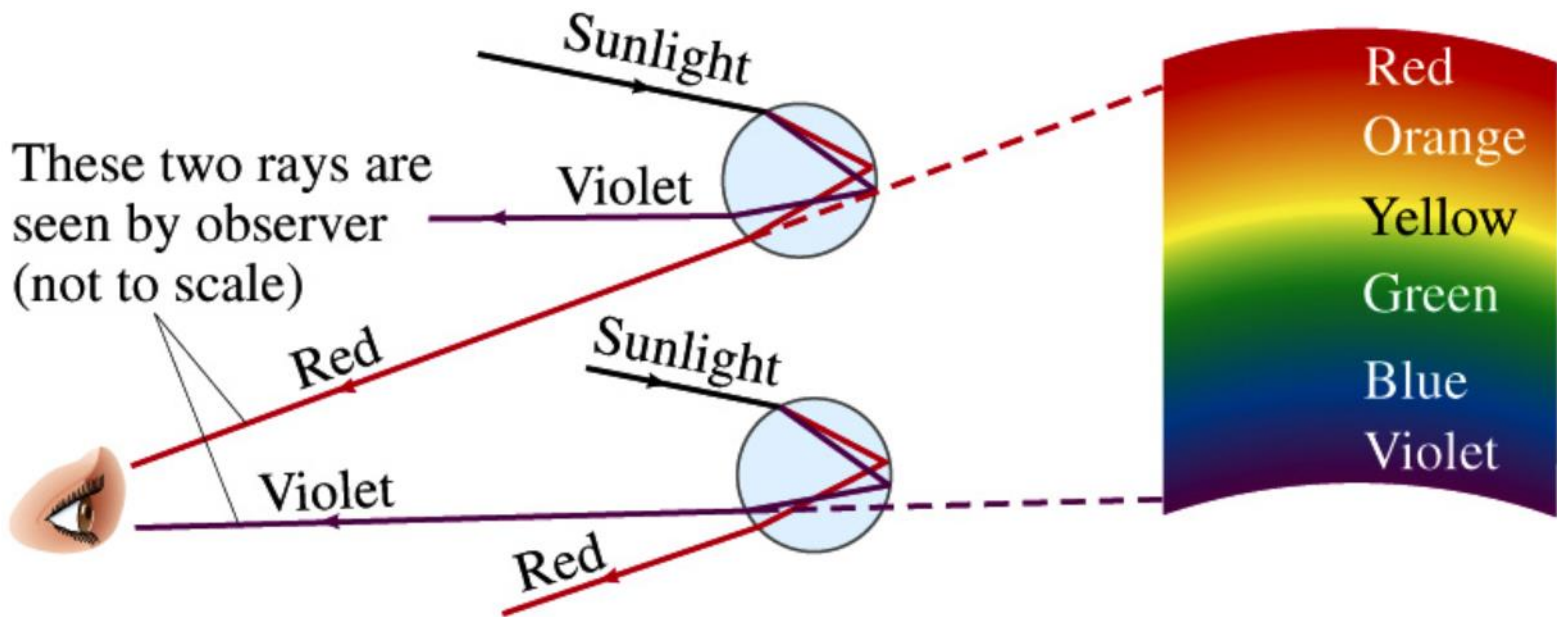


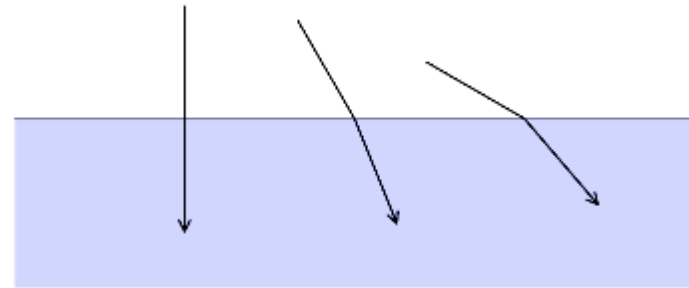
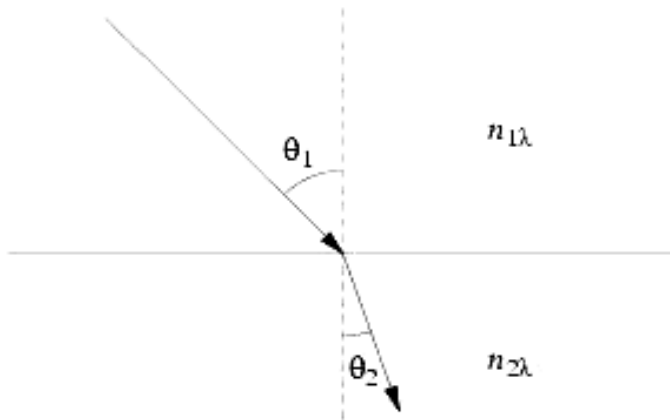
# Cap. 3 – Telescópios, turbulência atmosférica, etc....

Credito dos slides em ingles: Prof. George Djorgovski,  
Caltech, USA

# Arco-Íris



# Óptica Básica



Índice de Refração:

$$n(\lambda) = c/v(\lambda)$$

$n(\text{ar}) \approx 1.0003$ ,

$n(\text{água}) \approx 1.33$ ,

$n(\text{vidro}) \sim 1.5$ , etc...

**Lei de Snell :**  $n_1 \sin \theta_1 = n_2 \sin \theta_2$

Se  $\sin \theta_2 = 1$ , então temos reflexão interna total para  $\theta_1 > \sin^{-1}(n_2/n_1)$ ; por exemplo em fibras ópticas.

# Índice de Refração

- A equação de Cauchy é uma relação empírica entre o índice de refração e o comprimento de onda da luz para um determinado material transparente.
- A forma mais geral da equação é:  $n(\lambda) = B + \frac{C}{\lambda^2} + \frac{D}{\lambda^4} + \dots$ ,

onde  $n$  é o índice de refração,  $\lambda$  é o comprimento de onda,  $B$ ,  $C$ ,  $D$ , etc., são os coeficientes que podem ser determinados através do ajuste da equação a índices de refração medidos em comprimentos de onda conhecidos. Os coeficientes são geralmente dados para  $\lambda$  como o comprimento de onda no vácuo em micrometros.

## PARA O AR:

$$n_{\text{air}} = 1.000287566 + (1.158102 \times 10^{-9} \text{ m} / \lambda)^2 + O(\lambda)^4$$

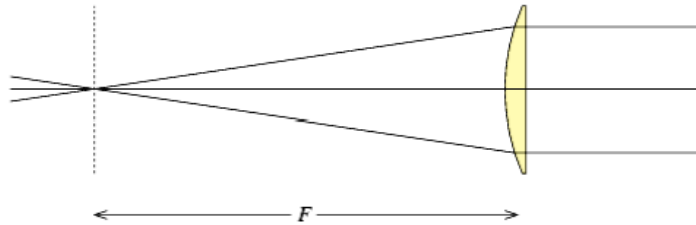
↪  $\sim 5 \times 10^{-6}$  na luz visível

*Cuidado com comprimentos de onda no ar vs. vácuo em espectroscopia!*

Tradicionalmente,  $\lambda$ 's  $\geq 3000$  (2800?) Å são dados como valores no ar, e são inferiores aos valores de vácuo. Observe.

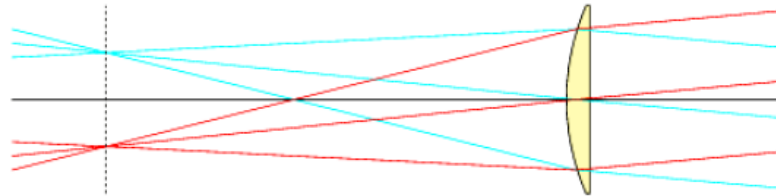
# Lentes e Óptica Refrativa

- Não são mais utilizadas em telescópios profissionais, mas ainda largamente usadas dentro de instrumentos

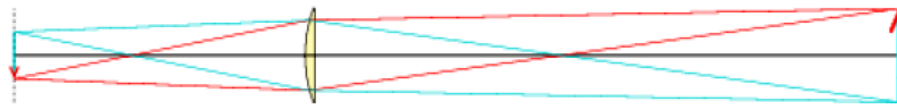


Focal length

Focal plane



Inverted images



# Fórmula de Lensmaker

- Esta equação relaciona  $f$  à curvatura das superfícies das lentes e pode ser obtida usando a lei de Snell

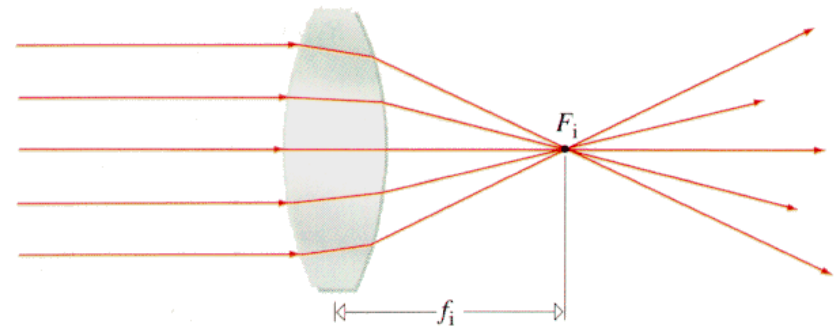
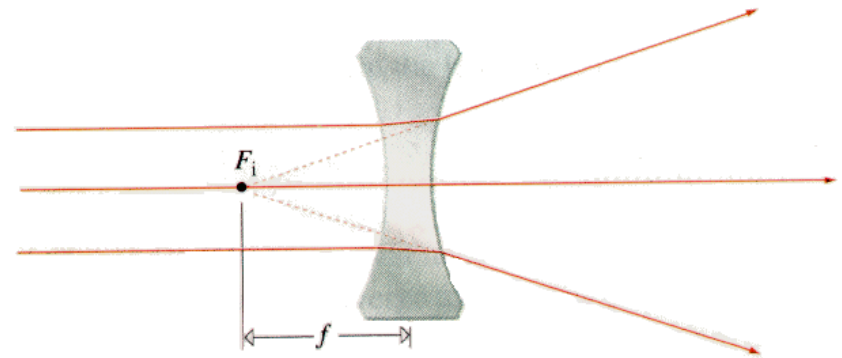
$$\frac{1}{f} = (n - 1) \left( \frac{1}{R_1} - \frac{1}{R_2} \right)$$

(também conhecido como  
“potência das lentes”)

onde:

$f$  = comprimento focal

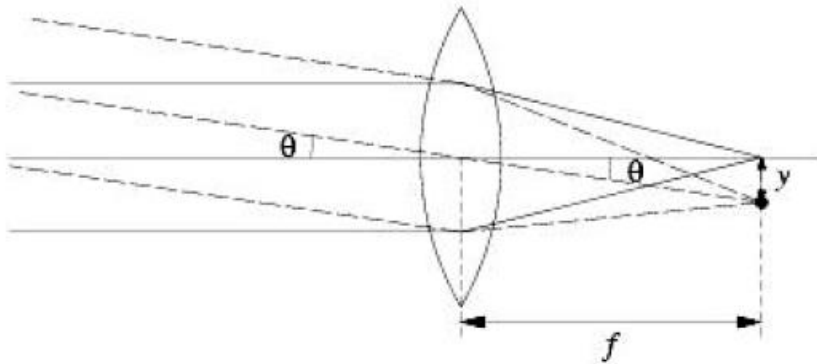
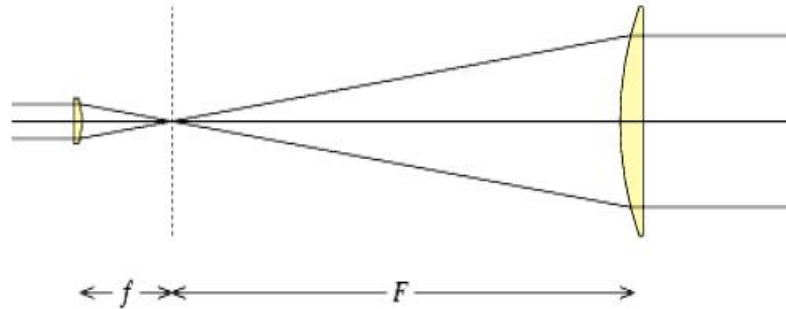
$R_1, R_2$  = raios de curvatura



Note que para um espelho esférico,  $f = R/2$ .

# Aumento ( $M$ ) e Escala de Imagem

$$M = F / f$$



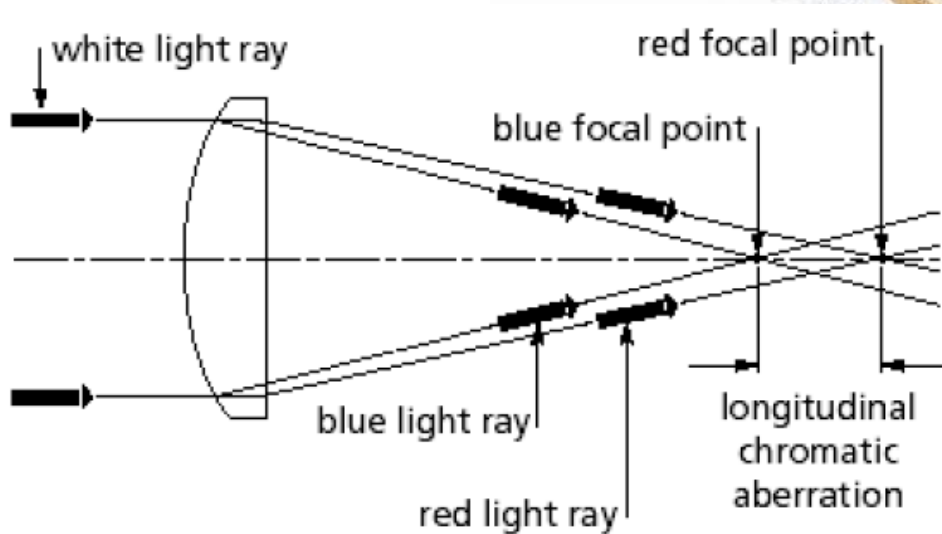
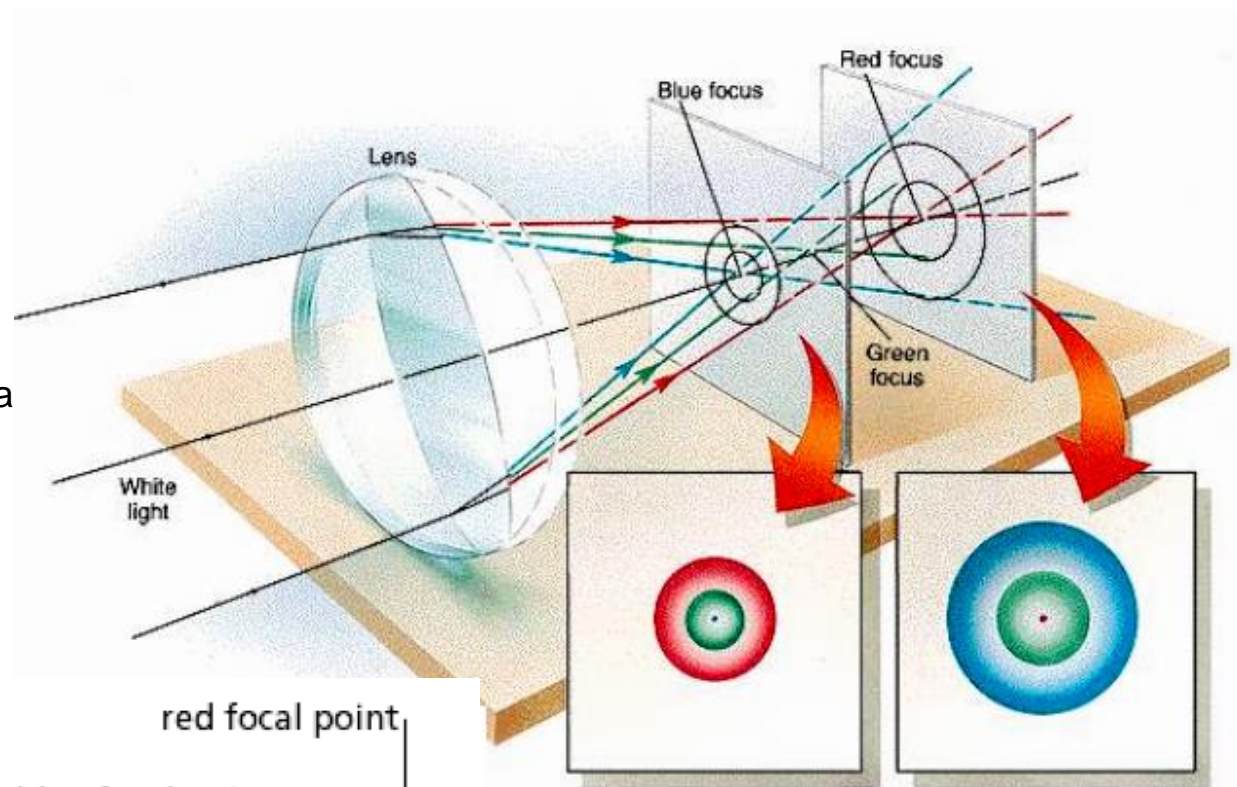
$$y = f \tan \theta \approx f \theta$$

scale:  $d\theta/dy = 1 / f$

# Aberração Cromática

Porque a velocidade da luz em qualquer meio é  $f(\lambda)$  :

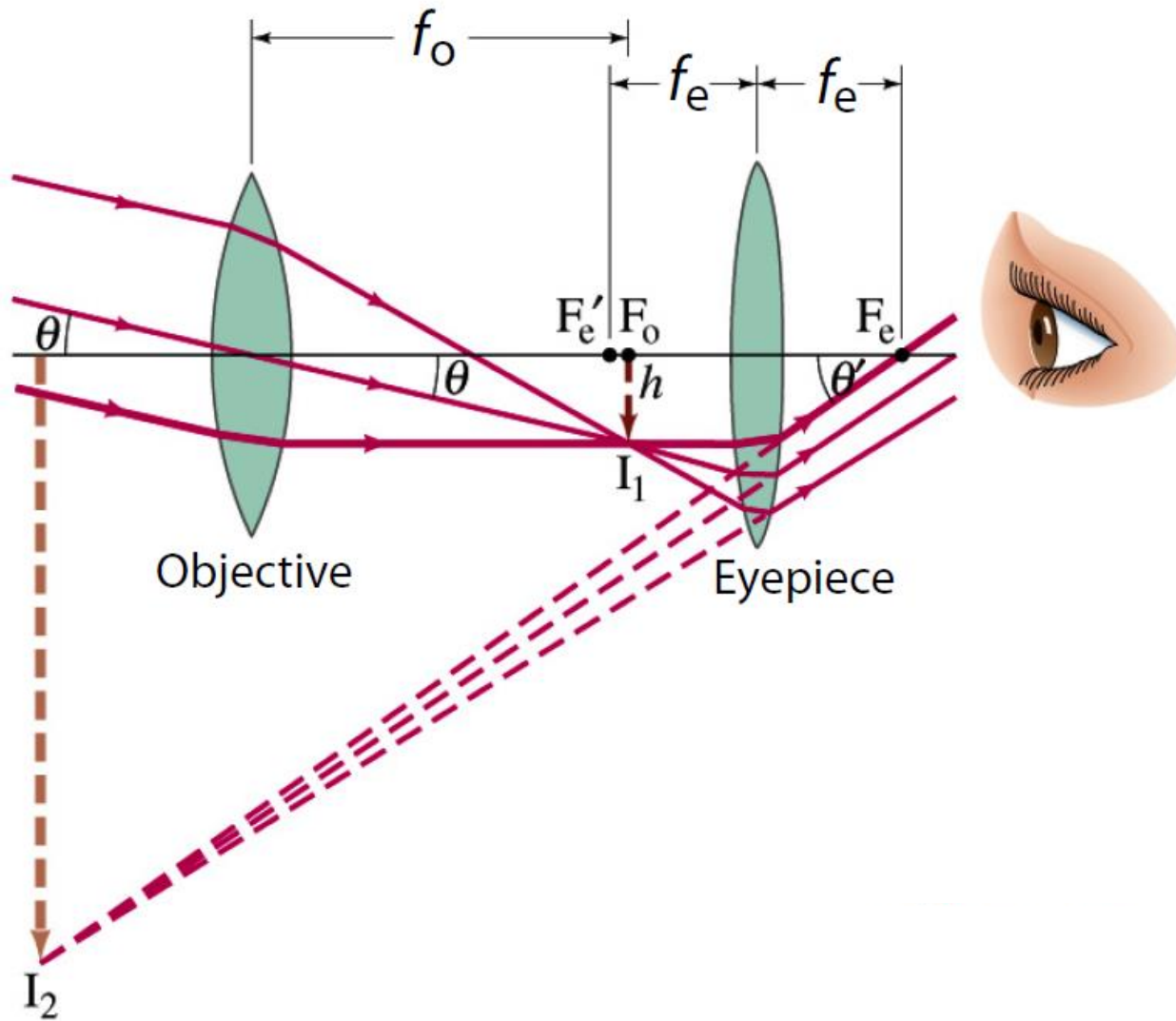
Comprimento focal  $f$  depende da cor ( $\lambda$ ):  $n$  depende de  $\lambda$ , e  $n$  entra na equação de lensmaker



Consertado por lentes múltiplas ....  
ou óptica reflectiva!



# Telescópio



## Definição de ganho de um telescópio com relação a outro

O brilho observado: diretamente proporcional à área da superfície coletora  $\Rightarrow D^2$  (diâmetro do espelho do telescópio)

- $\uparrow$  Diâmetro  $\uparrow$  Ganho  $\Rightarrow \frac{B_A}{B_B} = \left( \frac{D_A}{D_B} \right)^2 = G$

- $\uparrow$  Diâmetro  $\downarrow t_{\text{exposição}}$   $\Rightarrow \frac{t_A}{t_B} = \left( \frac{D_B}{D_A} \right)^2$

Ex.: telescópio A:  $D = 4 \text{ m}$

telescópio B:  $D = 1 \text{ m}$

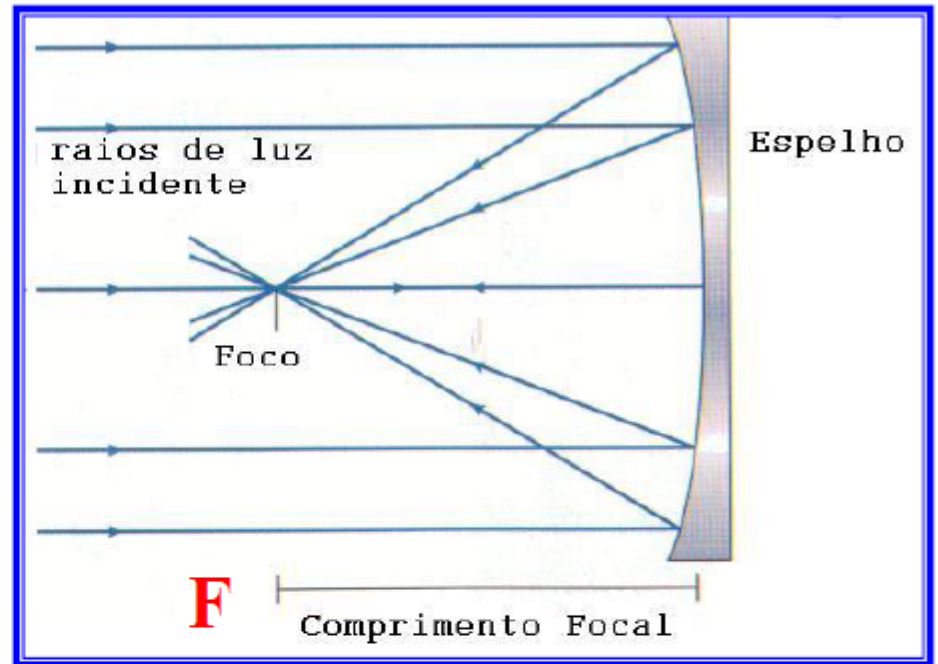
em  $t_A = 3,75 \text{ h}$   $\rightarrow$  A produz imagem = B em  $t_B = 1 \text{ h}$  (t de exposicao 16 x >)

# Conceitos Básicos

- Razão Focal:

$$f = F / D$$

→ comprimento focal / diâmetro do espelho



Ex. 1:

F=1m; D=20cm

$$\frac{F}{D} = \frac{1}{0,2} = 5$$

Notação  $R_f = "f/5"$

Ex. 2: 1 telescópio com

$R_f = 13$  e  $D = 60$  cm:

Distância Focal:

$F = 13 \times 60$  cm = 780 cm

# Conceitos Básicos

- Escala de Placa: determina tamanho linear de imagens de objetos extensos:

1 rad (em graus) / comprimento focal

Ex:  $f/13$ ;  $D=60\text{cm}$  →

$$\frac{F}{D} = 13 \Rightarrow F = 13 \times 60 = 780\text{cm}$$

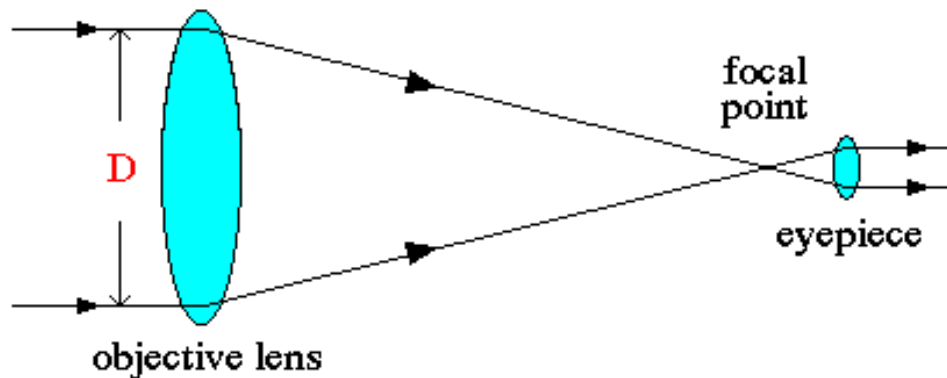
→ **Escala** =  $57,29^\circ / 780 \text{ cm} = 0,07^\circ/\text{cm}$

1 rad

# TELESCÓPIOS ÓPTICOS

- Função: coletar e concentrar a radiação proveniente de um astro  $\Rightarrow$  feixe localizado.
- **Telescópios ópticos**: desenhados para coletar luz visível
- A concentração de luz em um **foco** pode ser obtida por um:
  - **espelho** = telescópio refletor
  - ou por uma **lente** = telescópio refrator

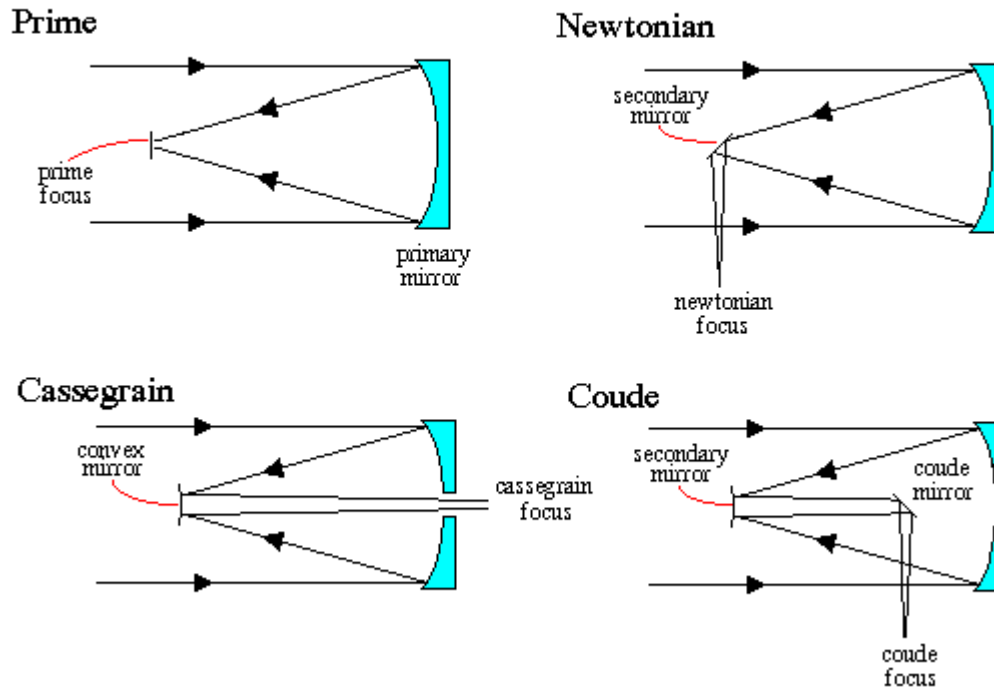
# Telescópios Refratores



The light gathering power of a refracting telescope is given by the diameter of the objective lens,  $D$ . The power goes as  $D^2$ .

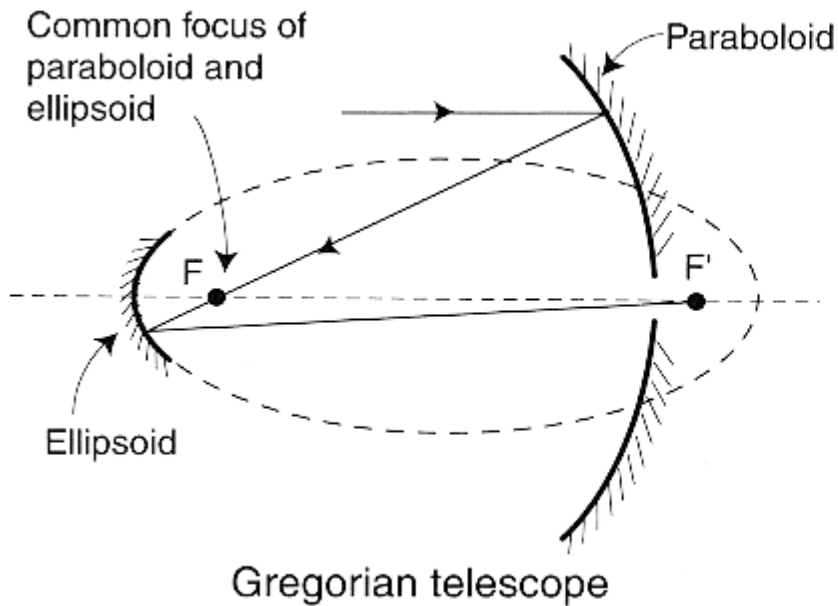
- Galileu utilizou esse tipo de telescópio

# Telescópios Refletores

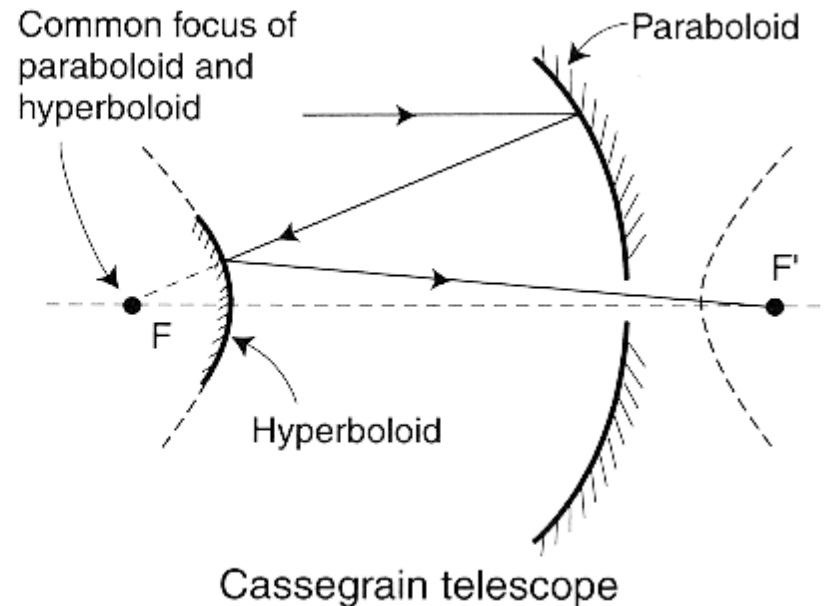


Sobre espelhos: sempre secção cônica, a maior parte parabolóide, algumas vezes hiperbolóide (secundário Cassegrain, primário e secundário do Ritchie-Chretien), raramente esferas (Schmidt, Maksutov)

# Gregoriano vs. Cassegrain



Primeiro desenho de telescópio refletivo, concebido por James Gregory em 1663. Espelho côncavo secundário é colocado fora do ponto focal do espelho primário.



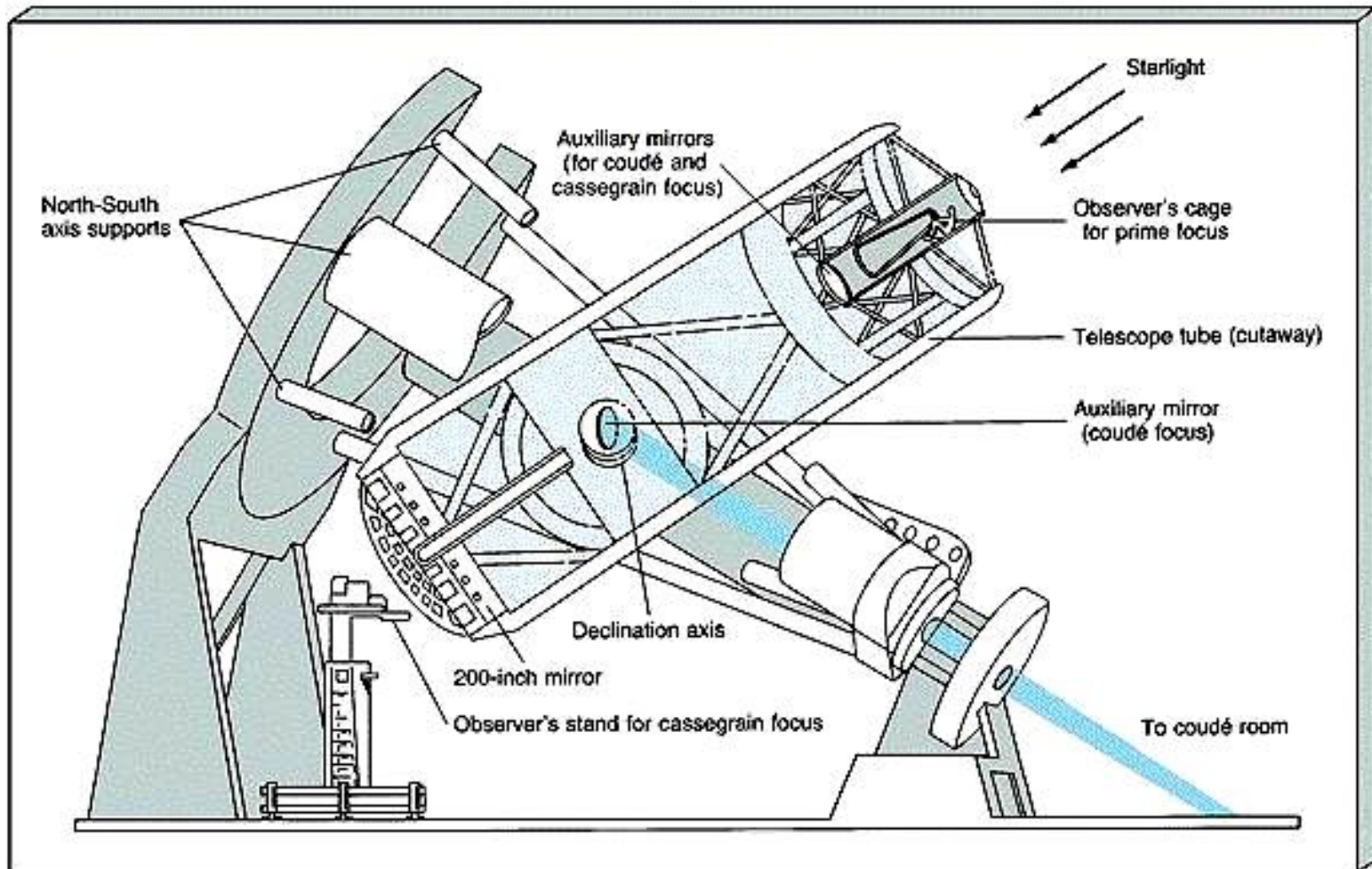
Arranjo de dois espelhos também, provavelmente introduzido por Laurent Cassegrain em 1672. O espelho secundário é convexo, colocado no foco do primário.

Em ambos os casos, o foco final é acessível ou através de focalização via abertura no primário, ou inserindo um espelho plano em diagonal, na frente dele para refletir o cone convergente para fora (**arranjo Nasmyth**).



# Telescópio do Palomar Hale 200 inch

(5 m, California, Estados Unidos)

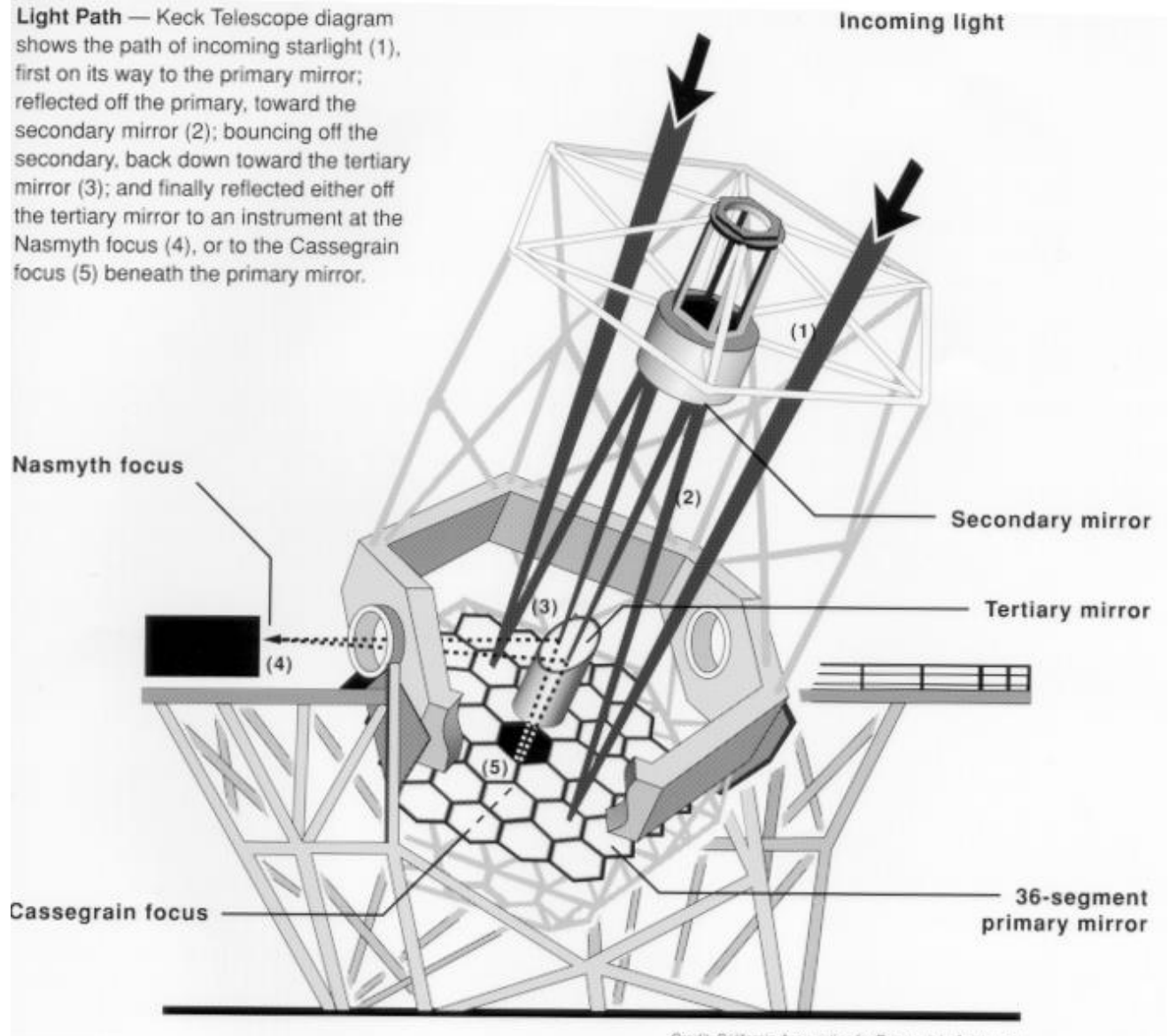


# Por dentro do Palomar



# Telescópio Keck

10 m, Mauna Kea,  
Hawaii

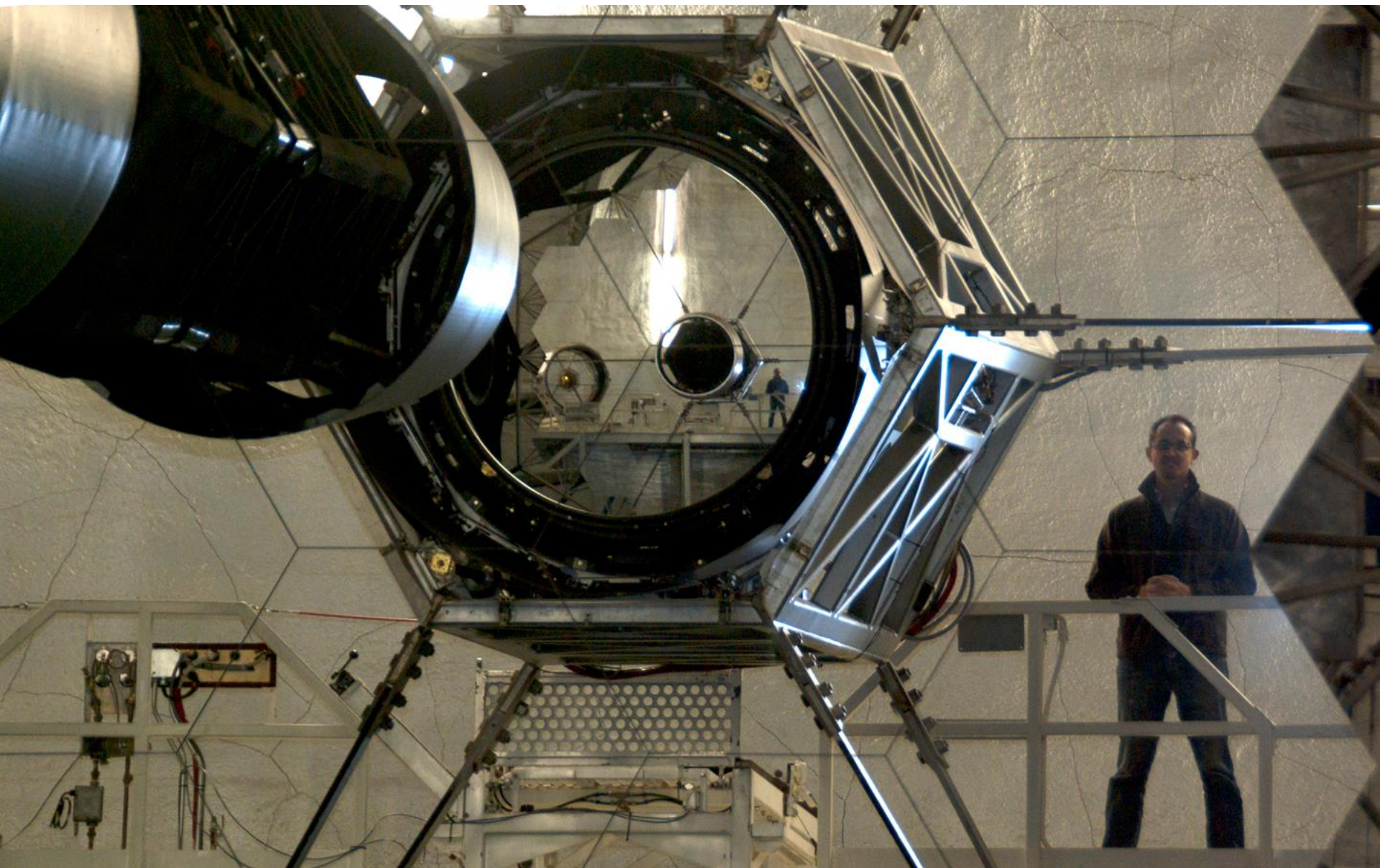




# Os Keck Gêmeos

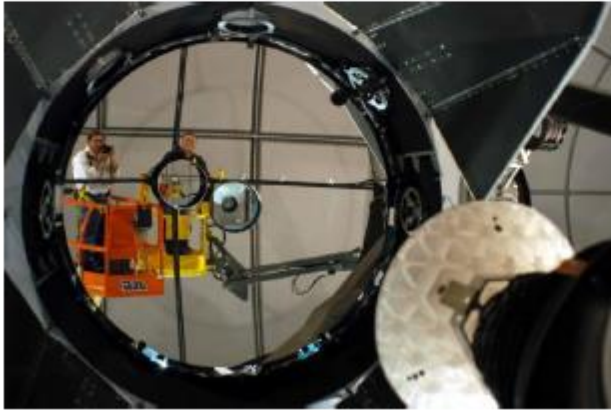
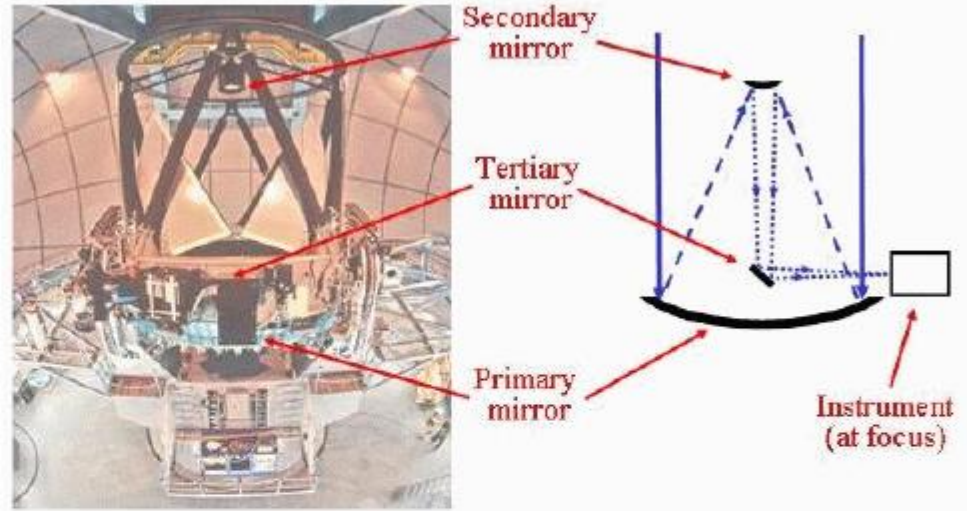


Notem reflexão do homem no espelho primário do Keck





# Telescópio SOAR: Coudé



# Telescópio Gemini



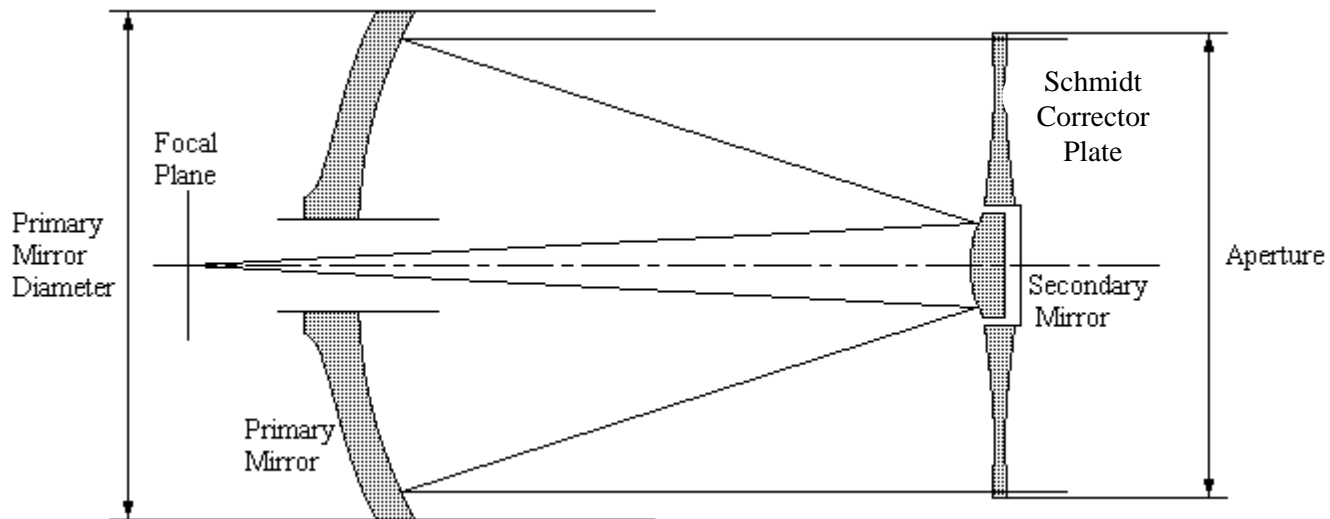
Gemini Sul – Cerro  
Pachon (Chile)



$D = 8\text{m}$ , espessura = 20 cm

# Telescópios Schmidt

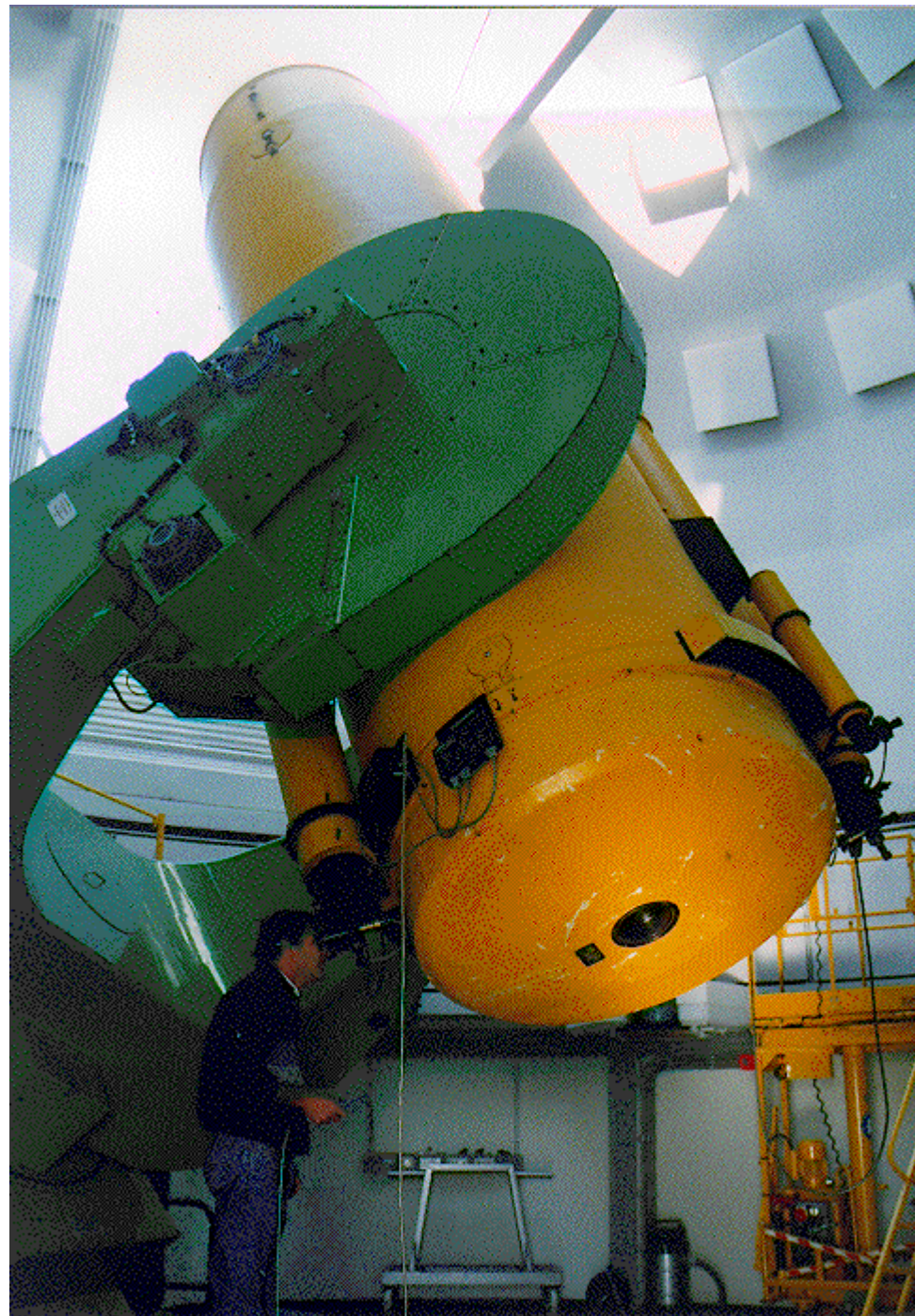
- Oferecem uma grande campo de visão (FOV – field of view). Popular para surveys. A lente corretora é colocada no centro de curvatura do espelho primário. O comprimento focal,  $F$ , é metade do raio de curvatura,  $R$ .





# Telescópio Schmidt em Calar Alto

80 cm, Espanha



# Refletores vs. Refratores

## A verdade!

[Image Credit: Walt Disney Pictures]



Johnny using a refractor

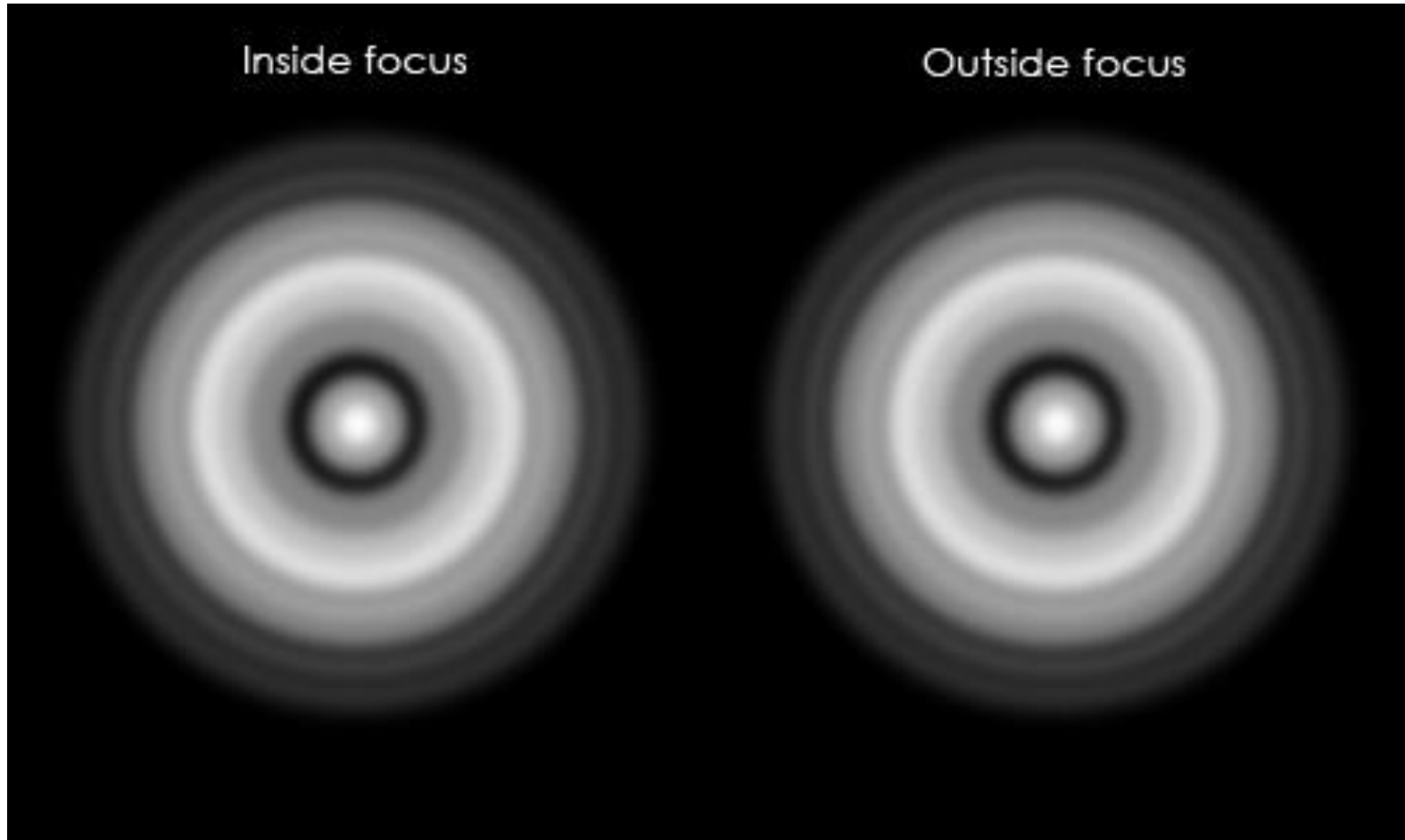
Jodie using a reflector



[Image Credit: Warner Brothers]

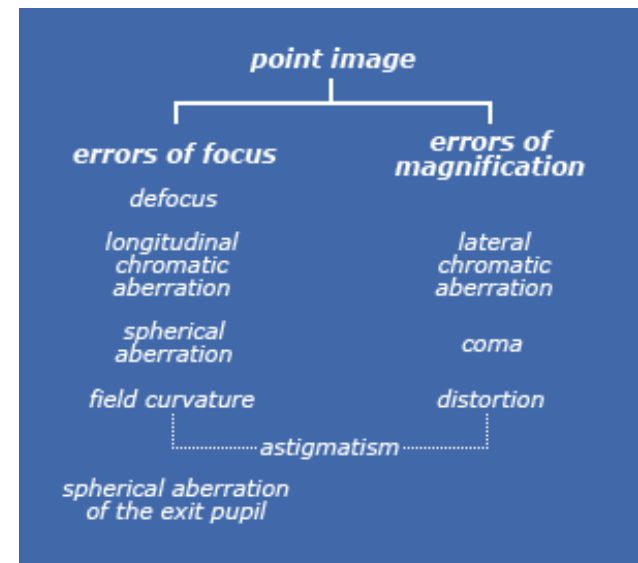
# O que procuramos como imagem?

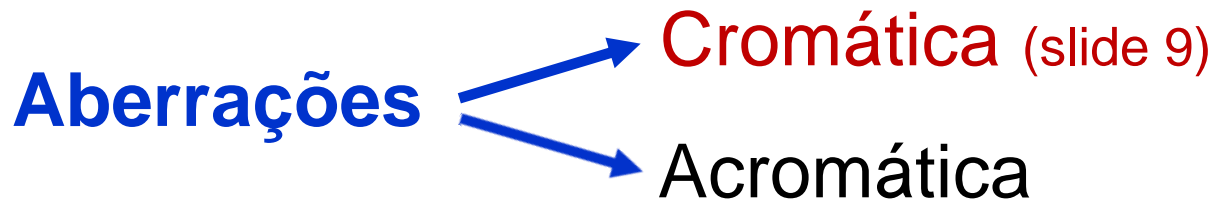
A imagem perfeita!





- Em seu desenho básico, sistemas ópticos são feitos para o padrão de primeira ordem ou óptica Gaussian: uma fonte de luz pontual monocromática localizada no infinito e centrada no eixo óptico aparecerá como uma imagem “pontual” no centro de um plano focal que é plano e perpendicular ao eixo óptico. Esse padrão então é estendido “off axis” para incluir a imagem de qualquer ponto visível em qualquer lugar na área de imagem do telescópio ou no campo de visada da ocular.
- Qualquer desvio dessa perfeição óptica é chamada **aberração**.
- Identificada e estudada em meados do séc. XIX, empiricamente pelo ótico húngaro Joseph Petzval, e teoreticamente pelo alemão matemático Philipp Ludwig von Seidel (pronuncie *ZY·dul*).
- Os cinco erros de Seidel, em ordem tradicional, são: (1) *aberração esférica*, (2) *coma*, (3) *astigmatismo*, (4) *curvatura do campo* e (5) *distorção*. Dois tipos (6,7) de *aberração cromática* (causado quando a imagem não é monocromática) de primeira ordem estão incluídos entre as mais importantes aberrações; e (8) *aberração esférica da fuga da pupila* é uma falha frequentemente encontrada em oculares grande angular.

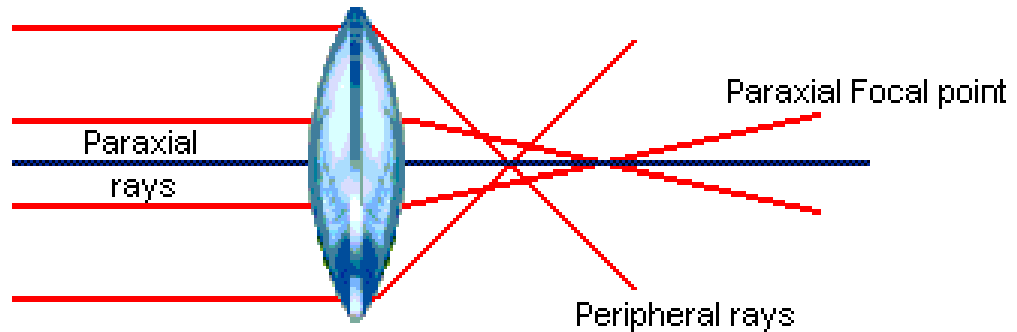




**Deterioração da imagem**  
(aberração esférica, coma, astigmatismo)

**Distorção da Imagem**  
(curvatura de campo de Petzval, efeito almofada, distorção de barril)

Aberração esférica:

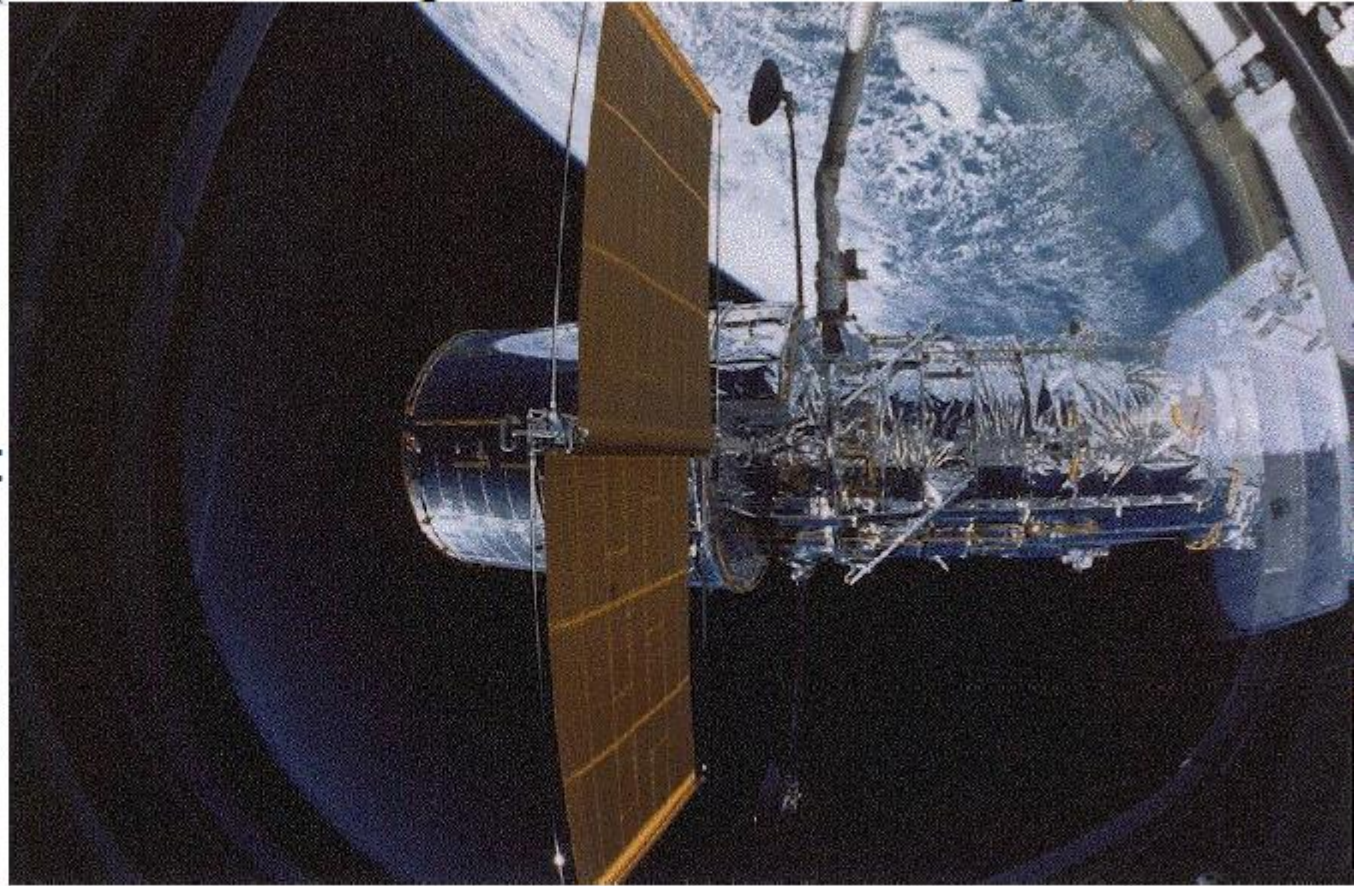


# HST (*Hubble Space Telescope*)

$D = 2,4\text{m}$

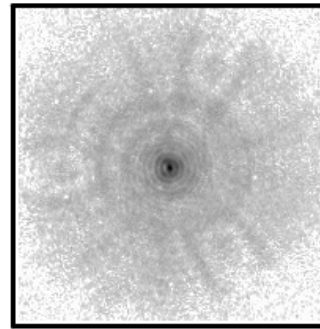
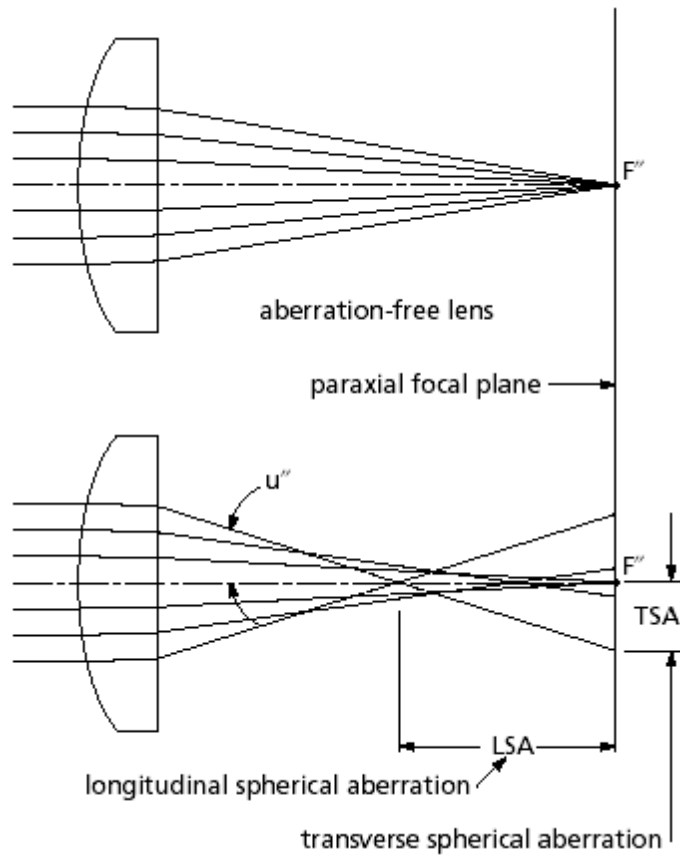
Colocado em  
órbita em 1990:

$\theta_{\min} = 0.05''$  (no  
óptico)

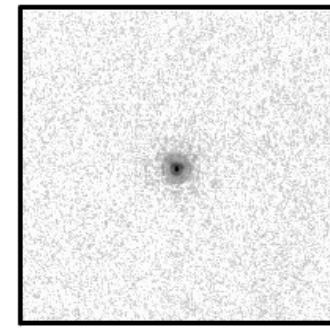


→ Visão do Universo:  $20 \times >$  que qualquer telescópio grande no solo!

# Aberração Esférica: A saga HST



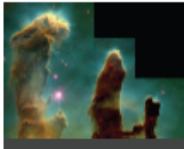
BEFORE COSTAR



AFTER COSTAR

COSTAR - Corrective Optics Space  
Telescope Axial Replacement





# So bigger really is Better...

The larger the diameter,  $D$ , the...

- larger the **collecting area** (to collect as much signal as possible)
- higher the **spatial resolution** (to spatially resolve objects)  
ie. the smaller angular separation  
 $\Theta (= 1.22\lambda/D)$   
that can be resolved  
(hence higher "spatial resolution")

So has always been a big technological push to build as large diameter telescopes as possible.

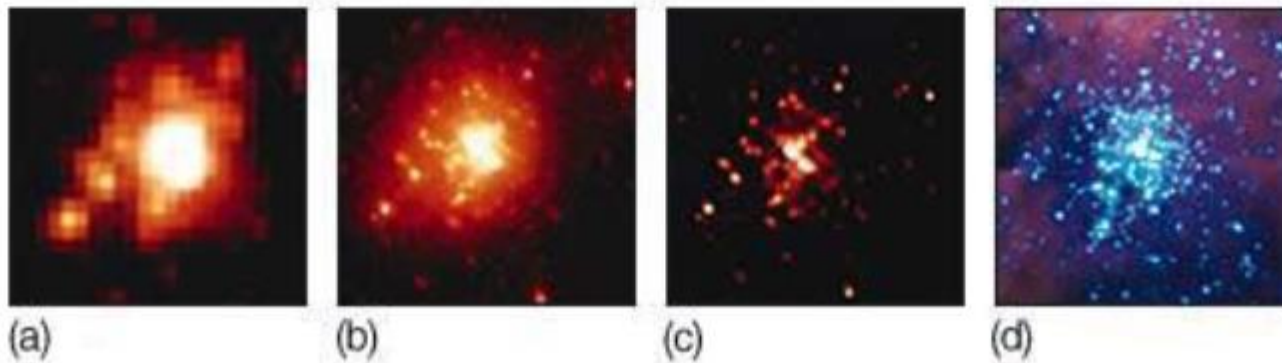
**But Note:** for ground-based telescopes actual spatial resolution often determined by "**seeing**" rather than **diffraction** limit.



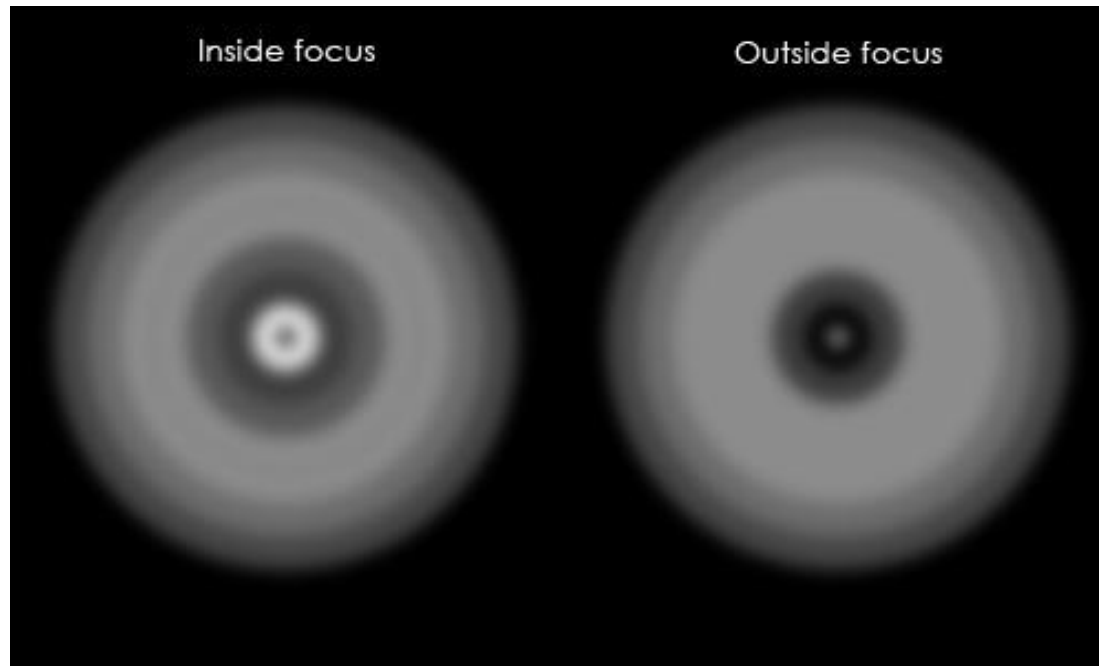
# HST (*Hubble Space Telescope*)

Imagem de um aglomerado de estrelas na NM:

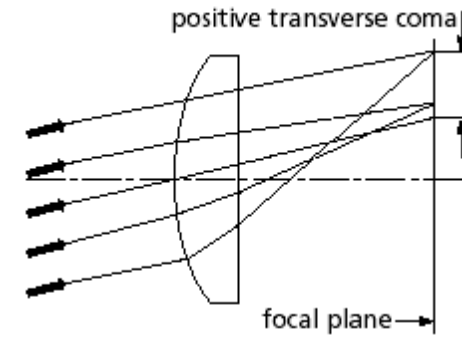
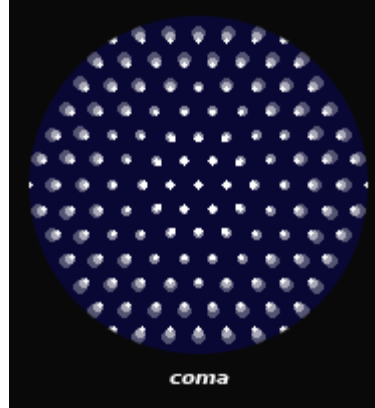
(a) com 1 telescópio na superfície; (b) com HST antes do reparo; (c) com processamento de computador; (d) após reparo de defeito no espelho em 1994.



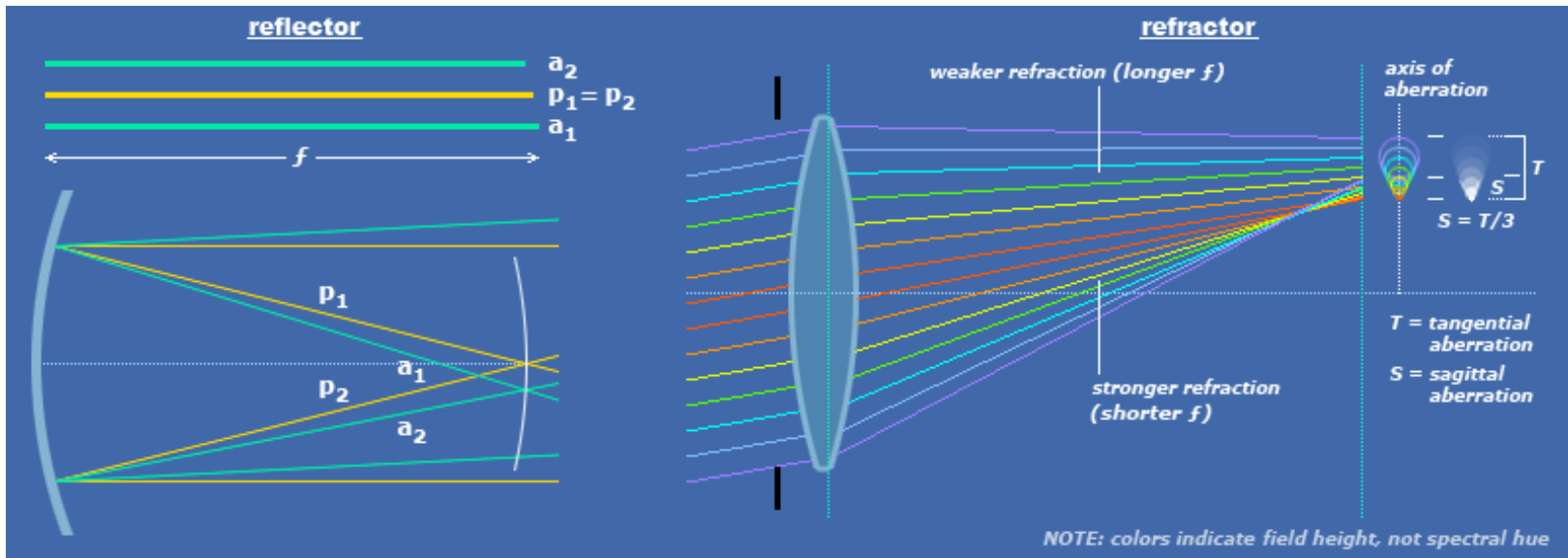
# Aberração esférica



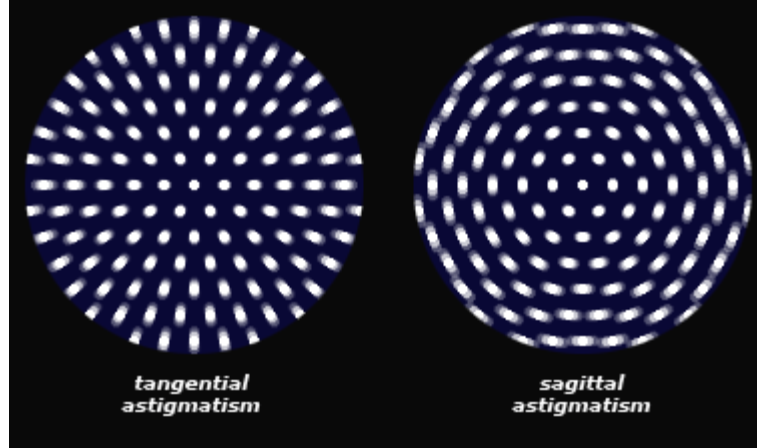
# Coma



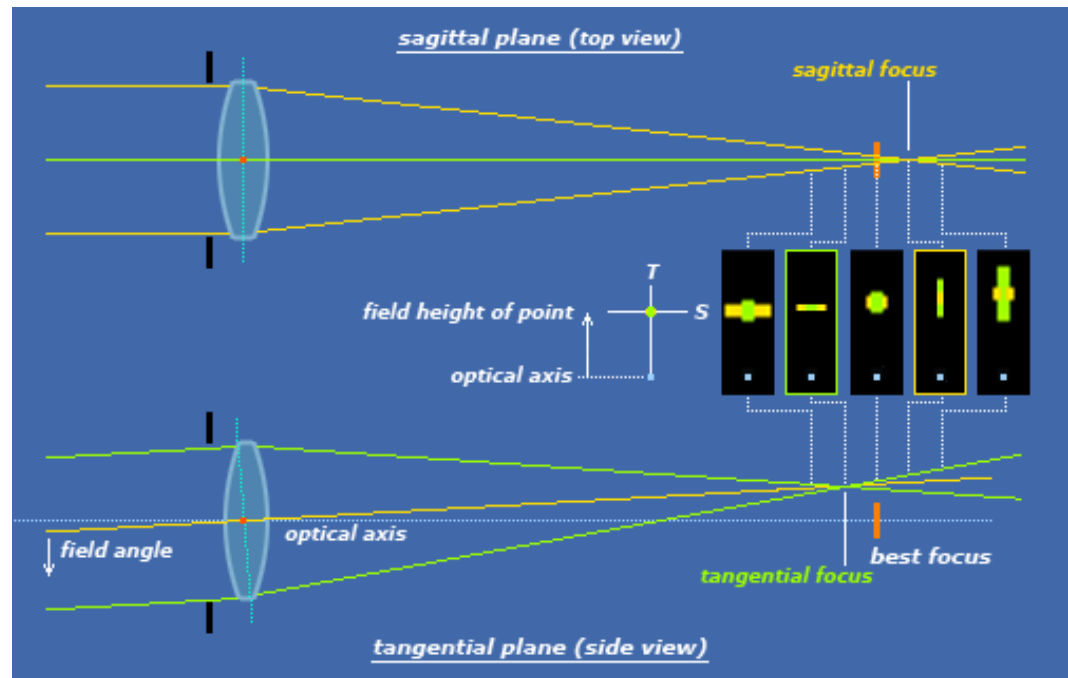
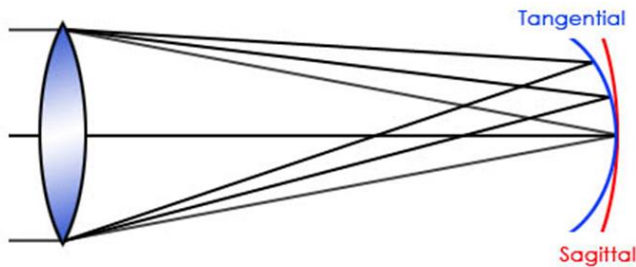
- *Coma* é uma falha para ampliar igualmente os raios de luz fora do eixo óptico que passam através da objetiva ou ocular. Inerente a espelhos parabólicos porque raios paralelos mas fora do eixo não atingem os lados opostos do espelho em ângulos iguais de reflexão: é como se um lado do espelho fosse mais plano e o outro mais curvo (diagrama lado esquerdo).



# Astigmatismo



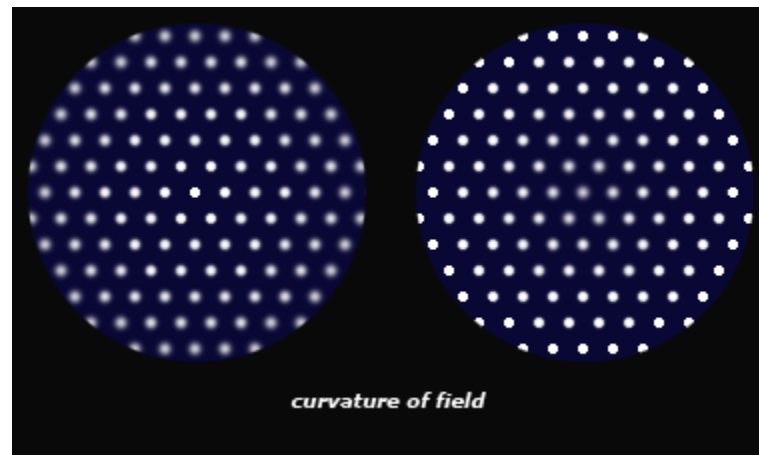
- *Astigmatismo* ocorre quando os raios de luz vindos de seções transversais perpendiculares do cone de imagem não tem a mesma distância focal ao longo do eixo óptico. Portanto, é um erro tanto de foco como de amplificação. É a aberração mais difícil de ser corrigida.



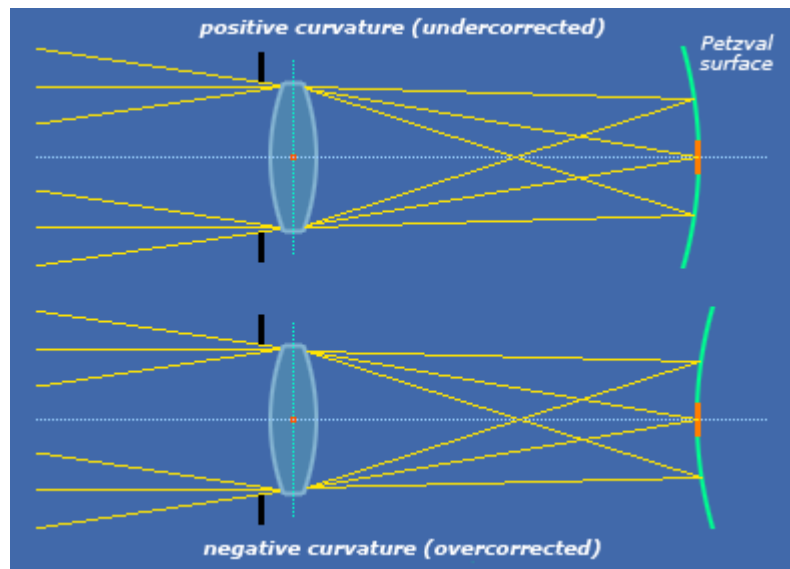
# Coma e Astigmatismo



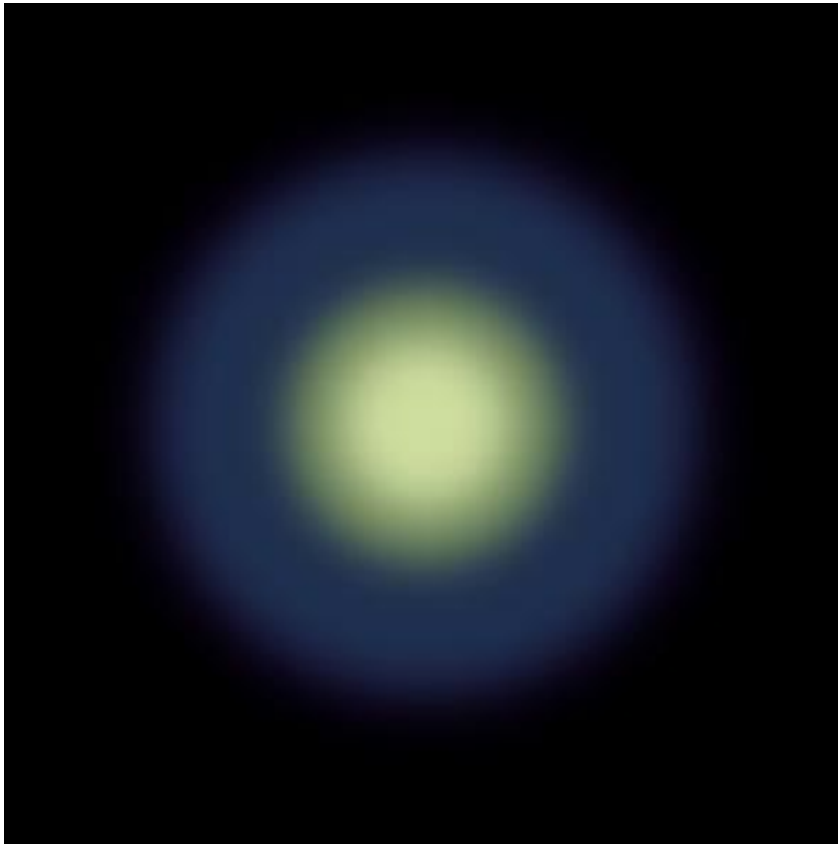
# Curvatura de campo



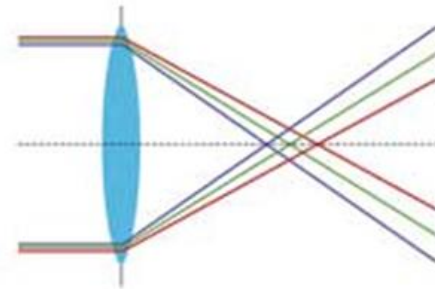
- Também chamada de *curvatura de Petzval* na literatura técnica, é uma falha em focar a imagem toda sobre um único plano perpendicular ao eixo óptico. Ao invés do “plano” focal, é uma superfície parabolóide que parece uma tigela ( esférico). Isso produz uma falta de habilidade característica para focar o centro e as bordas do campo ao mesmo tempo.



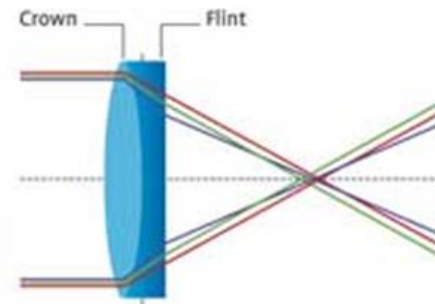
# Aberração cromática em um refrator acromático



Chromatic aberration



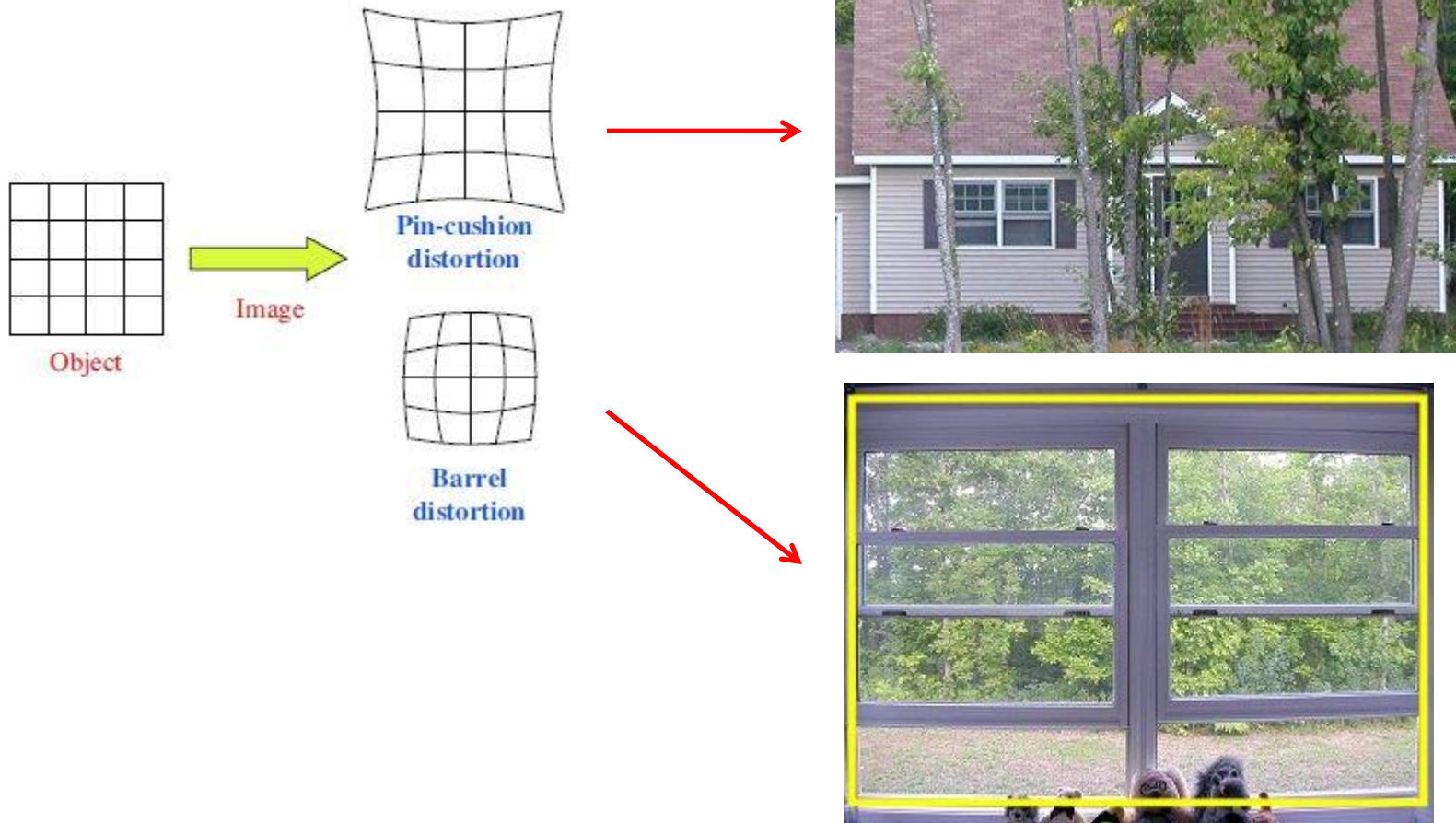
An achromatic lens





# Distorção

- O aumento varia em função da distância “off axis”





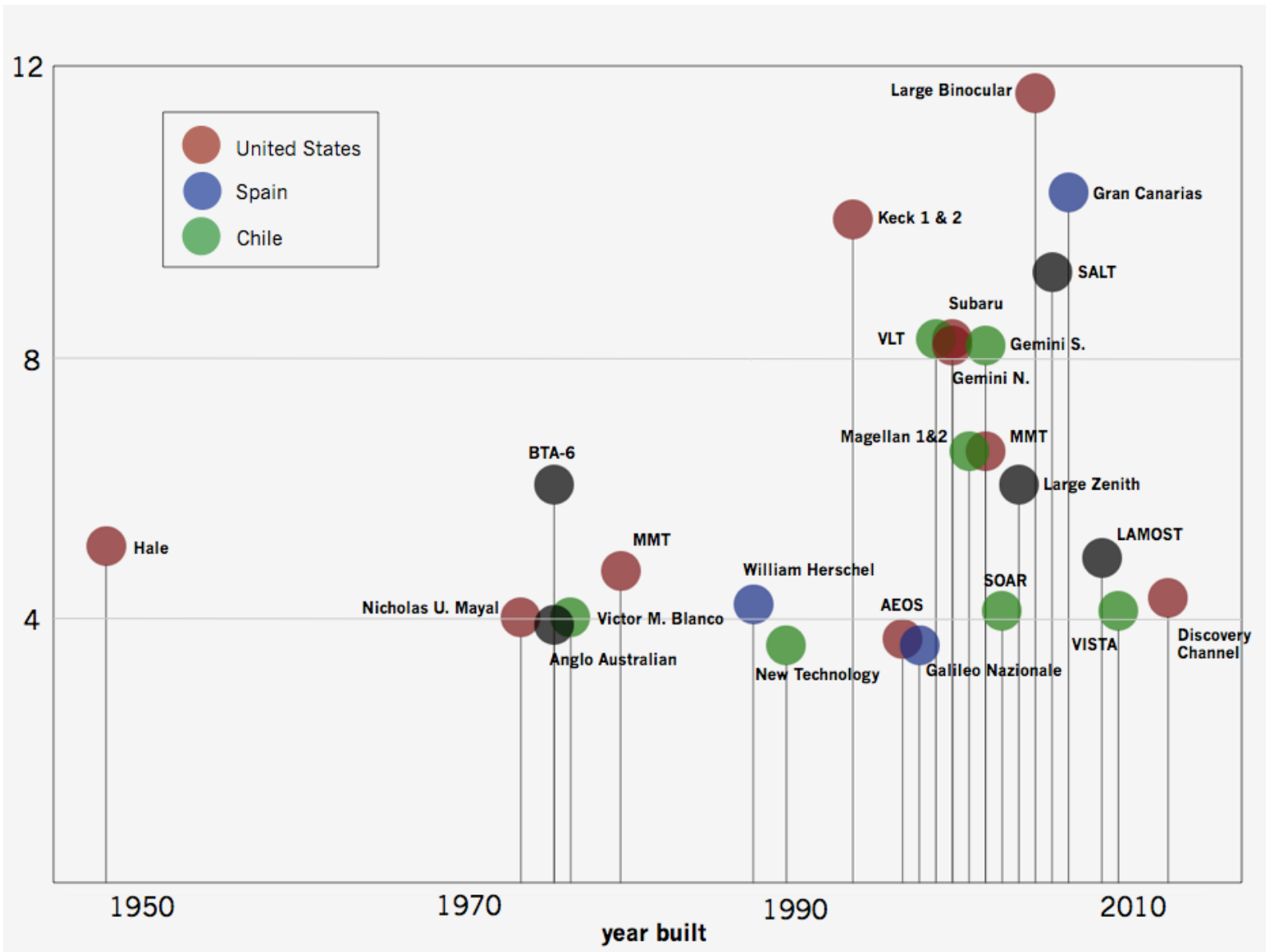
# Desenhos de Espelhos de Telescópios Modernos

- Estruturas favo de mel leve
- Menisco fino (pequena lente de vidro convexa em uma face e côncava na outra) (+ óptica ativa)
- Segmentado (todos os segmentos da mesma superfície cônica); por exemplo, os Kecks
- Múltiplo (cada espelho/segmento um telescópio separado, partilhando o foco); por exemplo, HET, SALT

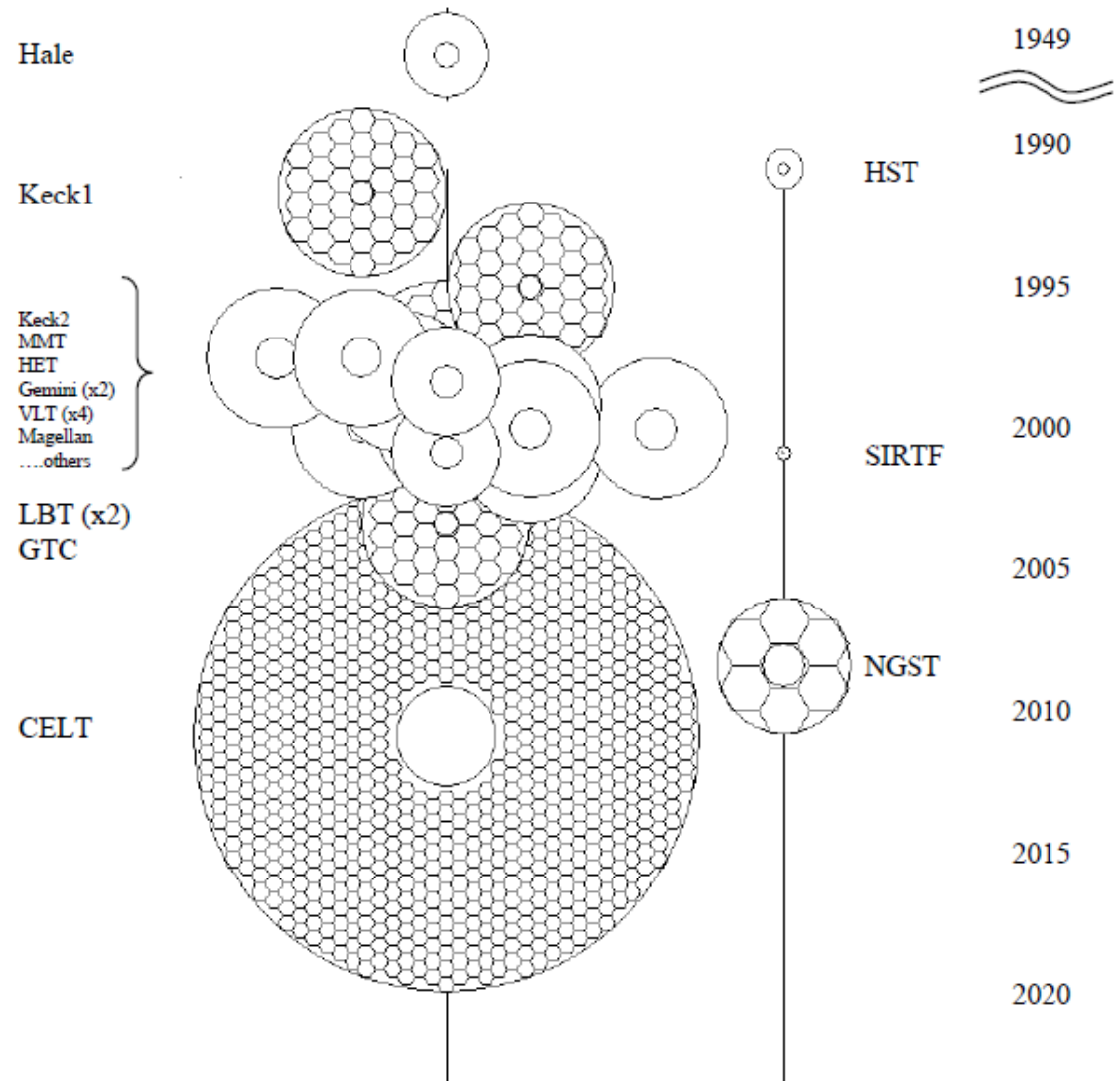
## **As questões críticas:**

- Erros de superfície (devem ser  $< \lambda/10$ )
- Suporte ativo (peso, térmico)
- Equilíbrio térmico (imagem, seeing)

# A história dos Telescópios



# Projetos de Grandes Telescópios 1950-2020



# Telescópio Gemini



Gemini Sul – Cerro  
Pachon (Chile)



$D = 8\text{m}$ , espessura = 20 cm

# Grandes Telescópios

## VLT (*Very Large Telescope*)

- 4 telescópios:  $D = 8,2$  m cada  $\Rightarrow$  suportes independentes  $\Rightarrow$  Operação individual ou em conjunto  
área coletora equivale a 16,4m de diâmetro.



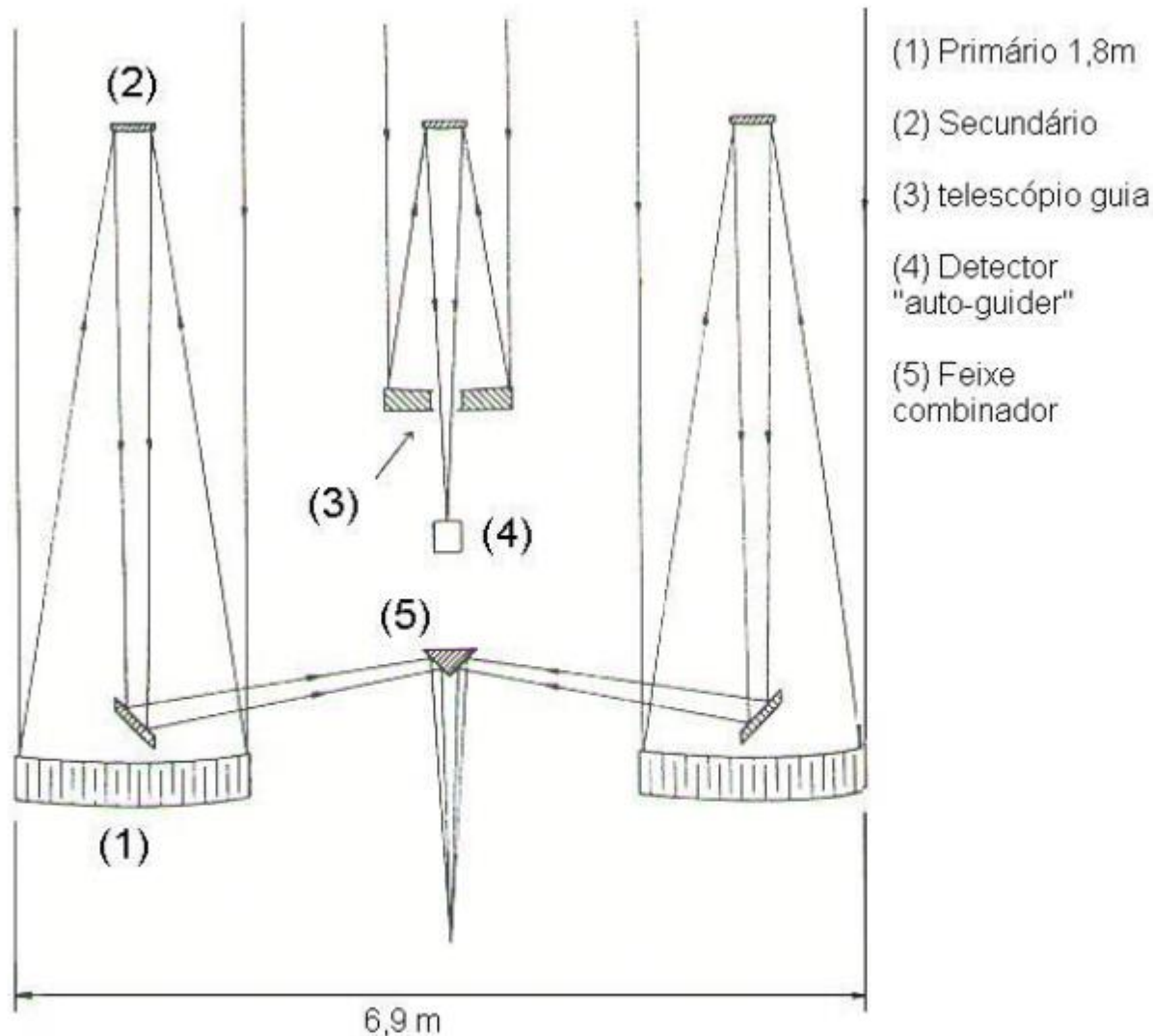
## MMT (*Multi-Mirror Telescope*)

- 6 telescópios de 1,8m cada



Hexágono  $\Rightarrow$  Luz é levada a um foco comum

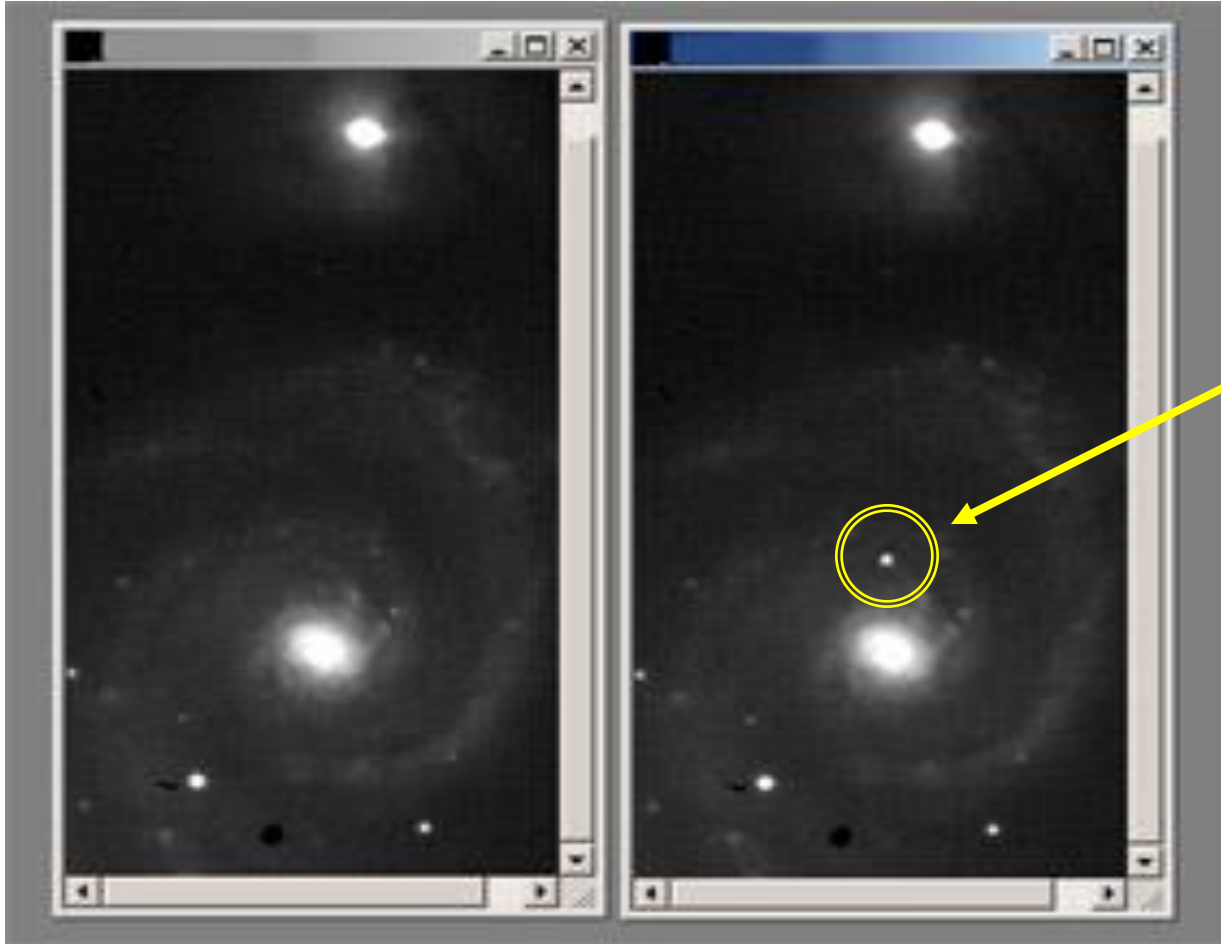
# MMT



**Esquema mostrando o caminho óptico de dois dos seis telescópios do MMT. Um telescópio guia de 76 cm é utilizado para alinhamento do MMT (+ tarde substituído por único telescópio de  $D=6,5\text{m}$ )**



# IMAGENS ASTRONÔMICAS



Imagens de uma galáxia obtidas em épocas diferentes. Uma supernova destaca-se na segunda imagem.

Como se faz o estudo e a comparação de diferentes imagens astronômicas?

# What Properties of Electromagnetic Radiation Can We Measure?

- Specific flux = Intensity (in ergs or photons) per unit area (or solid angle), time, wavelength (or frequency), e.g.,  $f_{\lambda} = 10^{-15} \text{ erg/cm}^2/\text{s}/\text{\AA}$  - a good spectroscopic unit
- It is usually integrated over some finite bandpass (as in photometry) or a spectral resolution element or a line
- It can be distributed on the sky (surface photometry, e.g., galaxies), or changing in time (variable sources)
- You can also measure the polarization parameters (photometry  $\rightarrow$  polarimetry, spectroscopy  $\rightarrow$  spectropolarimetry); common in radio astronomy



## Photon Energies

Electromagnetic radiation of frequency  $\nu$ , wavelength  $\lambda$ , in free space obeys:

$$\lambda\nu = c \quad \longleftarrow \text{speed of light}$$

In c.g.s. units:  $h = 6.626 \times 10^{-27}$  erg s

$$c = 3.0 \times 10^{10} \text{ cm s}^{-1}$$

Individual photons have energy:

$$E = h\nu \quad h = \text{Planck's constant}$$

Common to measure energies in electron volts, where:

$$1 \text{ eV} = 1.6 \times 10^{-12} \text{ erg} = 1.6 \times 10^{-19} \text{ J}$$

*(From P. Armitage)*

# The Concept of Signal-to-Noise (S/N) or: How good is that measurement?

- **S/N = signal/error** (If the noise is Gaussian, we speak of 3- $\sigma$ , 5-  $\sigma$ , ... detections. This translates into a probability that the detection is spurious.)
- For a counting process (e.g., photons), error =  $\sqrt{n}$ , and thus  $S/N = n / \sqrt{n} = \sqrt{n}$  (“Poissonian noise”). This is the *minimum possible error*; there may be other sources of error (e.g., from the detector itself)
- If a source is seen against some back(fore)ground, then

$$\sigma^2_{\text{total}} = \sigma^2_{\text{signal}} + \sigma^2_{\text{background}} + \sigma^2_{\text{other}}$$

## Measuring Flux = Energy/(unit time)/(unit area)

Real detectors are sensitive over a finite range of  $\lambda$  (or  $\nu$ ).  
Fluxes are always measured over some finite bandpass.

Total energy flux:  $F = \int F_\nu(\nu) d\nu$     Integral of  $f_\nu$  over  
all frequencies

Units:  $\text{erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{Hz}^{-1}$

A standard unit for specific flux (initially in radio, but now more common):

$$1 \text{ Jansky (Jy)} = 10^{-23} \text{ erg s}^{-1} \text{cm}^{-2} \text{Hz}^{-1}$$

$f_\nu$  is often called the *flux density* - to get the *power*, one integrates it over the bandwidth, and multiplies by the area

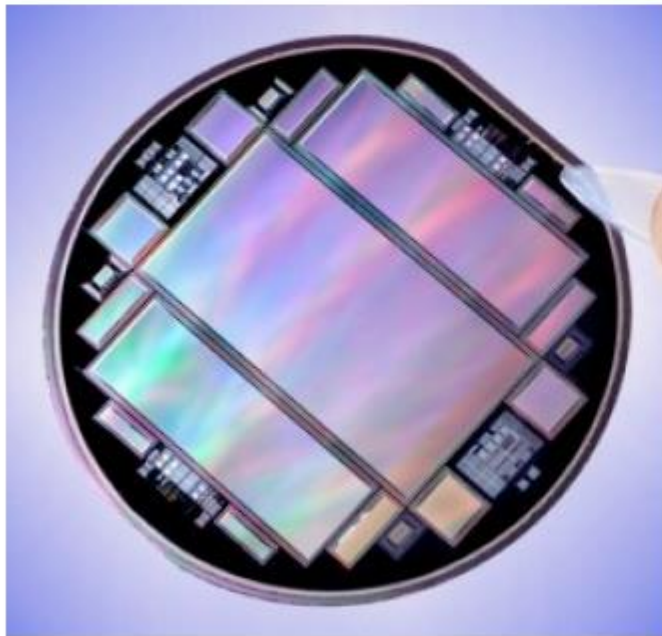
(From P. Armitage)

# Evolution of Astronomical Detectors

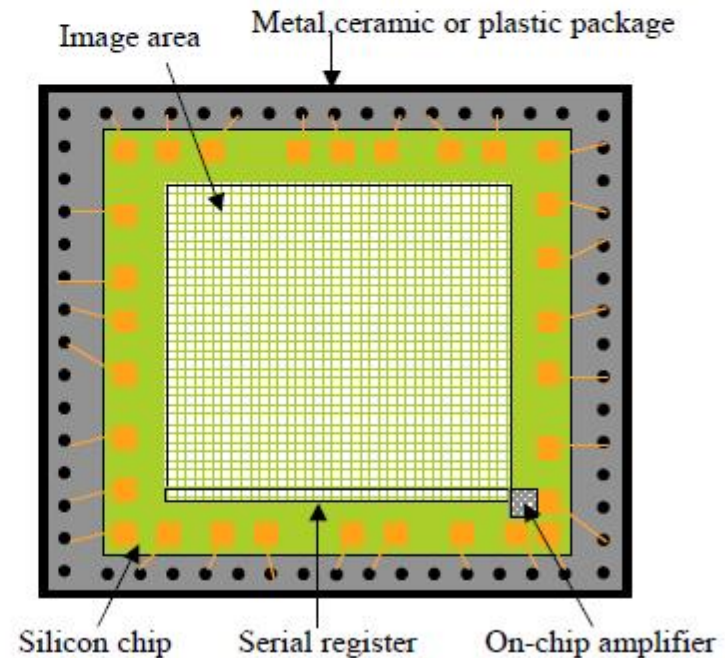
- **Historical evolution:** Eye → Photography → Photoelectric (single-channel) devices → Plate scanners → TV-type imagers → Semiconductor-based devices (CCDs, IR arrays, APDs, bolometers, ...) → Energy-resolution arrays (STJ, ETS)
- Astronomical detectors today are applications of solid state physics
- **Detector characteristics:** Sensitivity as a  $f(\lambda)$ , size, number of pixels, noise characteristics, stability, cost
- **Types of noise:** Poissonian (quantum), thermal (dark current, readout), sensitivity pattern
- **Quantum efficiency:**  $QE = N(\text{detected photons})/N(\text{input photons})$
- **Detective Quantum Efficiency:**  $DQE = (S/N)_{\text{out}}/(S/N)_{\text{in}}$

# But Nowadays, Charge Coupled Devices (CCDs) Are The Detectors of Choice (in visible, UV, and X-ray)

Nearly ideal detectors in many ways  
Counting photons in a pixel array



A whole bunch of CCDs on a wafer

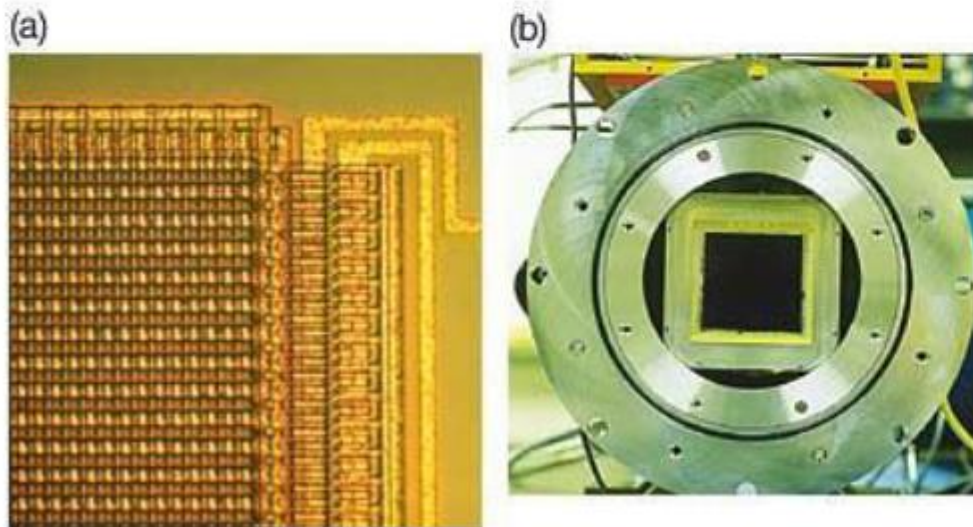




# Processamento de Imagens - Detetores

**Computadores:** controlam telescópios hoje, imagens e dados são lidos e manipulados por programas de computador

**Fotografias:** bem pouco usadas hoje como detetores no telescópio



(a) CCD; (b) CCD montado no foco de 1 telescópio

## Detetores eletrônicos CCD

(charged coupled devices):  
pastilha de silício com várias células sensíveis a luz =  
pixels num arranjo  
bidimensional

**Luz atinge pixel: 1 carga elétrica é liberada**

**leitura eletrônica da carga em cada pixel: computador reconstrói imagem**

**quantidade de carga :  
proporcional ao n. de fótons incidentes em cada pixel**



# Processamento de Imagens - Detetores

CCD: um arquivo de dados é representado por uma matriz de números:

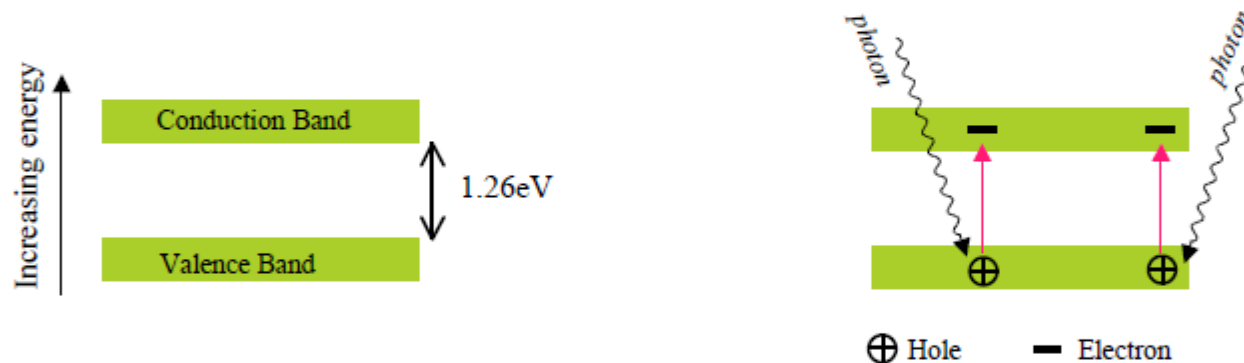
0	0	0	0	0	0	0	0	0
0	0	0	80	90	75	0	0	0
0	0	50	108	132	100	66	0	0
0	64	112	109	130	166	120	50	0
0	0	106	113	52	112	116	0	0
0	0	0	0	0	0	0	0	0

Cada número corresponde ao brilho de uma parte do céu na imagem.

# How Does A CCD Work?

## Internal Photoelectric Effect in Doped Silicon

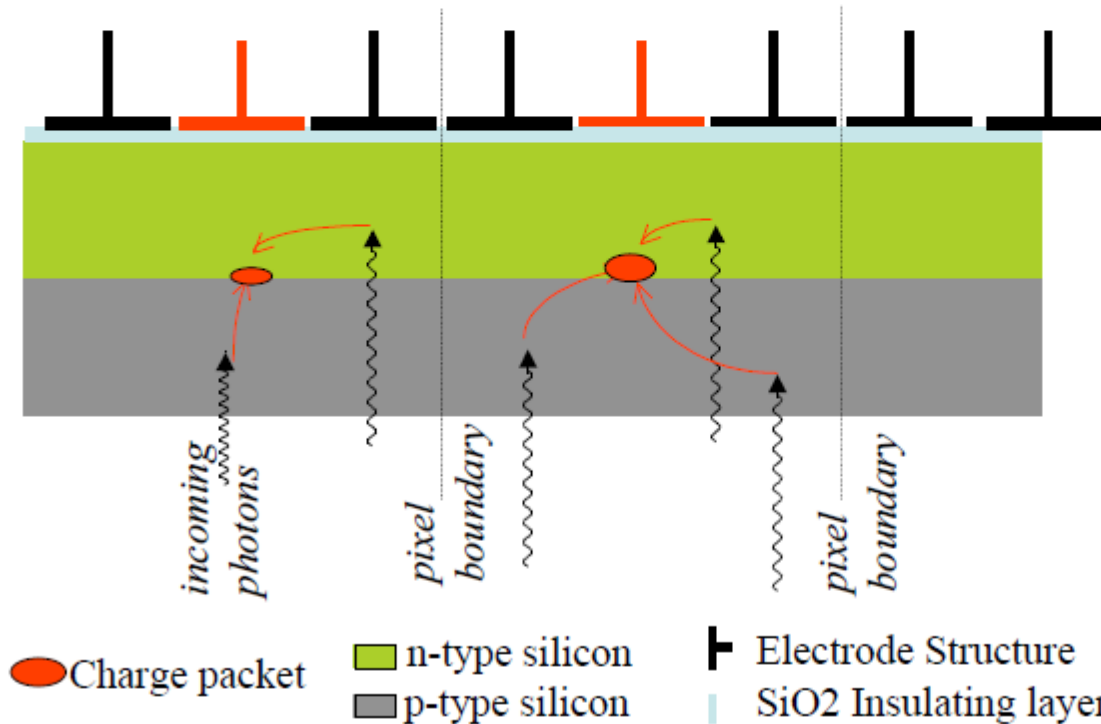
- Incoming photons generate electron-hole pairs
- That charge is collected in potential wells applied on the surface



- Thermally generated electrons are indistinguishable from photo-generated electrons → Dark Current → keep the CCD cold!
- Silicon is transparent to photons with  $E < 1.26\text{eV}$  ( $\lambda \approx 1.05 \mu\text{m}$ )  
→ Red Cutoff! Need a different type of detector for IR ...

## How Does A CCD Work?

A grid of electrodes establishes a pixel grid pattern of electric potential wells, where photoelectrons are collected in “charge packets”



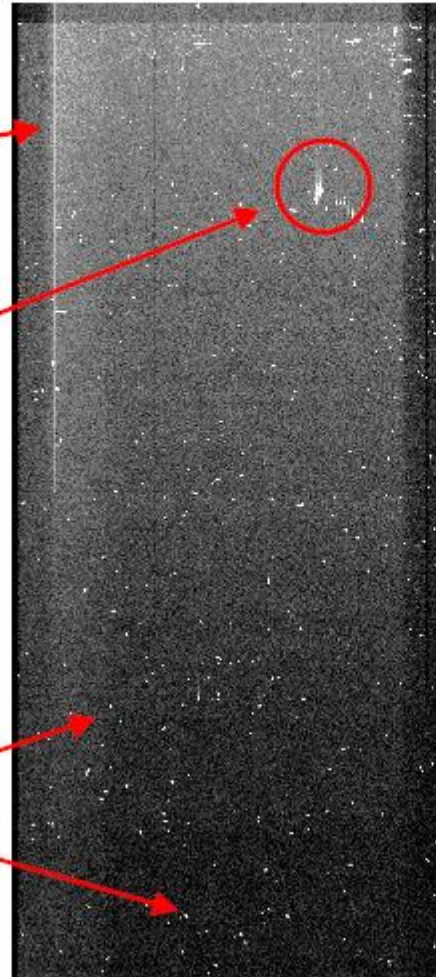
Typical well (pixel) capacity: a few  $\times 10^5 e^-$ . Beyond that, the charge “bleeds” along the electrodes.

## CCDs Are *Not* Perfect ...

Bright  
Column  
(charge traps)

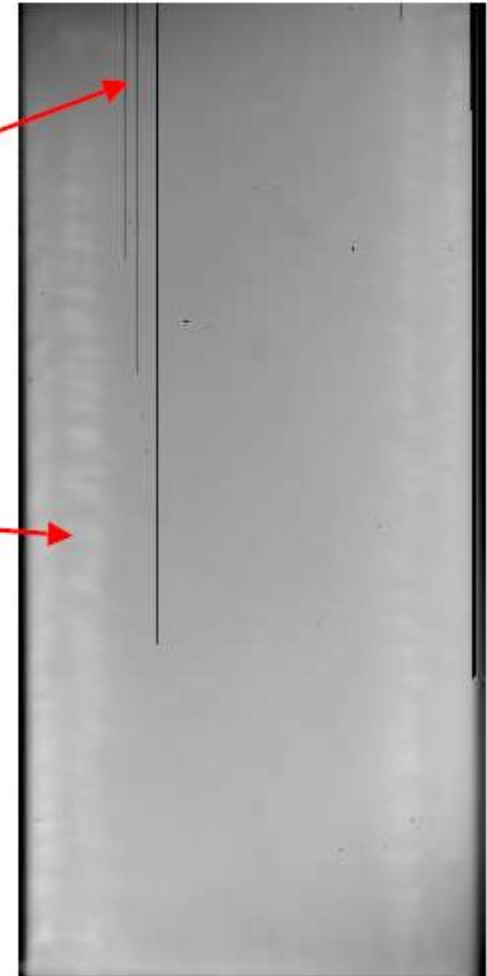
Hot Spots  
(high dark  
current,  
but  
sometimes  
LEDs!)

Cosmic  
rays



Dark  
Columns  
(charge  
traps)

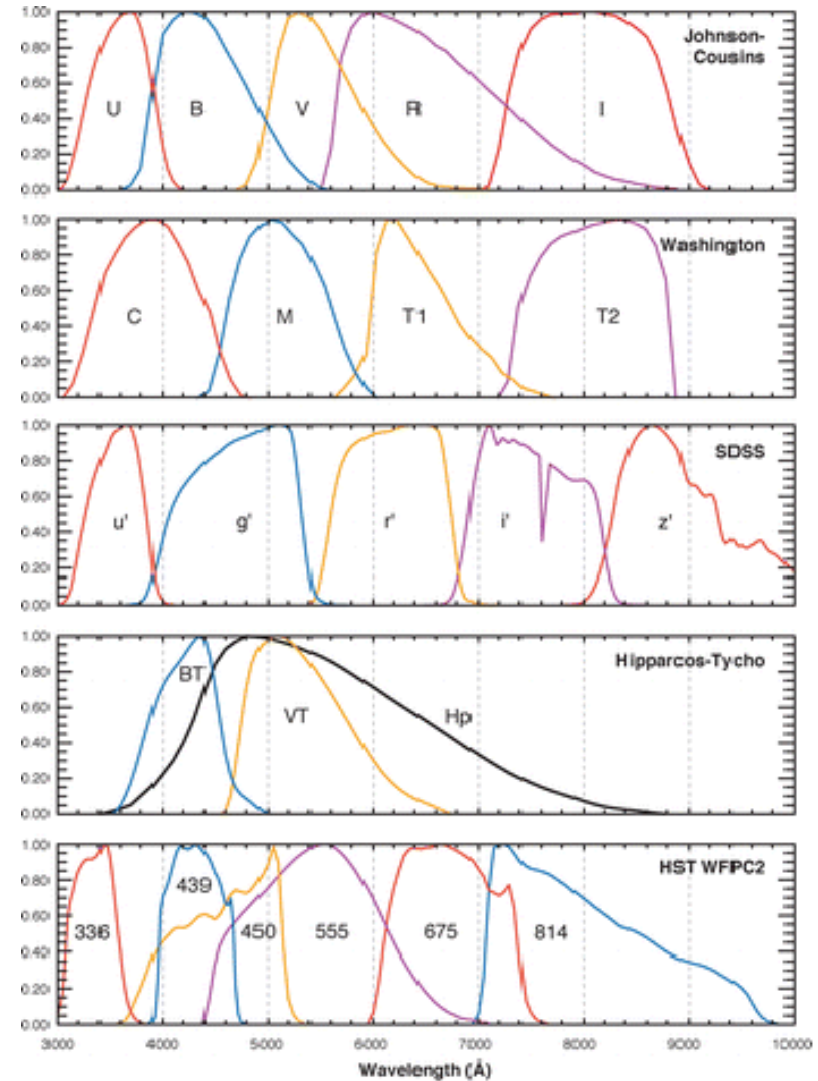
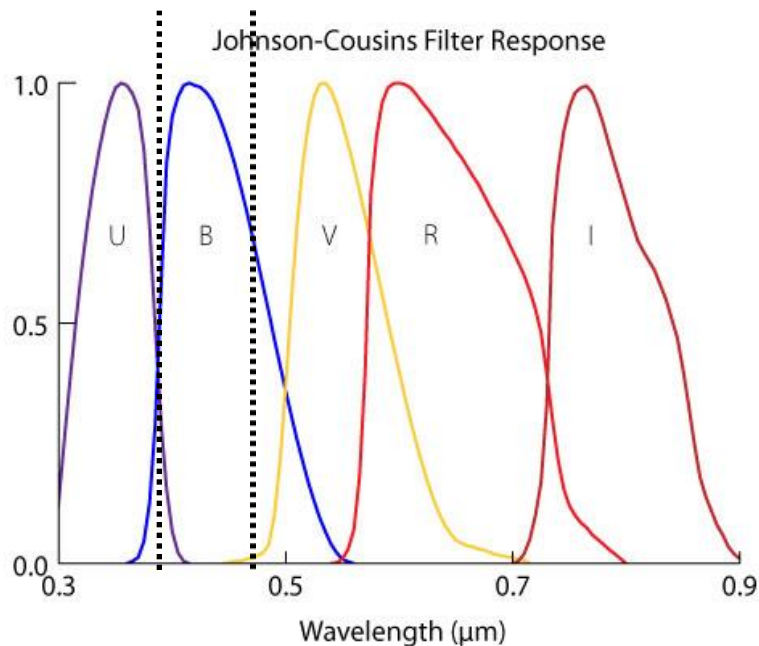
QE  
variations



# Alguns sistemas fotométricos comuns (no visível)

Cada filtro permite a passagem apenas dos fótons em uma dada faixa de  $\lambda$

Ex: filtro B (azul) construído para ter máximo entre 4000 e 4500 Å



Bessell, MS, 2005  
*Annua. Rev. Astron. Astrophys.* 43: 293-336



# Telescope Site Selection

- Site selection is critically important
  - Number of good nights and atmospheric quality determine the amount and the quality of the science done
- Site selection issues and problems
  - Atmospheric (seeing, transparency, AO issues, wind ...)
  - Logistical (ease and cost of construction and operation)
  - Political/sociological (availability, security, staffing, etc.)
  - Geological (earthquakes, volcanos)


Historically, site selection was dominated by the seeing limited visible, convenience (e.g., within a driving distance), and small or subjective measurements. Nowadays the action is in the IR and AO, and the whole world is a stage.

**The Best Known Sites:** Mauna Kea, Canarias, Northern Chile, Southern California + Baja, Namibia, Antarctica, + a few ...

# O que define a qualidade das observações?

Objetos distantes e pouco luminosos requerem:

- **poder de resolução** (melhor nível de detalhamento)
- **sensibilidade** (maior quantidade de radiação coletada num menor tempo de exposição)



→ Telescópios:  
grandes  
áreas  
coletoras

# Definição de ganho de um telescópio com relação a outro

O brilho observado: diretamente proporcional à área da superfície coletora  $\Rightarrow D^2$  (diâmetro do espelho do telescópio)

- $\uparrow$  Diâmetro  $\uparrow$  Ganho  $\Rightarrow \frac{B_A}{B_B} = \left( \frac{D_A}{D_B} \right)^2 = G$

- $\uparrow$  Diâmetro  $\downarrow t_{\text{exposição}}$   $\Rightarrow \frac{t_A}{t_B} = \left( \frac{D_B}{D_A} \right)^2$

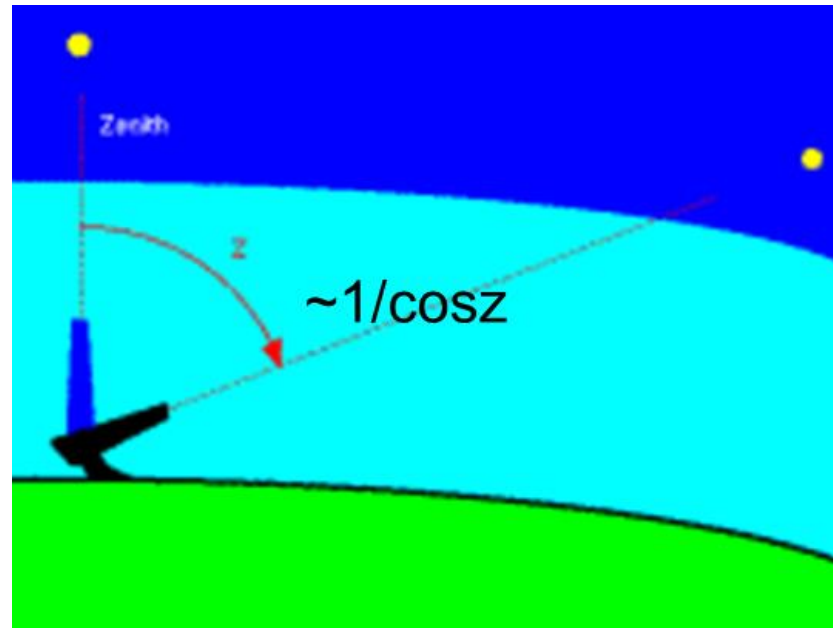
Ex.: telescópio A:  $D = 4 \text{ m}$

telescópio B:  $D = 1 \text{ m}$

em  $t_A = 3,75 \text{ s}$   $\rightarrow$  A produz imagem = B em  $t_B = 1 \text{ h}$  (t de exposicao 16 x >)

# Extinção Atmosférica

- É dependente do tempo (local e hora de observação) e localização (névoa, nuvens, poeira)
- Proporcional à massa de ar  $\sim 1/\cos z$



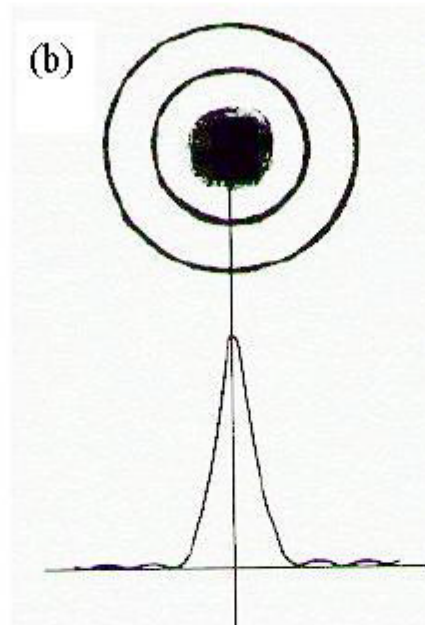
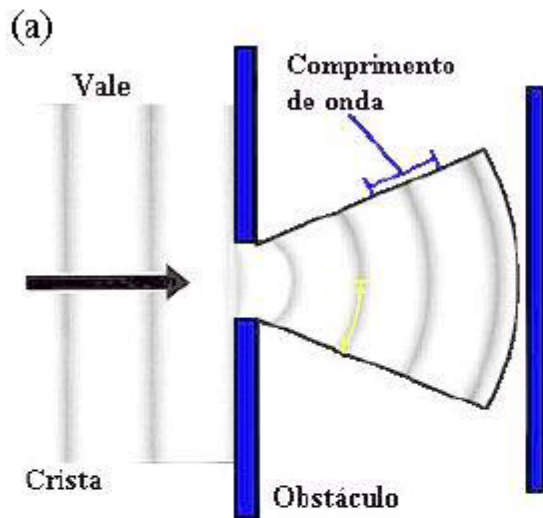
# Fatores limitantes da qualidade das observacoes –

## Efeitos da atmosfera terrestre

- difração
- (*seeing*)
- absorção (Janelas atmosféricas)



# Difração



Quando feixe incide no D coletor do telescópio: **luz é dispersa** diminuindo concentração do feixe → **perda de resolução** da imagem

Separação angular mínima que pode ser distinguida por telescópio (vimos no Cap.4.):

**RESOLUCAO ANGULAR** do telescópio:

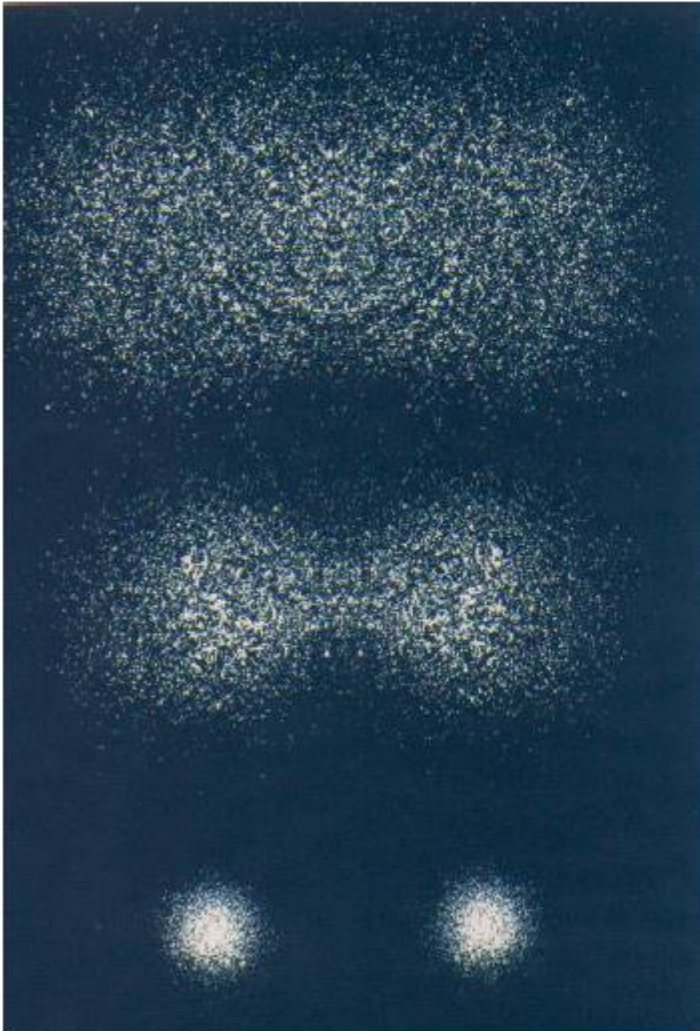
Para diâmetro  $D = 1\text{m}$

- $\lambda = 400 \text{ nm}$  (ótico)  $\Rightarrow \theta_{\min} = 0.1''$
- $\lambda = 10 \mu\text{m}$  (IV)  $\Rightarrow \theta_{\min} = 2.0''$

onde:  $1 \text{ rad} = 206265''$

$$\theta = \frac{206265 \lambda}{D} \text{ em [“]}$$

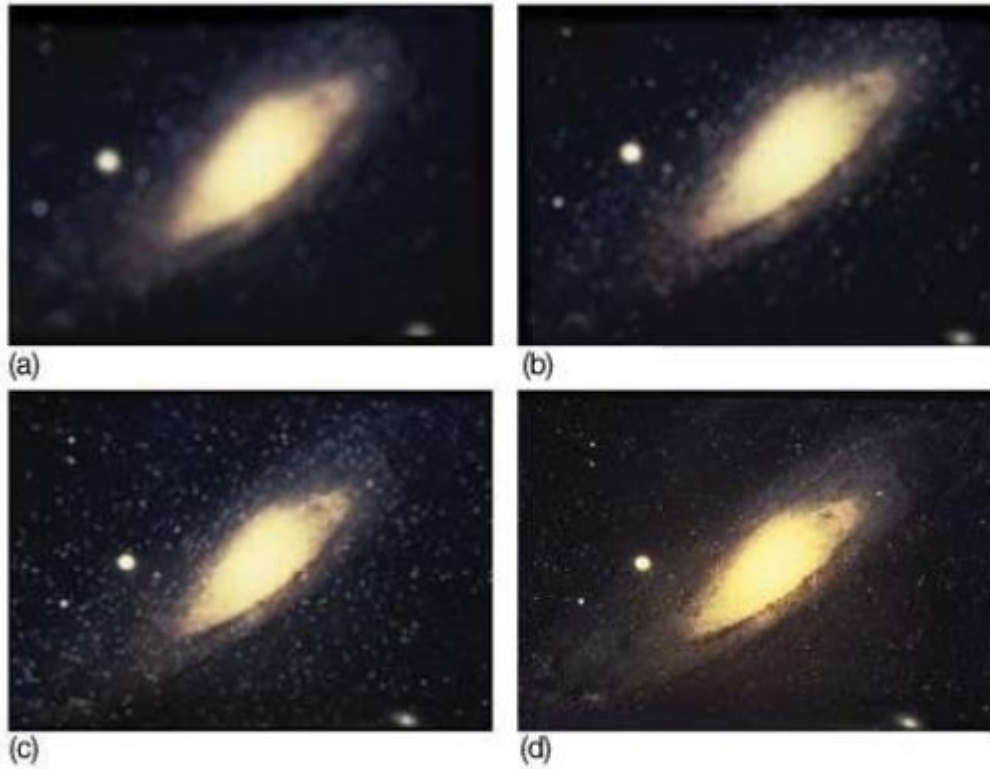
# Difração



Duas fontes de brilho comparável são observadas com mais clareza à medida que a resolução angular melhora.

As fontes podem ser discernidas somente com um **telescópio de poder de resolução adequado.**

# Difração



- Galaxia de Andromeda obs. com diferentes resolucoes angulares: (a) 10', (b) 1', (c) 5" e (d) 12"



# Seeing

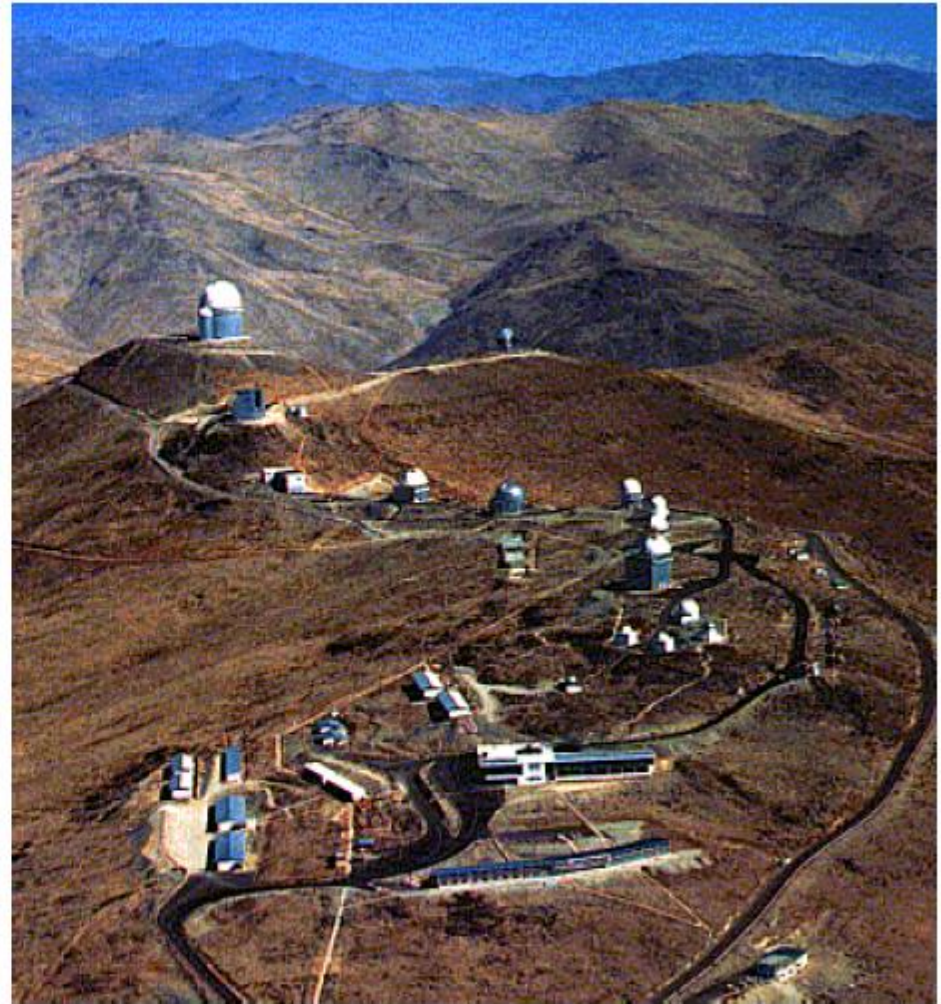
Resolução angular é **diminuída** ainda + por **turbulência atmosférica** → luz sofre **refração** na atmosfera: que altera **direção** do feixe

**Seeing** (medida da turbulência atmosférica): é o termo que se usa para expressar o efeito da atmosfera na desfocalização de imagens.

## Para melhorar o seeing:

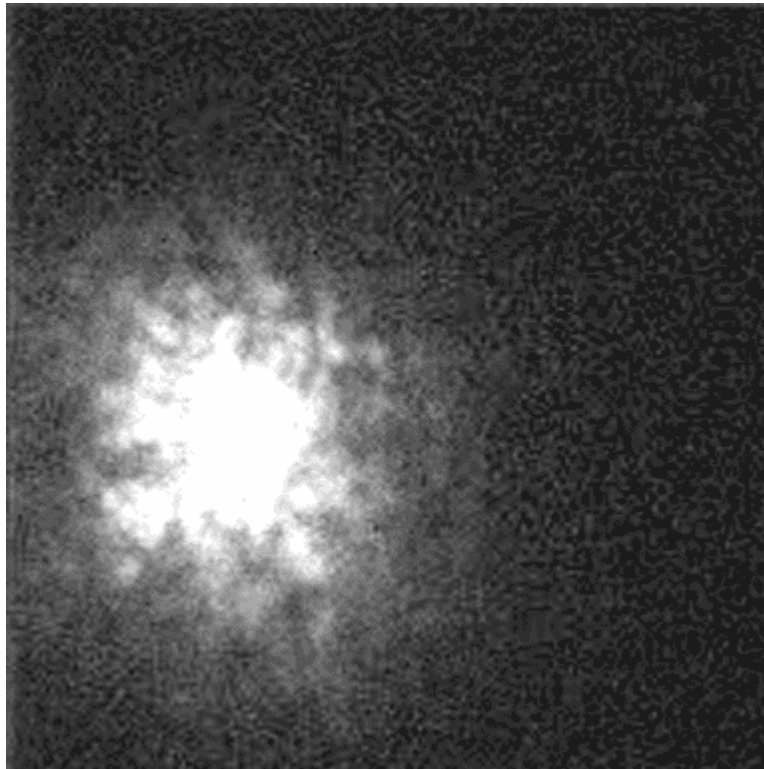
- > Altitude
- Clima seco
- Afastado de cidades (< poluição e < luz)

→ **Seeing** muito bom ( $\theta \sim 1''$ )



ESO - La Silla (Andes Chilenos)

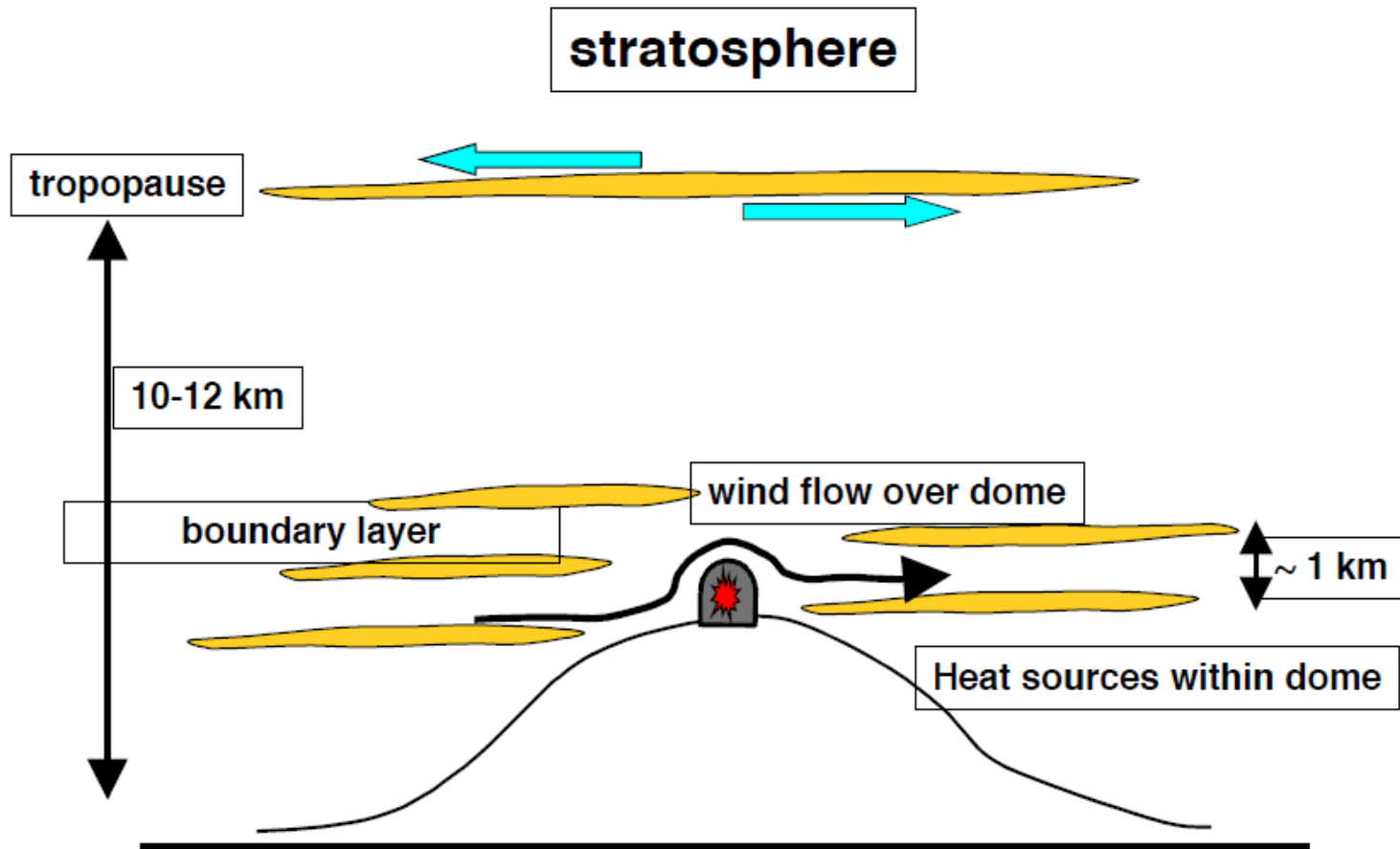
# Seeing Atmosférico....



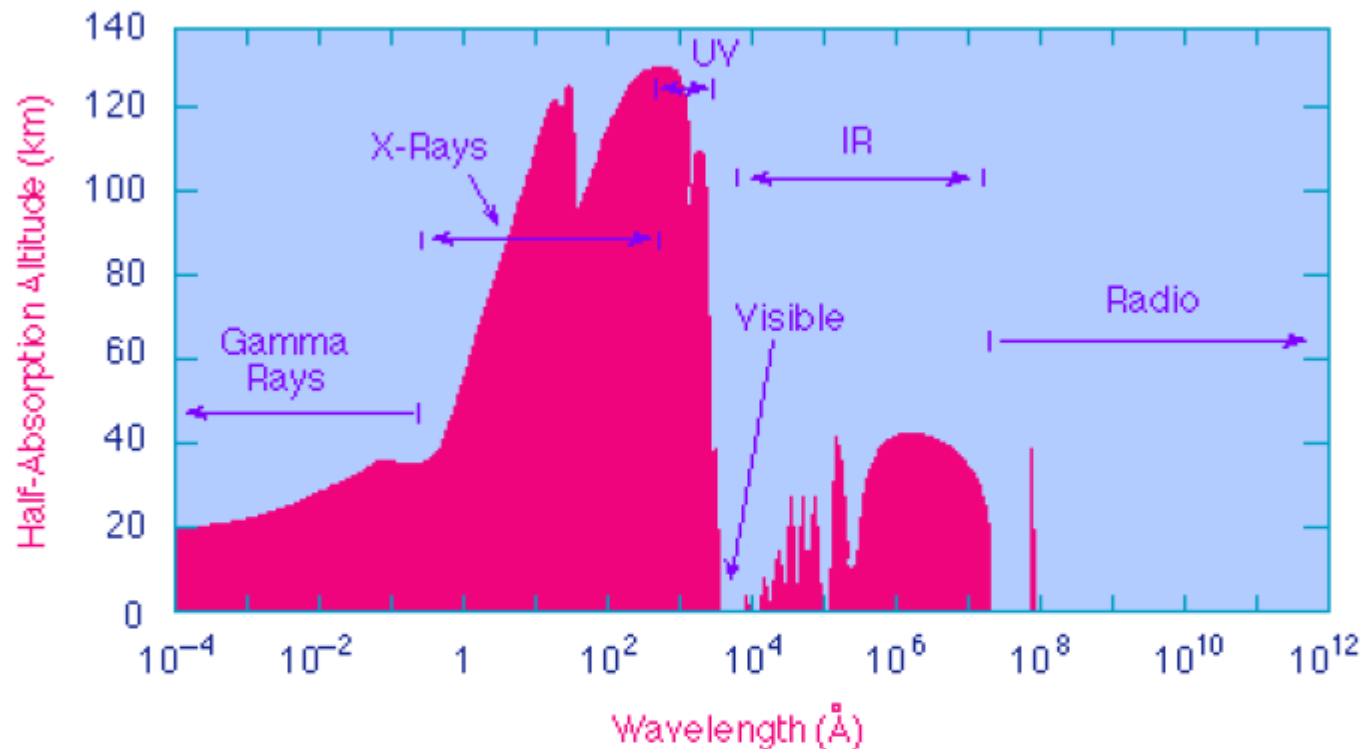
[Image Credit: Univ. Virginia]



# *Turbulence arises in several places*



# Absorção causada pela atmosfera terrestre



**Janelas na Atmosfera Terrestre:** na superfície - somente pode ser detectada radiação das janelas no **óptico, em partes do infravermelho e em rádio**

**Astronomia Espacial:** para os casos em que atmosfera é opaca (raios-gama, raios-X e UV): detectados com equipamentos em avioes, baloes e satelites.

Com turbulência, o tamanho da imagem (“seeing”) torna-se muito maior, tipicamente  $\sim 0.5 - 2$  arcsec. Para restaurar a resolução angular intrínseca, precisamos da **Óptica Adaptativa (AO)**

## novas técnicas

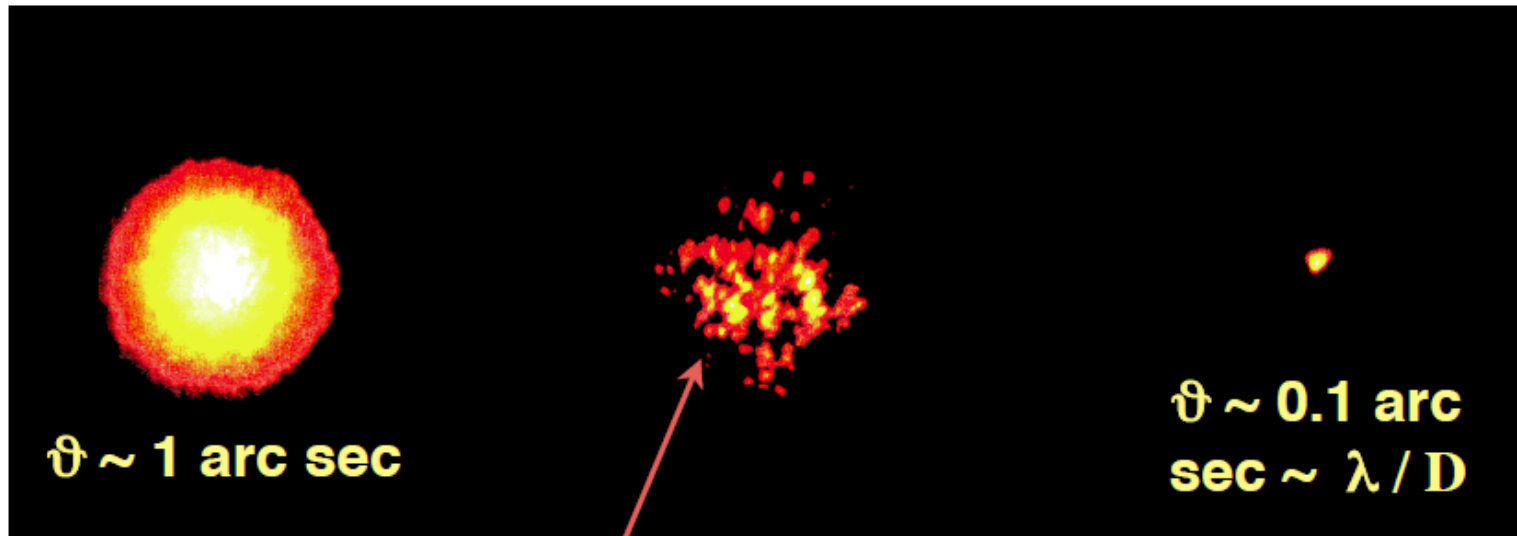
- **óptica ativa:** são efetuados contínuos ajustes para evitar deformidades

Com **optica ativa:** **Keck**  $\rightarrow \theta = 0,25''$

- **óptica adaptativa:** deforma a forma da superfície do espelho (por computador) para anular os efeitos da turbulência atmosférica  $\Rightarrow$  melhora no *seeing* ( $\ll 1''$ )

# *Images of a bright star*

Lick Observatory, 1 m telescope



$\vartheta \sim 1$  arc sec

$\vartheta \sim 0.1$  arc  
sec  $\sim \lambda / D$

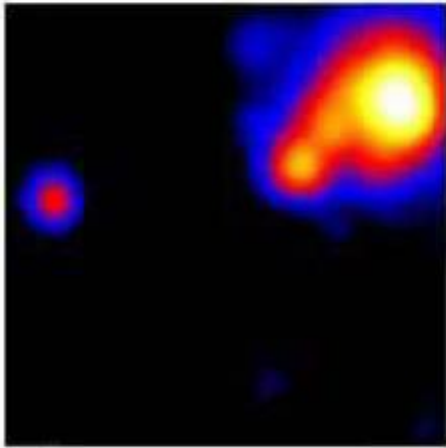
Long  
exposure  
image

Short  
exposure  
image

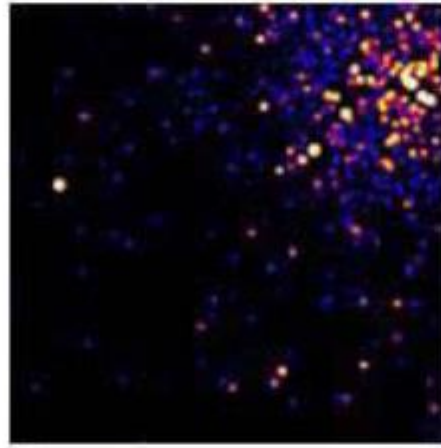
Image with  
adaptive  
optics,  
(nearly)  
diffraction  
limited

Speckles (each is at  
diffraction limit of  
telescope)

# Optica Ativa



(a)



(b)

Imagem de 1  
aglomerado de  
estrelas:

(a) **sem**

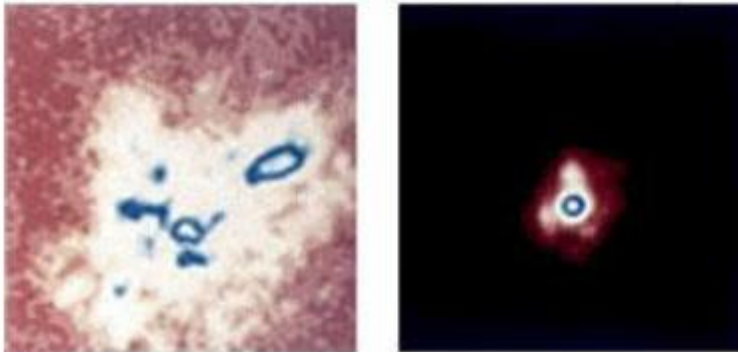
(b) **com optica ativa**



# Optica Adaptativa



(a)



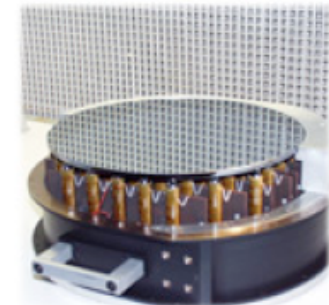
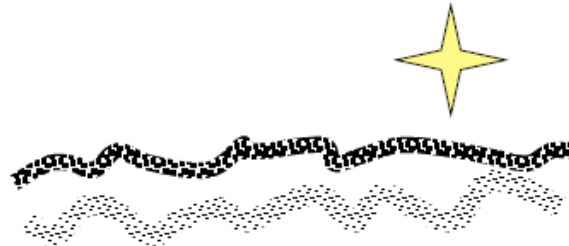
(b)

(a) lasers checam a atmosfera acima do tel. e retornam informacao ao computador que modifica o espelho **milhares de vezes/segundo** para compensar pelo *seeing* pobre (projeto star wars)

(b) **Estrela Procyon:**  
sem (imagem borrada de varios " de arco)  
com optica adaptativa ( $\theta = 0,2''$  !)

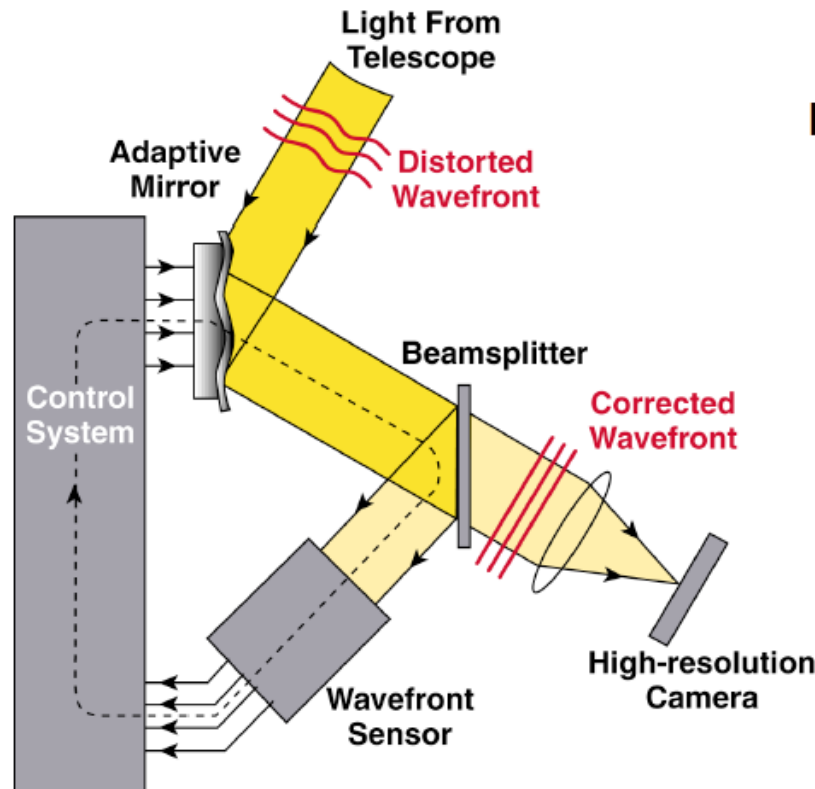
# *Schematic of adaptive optics system*

**Atmospheric turbulence**



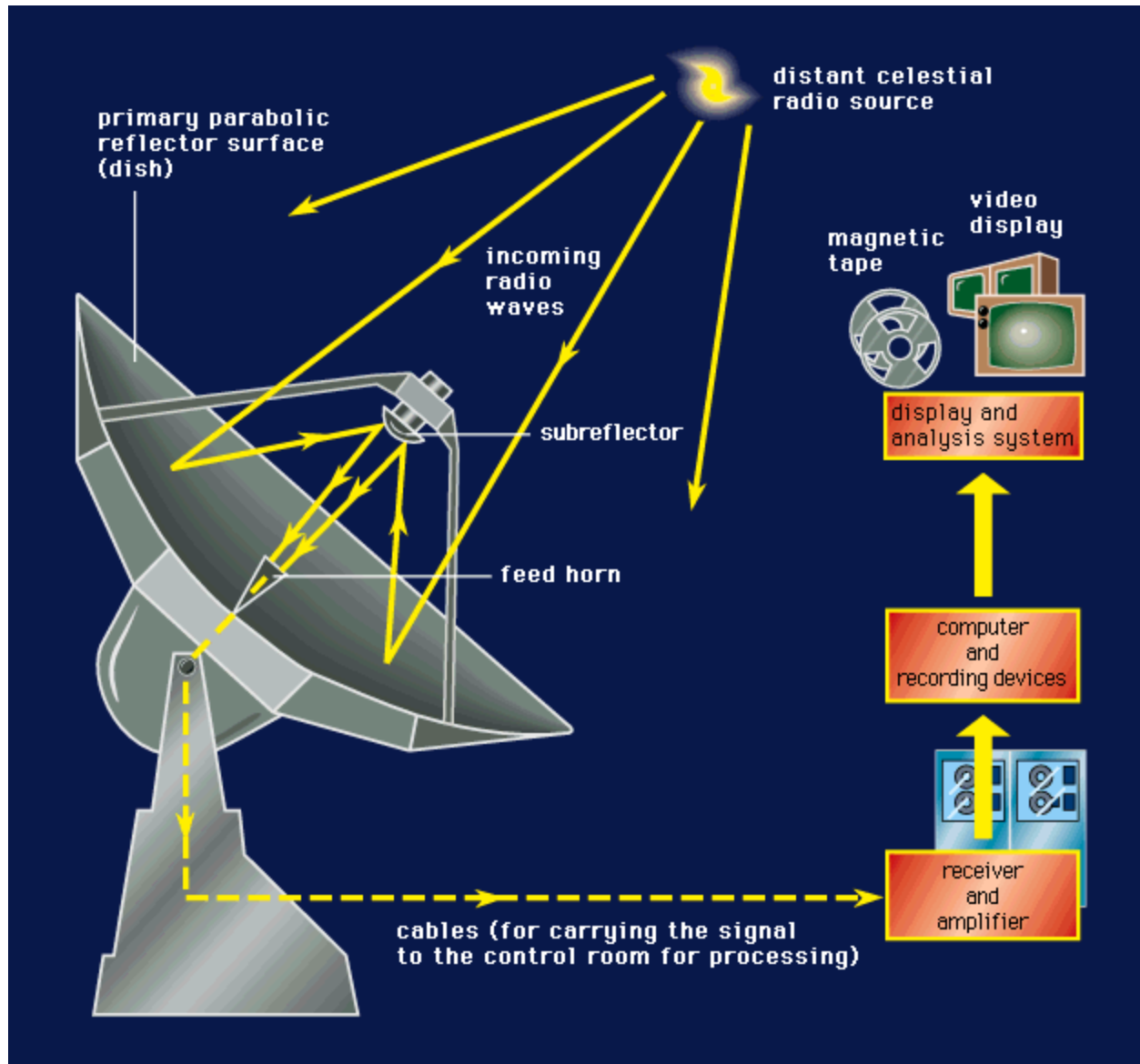
**Deformable mirror**

**Feedback loop: next cycle corrects the (small) errors of the last cycle**



**But you need a bright star very close to your target (a few arcsec) in order to compute the correction**

# Como um radiotelescópio funciona?





# Radiotelescópios

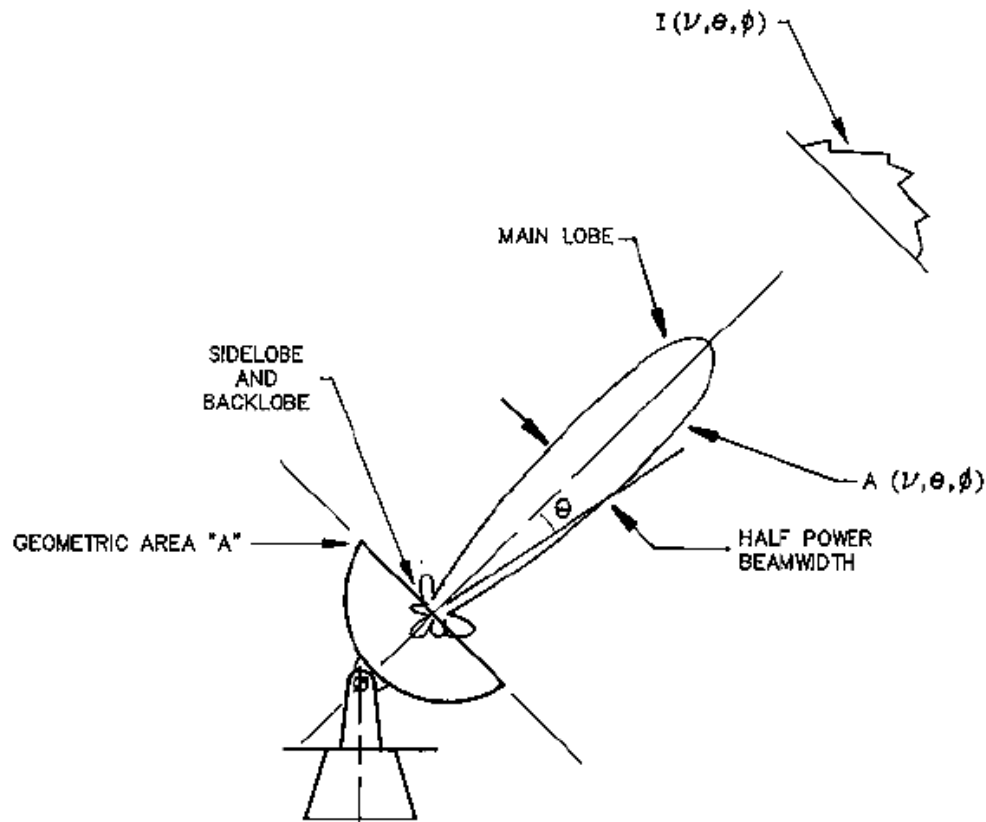
A emissão de ondas rádio ( $\lambda \sim 10^{-3}$  a  $10^3$  m) pode ser coletada por antenas parabólicas e levadas a um receptor.



Arecibo (antena com **300 m de diâmetro**)

# Problems With Single Dishes

1. Poor resolution!
2. Sidelobes pick up scattered radiation, interference





# Radiotelescopios

- Resolucao angular pobre:

$$\theta = \lambda/D$$

$$\lambda_{\text{radio}} = 10^6 \lambda_{\text{optico}}$$

→  $\theta$  grande

Melhor resolucao que se consegue com RT:

$\theta_{\text{min}} = 10''$  (>10x pior que tels. opticos)

Ex.: RT de Green Bank possui **D= 43 m**

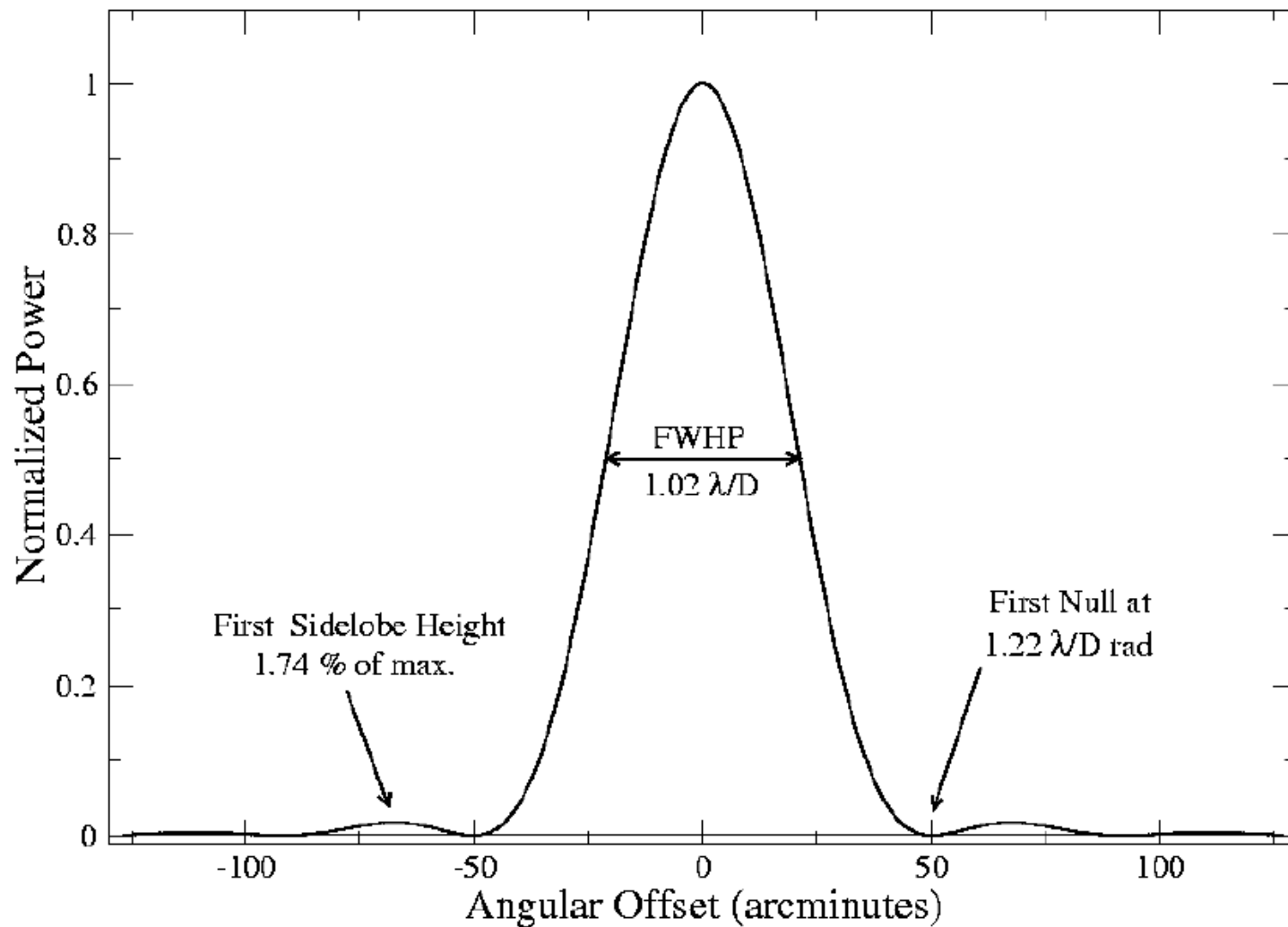
Para  **$\lambda= 1 \text{ cm}$**

$$\rightarrow \theta_{\text{min}} = 1' !$$

Dai a necessidade de os pratos coletores: D bem grande (Arecibo: D=300 m)

# Antenna Power Response at 1 GHz

25-meter diameter, uniform illumination



# IRAM – Institut de Radioastronomie Millimétrique



Plateau de Bure interferometer



Antenas de 30m



- Imagem da nebulosa de Orion no optico superposta por mapa em radio (linhas):

Resolucao no optico: 1''

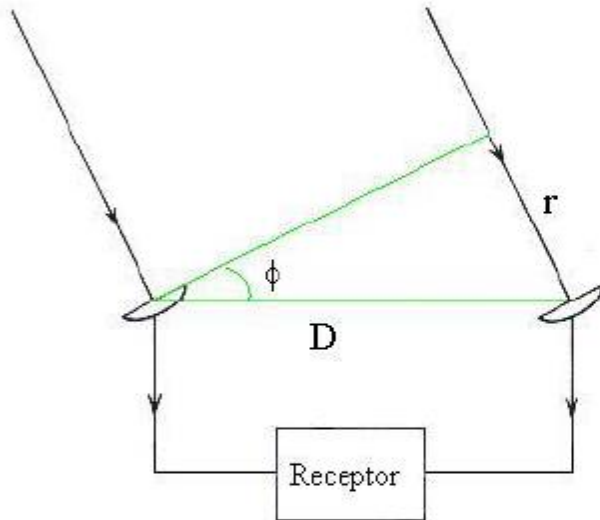
Resolucao em radio: 1'

# Vantagens dos RTs

- **Muitas fontes emitem fracamente no visível e fortemente em rádio e os RTs as tornam observáveis**
- **Muitas fontes inobserváveis porque luz visível é fortemente absorvida por poeira interestelar – são observáveis em rádio: ex. centro de nossa galáxia**
- **RTs são bem sensíveis – detectar rádio fontes bem fracas e distantes com tempos de observação curtos se os pratos coletores tiverem  $D$ s grandes**



# Rádio-interferômetros



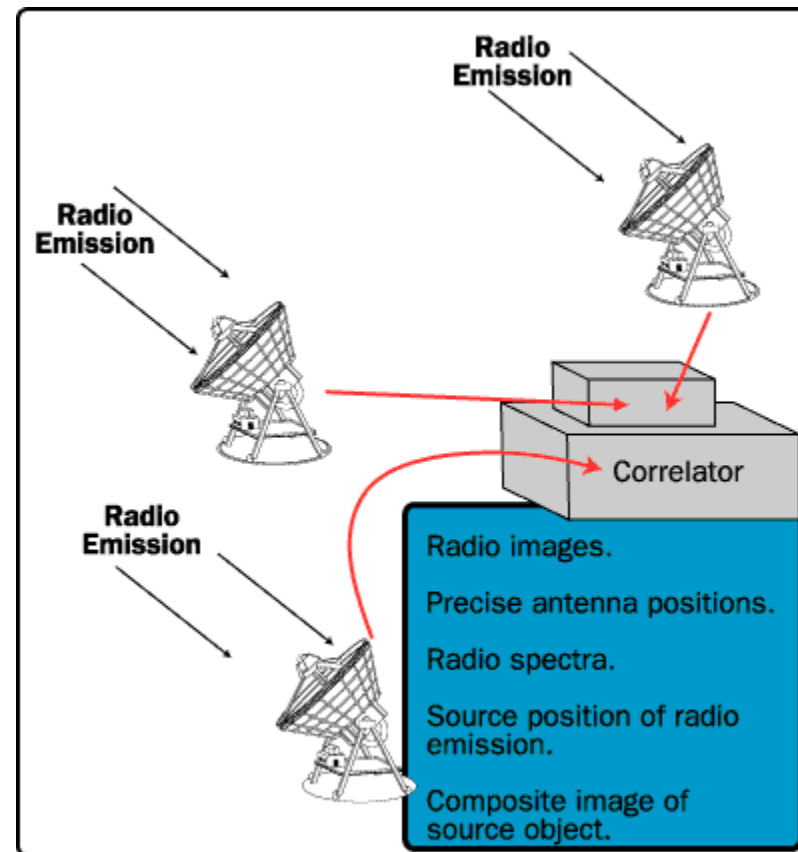
Esquema de um interferômetro de duas antenas

Diametro efetivo do interferômetro ( $D$ ) = distancia entre os pratos mais distantes do arranjo

Quanto maior  $D$  (linha de base): melhor o poder de resolução

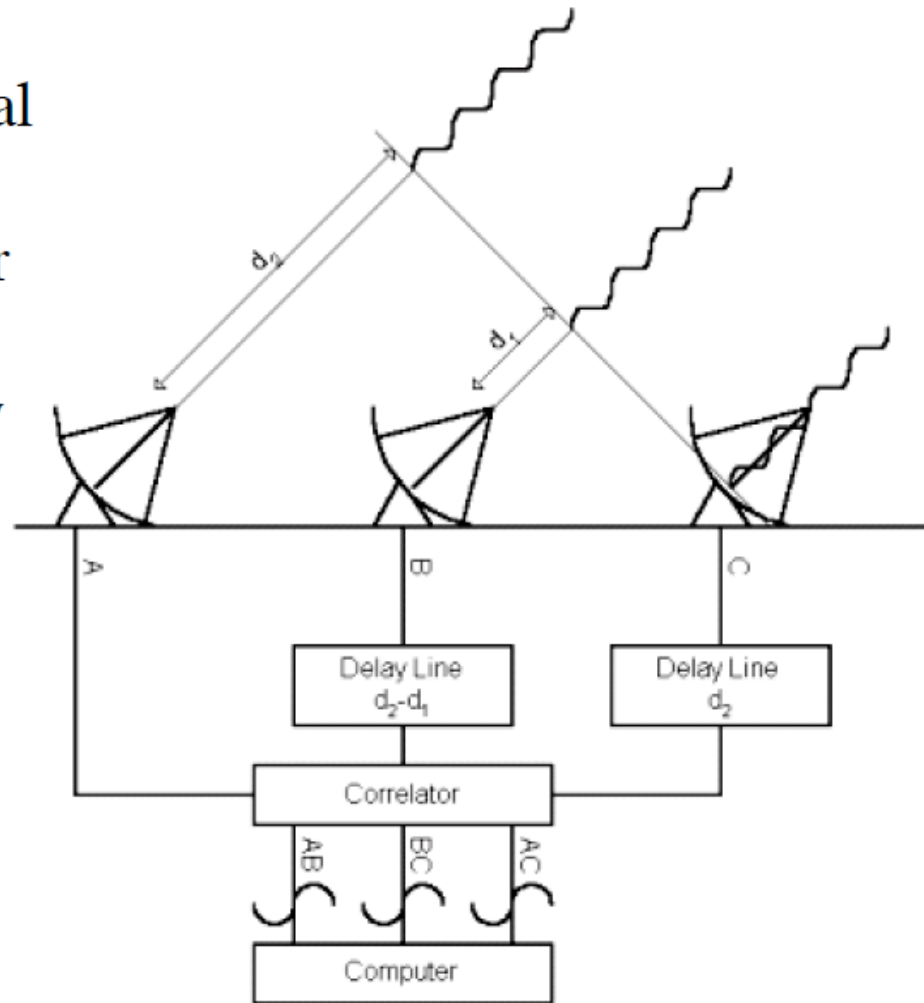
# How Interferometer Works

Signals from independent, separated receivers are coherently combined (correlated). What is measured is the amplitude of correlated signal as a function of a spatial baseline, i.e., angular frequency on the sky. This is a Fourier transform of the actual intensity image on the sky.



## ... how interferometer works ...

Signals from individual elements are delayed electronically, in order to simulate a flat wavefront, for slightly different arrival directions - thus mapping a field of view.



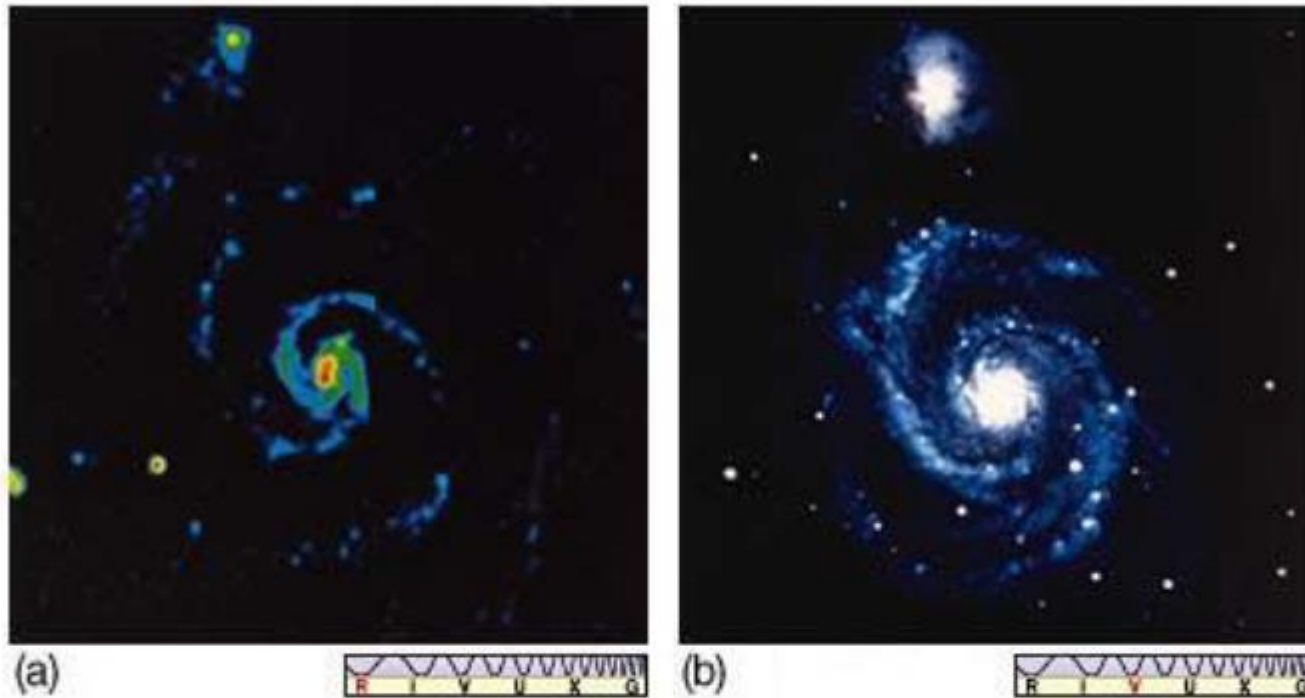
# VLA (*Very Large Array*)

- 3 fileiras formando um “Y”, com 27 antenas (com  $d = 25$  m cada).
- **Arranjos de 1 a 35 km,  $p/\lambda = 1,3$  a 21cm**
- Resolucao angular:  $\theta = \text{alguns}^\circ$  (comparavel a de imagens oticas)
- Bom para **mapear galaxias distantes** que são radio-fontes intensas



**VLA (Very Large Array):** o arranjo das 27 antenas (com 25m de diâmetro cada) dispostas sobre trilhos em forma "Y" formando o VLA.

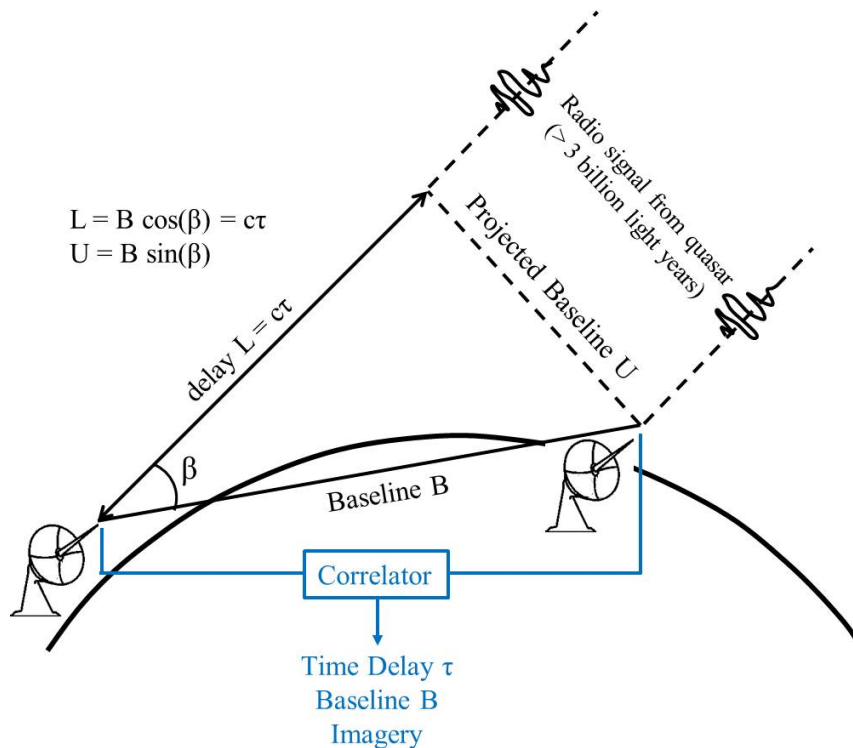




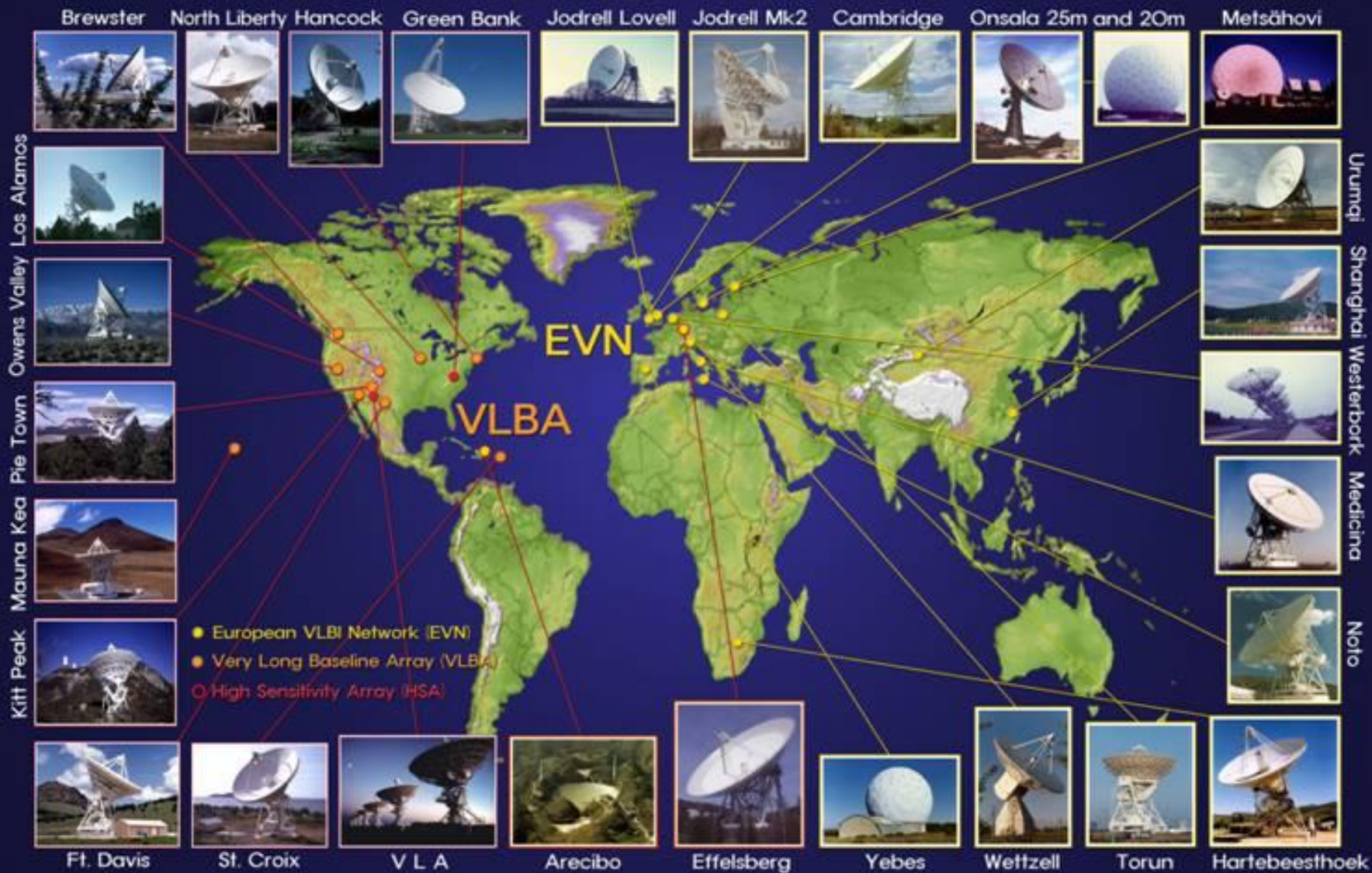
- (a) Imagem VLA da galaxia M51 ( $\theta =$  alguns “)
- (b) Imagem ótica com telescópio de  $D=4$  m

# Very Long Baseline Interferometry (VLBI)

- Antennas very far apart ( $\sim$  Earth size)
  - ★ Resolution very high: milli-arcsec
- Record signals on tape, correlate later
- Now VLBA(rray)



# The Global VLBI - Array





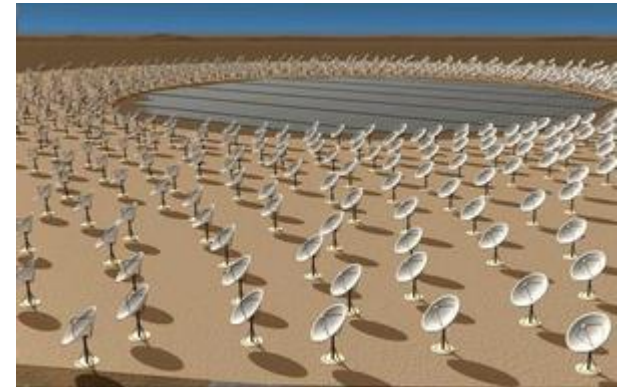
# The Future of Radio Astronomy



ALMA

Deserto do Atacama, 66 antenas ligadas através de 16 km de deserto

Square Kilometer Array (SKA)



SKA terá 2 sítios: um na Austrália e outro na África com antenas agrupadas em estações para fornecer umm ilhão de metros quadrados de abertura.

# Astronomia Espacial

Os comprimentos de onda correspondentes ao **IV** e às altas energias (**raios  $\gamma$** , **raios X**, **ultravioleta**), são absorvidos na ionosfera, a uma altitude de 100 km

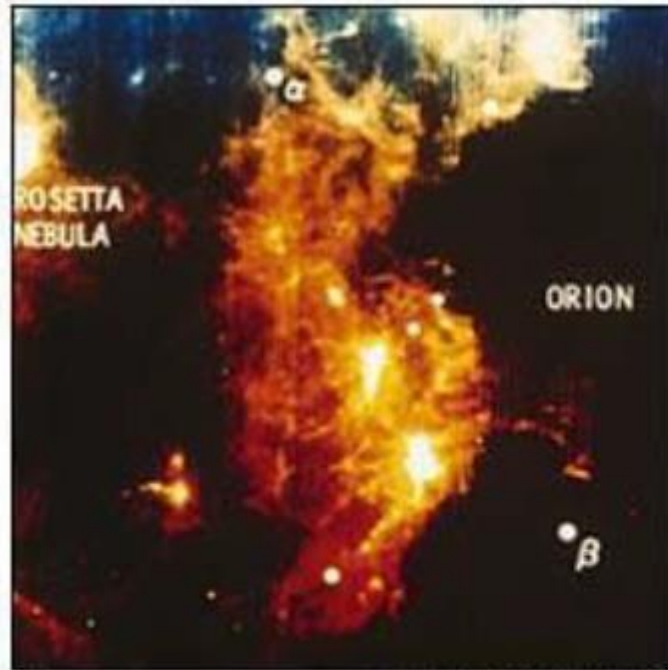


detectados em equipamentos a bordo de balões, aviões e satélites



# Satelites usados no Infravermelho e Microondas

- **IRAS** (*InfraRed Astronomy Satellite*)  
cobertura do ceu completo
- **MSX** maior sensibilidade e resolucao
- **COBE** (*Cosmic Background Experiment*)  
mapeamento da radiação de fundo



(a)



(b)



- **IRAS:** possui telescópio IV com  $D = 0,5 \text{ m}$  e  $\theta < 30''$  ( $\lambda = 10 - 100 \mu\text{m}$ )
- (a) **imagem com IRAS da nebulosa de Orion**
- (b) **imagem no óptico da mesma região**

# Satélites utilizados nas altas energias

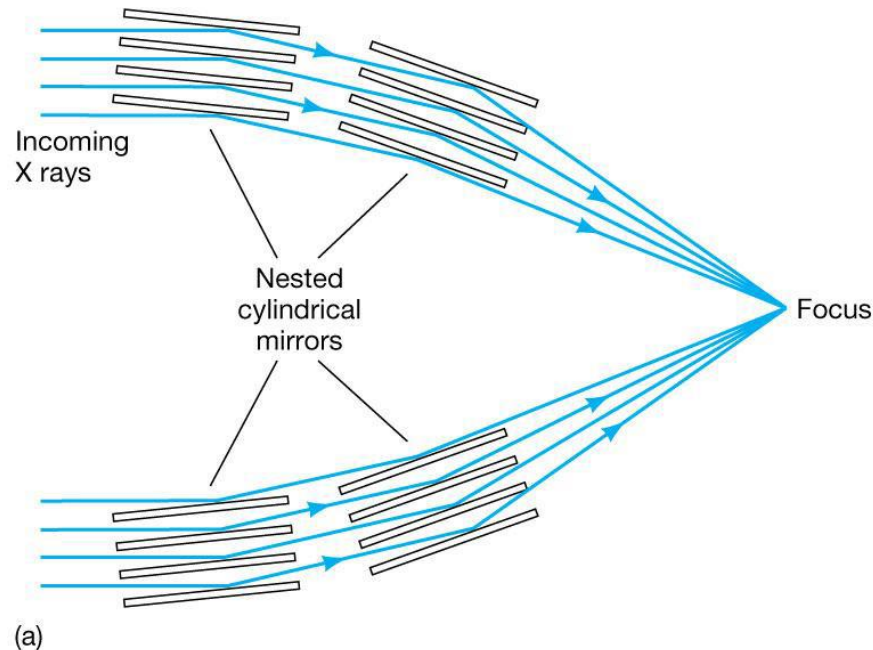
- raios-X: satélites pioneiros ***Einstein*** (início dos anos 80) e **ROSAT** (início dos anos 90)

Atuais: **XMM, Chandra**

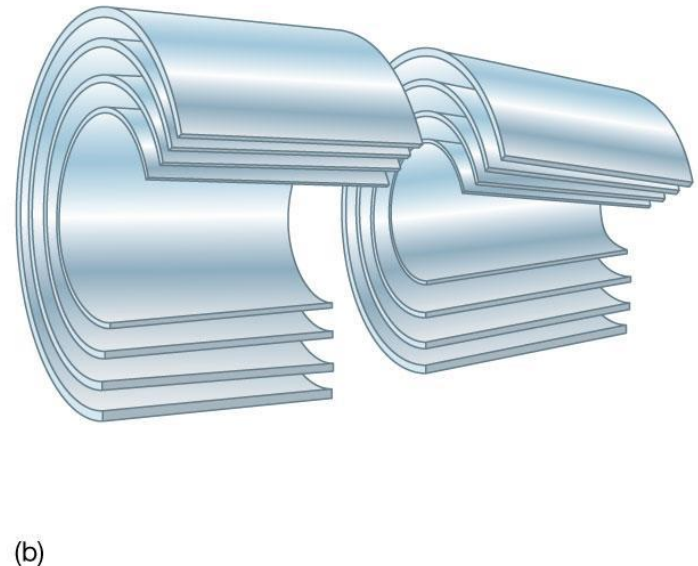
- raios gama: **GRO** (*Gamma Ray Observatory*) lançado em 1991 (atualmente novo: **FERMI/NASA**)
- raios ultravioleta:
  - **IUE** (*International Ultraviolet Explorer*) lançado em 1987
  - **HST**: embora optico, tambem captura radiacao UV (1990)

# Telescópios de altas energias

- Tecnologia bem distinta para detectar  $\lambda$ s de raios-X e gama: pois são bem menores
- Não podem ser refletidos ou absorvidos: pois atravessam materiais



© 2011 Pearson Education, Inc.



**Raios-X:** se tocam superfície apenas marginalmente – podem ser refletidos e produzir imagem



## Imagem raio-X de Orion

obtida com ROSAT:  
satelite lancado em  
1991 (operou 2  
anos):

+ sensivel que o  
Einstein

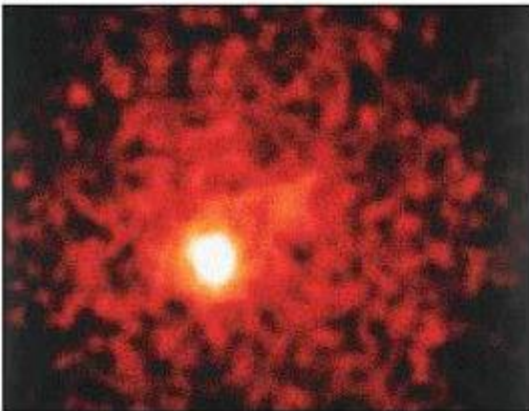
- sensivel que o atual  
CHANDRA







(a)



(b)

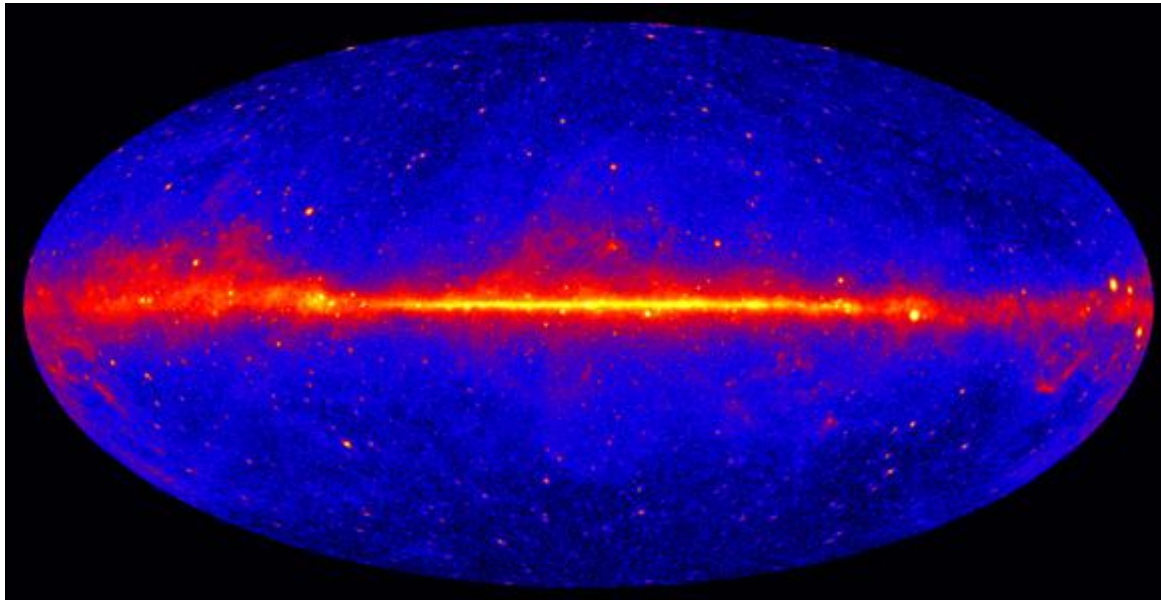


- Raios gama:

Telescópios gama atuais: apontam em uma direção e CONTAM os fótons recebidos

“Imagem” gama obtida com o **GRO** (lançado em 1991) (cor falsa): de 1 *burst* gama ocorrido no núcleo de galáxia distante

# Satélite FERMI – Raios Gama

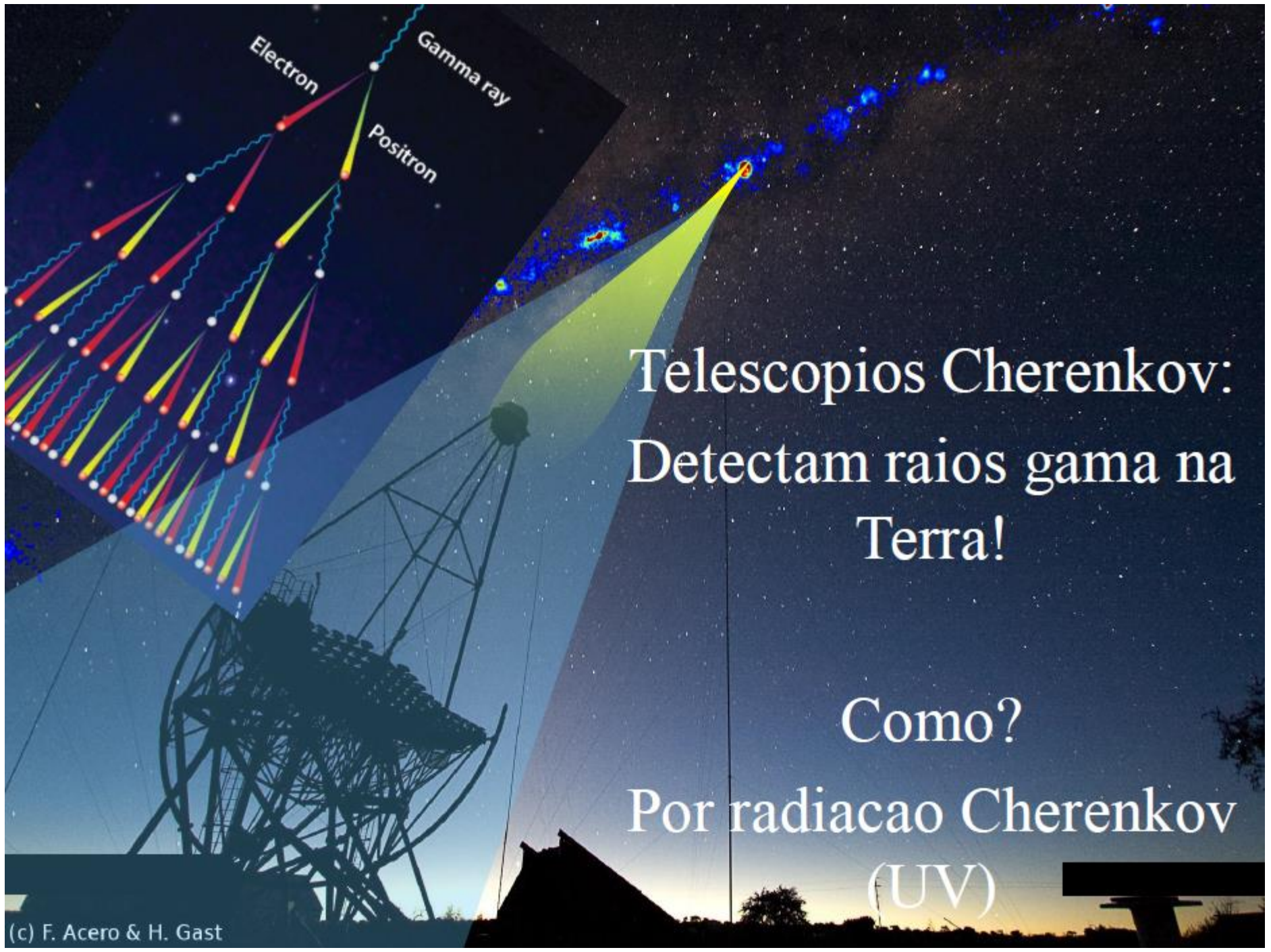


## **NASA's Fermi Celebrates Five Years in Space, Enters Extended Mission**

This view shows the entire sky at energies greater than 1 GeV based on five years of data from the LAT instrument on NASA's Fermi Gamma-ray Space Telescope. Brighter colors indicate brighter gamma-ray sources.

Credit: NASA/DOE/Fermi LAT Collaboration



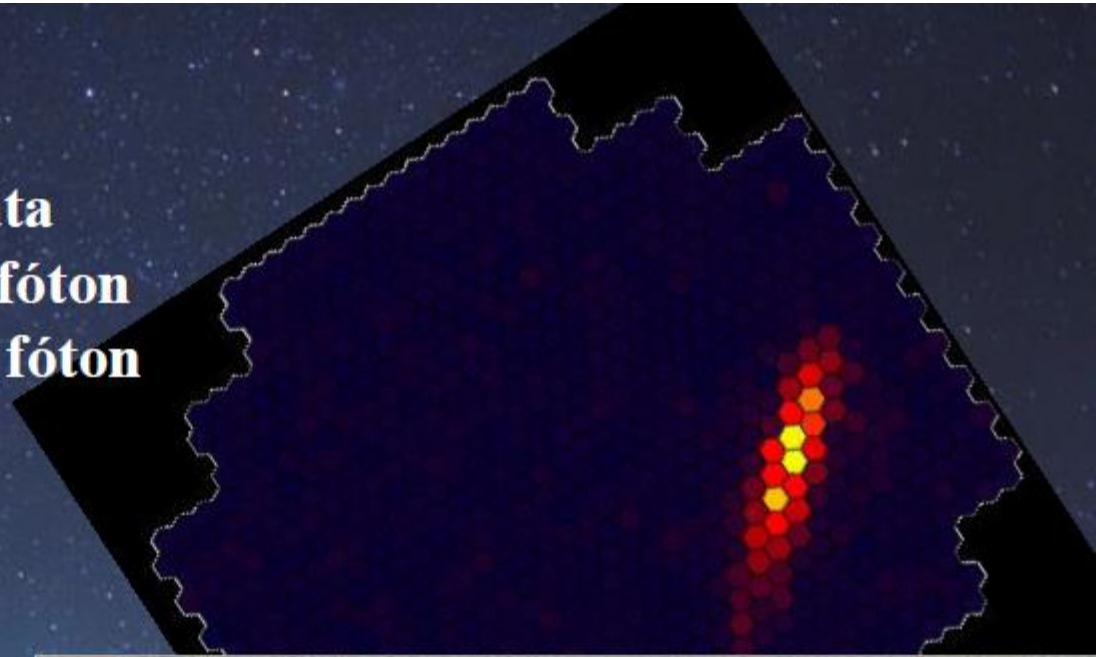


# Telescópios Cherenkov: Detectam raios gama na Terra!

Como?  
Por radiação Cherenkov  
(UV)



**imagem da cascata**  
**geometria → direção do fóton**  
**intensidade → energia do fóton**



**Sistema de multi-telescópios  
fornece uma visão 3D da  
cascata (imagem  
estereoscópica)**



# Observatorios de Raios-Gama em Terra

Adapted from J. Hinton

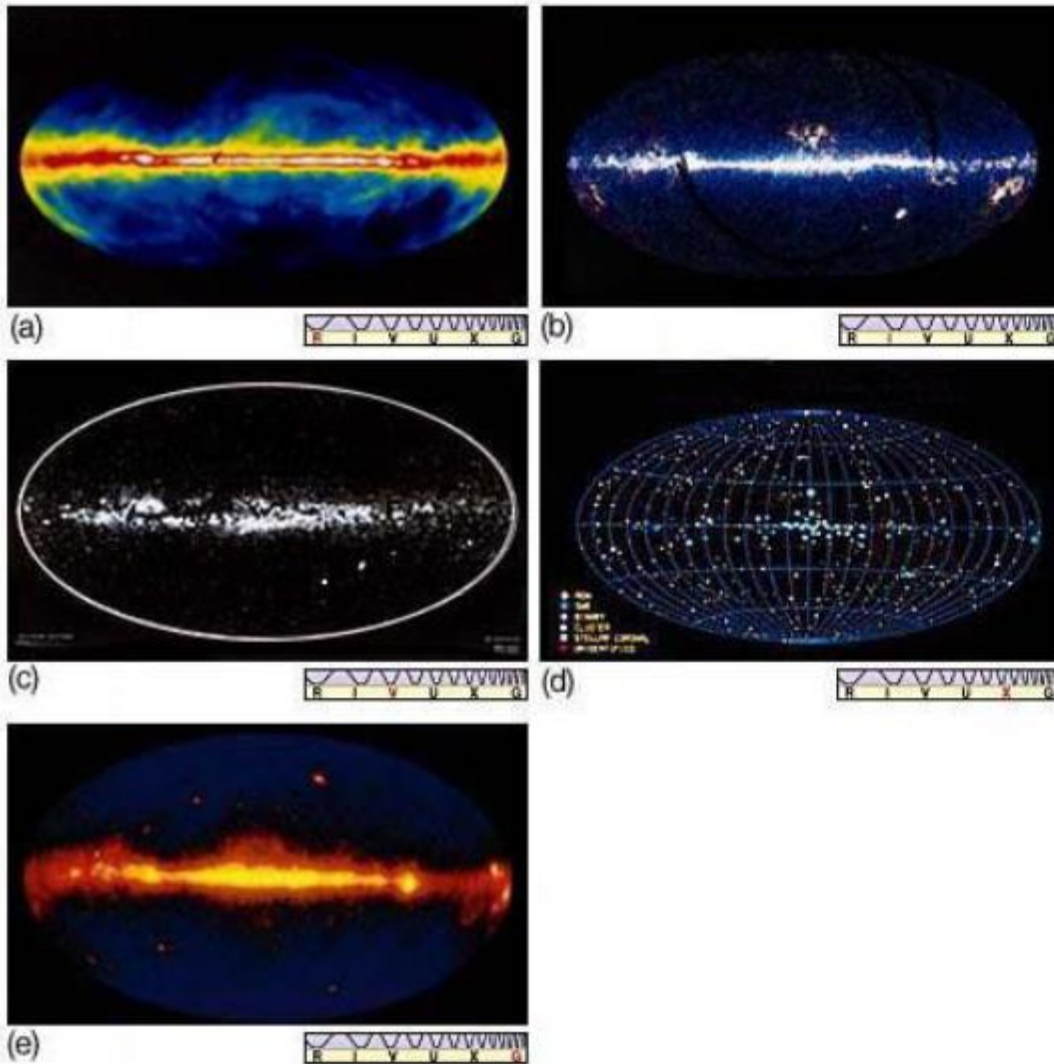


50 GeV to  $\sim 50$  TeV,  
collecting area  $\sim 10^5 \text{m}^2$ ,  
angular res.  $\sim 0.1^\circ$  (TeV)





# Via Lactea em todo espectro



- (a) radio
- (b) IV
- (c) Visível
- (d) Raio-X
- (e) Raio-gama