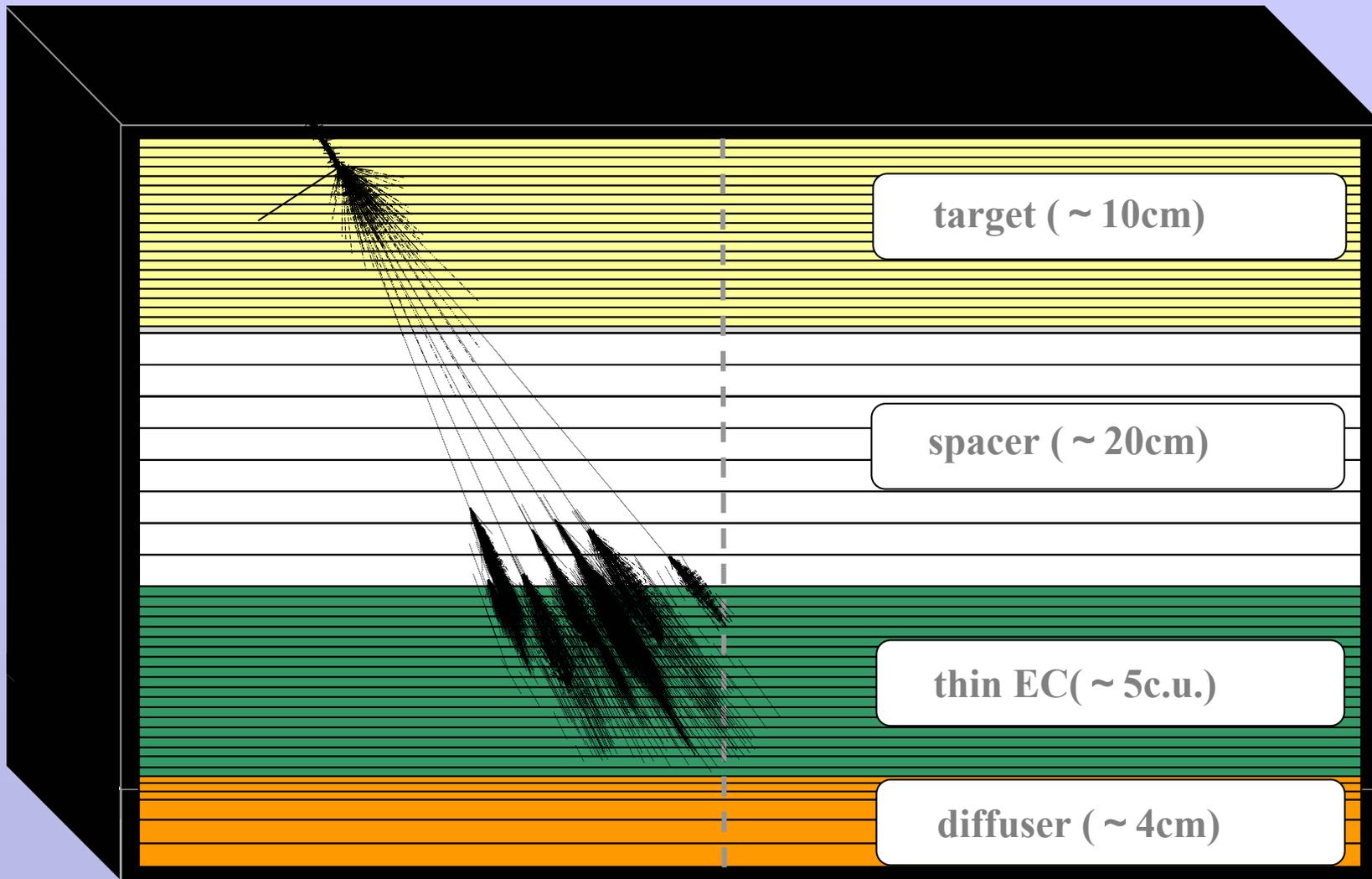
Development of cosmic-ray air showers



Measuring cosmic-ray and gamma-ray air showers



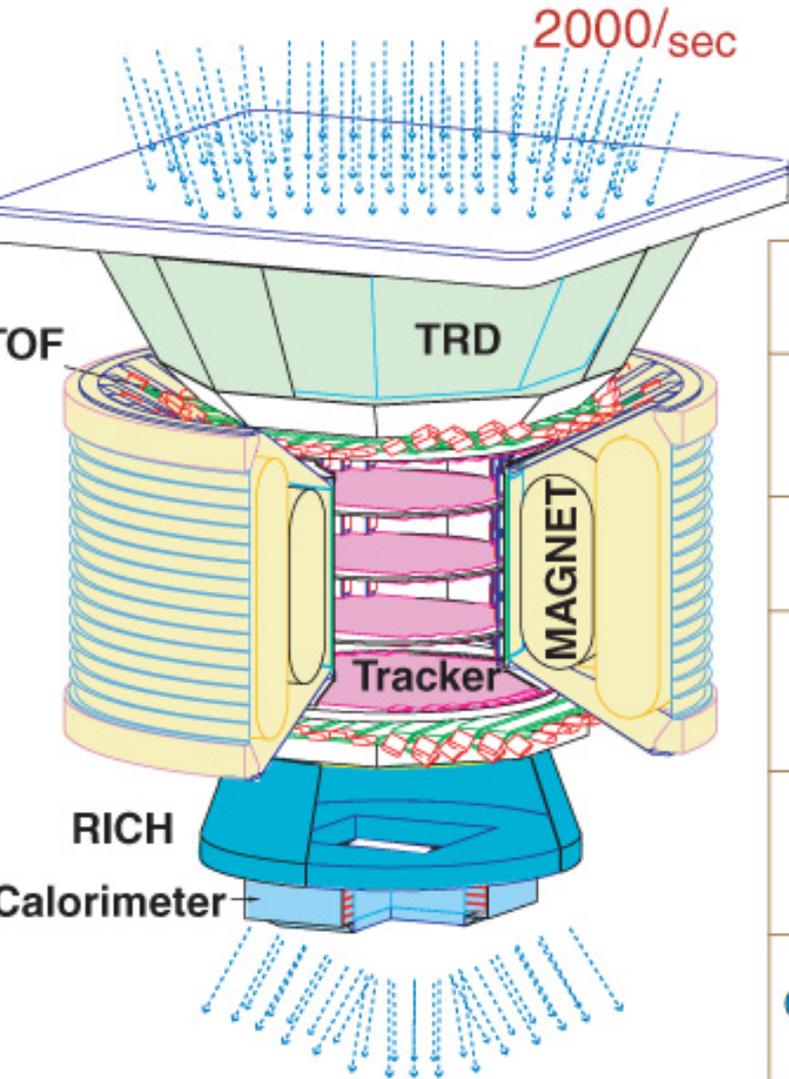
RUNJOB detector



A basse energie si possono compiere misure dirette.
A alte energie si possono fare solo misure indirette.



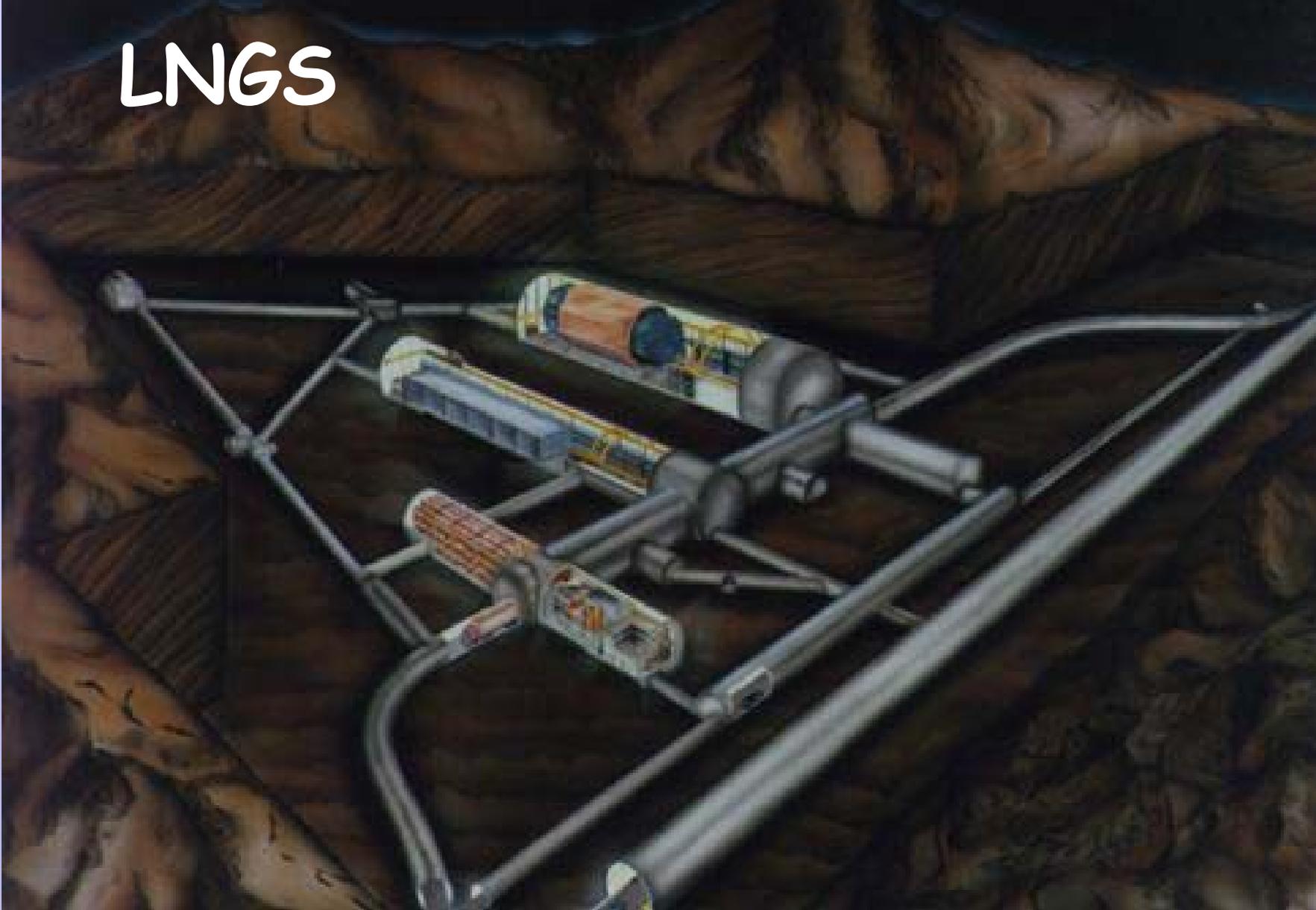
AMS: A TeV Magnetic Spectrometer in Space

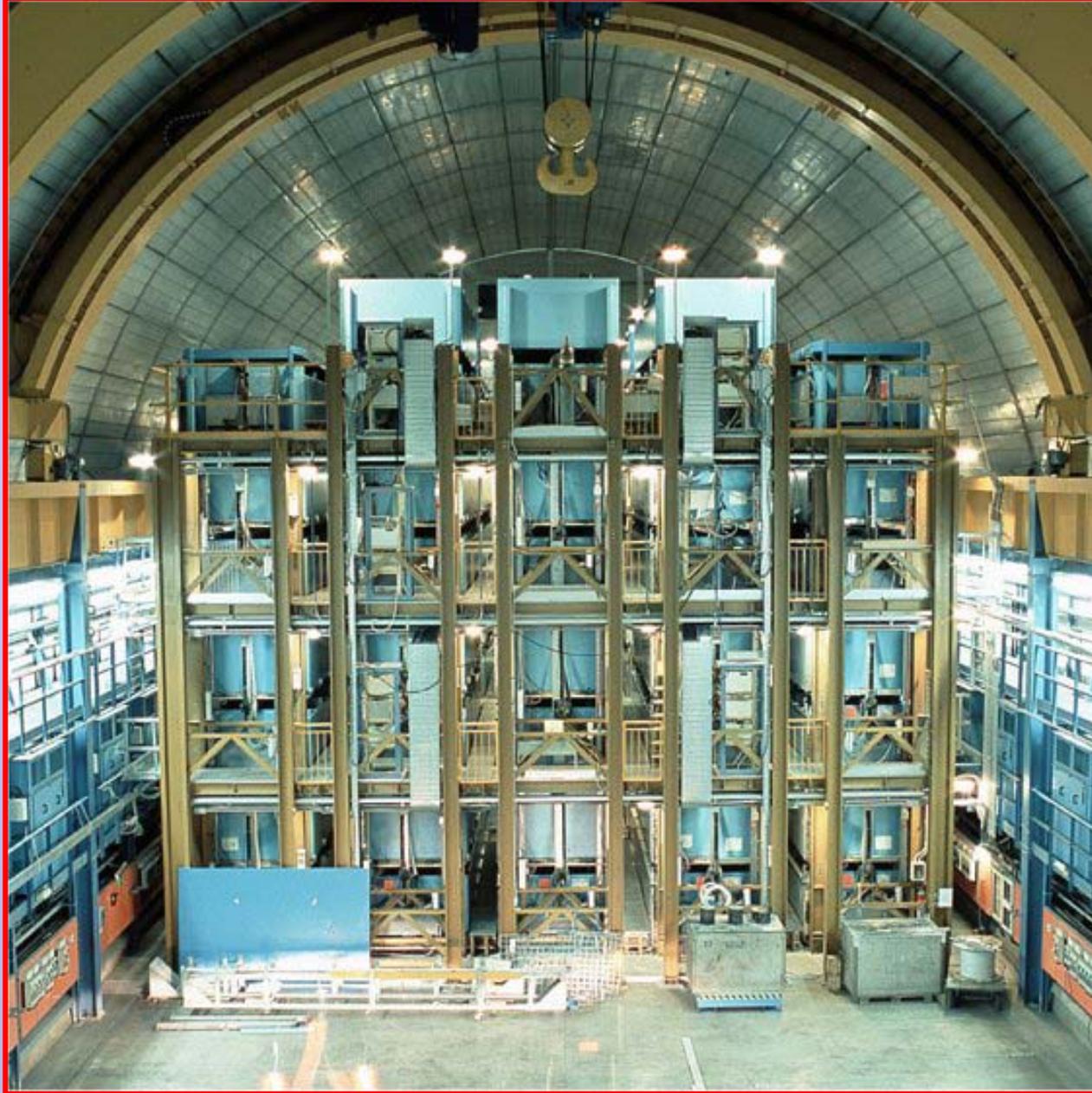


G.F. 5000 cm² sr
Exposure > 3 yrs

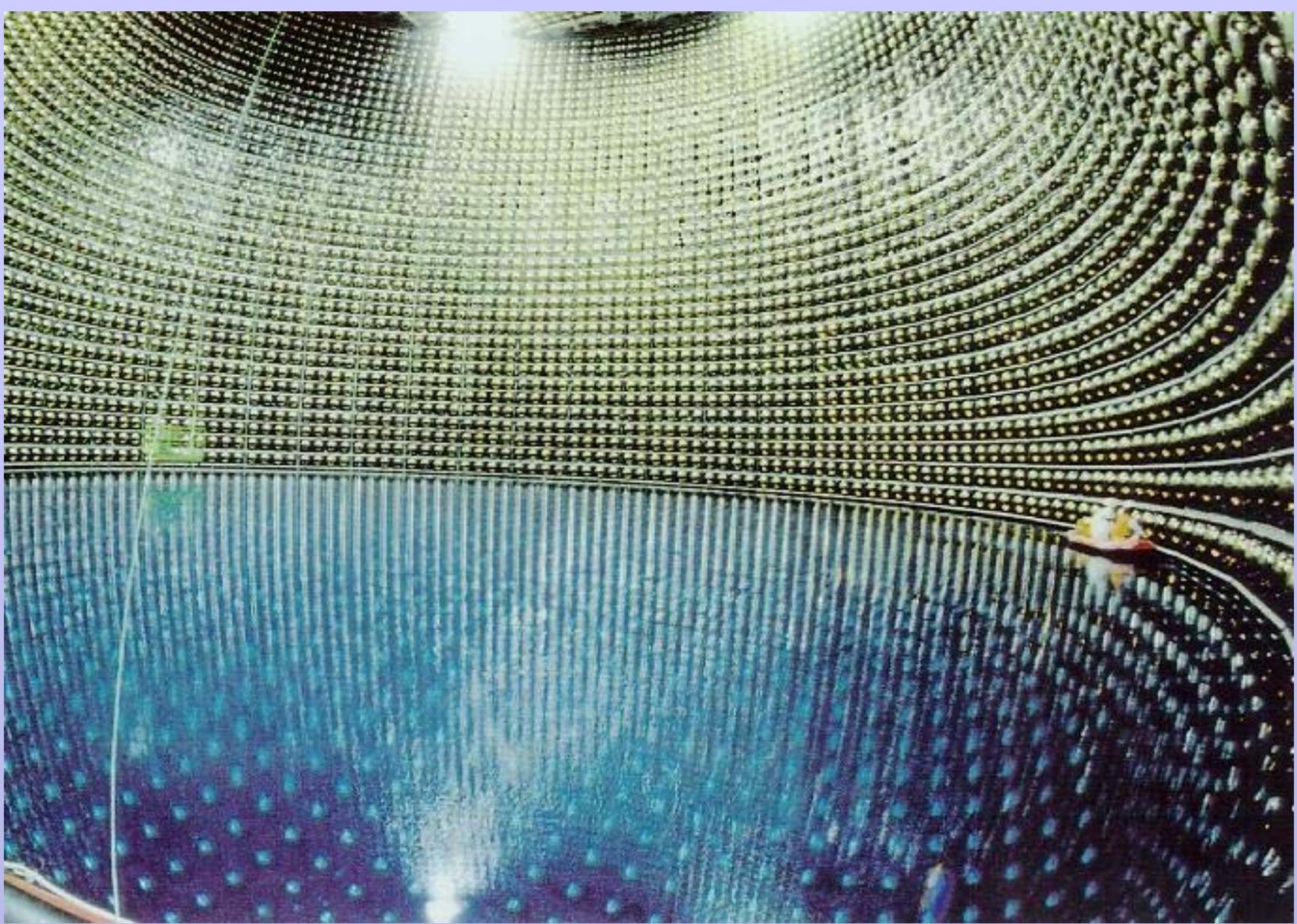
0.3 TeV	e ⁻	e ⁺	P	He ⁻	γ
TRD					
TOF					
Tracker					
RICH					
Calorimeter					

LNGS

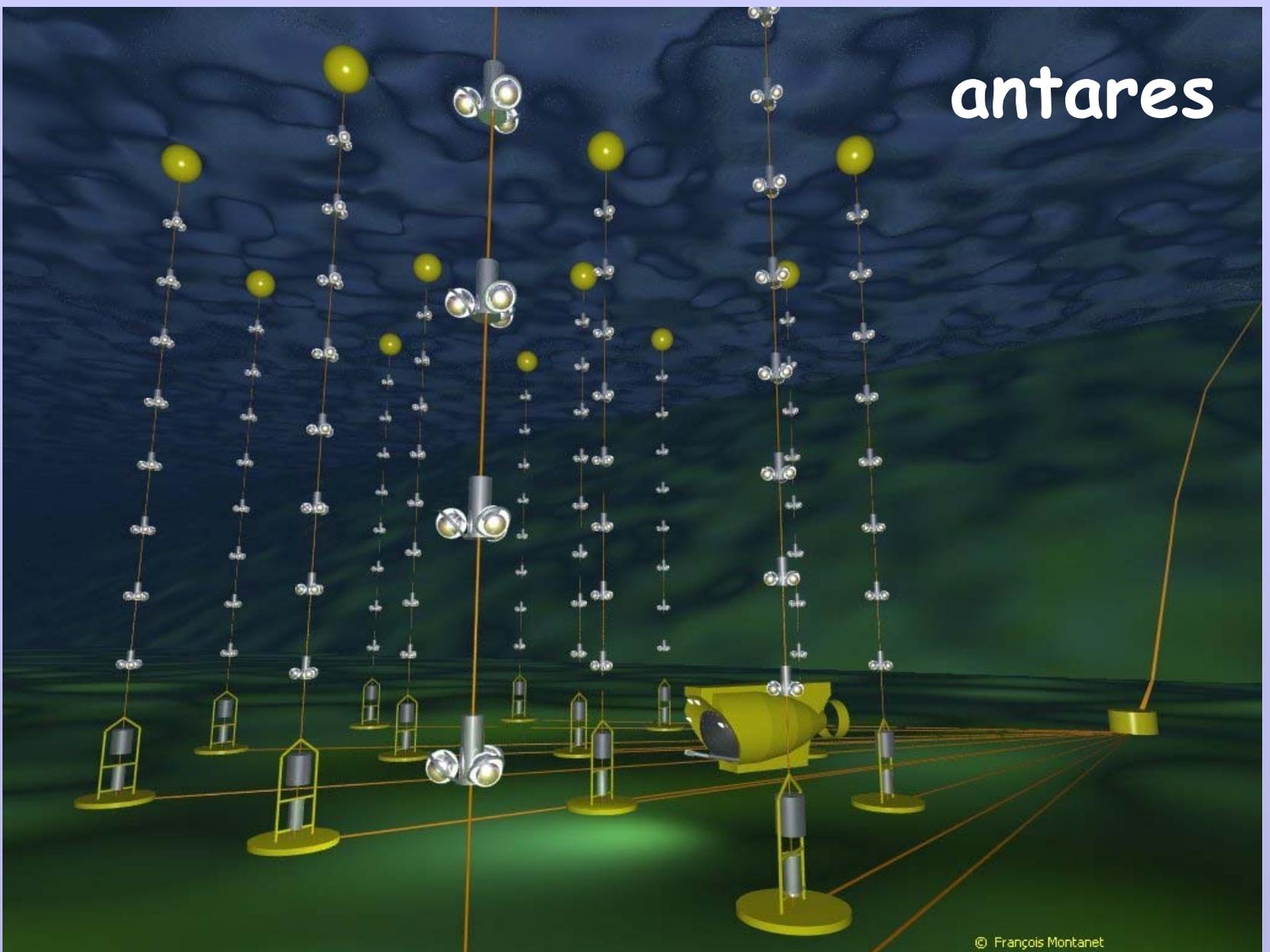




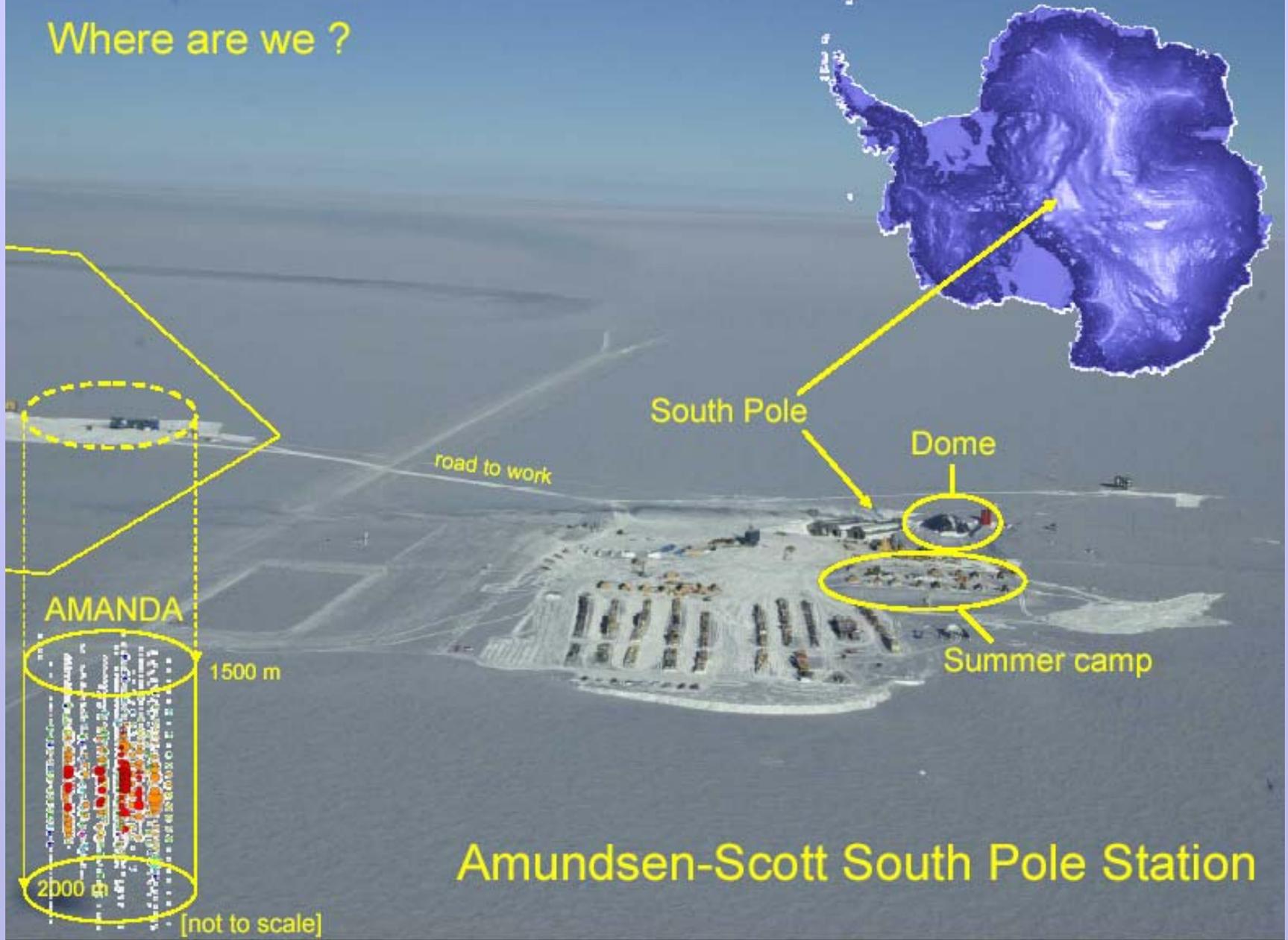
**LVD ai
LNGS**



antares



Where are we ?



Example: the KASCADE project in Karlsruhe, Germany

- Each small hut contains a detector module
- Huts are 13 meters apart - central hut has electronics
- KASCADE is designed to study cosmic rays around the knee (10^{15} eV) so it does not need to be very big



Proprietà fondamentali dei telescopi astronomici

- Le caratteristiche principali di un telescopio astronomico sono:
 1. la risoluzione angolare (o potere risolutore angolare)
 2. la sensibilità
- Per telescopi radio e ottici (inclusi ultravioletto e infrarosso) sono determinate dall'ottica della diffrazione
- Per raggi X e gamma i limiti alle proprietà vengono dai rivelatori stessi, più che dalle ottiche

Sistemi ottici limitati dalla diffrazione

- La teoria di tali sistemi si basa sulle trasformate di Fourier.
- Il potere risolutivo angolare è definito come il diagramma di ricezione del telescopio, ossia dalla potenza ricevuta da una sorgente puntiforme in funzione dell'angolo di vista.
- La teoria delle trasformate di Fourier mostra che il diagramma di ricezione $I(\theta, \varphi)$ è la trasformata di Fourier della distribuzione di apertura $G(y, z)$ del telescopio; per ogni dimensione:

$$I(\theta) = \int_{-\infty}^{\infty} G(z) e^{-ikz \sin \theta} dz$$

- Per un'apertura rettangolare

$$G(z) = 1 \text{ per } -a \leq z \leq a$$

$$G(z) = 0 \text{ altrove}$$

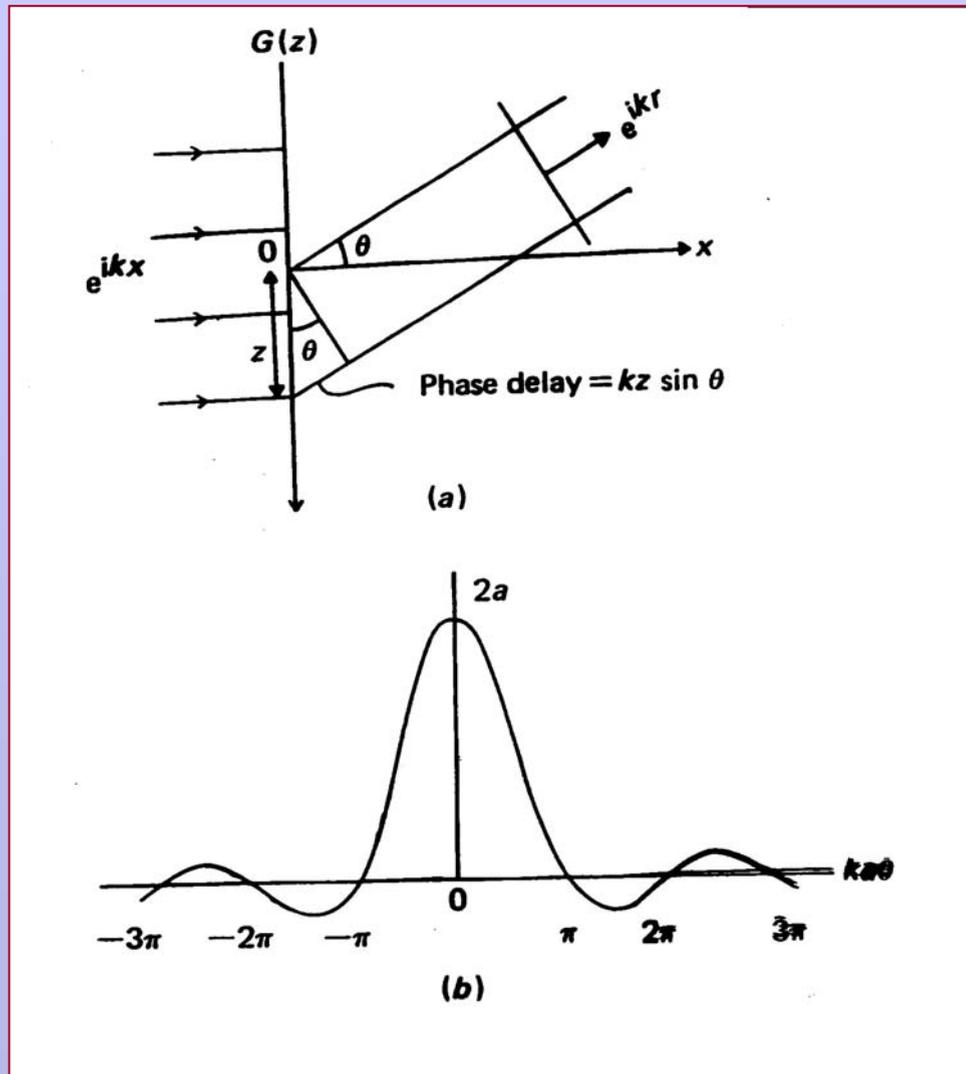
si ottiene

$$I(\theta) = 2 \frac{\sin(ka \sin \theta)}{k \sin \theta}$$

per piccoli angoli θ

$$I(\theta) \approx 2 \frac{\sin(ka\theta)}{k\theta}$$

Figura di diffrazione di un'apertura



- Il primo zero della funzione si verifica per:

$$\begin{aligned}ka\theta &= \pi \\ \theta &= \frac{\lambda}{2a}\end{aligned}$$

- Con alcuni sviluppi matematici si ricava il principio di Rayleigh per distinguere due sorgenti puntiformi separate di un angolo θ :

$$\sin \theta = 1.22 \frac{\lambda}{d}$$

dove $d = 2a$ è il diametro dell'apertura.

- Tale principio non vale solo per singoli telescopi, ma anche per reti di telescopi che lavorino interferometricamente: in tal caso d è la distanza massima tra gli elementi dell'interferometro.
- Modificando la forma di $G(z)$ (anche usando gli specchi secondari) si può cambiare il diagramma polare di un telescopio; ad esempio con un'apertura a forma gaussiana si possono eliminare i massimi e minimi secondari che disturbano le ricezioni.
- Il problema del *seeing*: in effetti l'atmosfera limita le capacità dei telescopi a raggiungere il limite di diffrazione; in ottico nelle migliori condizioni si può raggiungere un valore minimo del potere risolutore di circa $\theta = 0.1$ arcosecondi; nel radio ci si può invece spingere fino a $\theta = 10^{-4}$ arcosecondi. I telescopi orbitanti fuori dell'atmosfera risolvono automaticamente tale difficoltà.

Sensibilità dei rivelatori

- I segnali nei rivelatori sono misurati con precisione statistica, il che comporta incertezze:
 1. solo un numero finito n di fotoni è raccolto, il che comporta un'incertezza $\pm\sqrt{n}$
 2. esiste un rumore di fondo dovuto a fluttuazioni nel rivelatore, nel cielo, nella sorgente, ecc.
- Molto spesso il rumore è molto più grande del segnale, ma il suo valore medio può essere definito con grande esattezza perchè in ogni osservazione si ottiene un gran numero N di stime indipendenti, il che riduce l'indeterminazione con $1/\sqrt{N}$.
- In genere il rapporto segnale rumore è dato dall'espressione:

$$\frac{\text{segnale}}{\text{rumore}} = \frac{S}{\sigma_0/\sqrt{N}}$$

dove S è la densità di flusso della sorgente, σ_0 la deviazione standard e N il numero di osservazioni. In pratica $N \propto t\Delta\nu$, legato cioè alla larghezza di banda dell'osservazione e al tempo di integrazione.

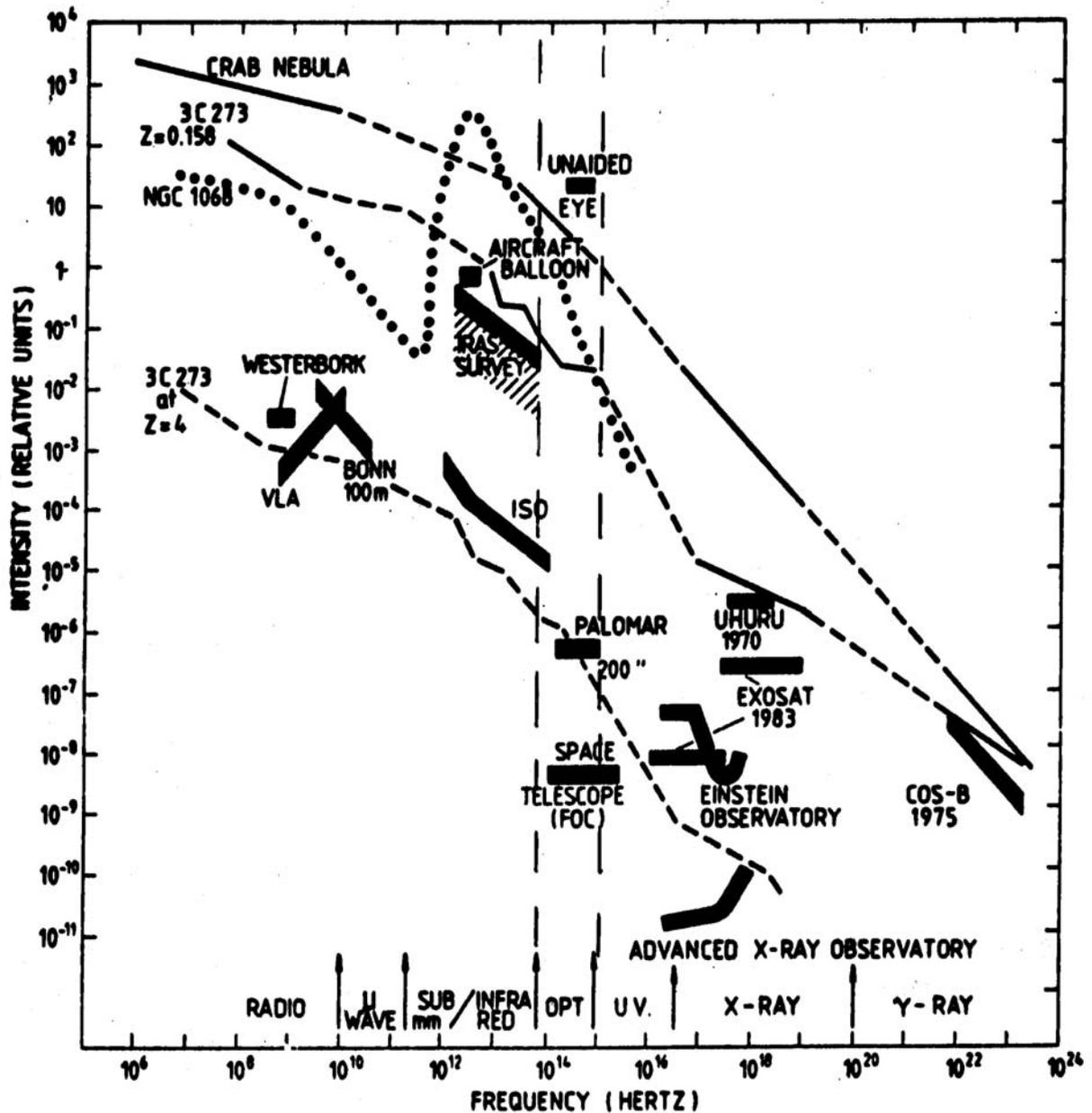
- Si ricava che

$$\frac{\text{segnale}}{\text{rumore}} = \frac{A_{eff}Nt\Delta\nu}{(A_{eff}Nt\Delta\nu + \Omega A_{eff}Bt\Delta\nu + D^2t + R^2)^{1/2}}$$

dove A_{eff} è l'area effettiva del telescopio, N il segnale, B il fondo, Ω l'angolo solido sotteso dal ricevitore, D e R la corrente oscura e il fondo nel ricevitore.

- Per avere un buon segnale occorre dunque avere una buona A_{eff} e un buon campionamento del segnale e del rumore.

Sensibilità dei telescopi nelle diverse bande elettro- magnetiche



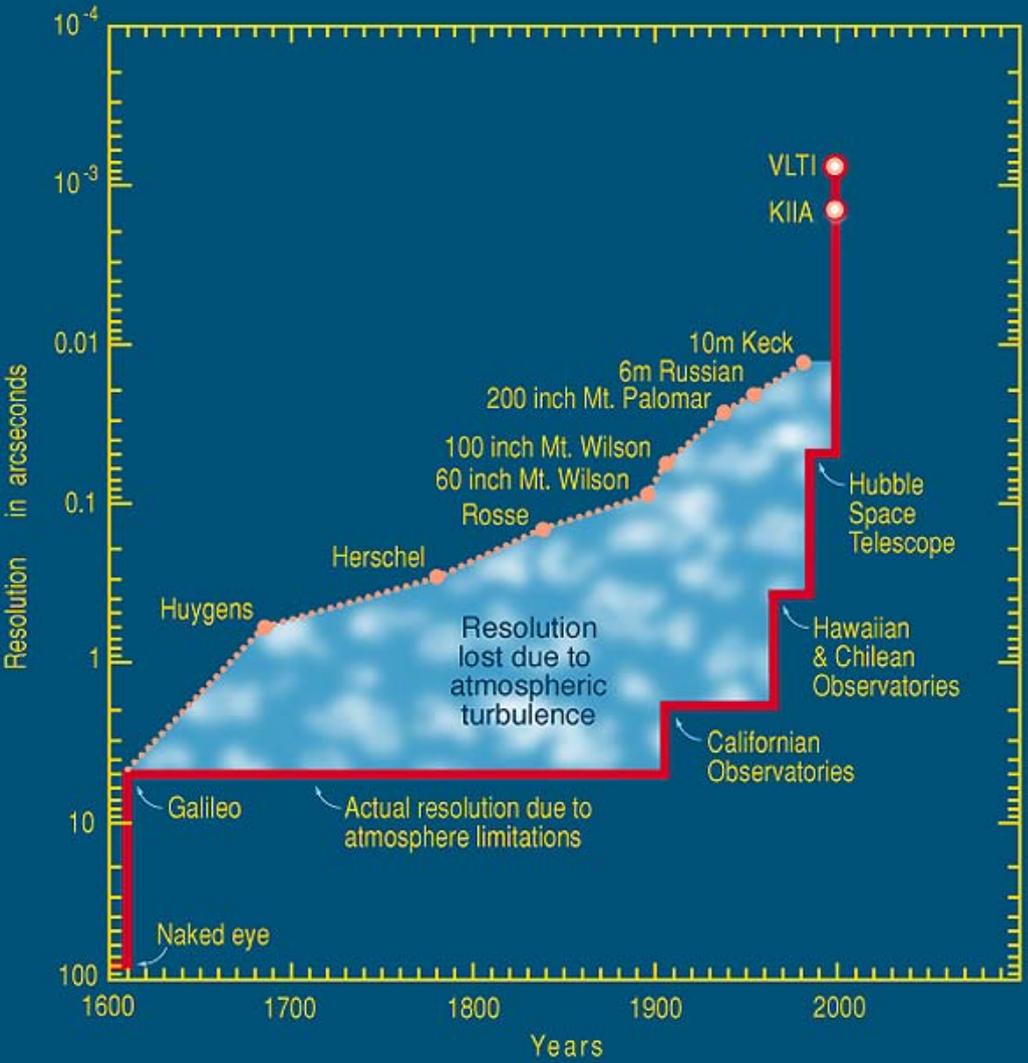
RISOLUZIONE ANGOLARE
IN SECONDI D'ARCO

0.001

0.01

0,5

BREAKING THROUGH THE SEEING BARRIER

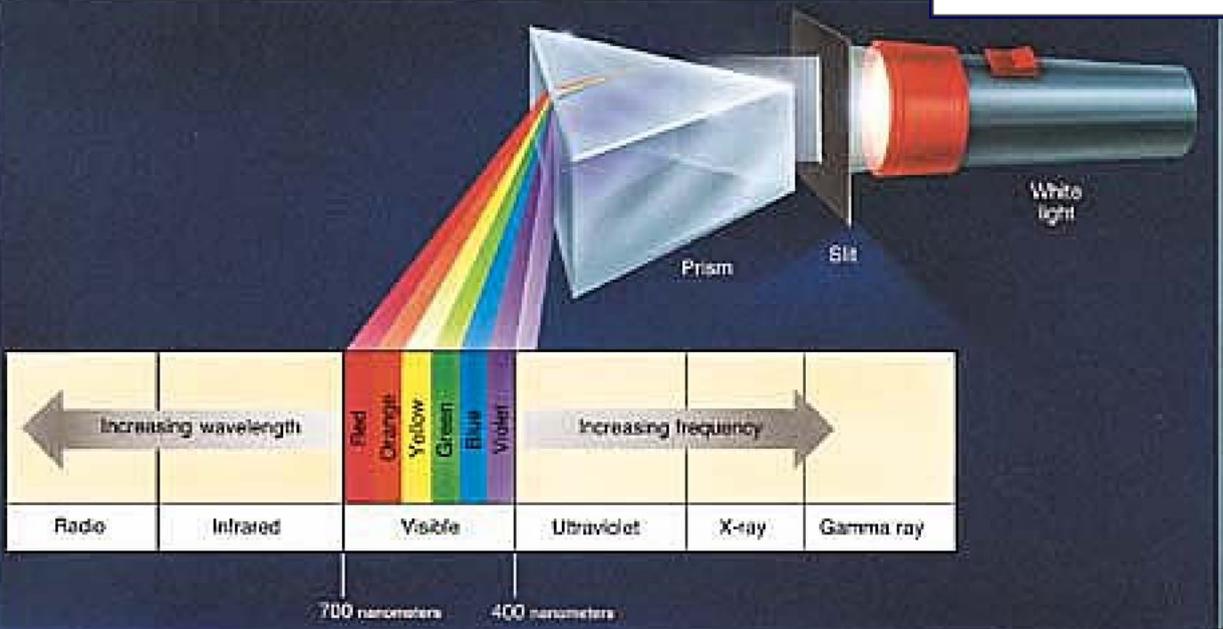
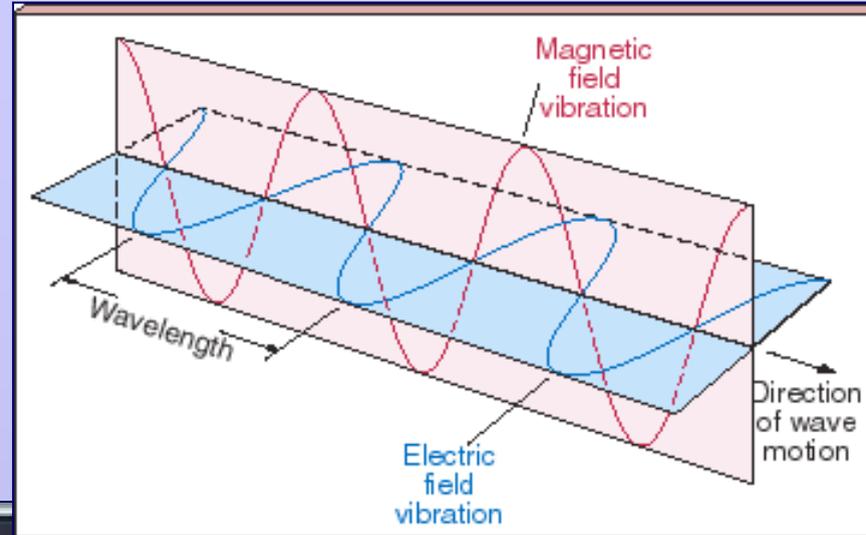


Adaptive Optics makes it possible to achieve diffraction limited images with large telescopes

It also improves the point-source sensitivity of the telescope through a better concentration of the energy

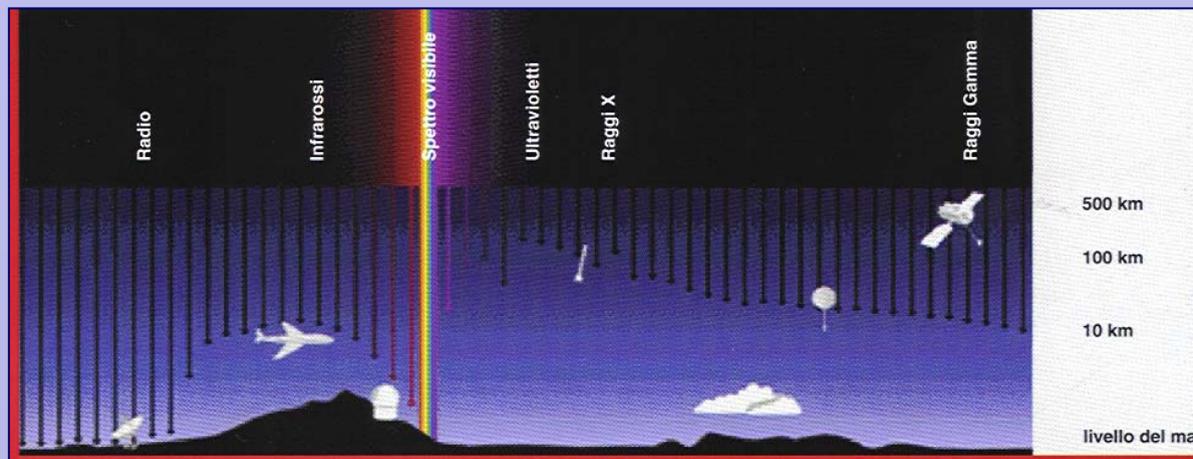
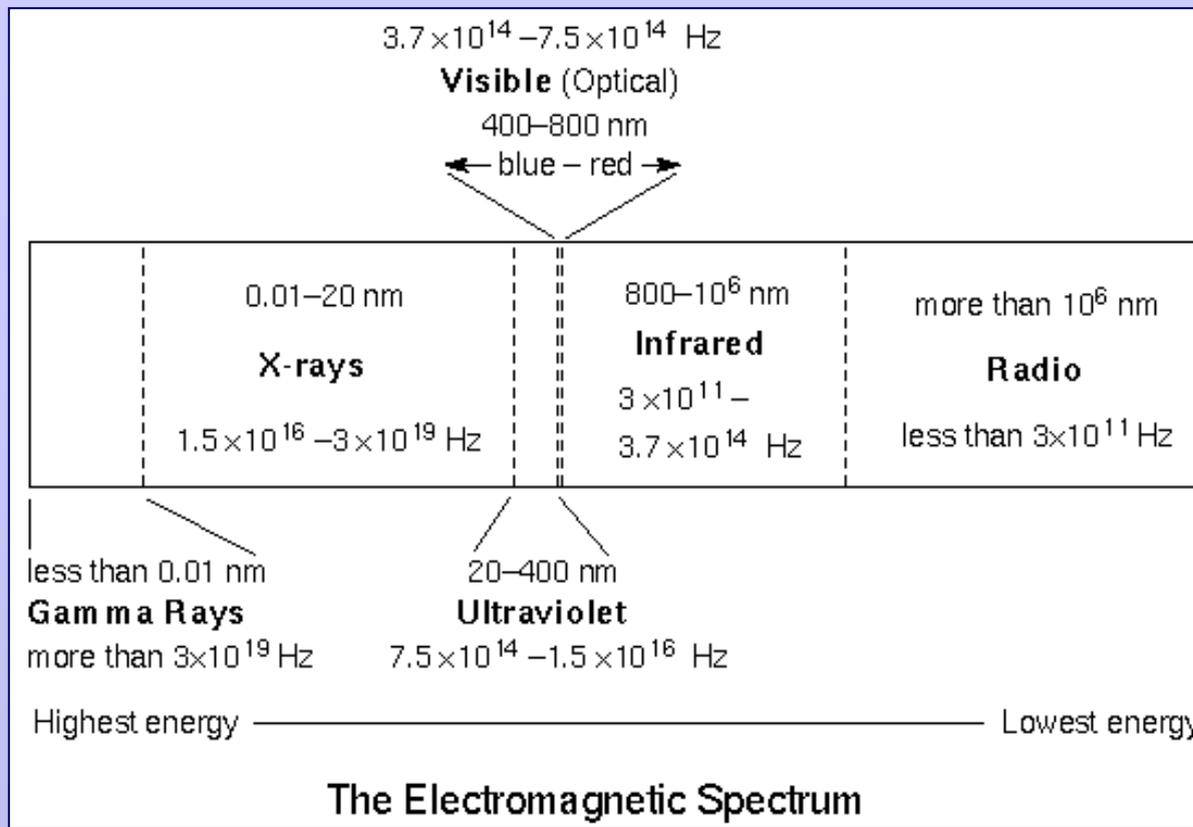
Radiazione

- Le informazioni sugli oggetti cosmici provengono dalle onde elettromagnetiche di diverse lunghezze d'onda



Nell'ottico diverse lunghezze d'onda corrispondono ai colori

- Le bande su cui l'astronomia lavora vanno dal radio ai raggi gamma
- Trasparenza atmosferica: esistono solo due "finestre atmosferiche", ottica e radio
- Per le altre bande occorre utilizzare stazioni orbitanti



Grandezze misurabili

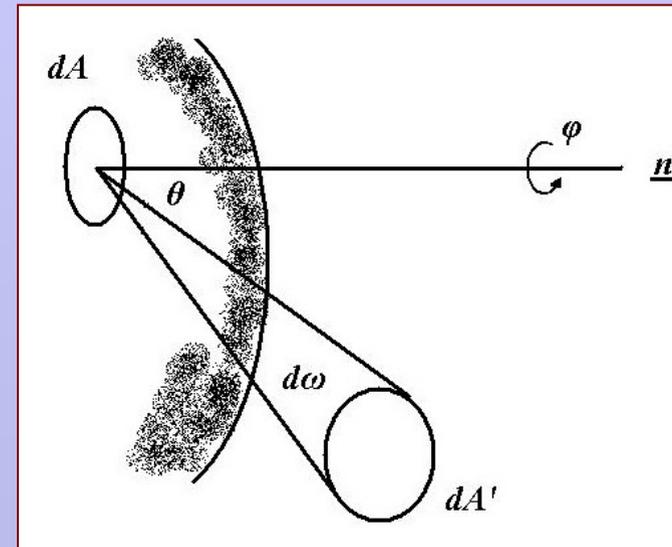
- Energia specifica emessa nell'unità di tempo da una superficie elementare dA entro l'angolo solido $d\omega$ nella direzione ad angolo θ rispetto alla normale uscente \underline{n}

$$dE_\nu = I_\nu(\theta, \varphi) \cos \theta dA d\omega d\nu$$

- I_ν = intensità specifica o radianza [erg s⁻¹ cm⁻² Hz⁻¹ str⁻¹]
- Equazione del trasporto:

$$\frac{dI_\nu}{ds} = -\kappa_\nu \rho I_\nu + \rho j_\nu$$

- L'intensità è una grandezza (non misurabile) che si conserva lungo il cammino ottico in assenza di "pozzi" o sorgenti



- Densità di flusso superficiale specifico uscente o emittanza della sorgente (misurabile):

$$F_v = \int_{\Omega} I_v(\theta, \varphi) \cos \theta d\omega = 2\pi \int_0^{\pi/2} I_v(\theta) \cos \theta \sin \theta d\theta$$

per emissione simmetrica su φ

$$F_\lambda = F_v \frac{d\nu}{d\lambda} = \frac{c}{\lambda^2} F_v$$

- Luminosità specifica o potenza specifica:

$$L_v = \int_A F_v dA = 4\pi R^2 F_v$$

(corpo sferico di raggio R , emissione isotropa)

- Luminosità totale o potenza della sorgente:

$$L = \int_{\Delta\nu} L_v d\nu = 4\pi R^2 \int_{\Delta\nu} F_v d\nu$$

- Densità di flusso specifico a distanza r dalla sorgente:

$$f_v = \frac{L_v}{4\pi r^2} = \left(\frac{R}{r}\right)^2 F_v$$

- Densità di flusso specifico efficace raccolto:

$$l_v = \alpha_v P_v f_v$$

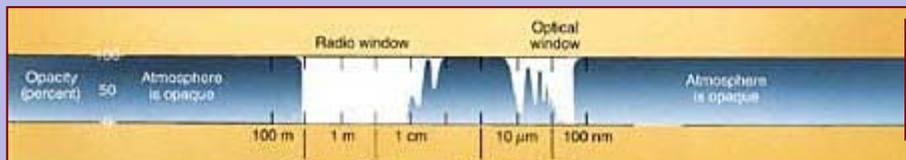
α_v = assorbimento interstellare

P_v = fattori strumentali = $A_v^{-\sec z} Q_v S_v$

$A_v^{-\sec z}$ = assorbimento atmosferico

Q_v = assorbimento strumentale

S_v = sensibilità strumentale



$$1 - A_v$$

- Flusso specifico raccolto da strumento di area efficace Σ :

$$\Phi_{\nu} = \alpha_{\nu} P_{\nu} f_{\nu} \Sigma$$

- Densità di flusso efficace:

$$l = \int_{\Delta\nu} \alpha_{\nu} P_{\nu} f_{\nu} d\nu = \frac{1}{4\pi r^2} \int_{\Delta\nu} \alpha_{\nu} P_{\nu} L_{\nu} d\nu$$

- Flusso efficace:

$$\Phi = \frac{\Sigma}{4\pi r^2} \int_{\Delta\nu} \alpha_{\nu} P_{\nu} L_{\nu} d\nu$$

- Osservativamente: da Φ , conoscendo le funzioni strumentali, si calcola l e quindi l_{ν} ; combinando con r , α_{ν} e P_{ν} si ricava L_{ν} ; se R è noto si ottiene F_{ν}
- Assorbimento interstellare

Sorgenti termiche

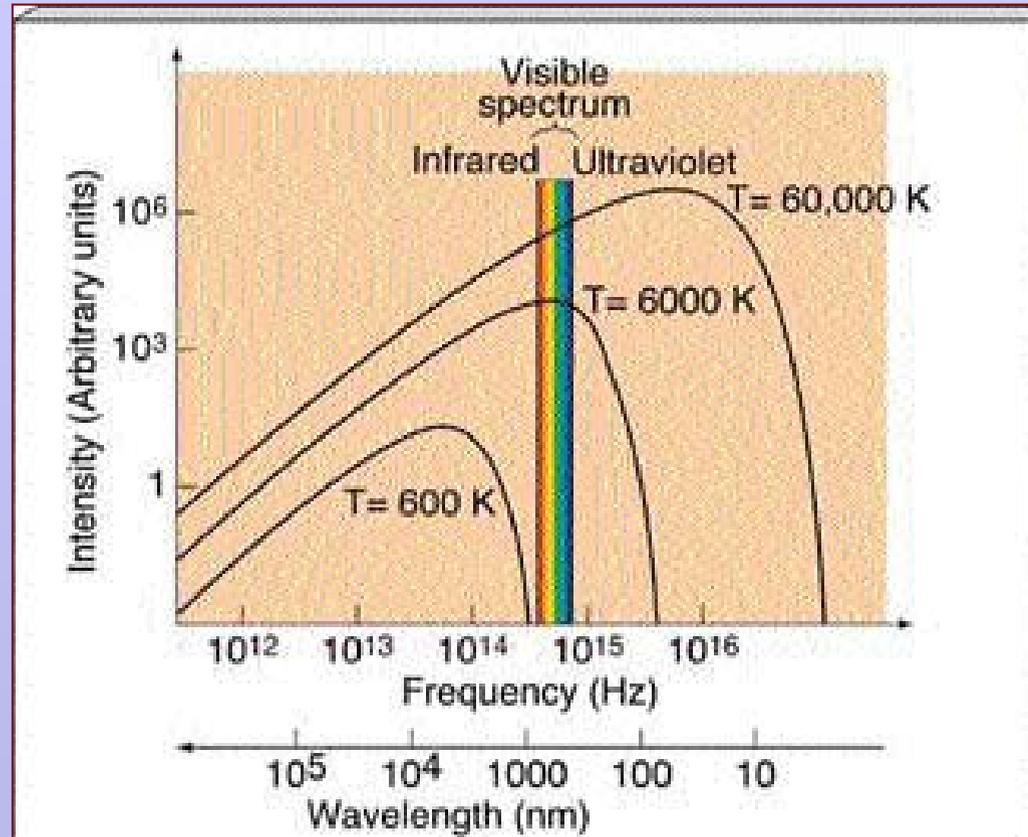
- Distribuzione della radiazione emessa da un corpo a temperatura T
- Curva di Planck per l'intensità del corpo nero

- Legge di Wien

$$\lambda_{\max} T = \text{costante}$$

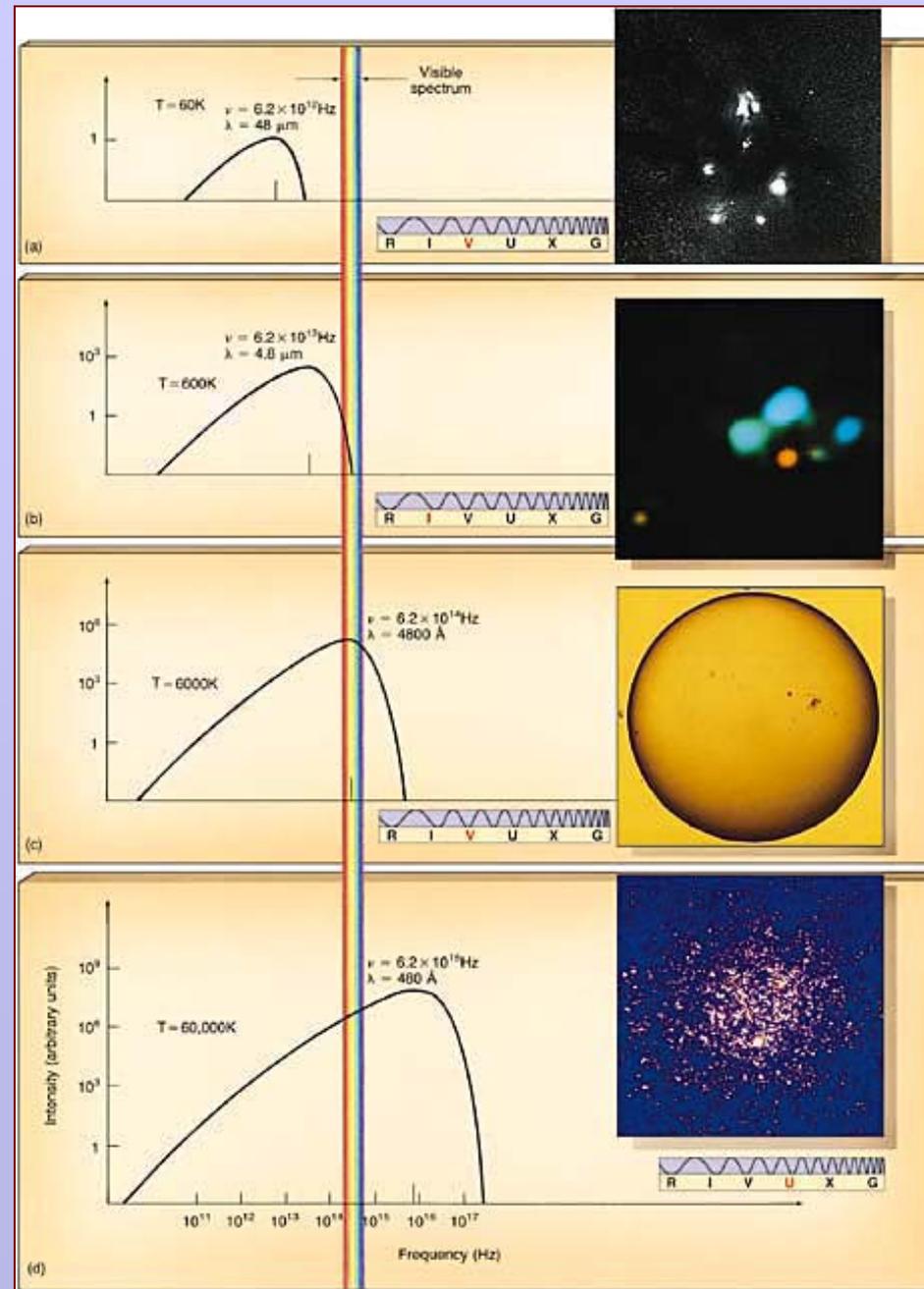
- Legge di Stefan

$$I_{\text{tot}} = \sigma T^4$$



Sorgenti astronomiche con spettro termico

- a) Nube fredda galattica in Ofiuco
- b) Stella in formazione in Orione
- c) Fotosfera solare
- d) Ammasso di stelle brillanti nel Centauro



Luminosità delle stelle

- Classificazione di Tolomeo delle luminosità in magnitudini
- L'occhio risponde al logaritmo della luminosità (formula di Pogson)

Magnitudine apparente

$$m = -2.5 \log \ell + \text{costante}$$

ℓ luminosità apparente della stella

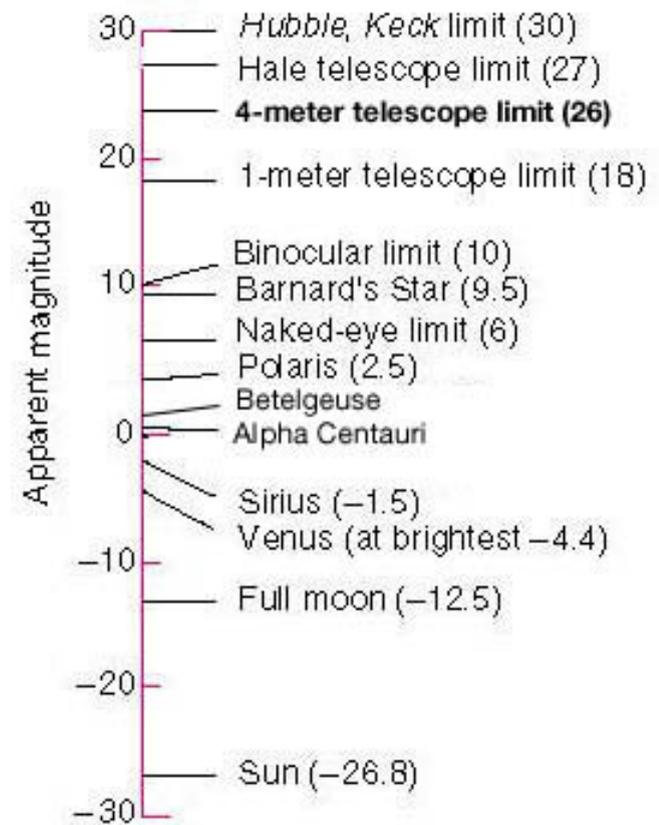
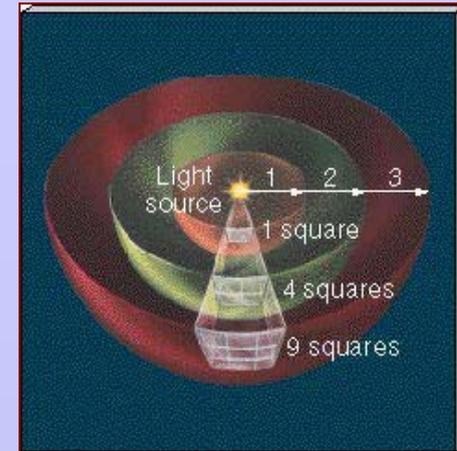
- Magnitudine assoluta

$$M = -2.5 \log L + \text{costante}$$

L luminosità che la stella avrebbe a 10 pc

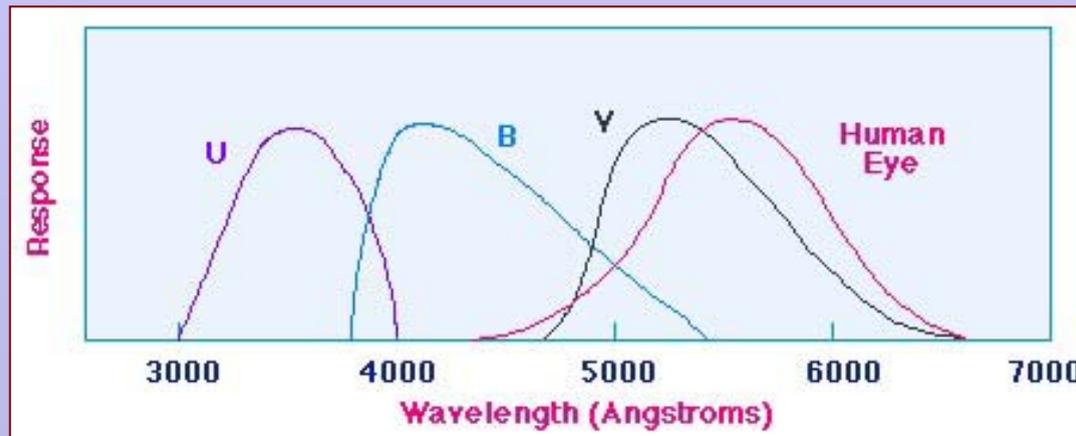
- Le costanti sono definite ponendo per la Stella polare $m = 2.12$
- Modulo di distanza

$$M = m + 5 - 5 \log r_{\text{pc}}$$



Fotometria

- Misurazione dell'energetica globale delle sorgenti e della loro variabilità
- Polarimetria
- Sistemi fotometrici nelle varie bande spettrali
 - Ottico, infrarosso, ultravioletto: magnitudini



- Radio: 1 Jansky = $10^{-26} \text{ W m}^{-2} \text{ Hz}^{-1}$
- Raggi X e gamma: conteggi Uhuru $\text{s}^{-1} = 1.7 \cdot 10^{-11} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$
su banda 2 - 6 keV, $2.4 \cdot 10^{-11} \text{ erg s}^{-1} \text{ cm}^{-2}$ su banda 2 - 10 keV

A schematic diagram showing the wavelength responses of various standard filters which are frequently used in optical astronomy. Thick lines: Johnson's UBV system with extensions to RIJ.

Thin lines: m_{pg} and m_R blue and red filter responses of the Palomar/National Geographic Society Sky Survey.

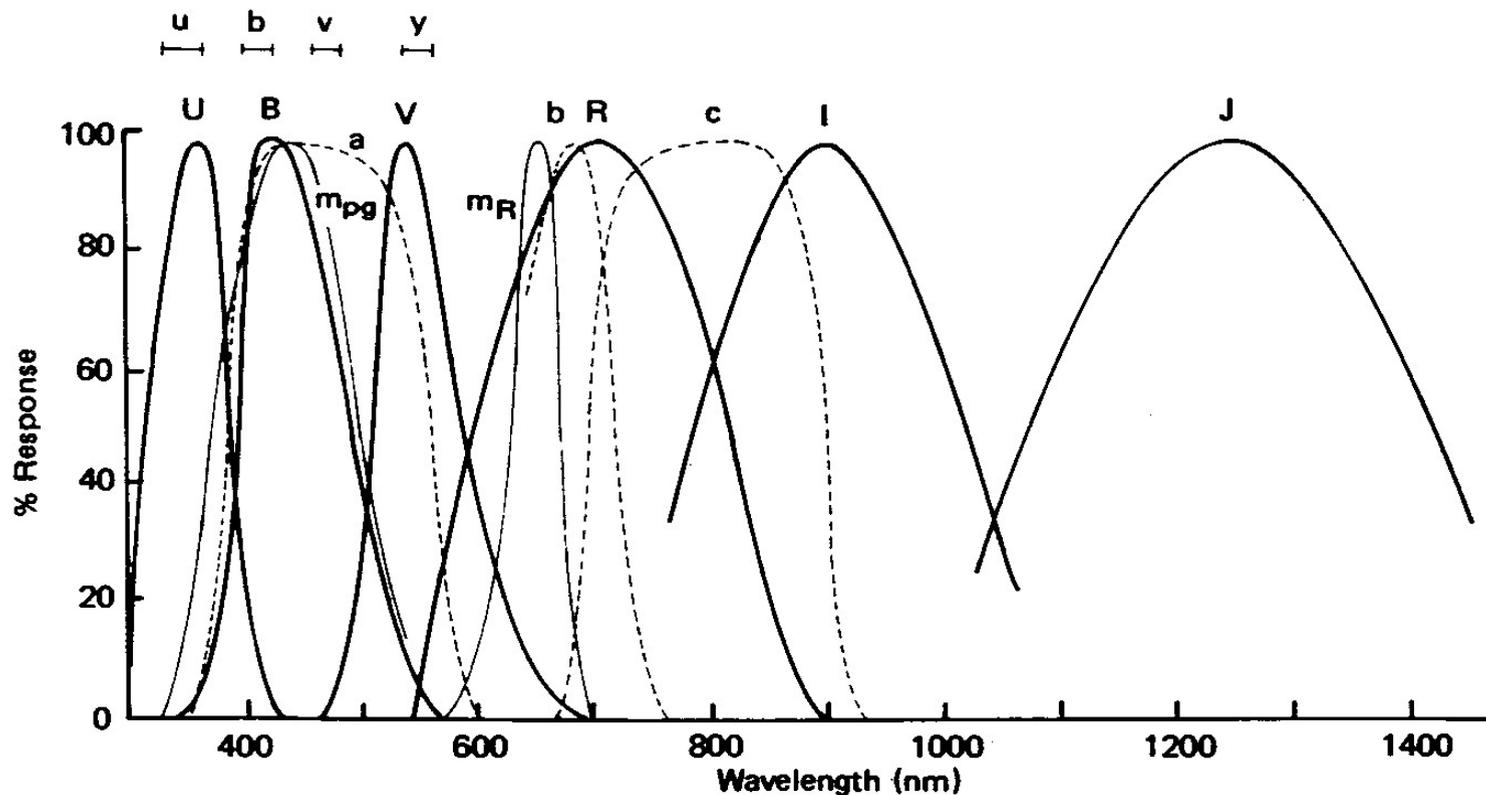
Dashed lines: bandpasses employed by the UK Schmidt telescope

a - IIIaJ + GG 385

b - 127-04 + RG 630

c - IV-N + RG 715

u, b, v, y indicate the bandpasses of Strömberg's narrow-band colour system.



Spettroscopia a larga banda

- Indici di colore:
 - rapporti di luminosità tra bande diverse
 - differenze di magnitudine, U-B, B-V, ecc.
 - normalizzazione U=B=V per stelle di tipo Vega
 - definizione delle stelle standard primarie
 - permettono nelle sorgenti termiche la valutazione della temperatura

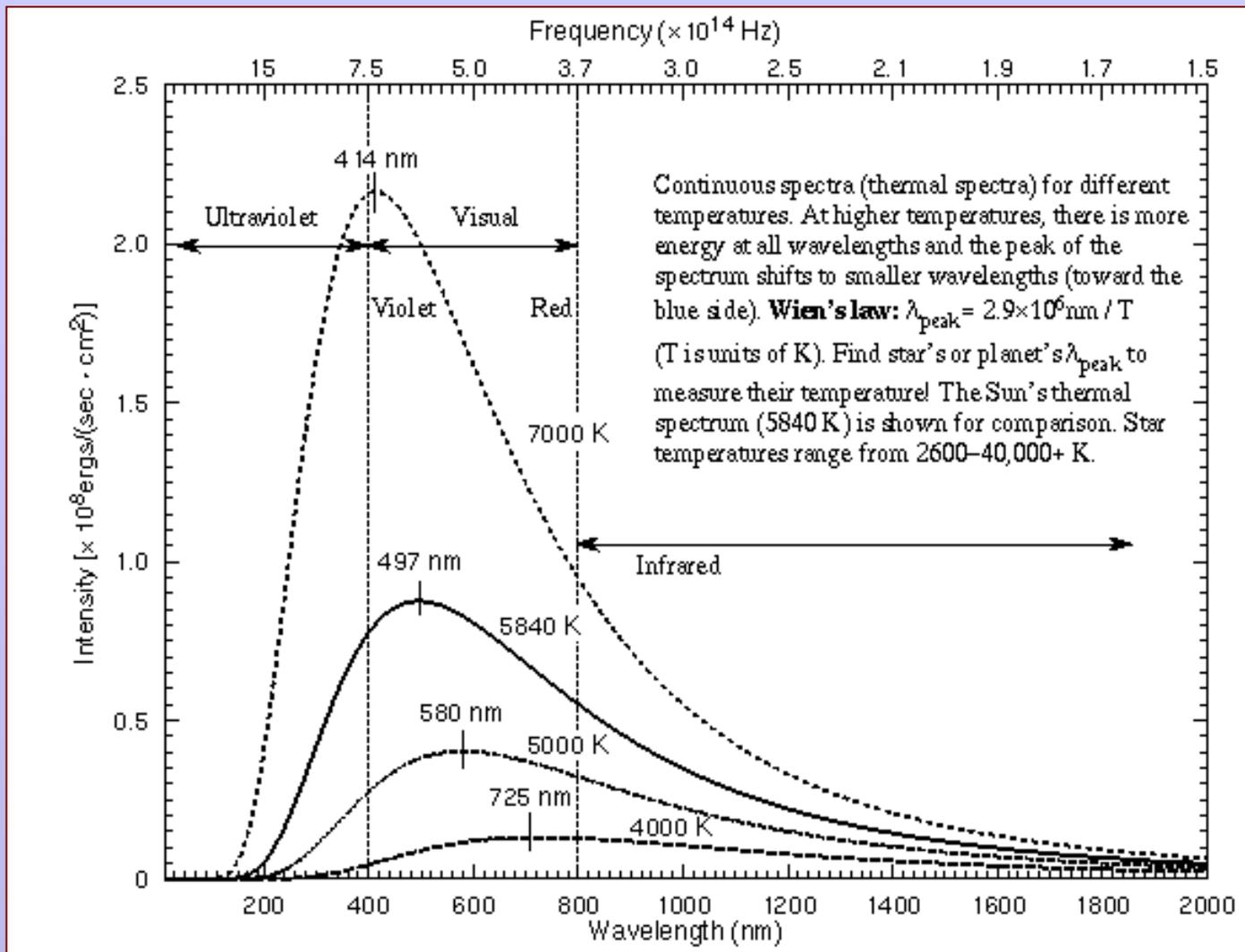
- corpo nero

$$B_{\lambda_1} / B_{\lambda_2} = f(T)$$

- stelle

$$l_{\lambda_1} / l_{\lambda_2} = f(T) + \text{correzioni}$$

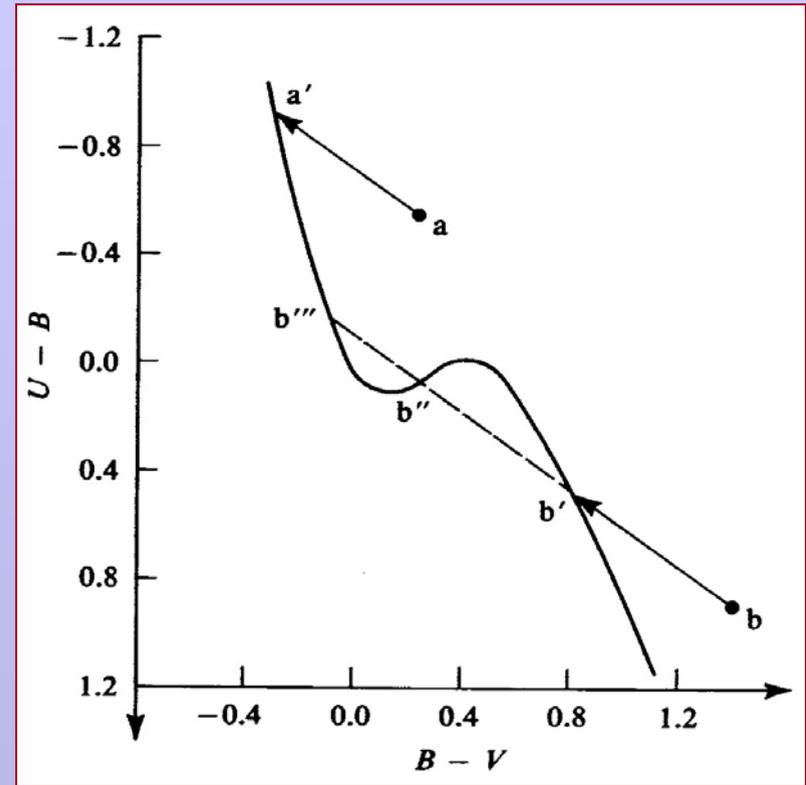
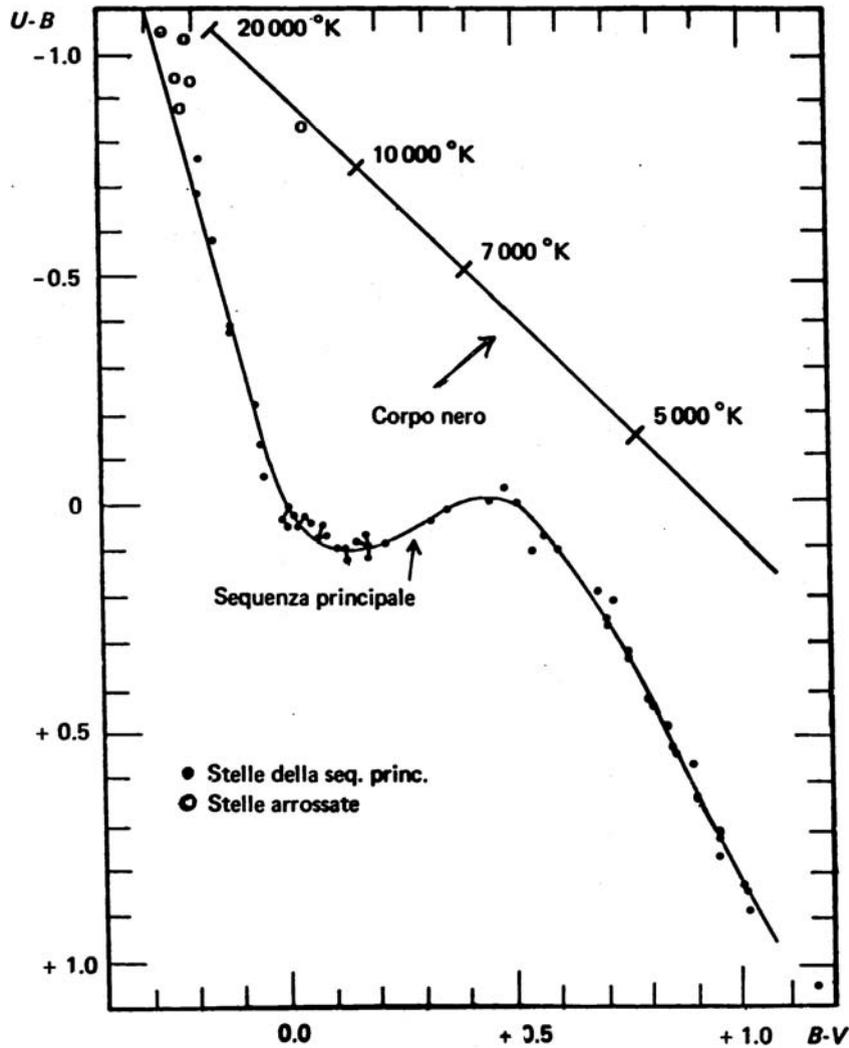




$$B_{\nu}(T) = \frac{2h\nu^3}{c^2} \frac{1}{e^{h\nu/kT} - 1}$$

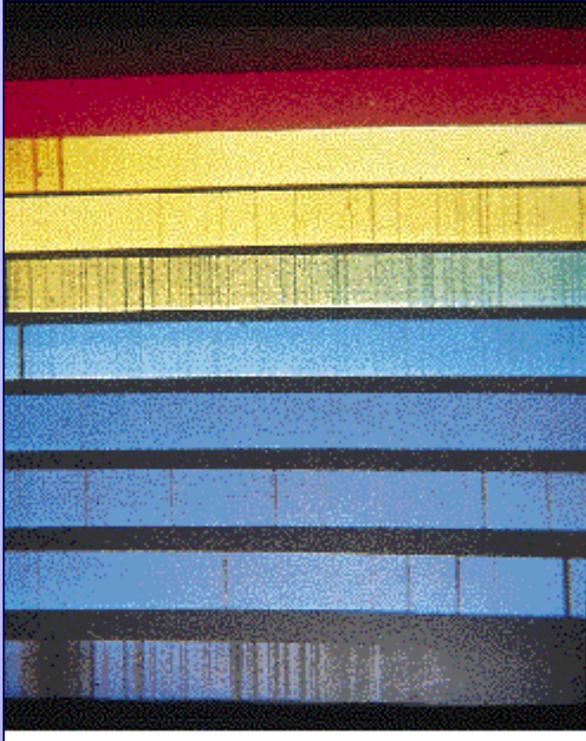
$$B_{\lambda}(T) = \frac{2hc^2}{\lambda^3} \frac{1}{e^{hc/\lambda kT} - 1}$$

Diagramma a due colori

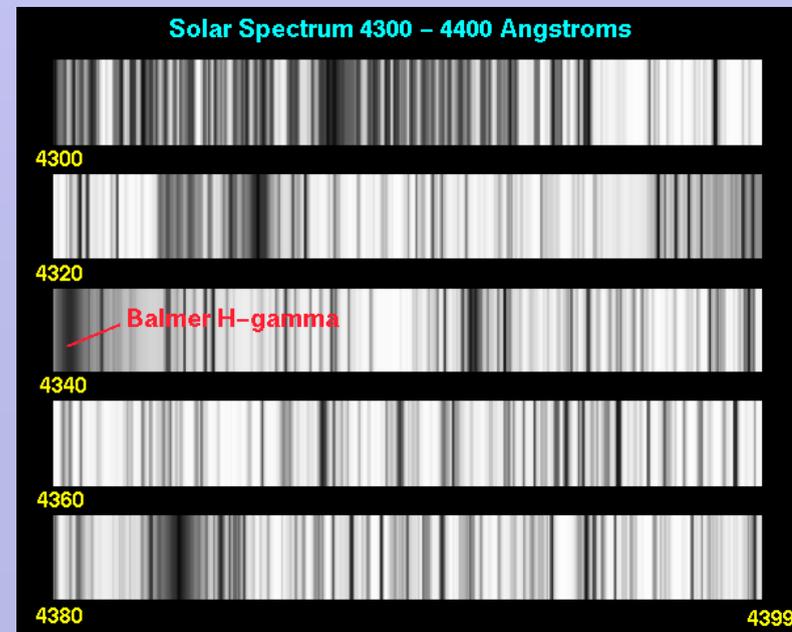


Assorbimento interstellare, eccesso di colore
Curve di arrossamento

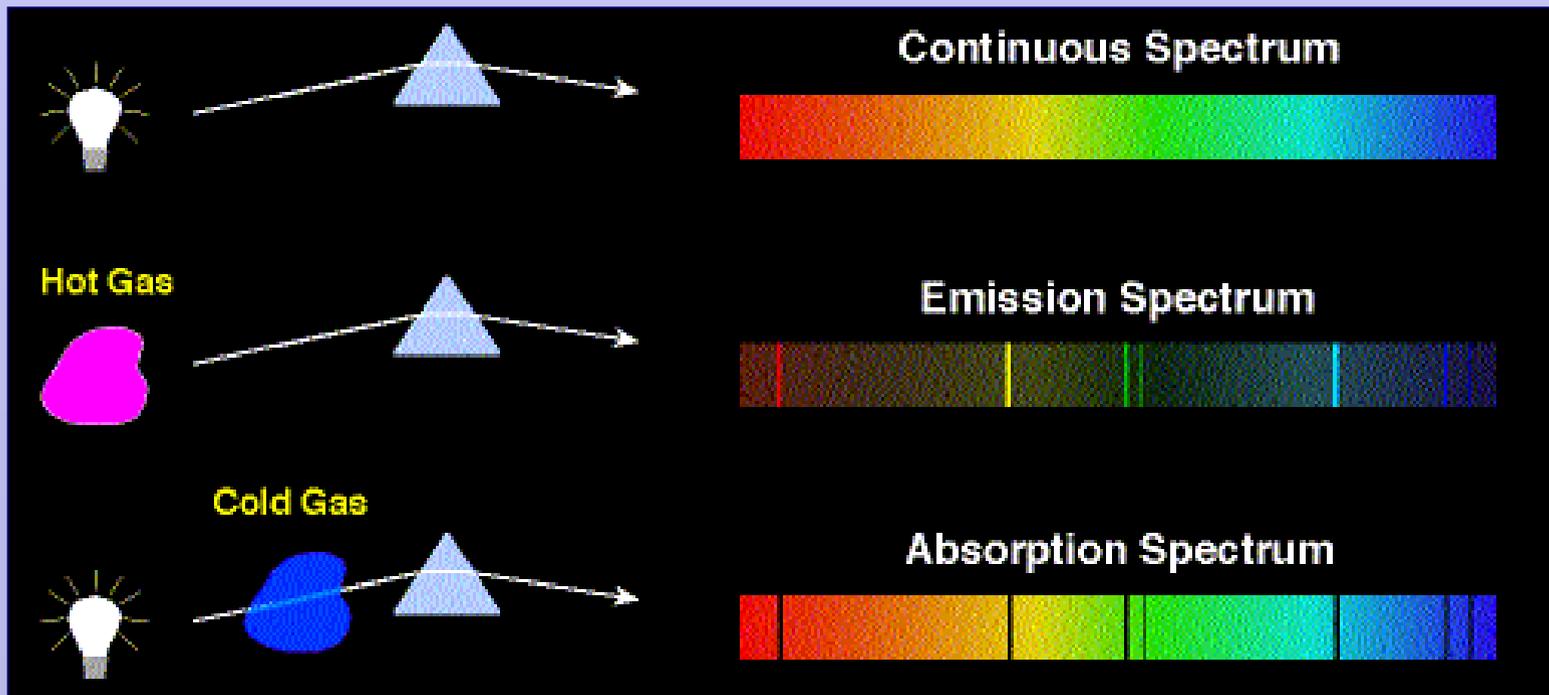
Spettroscopia



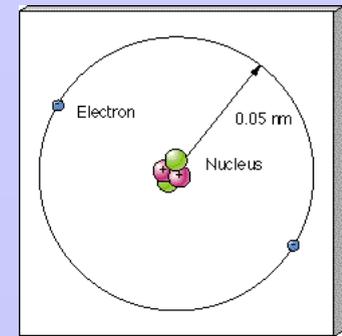
- Fraunhofer nel 1812 cataloga in dettaglio le righe oscure che attraversano lo spettro del Sole



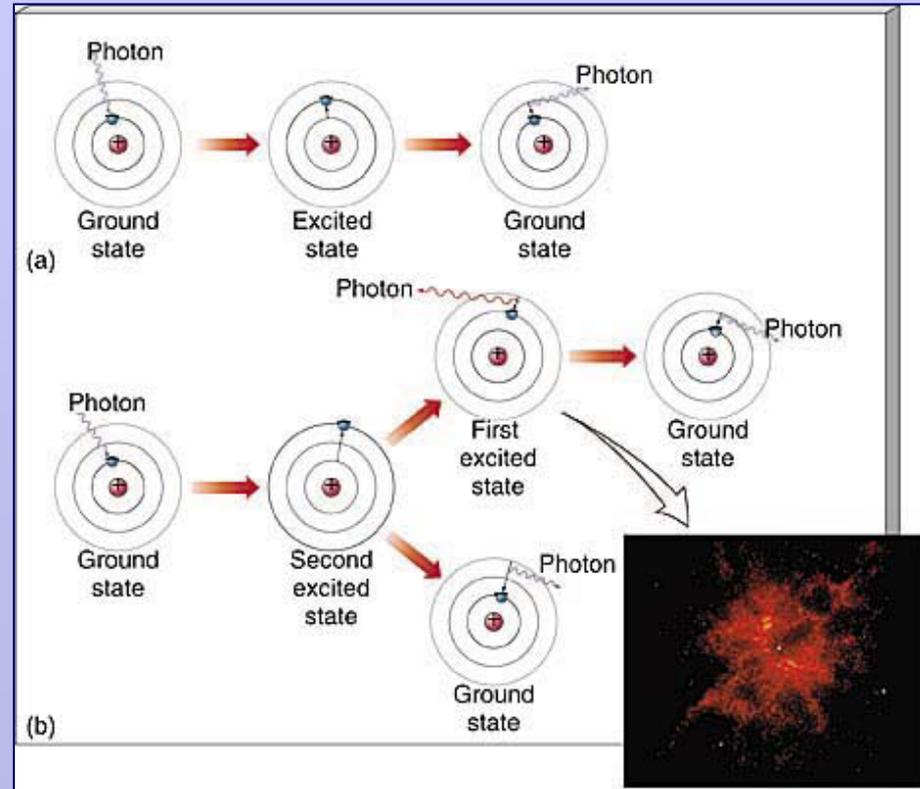
- Kirchhoff nel 1859 formula le leggi che definiscono gli spettri delle sorgenti:
 - Spettro continuo (da metalli, liquidi o gas opachi)
 - Righe di emissione (da gas rarefatti)
 - Righe di assorbimento su continuo (prodotte da gas freddi posti di fronte a sorgente opaca)



Teoria atomica

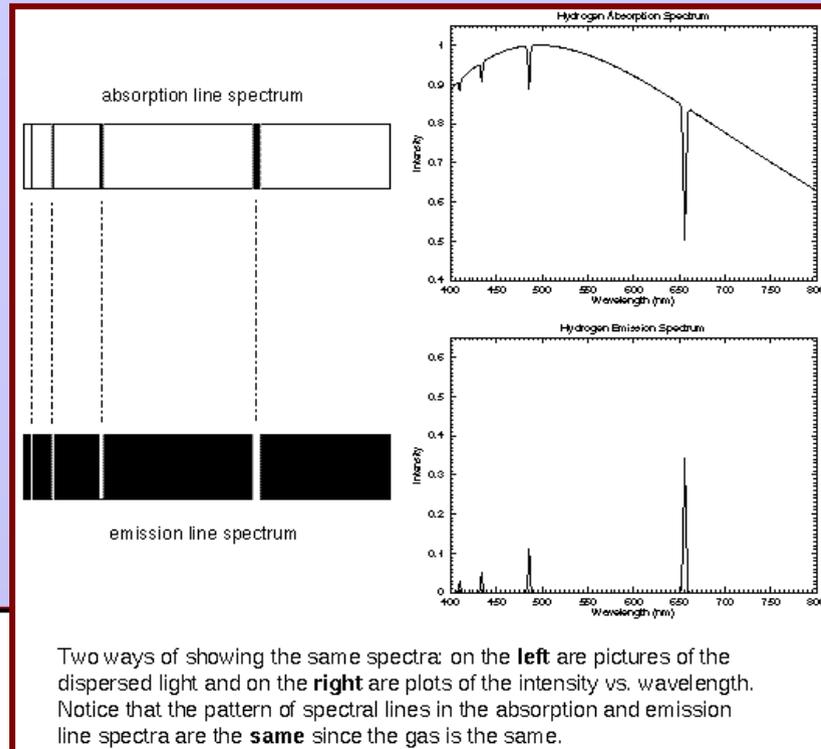


- Meccanica quantistica
- Gli atomi emettono (assorbono) fotoni quando gli elettroni passano a livelli di minore (maggiore) energia
- Cariche libere emettono (assorbono) fotoni quando sono accelerate con perdita (guadagno) di energia

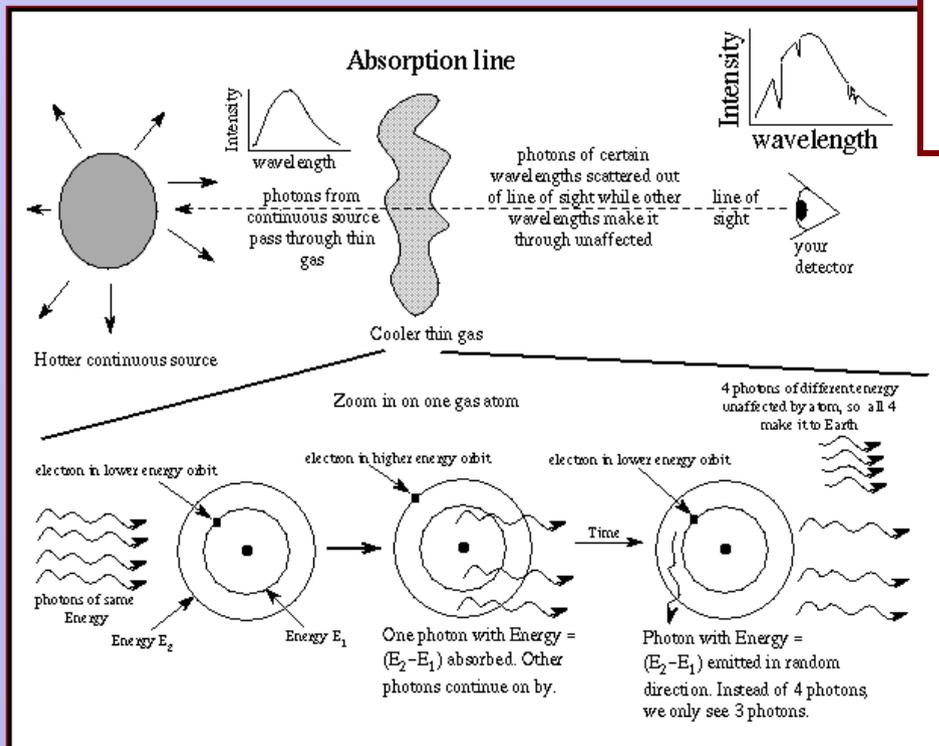


$$E = h\nu$$

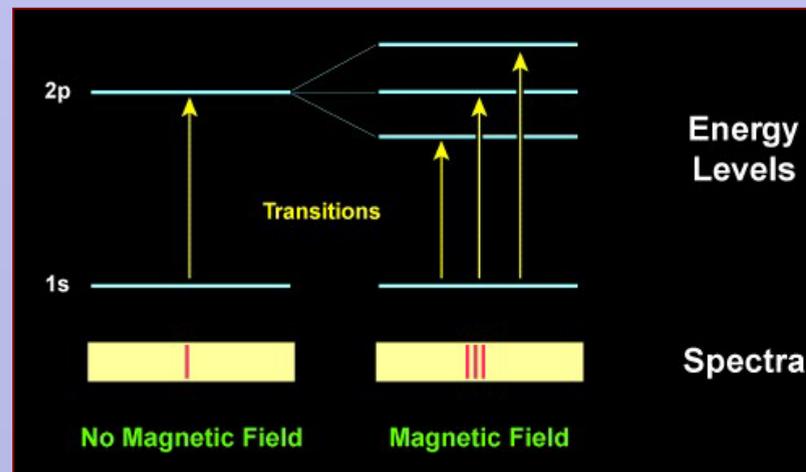
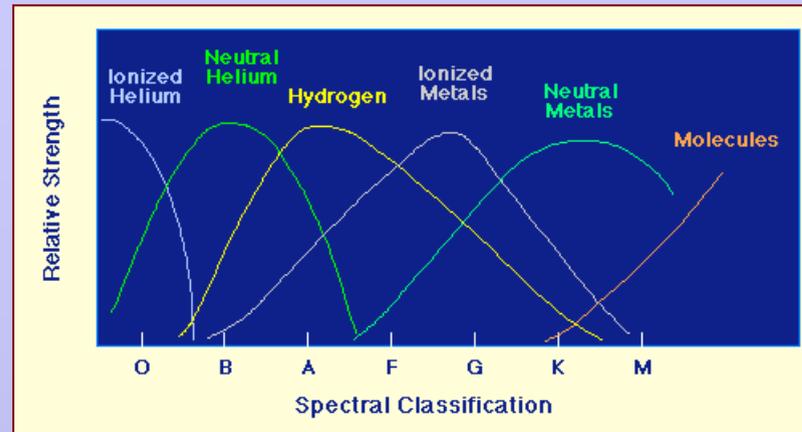
- Righe di emissione e di assorbimento hanno lunghezze d'onda caratteristiche del gas che emette o assorbe



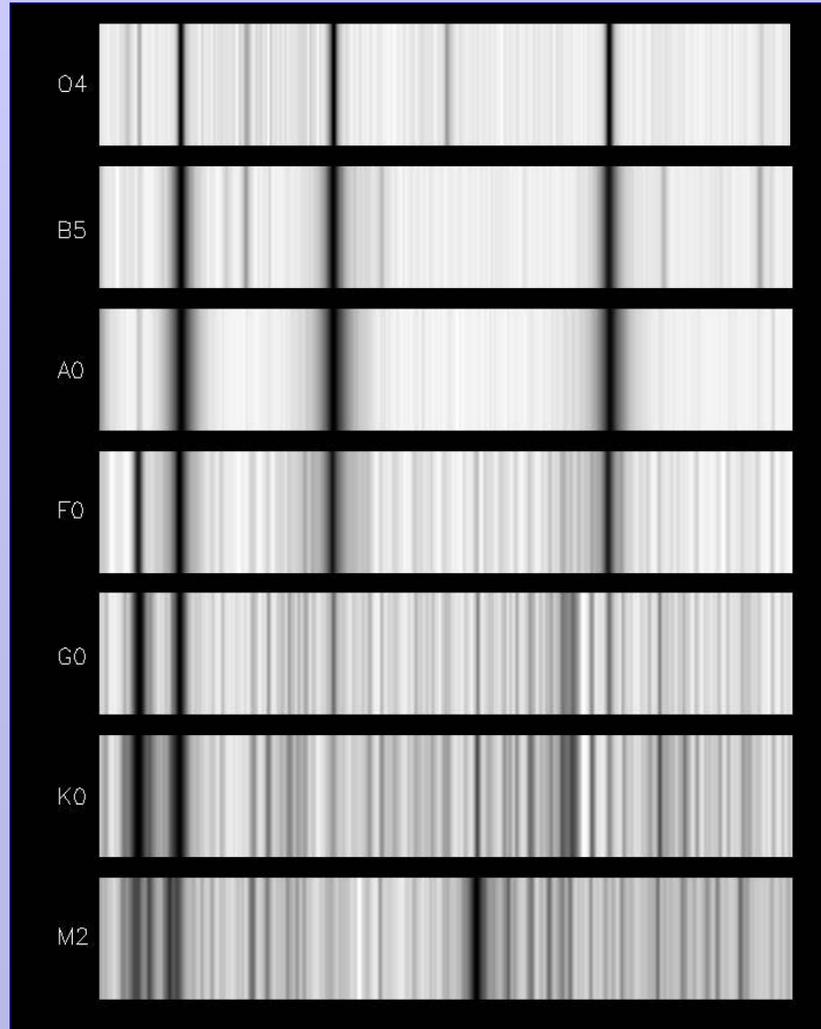
Two ways of showing the same spectra: on the **left** are pictures of the dispersed light and on the **right** are plots of the intensity vs. wavelength. Notice that the pattern of spectral lines in the absorption and emission line spectra are the **same** since the gas is the same.



- La presenza di una riga corrispondente ad una transizione di energia $h\nu$ indica che il livello di partenza (per emissione o per assorbimento) è popolato
- Misura della temperatura in quanto $h\nu/kT \sim 1$
- Se $h\nu/kT \gg 1$ le collisioni termiche non permettono la transizione
- Se $h\nu/kT \ll 1$ il livello di partenza è completamente ionizzato
- Effetto Stark, misura di campi elettrici
- Effetto Zeeman, misura di campi magnetici



Classificazione degli spettri stellari di Harvard



Oh!

Be

A

Fine

Girl

Kiss

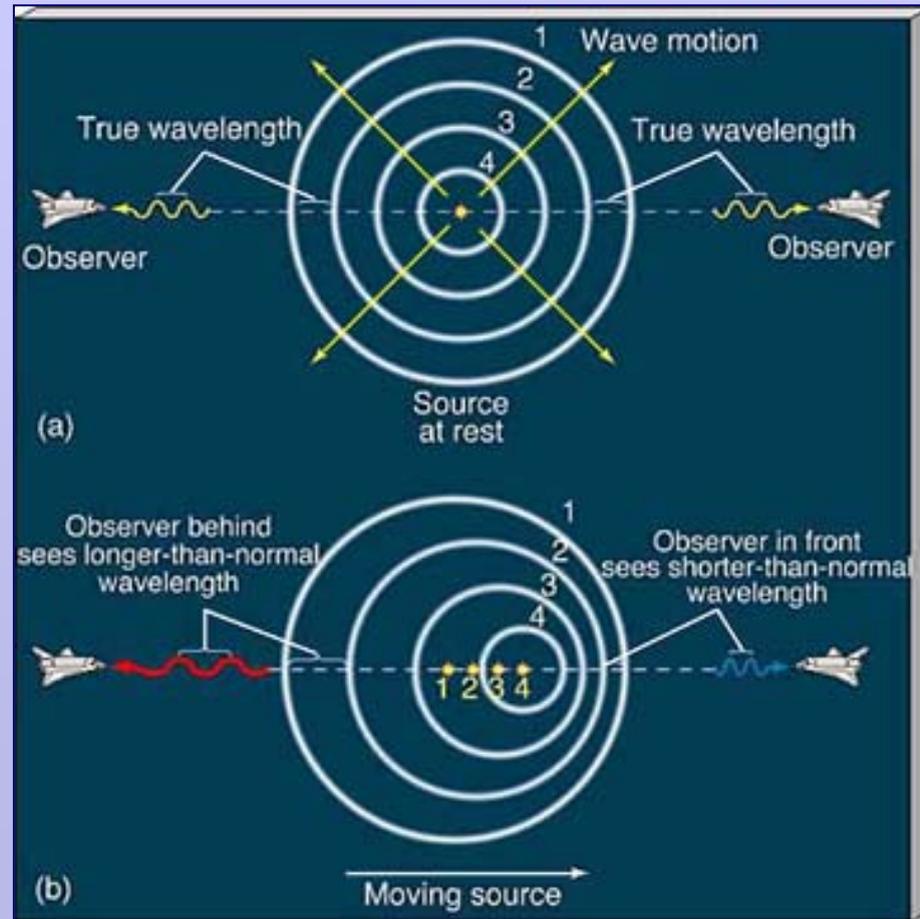
Me!

Effetto Doppler

- La frequenza ricevuta da una sorgente in moto relativamente all'osservatore aumenta se la sorgente si avvicina, diminuisce se si allontana

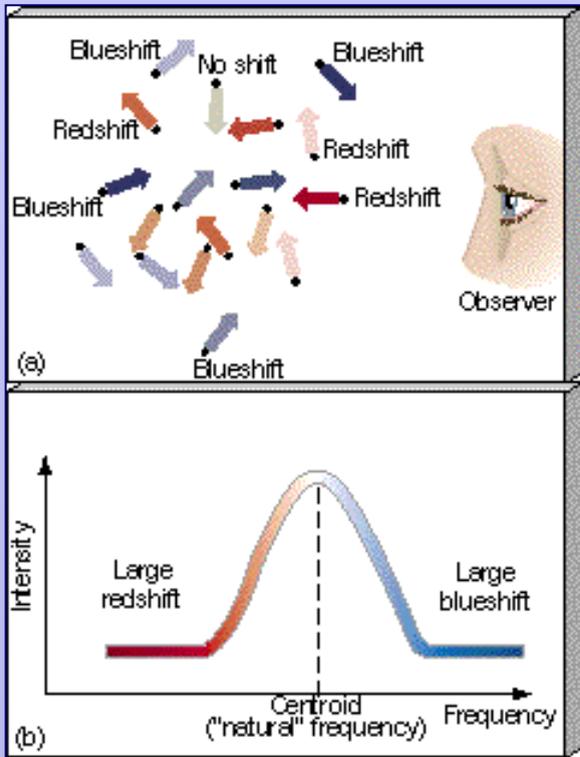
$$\frac{\lambda_{oss}}{\lambda_{sorg}} = 1 + \frac{V_{rel}}{c}$$

- Misure di velocità relative e di dinamica

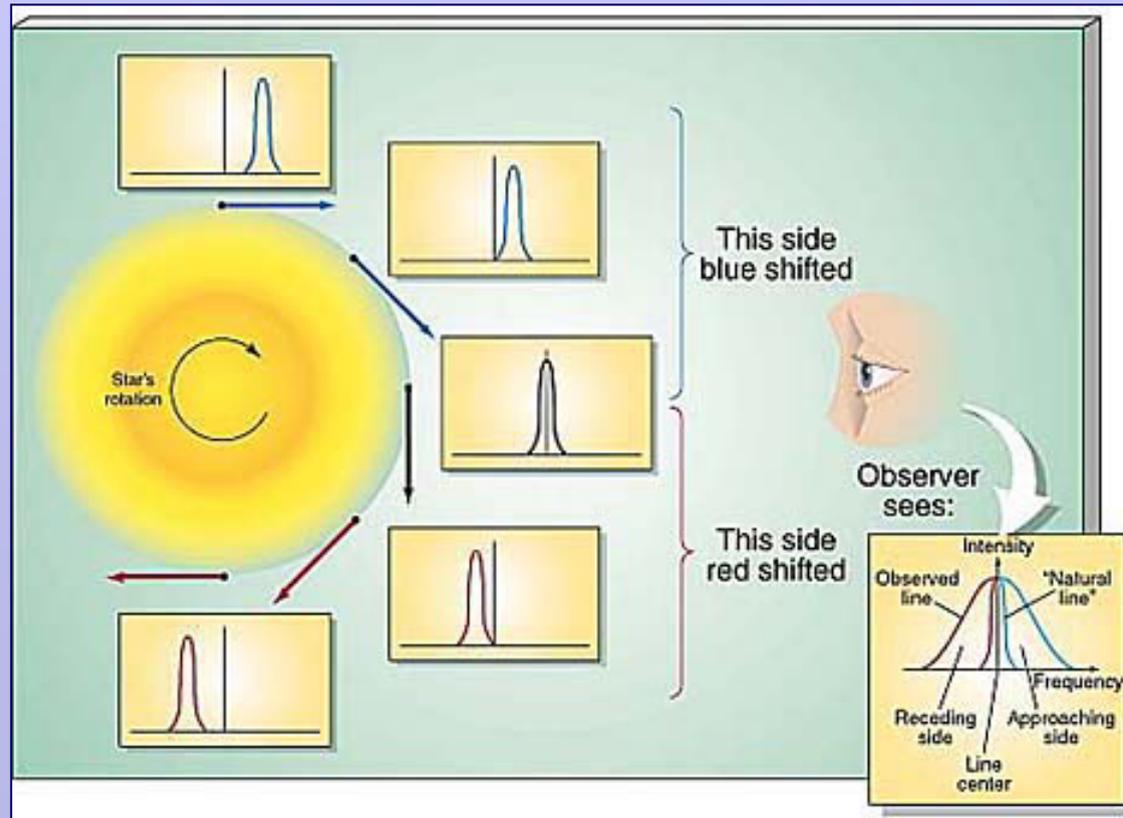


Profili delle righe

- Il profilo delle righe dipende dallo stato dinamico della sorgente



Allargamento termico



Doppler

Spettroscopia

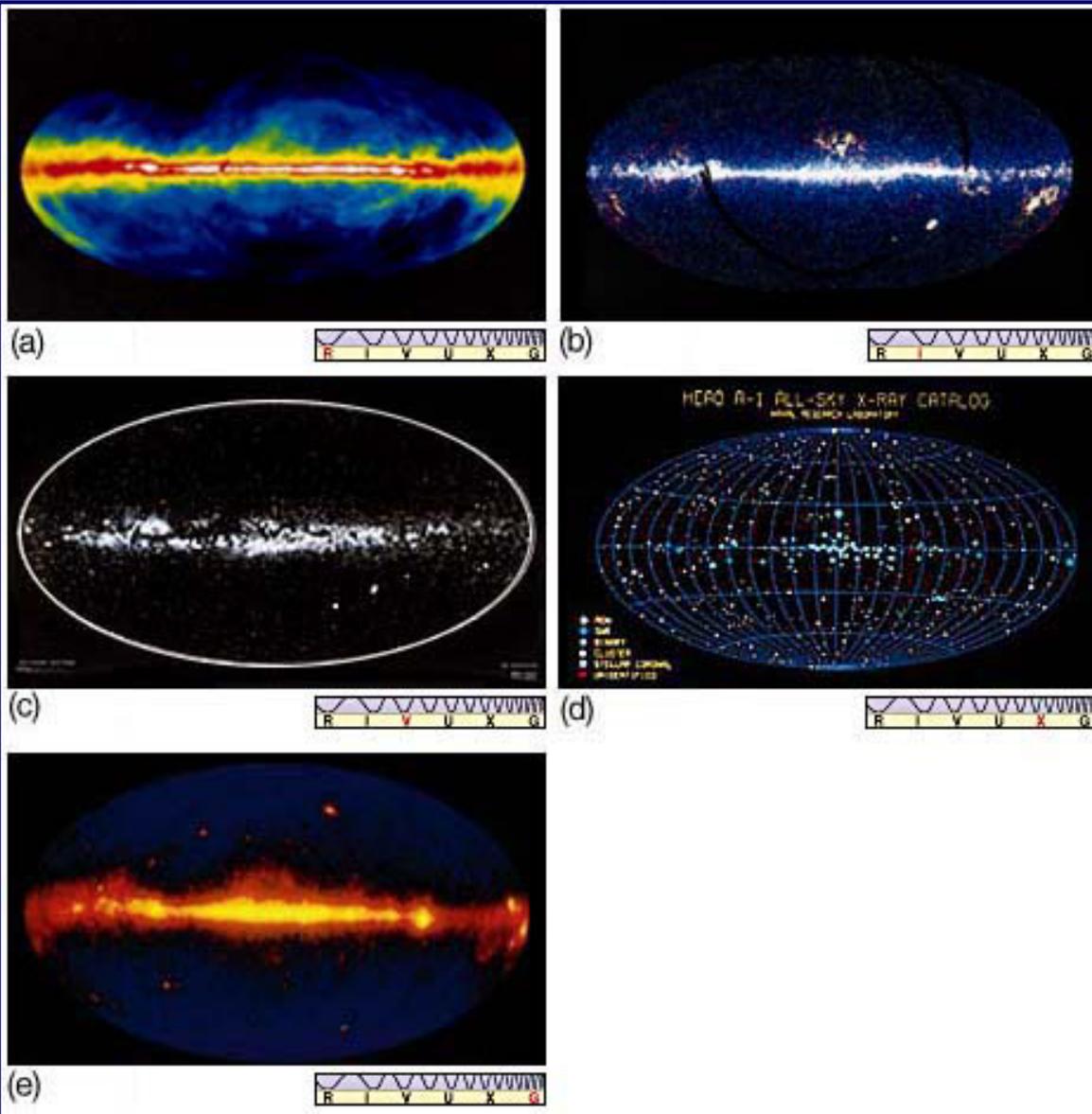
Caratteristica spettrale	Informazione
Picco del continuo	Temperatura
Presenza delle righe	Composizione chimica, temperatura
Intensità delle righe	Composizione chimica, temperatura
Larghezza delle righe	Temperatura, turbolenza, velocità di rotazione, densità, campi magnetici
Profilo delle righe	Dinamica della sorgente
Spostamento Doppler	Velocità relativa

Caratteristica spettrale	Informazione
Picco del continuo	Temperatura
Presenza delle righe	Composizione chimica, temperatura
Intensità delle righe	Composizione chimica, temperatura
Larghezza delle righe	Temperatura, turbolenza, velocità di rotazione, densità, pressione
Profilo delle righe	Dinamica della sorgente
Spostamento Doppler	Velocità relativa
Effetto Stark	Campi elettrici
Effetto Zeeman	Campi magnetici

Astronomia sull'intero spettro

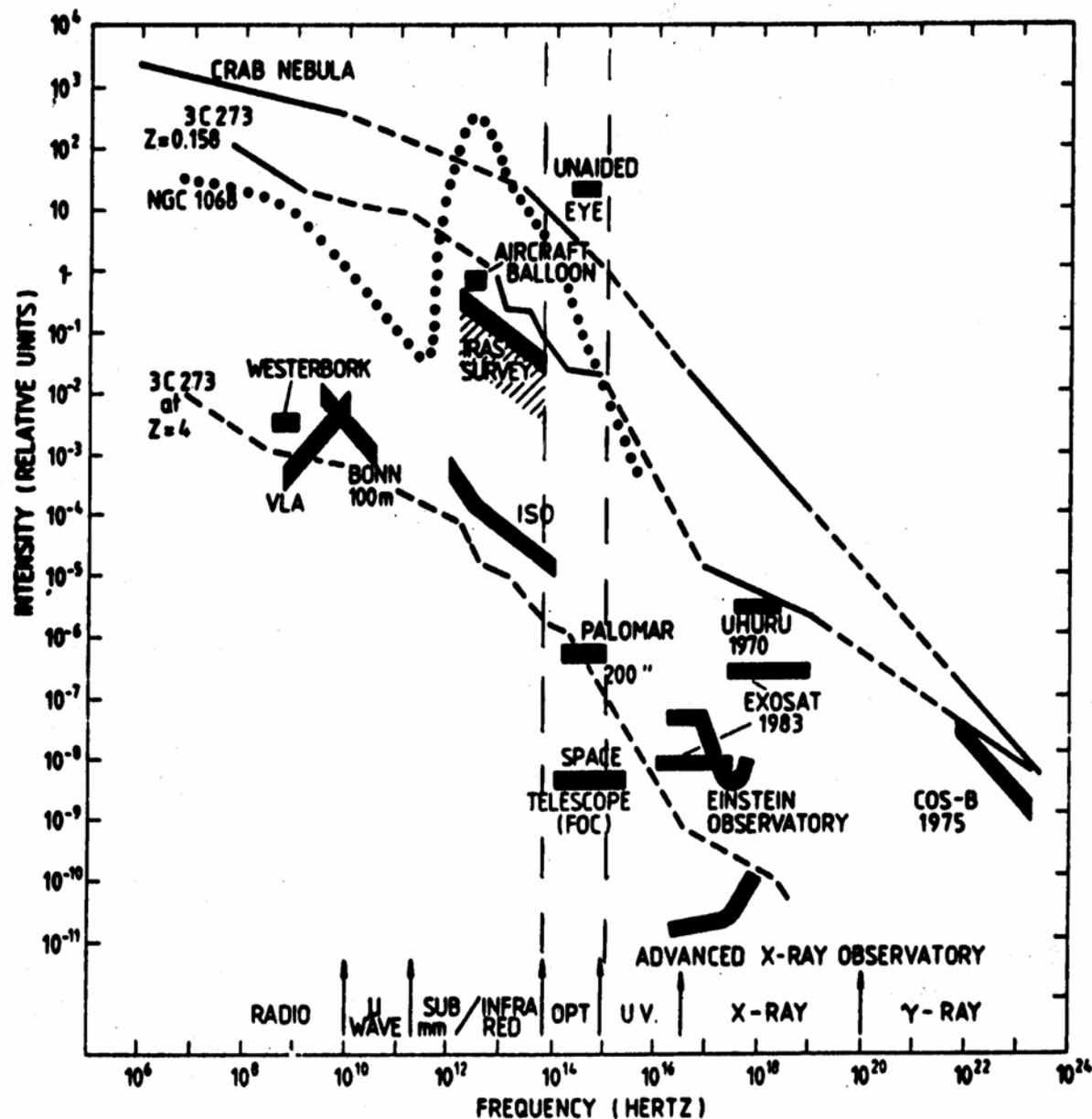
- Nascita della radioastronomia nel 1932
- Astronomie ultravioletta, infrarossa, X e gamma nascono intorno al 1960 con i voli spaziali e gli osservatori orbitanti
- Non danno solo informazioni aggiuntive, ma complementari in quanto rivelano sorgenti che sono in fasi particolari dell'evoluzione:
 - Ottico, stelle nelle fasi di evoluzione lenta
 - IR, formazione stellare, gas interstellare freddo
 - UV, stelle calde e nane bianche, gas caldo
 - Raggi X, nane bianche, stelle di neutroni
 - Raggi gamma, stelle di neutroni, buchi neri
 - Radio, stelle di neutroni, supernove, gas relativistici

L'Universo a diverse lunghezze d'onda



- a) Radio
- b) Infrarosso
- c) Ottico
- d) Raggi X
- e) Raggi gamma

Sensibilità
raggiunta
dai telescopi
nelle diverse
bande
elettro-
magnetiche



RISOLUZIONE ANGOLARE
IN SECONDI D'ARCO

0.001

0.01

0,5