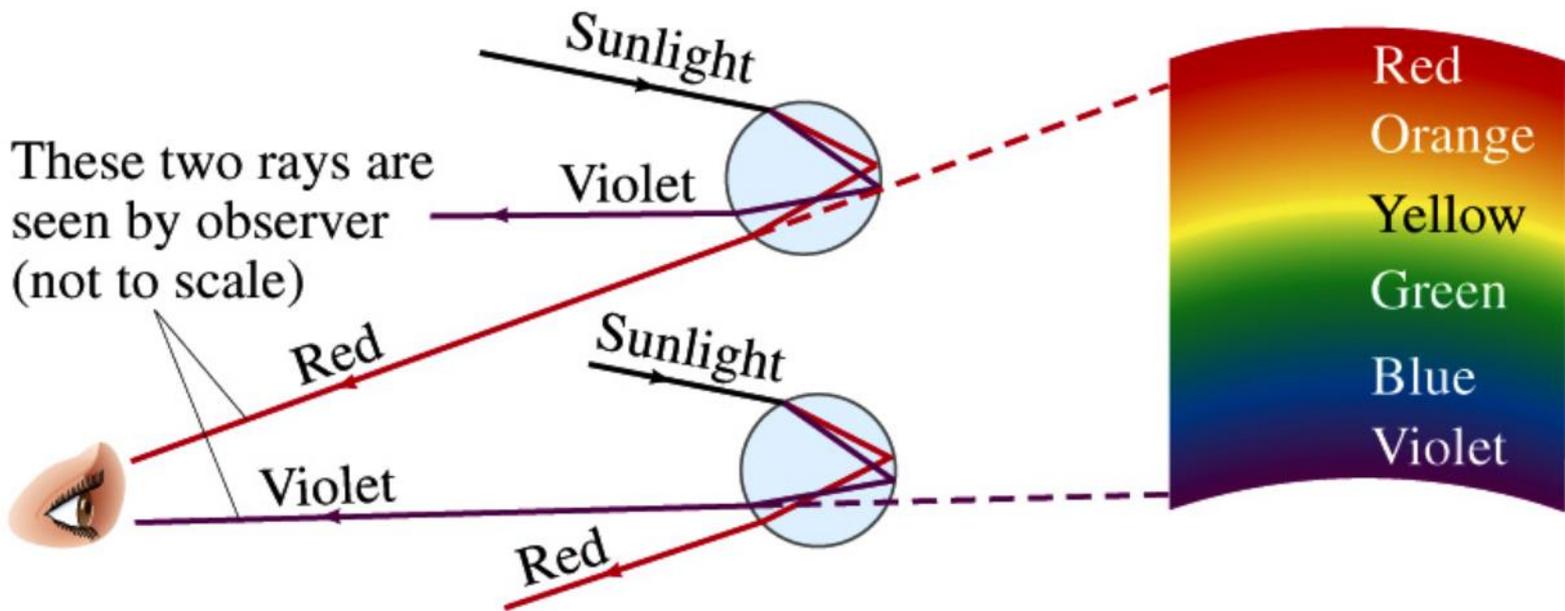


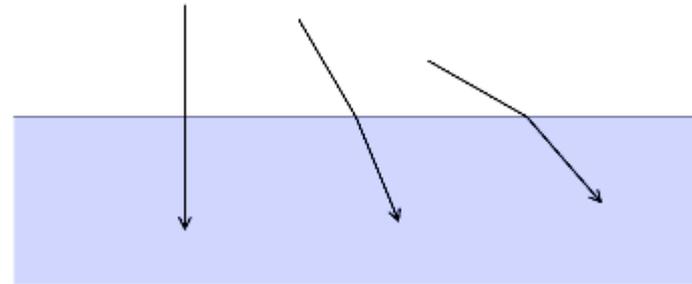
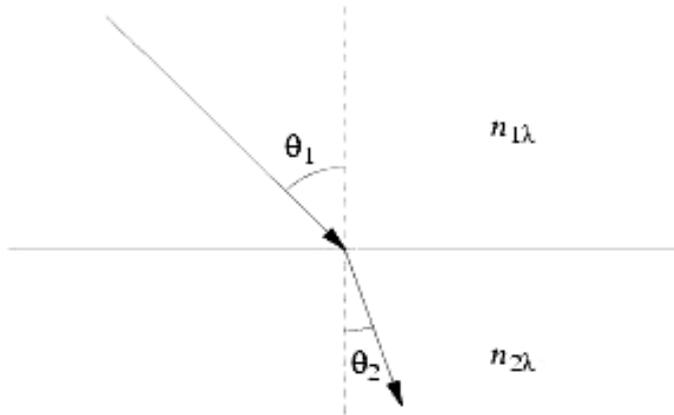
Cap. 3 – Telescópios, turbulência atmosférica, etc....

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, λ 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 λ como o comprimento de onda no vácuo em micrometros.

PARA O AR:

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

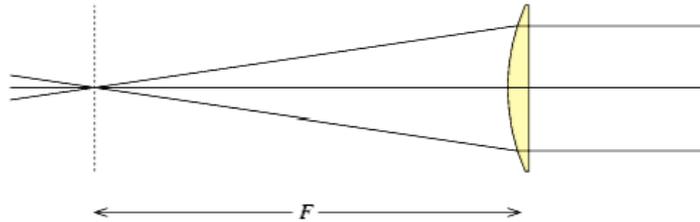
↪ $\sim 5 \times 10^{-6}$ na luz visível

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

Tradicionalmente, λ 's ≥ 3000 (2800?) Å são dados como valores no ar, e são inferiores aos valores de vácuo. Observe.

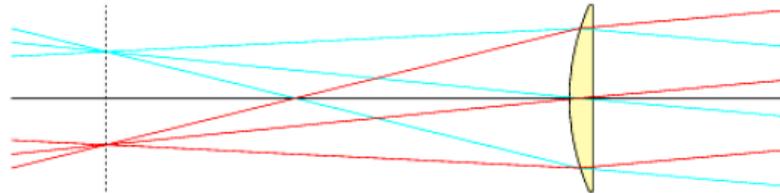
Lentes e Óptica Refrativa

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

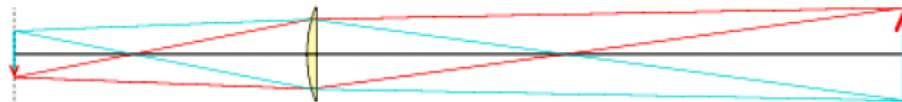


Focal length

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

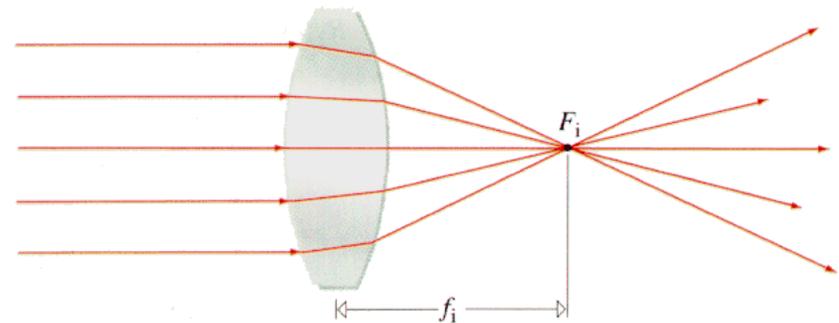
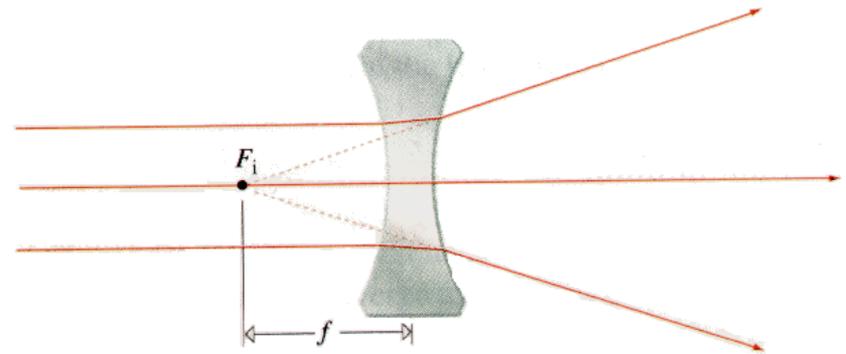
$$\frac{1}{f} = (n - 1) \left(\frac{1}{R_1} - \frac{1}{R_2} \right)$$

(também conhecido como
“potência das lentes”)

onde:

f = comprimento focal

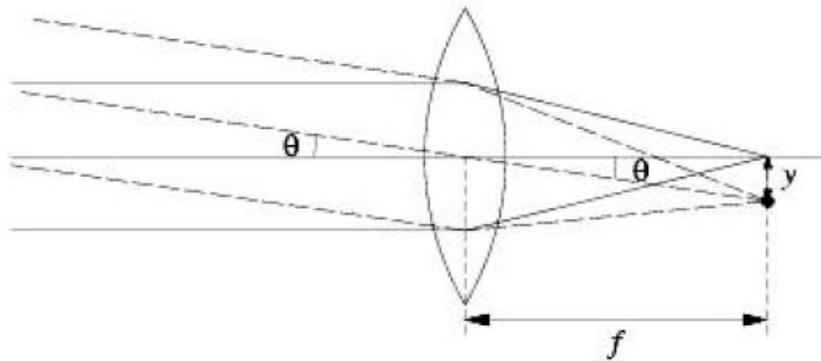
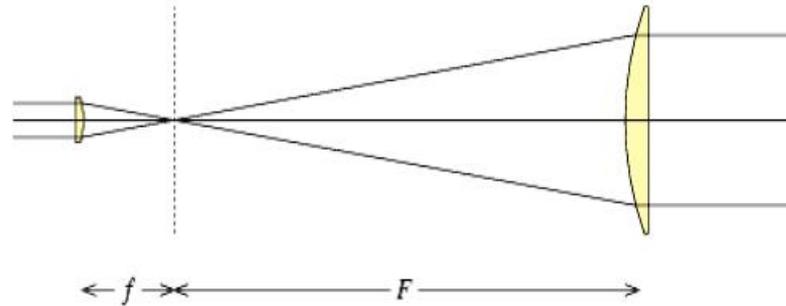
R_1, R_2 = raios de curvatura



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

Aumento (M) e Escala de Imagem

$$M = F / f$$



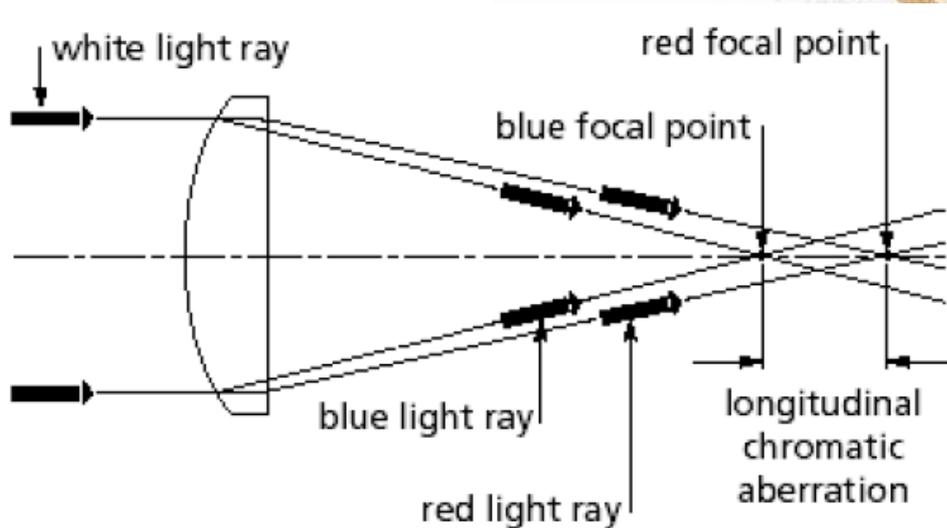
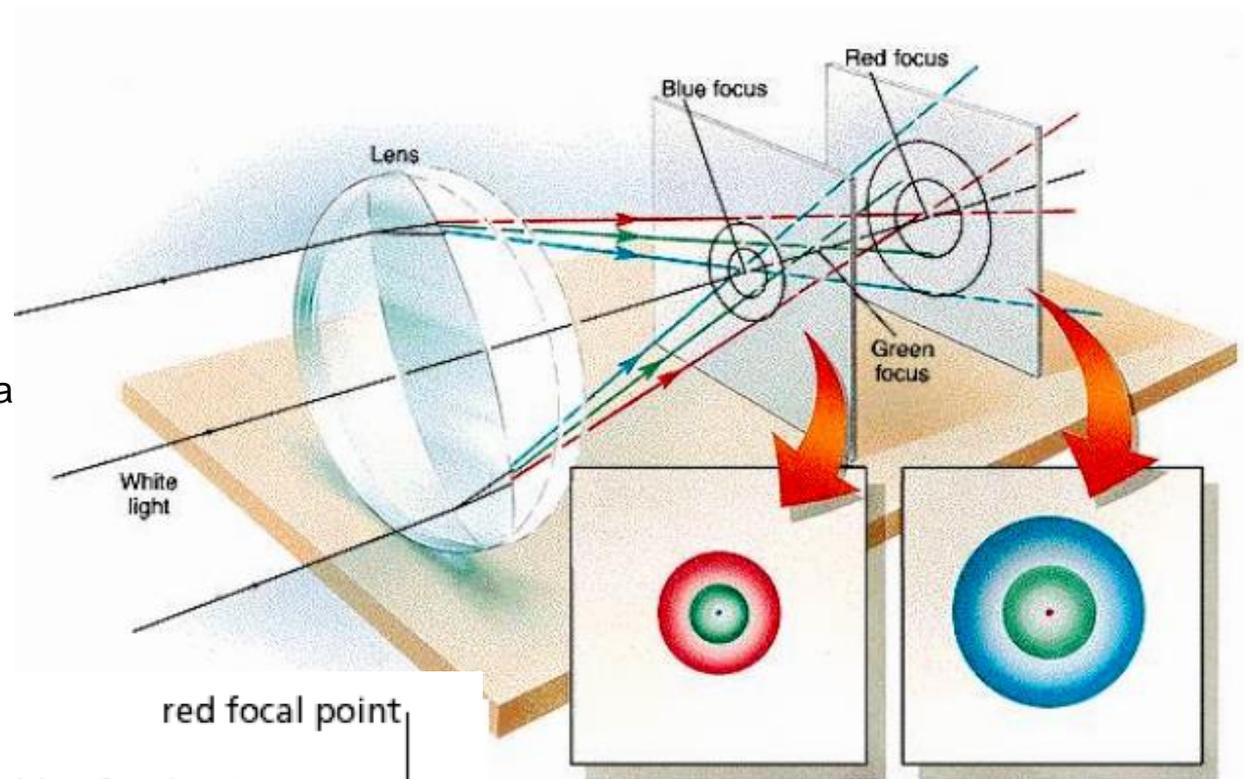
$$y = f \tan \theta \approx f \theta$$

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

Aberração Cromática

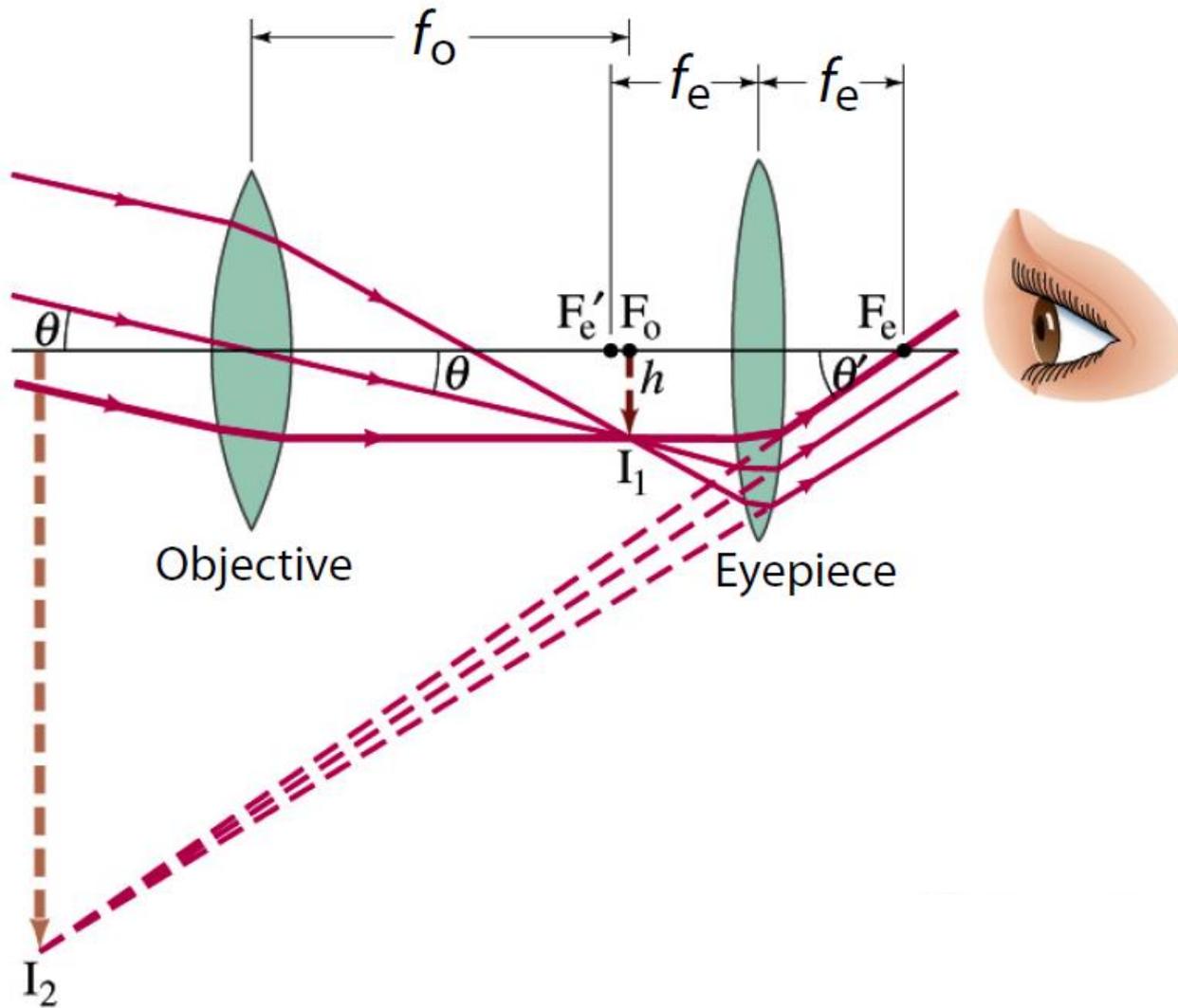
Porque a velocidade da luz em qualquer meio é $f(\lambda)$:

Comprimento focal f depende da cor (λ): n depende de λ , 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: $D = 1 \text{ m}$

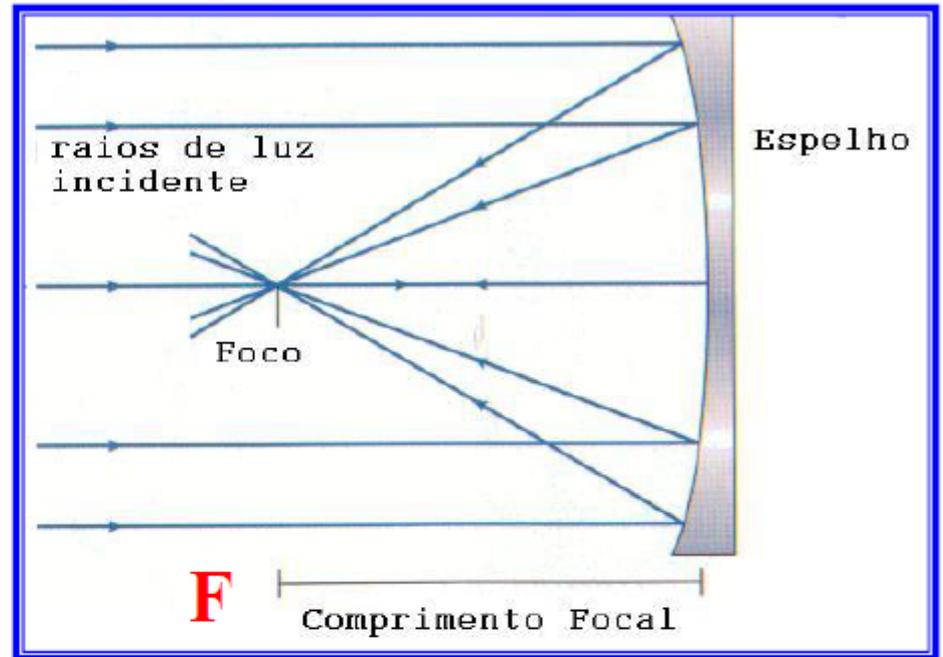
em $t_A = 3,75 \text{ s}$ \rightarrow A produz imagem = B em $t_B = 1 \text{ h}$ (t de exposicao 16 x >)

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:

Distancia 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: $f/13$; $D=60\text{cm}$ →

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

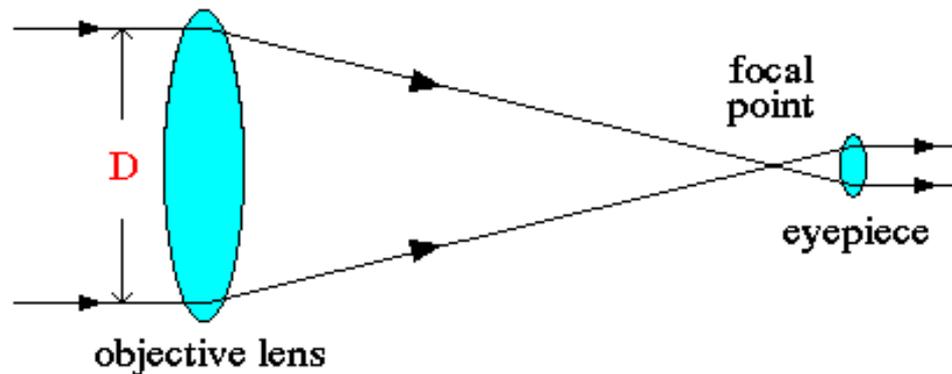
→ **Escala** = $57,29^\circ / 780 \text{ cm} = 0,07^\circ/\text{cm}$

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

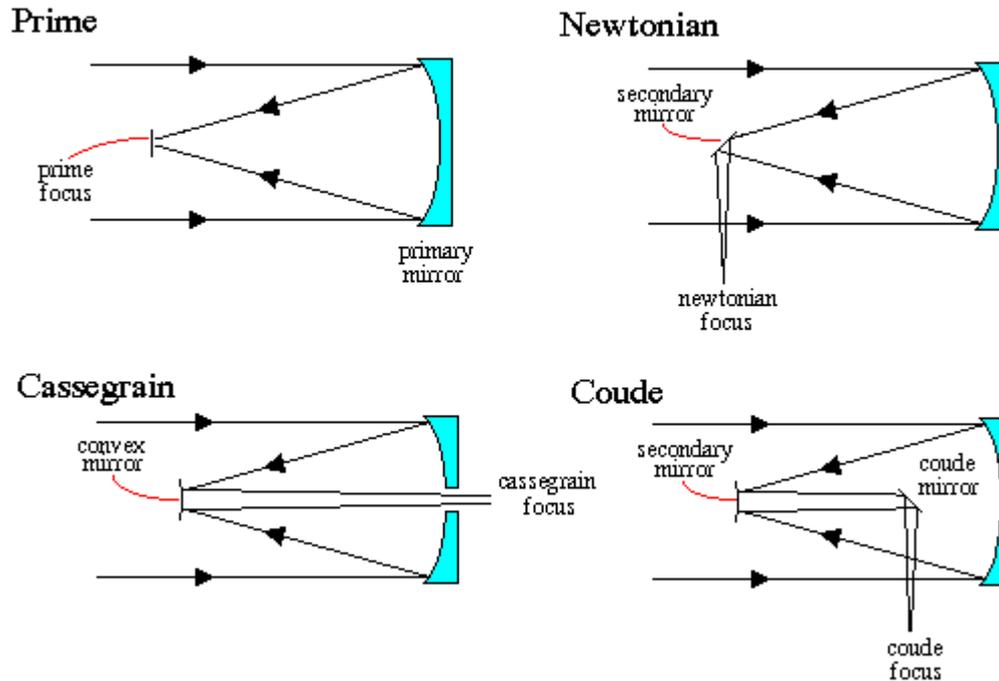
Telescópios Refratores



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

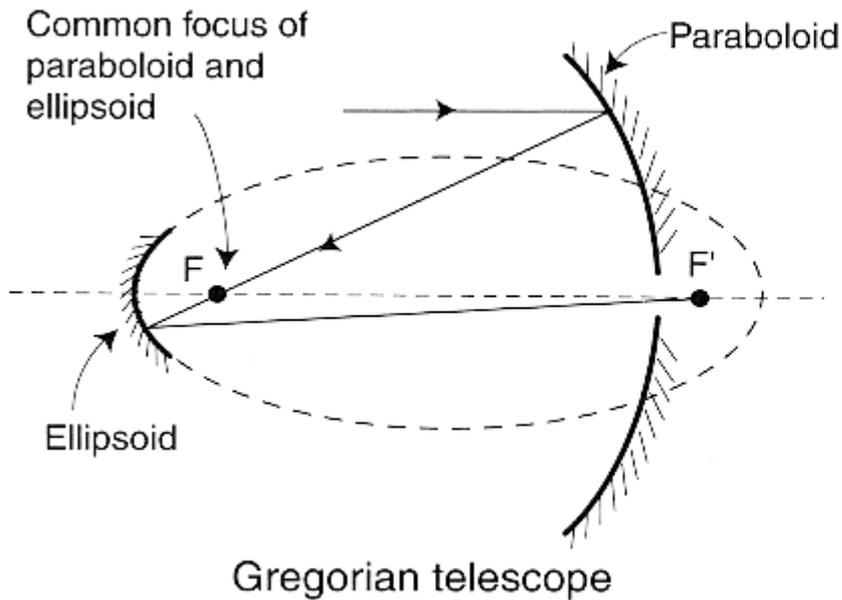
- Galileu utilizou esse tipo de telescópio

Telescópios Refletores

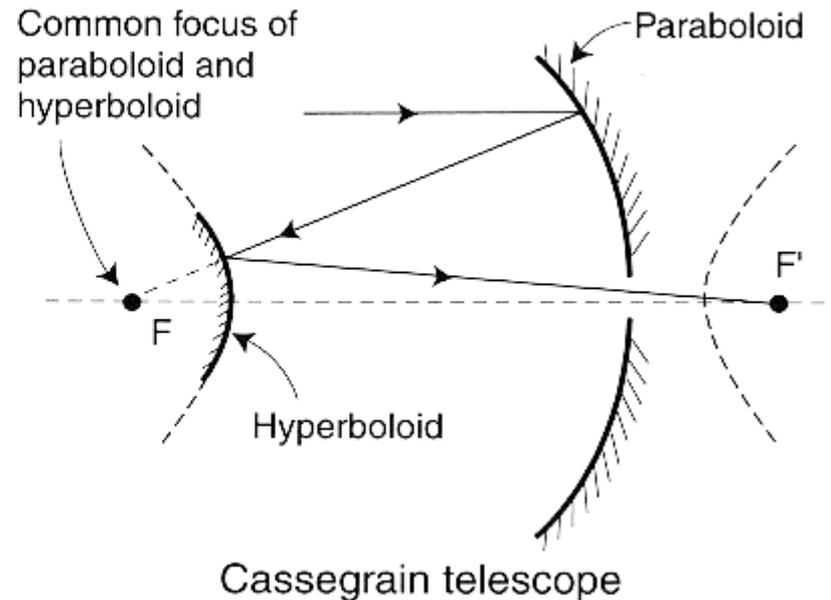


Sobre espelhos: sempre secção cônica, a maior parte parabolóide, algumas vezes hiperbolóide (secundário Cassegrain, primário e secundário do Ritchie-Chretien), raramente esferas (Schmidt, Maksutov)

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.

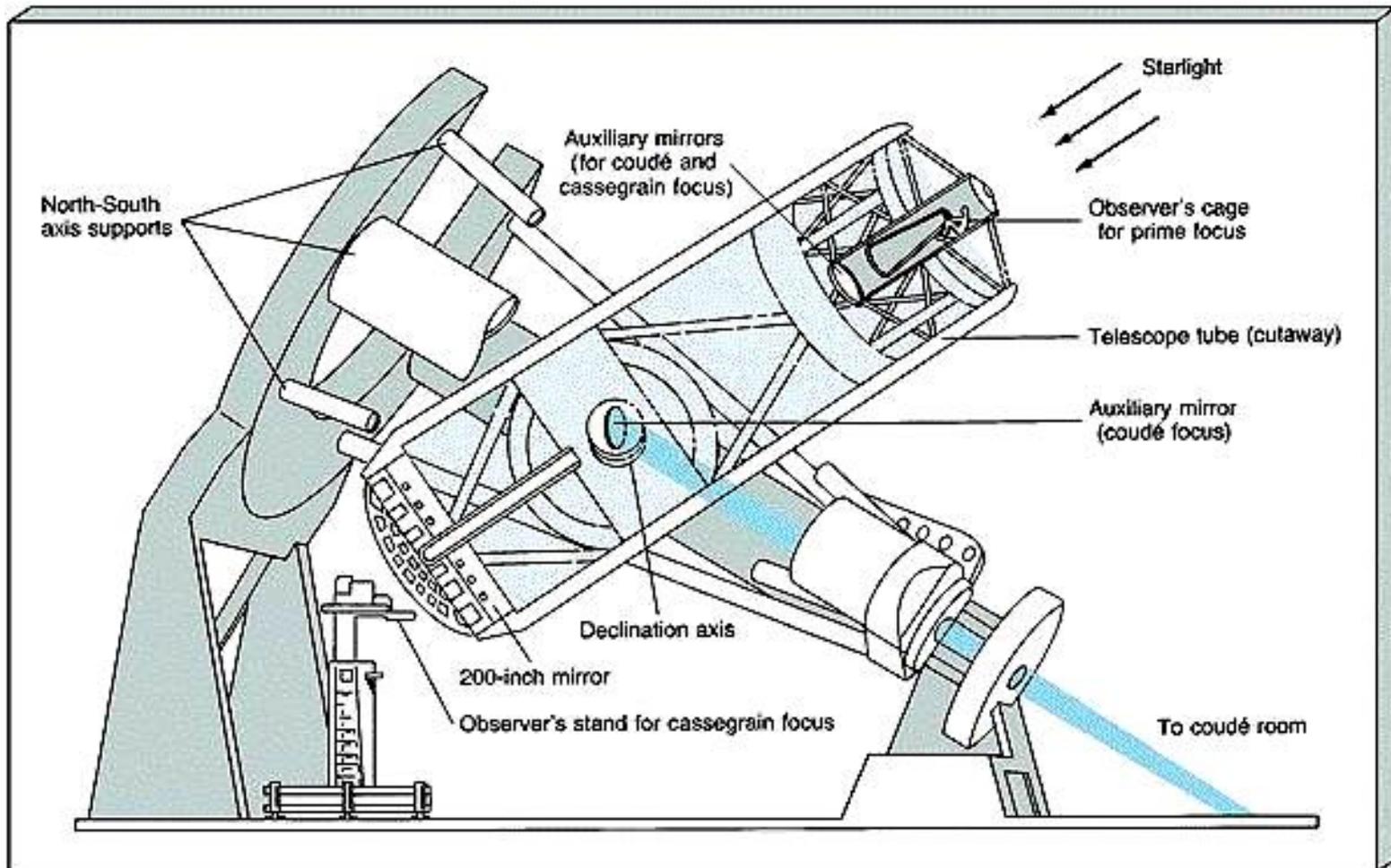


Arranjo de dois espelhos também, provavelmente introduzido por Laurent Cassegrain em 1672. O espelho secundário é convexo, colocado no foco do primário.

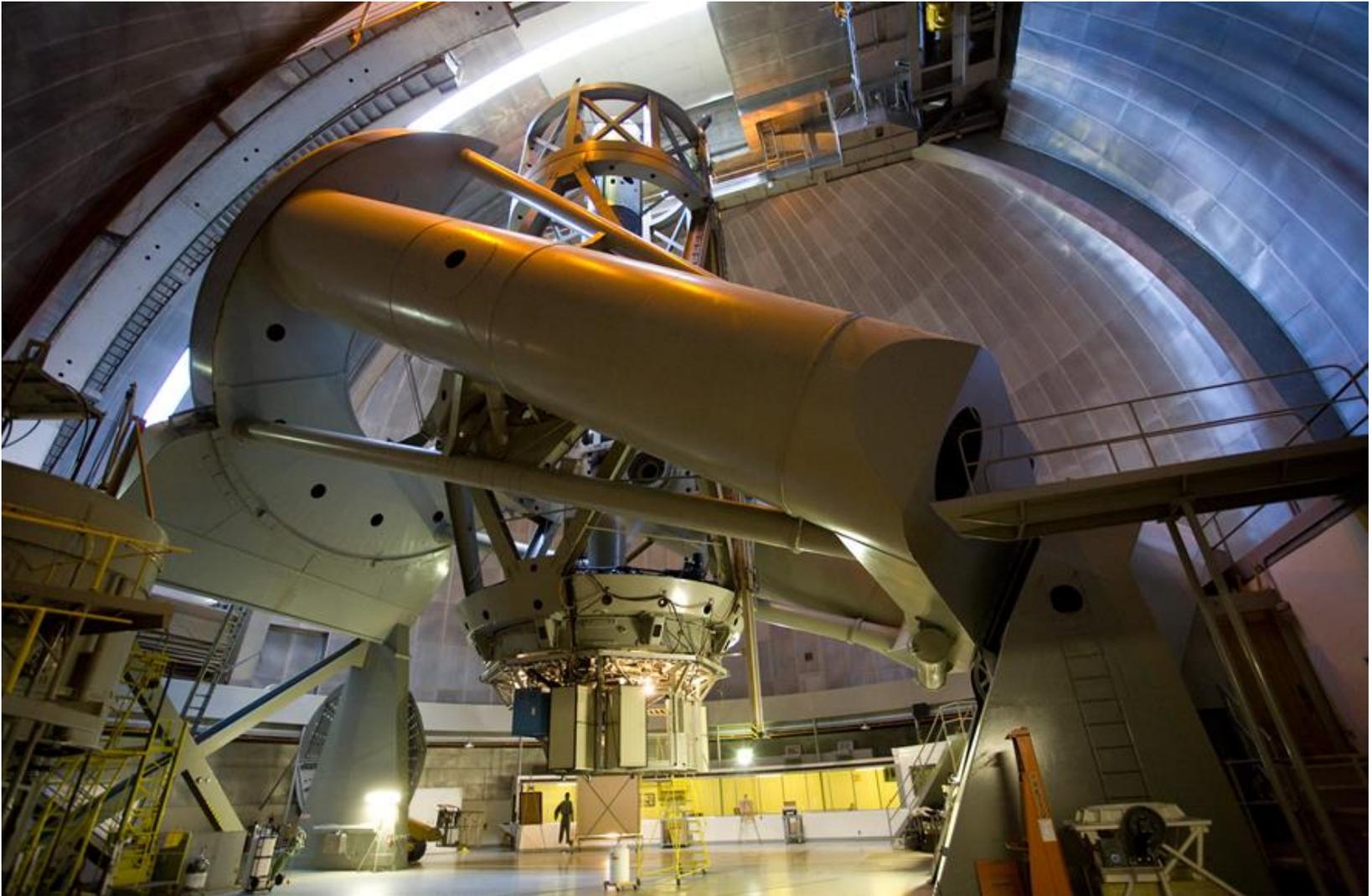
Em ambos os casos, o foco final é acessível ou através de focalização via abertura no primário, ou inserindo um espelho plano em diagonal, na frente dele para refletir o cone convergente para fora (**arranjo Nasmyth**).

Telescópio do Palomar Hale 200 inch

(5 m, California, Estados Unidos)

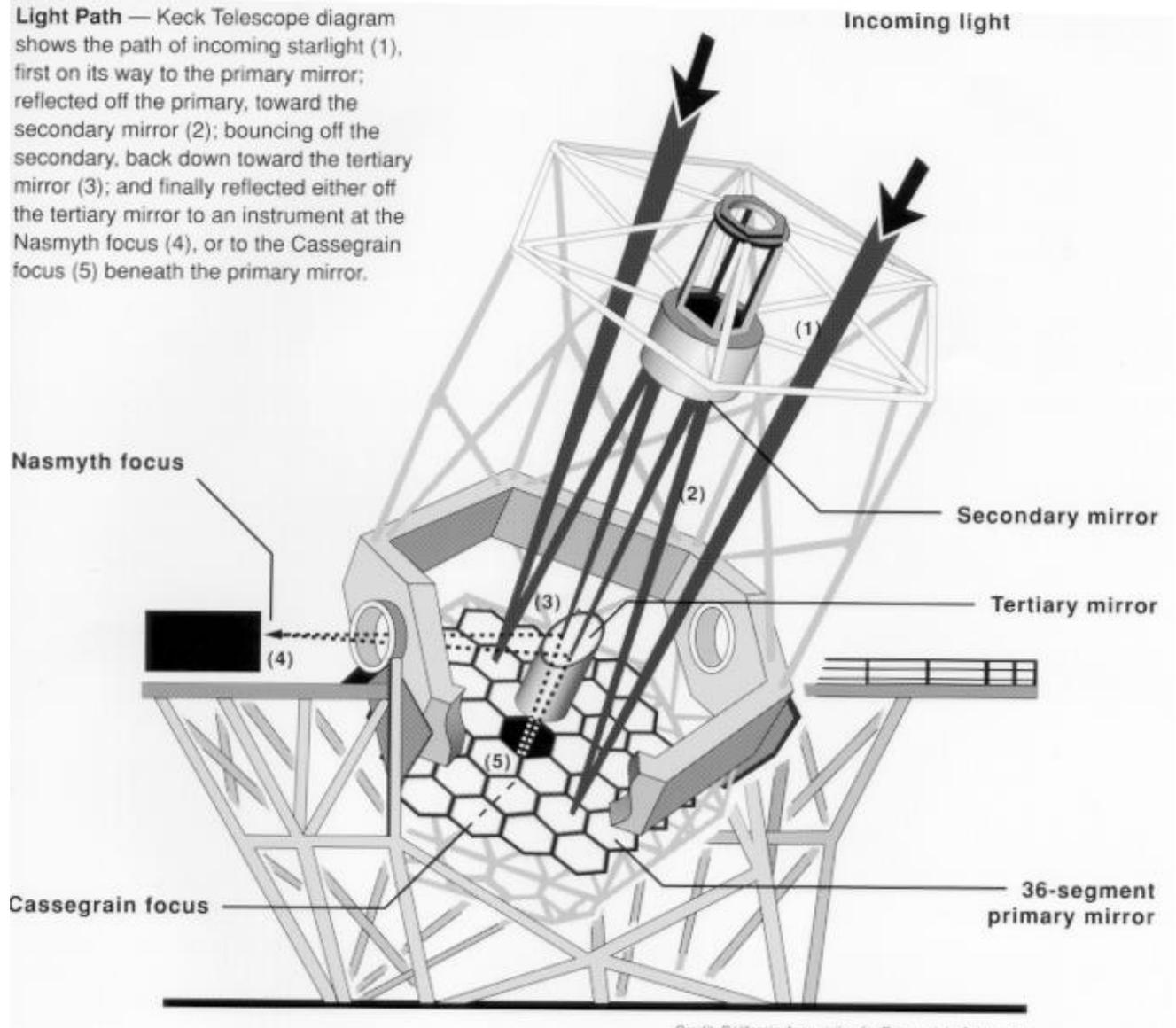


Por dentro do Palomar



Telescópio Keck

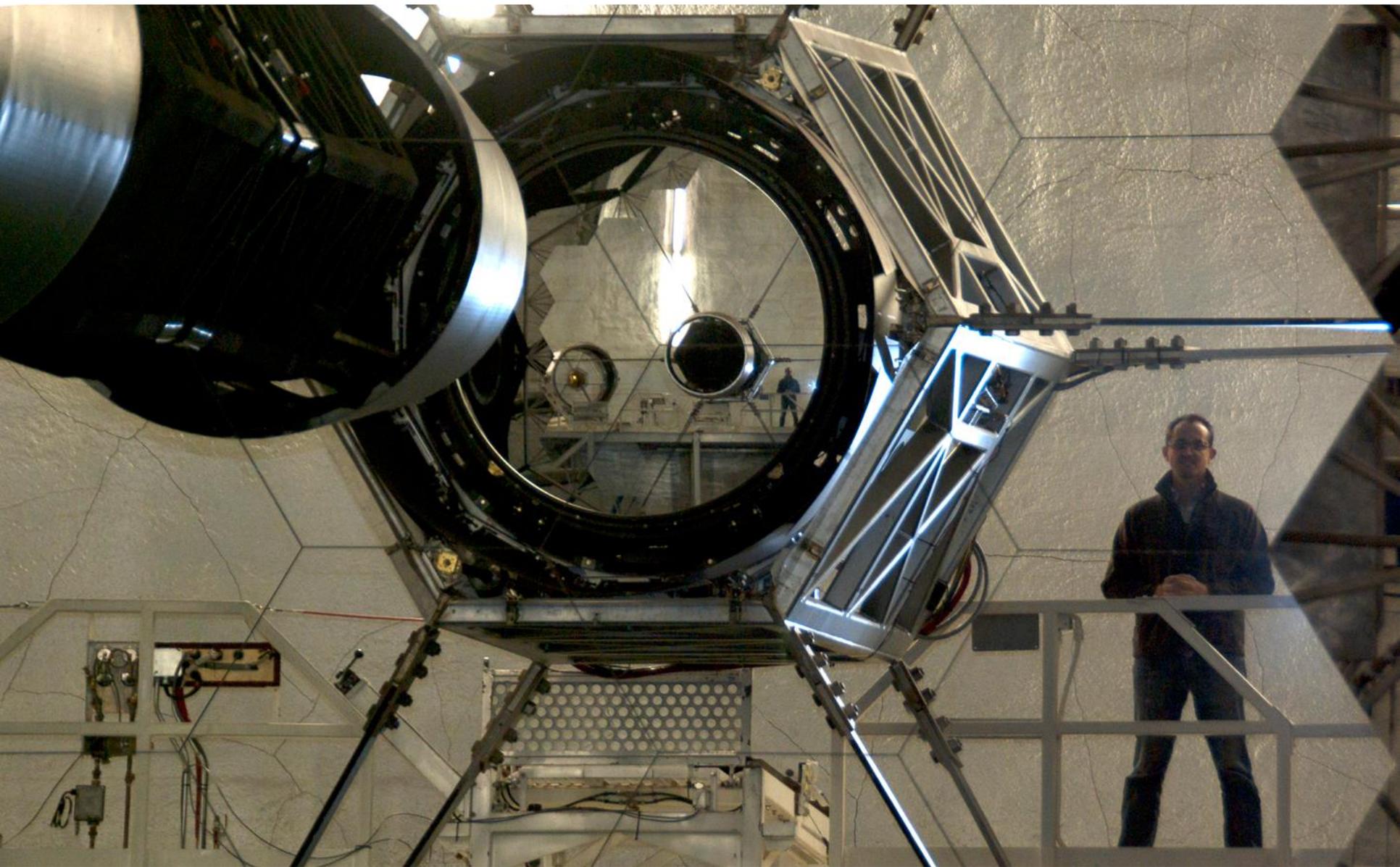
10 m, Mauna Kea,
Hawaii



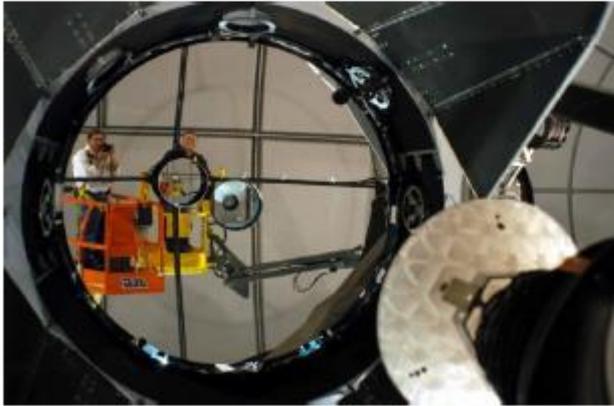
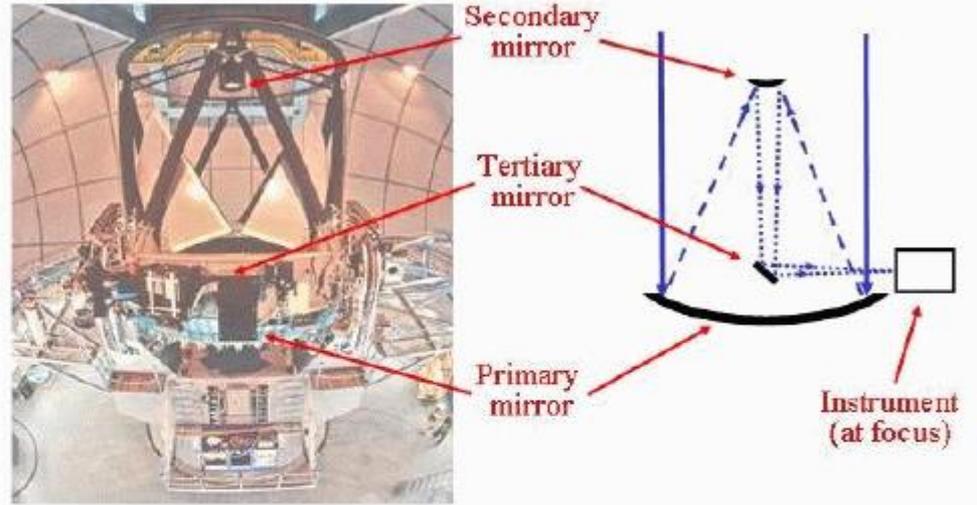
Os Keck Gêmeos



Notem reflexão do homem no espelho primário do Keck



Telescópio SOAR: Coudé



Telescópio Gemini



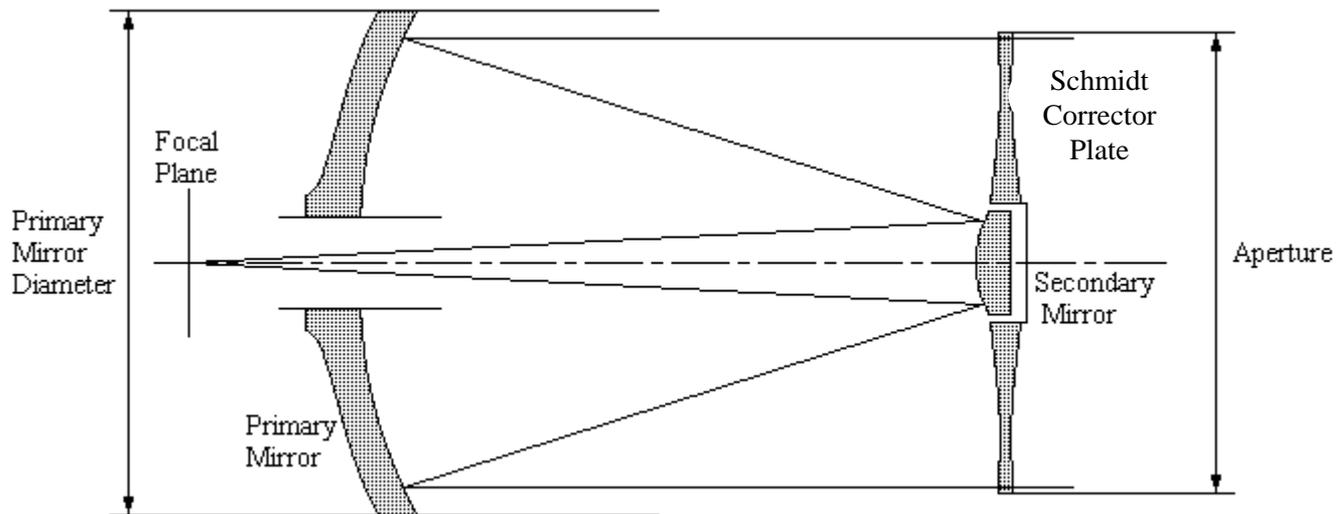
Gemini Sul – Cerro
Pachon (Chile)



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

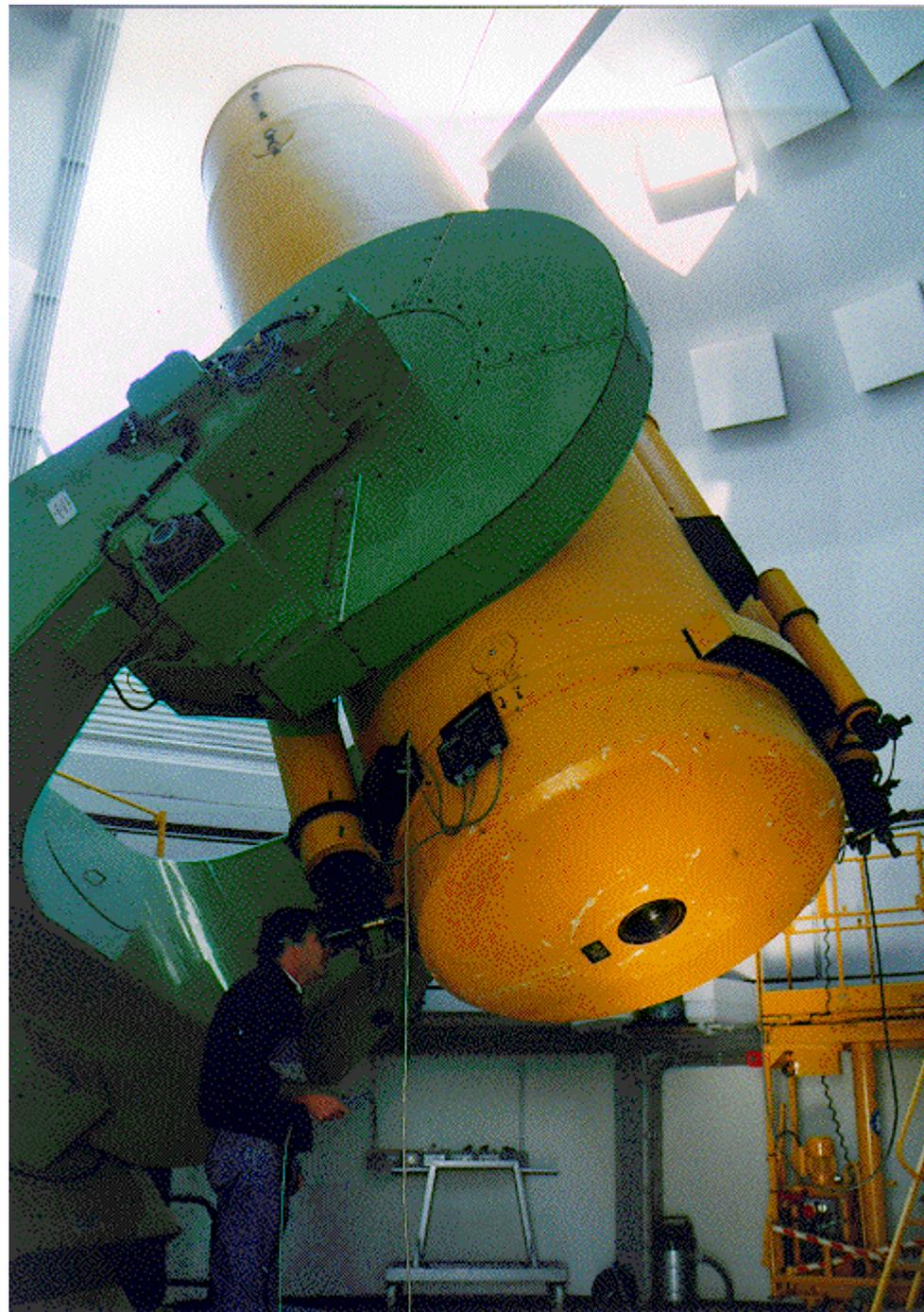
Telescópios Schmidt

- 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



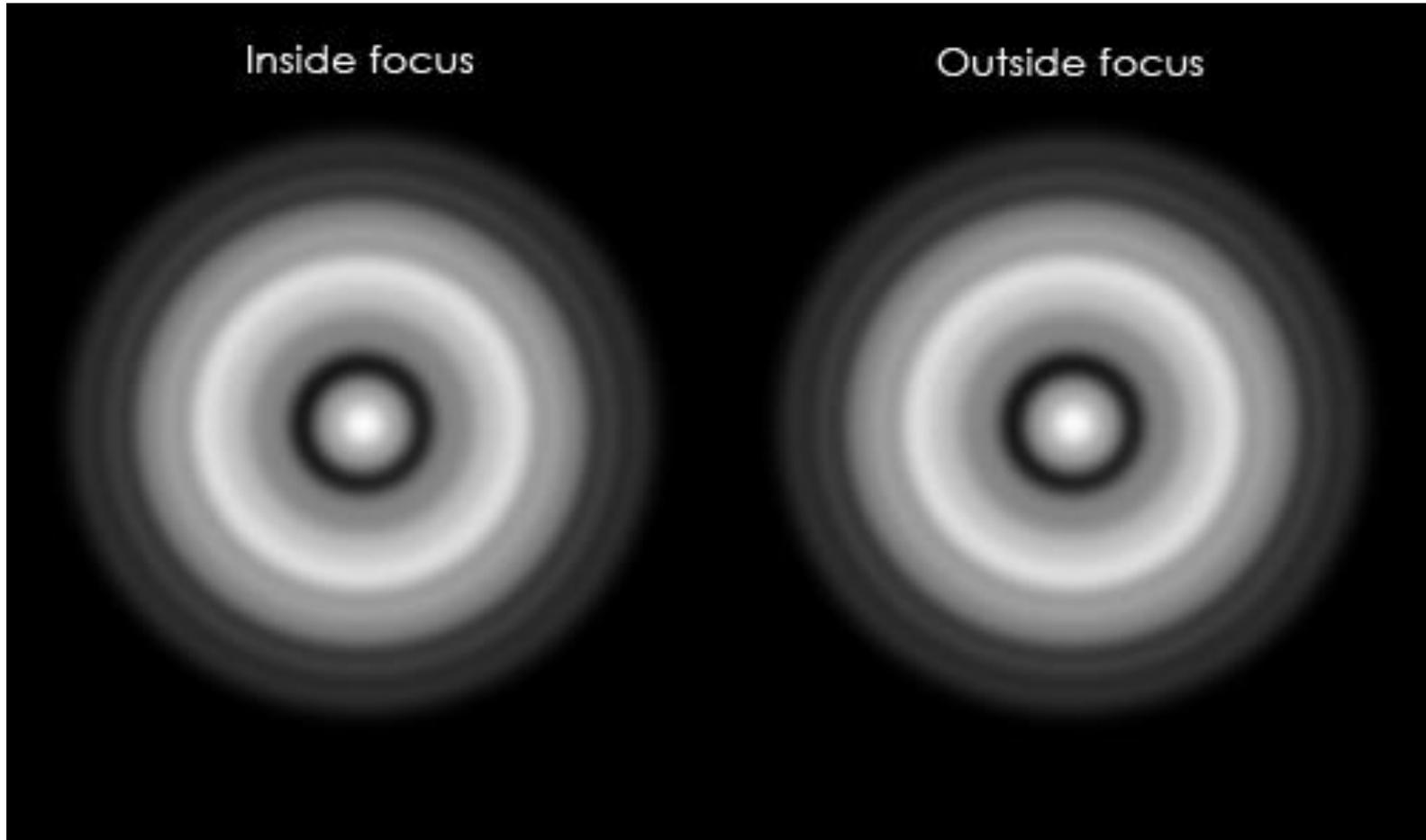
Jodie using a reflector



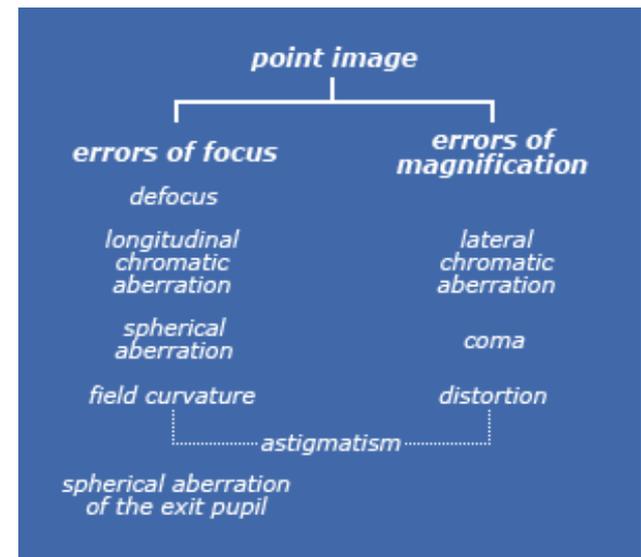
[Image Credit: Warner Brothers]

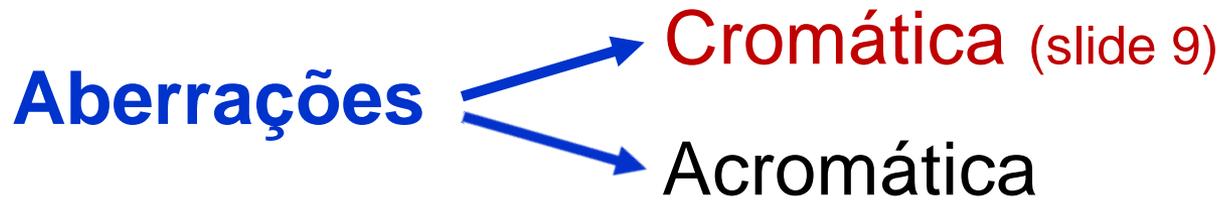
O que procuramos como imagem?

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.

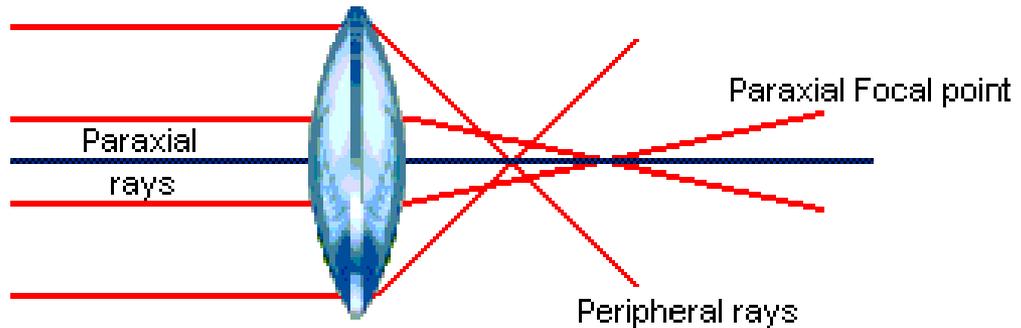




Deterioração da imagem
(aberração esférica, coma, astigmatismo)

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

Aberração esférica:

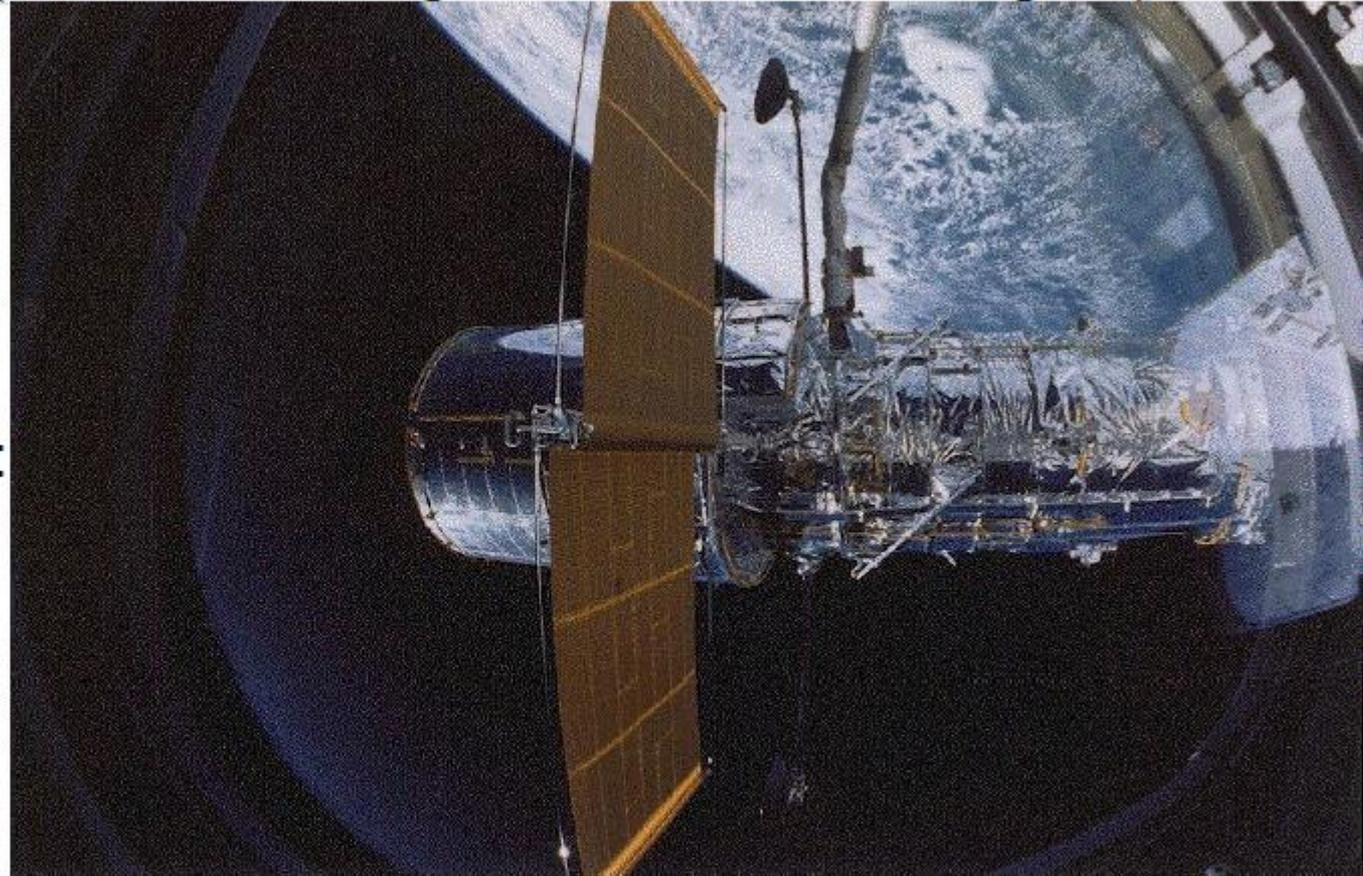


HST (*Hubble Space Telescope*)

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

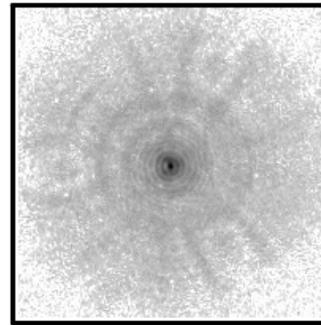
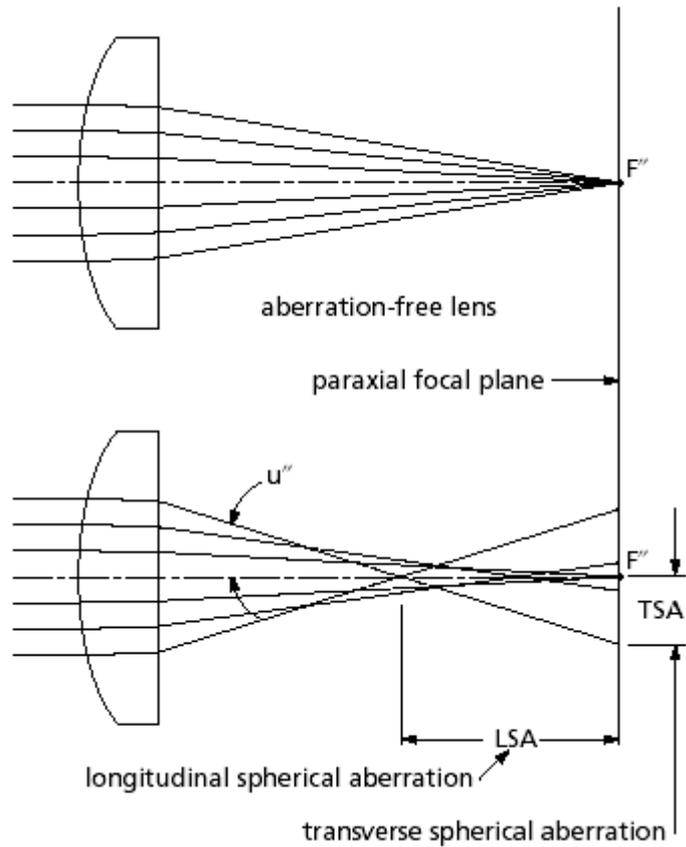
Colocado em
órbita em 1990:

$\theta_{\min} = 0.05''$ (no
óptico)

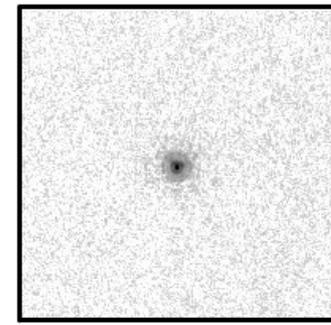


→ Visão do Universo: $20 \times >$ que qualquer telescópio grande no solo!

Aberração Esférica: A saga HST

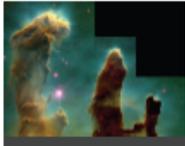


BEFORE COSTAR



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")

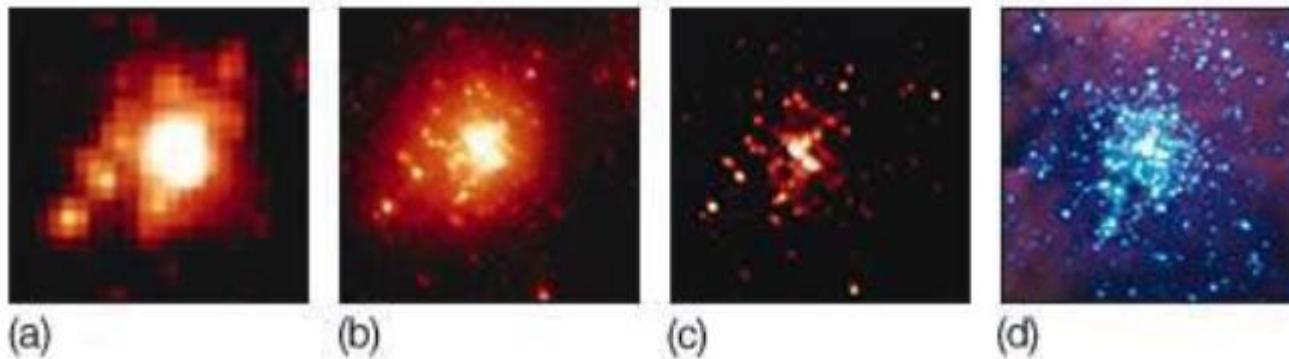
So has always been a big technological push to build as large diameter telescopes as possible.

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

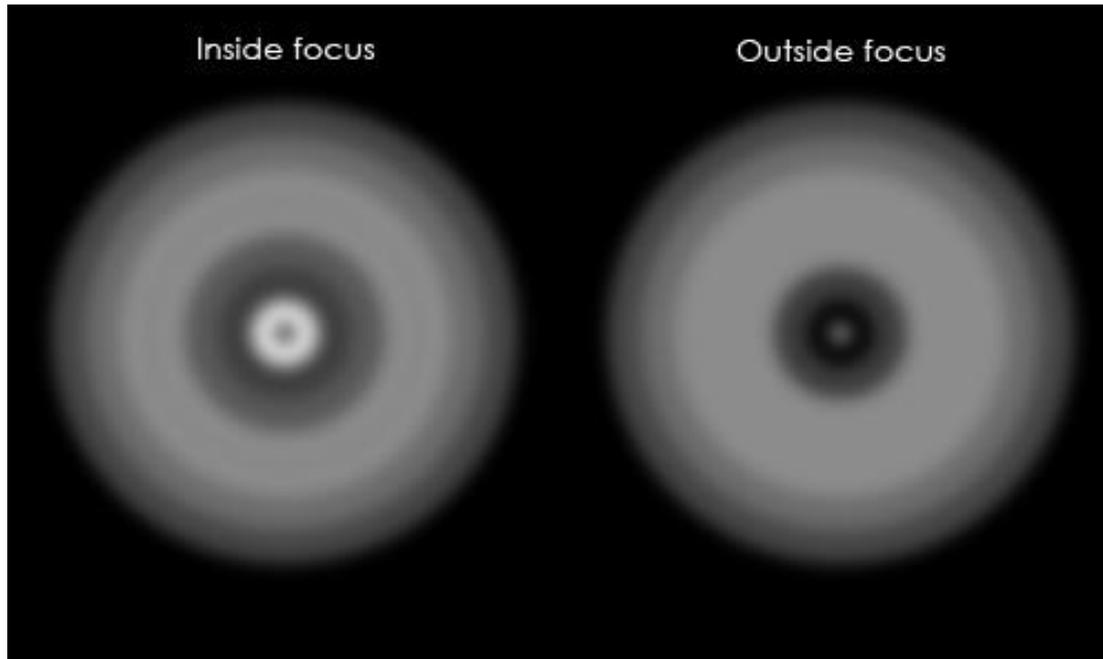
HST (*Hubble Space Telescope*)

Imagem de um aglomerado de estrelas na NM:

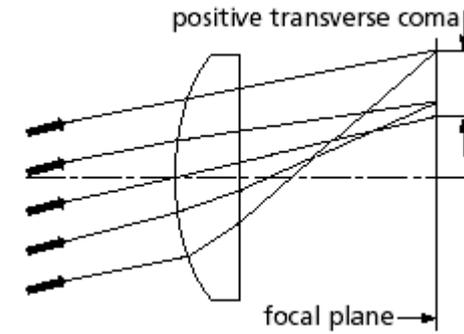
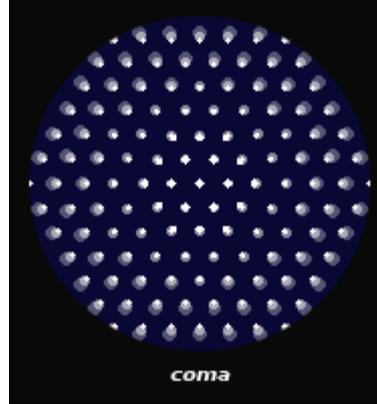
(a) com 1 telescópio na superfície; (b) com HST antes do reparo; (c) com processamento de computador; (d) após reparo de defeito no espelho em 1994.



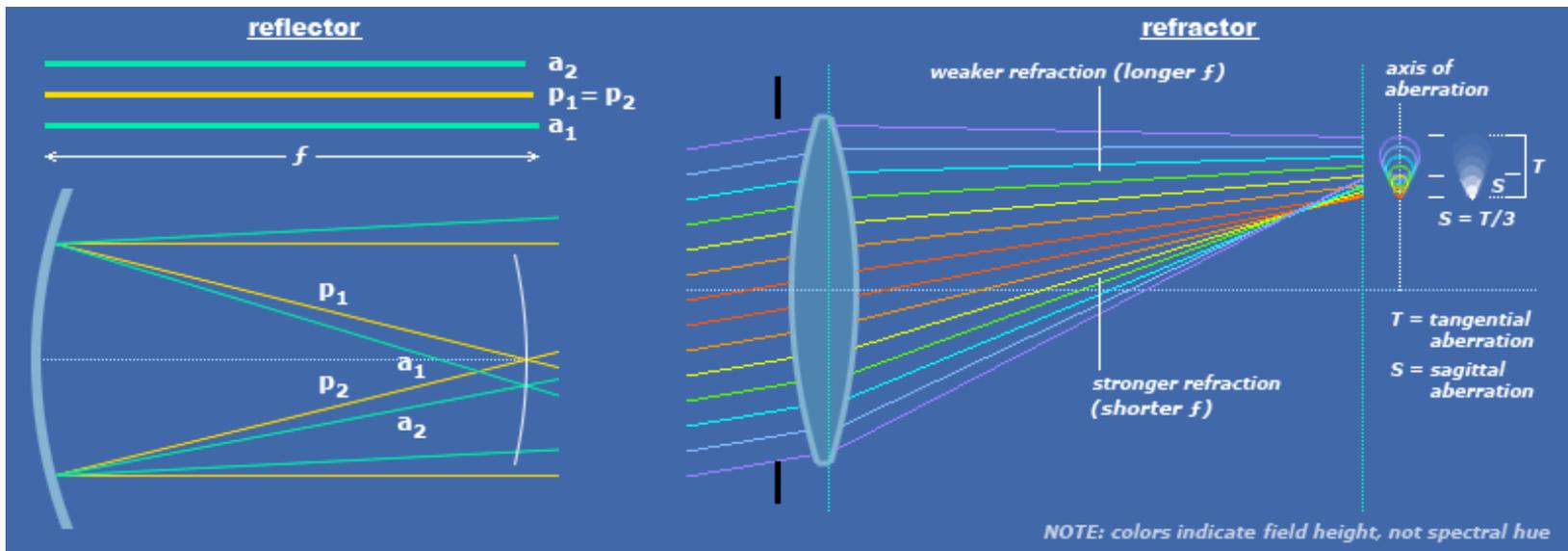
Aberração esférica



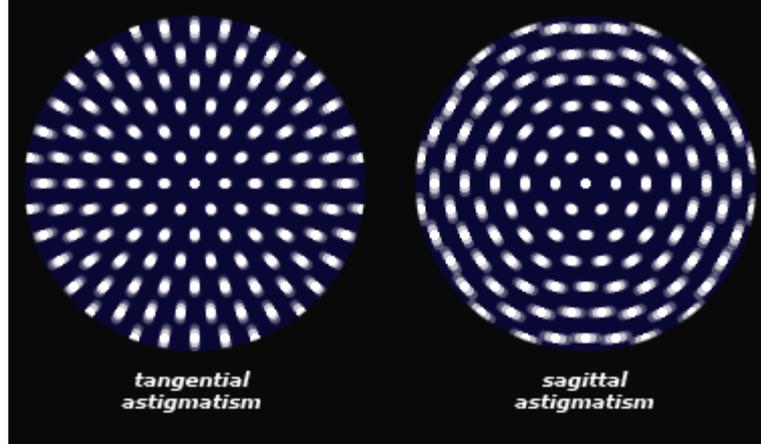
Coma



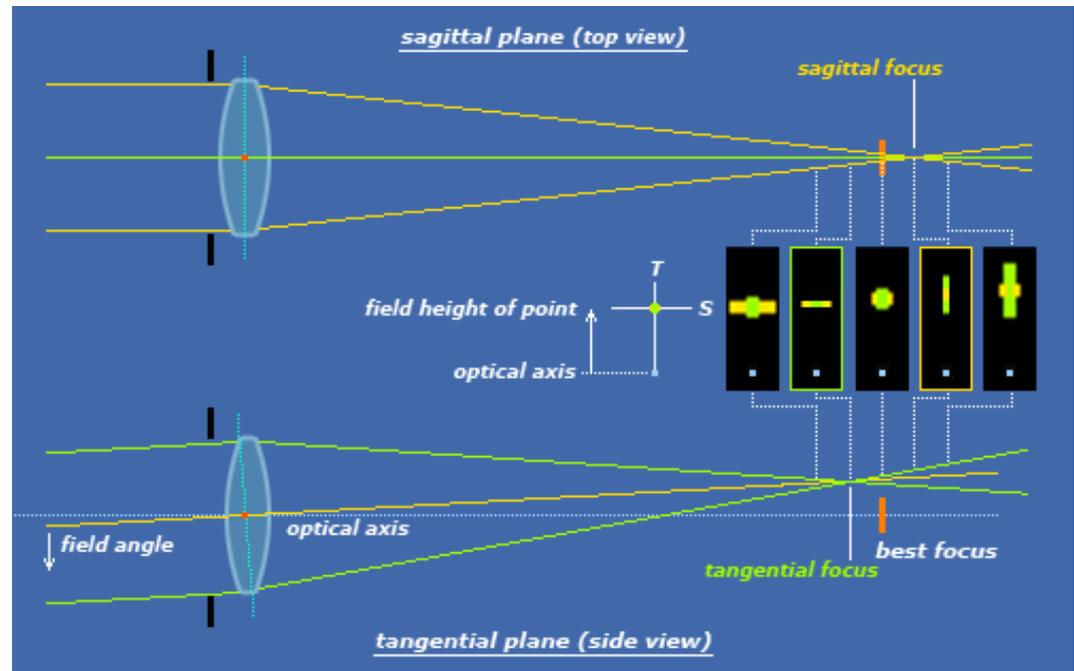
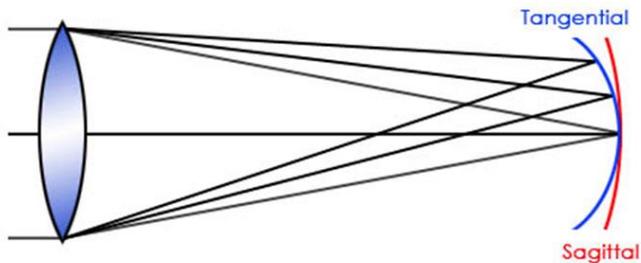
- *Coma* é uma falha para ampliar igualmente os raios de luz fora do eixo óptico que passam através da objetiva ou ocular. Inerente a espelhos parabólicos porque raios paralelos mas fora do eixo não atingem os lados opostos do espelho em ângulos iguais de reflexão: é como se um lado do espelho fosse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



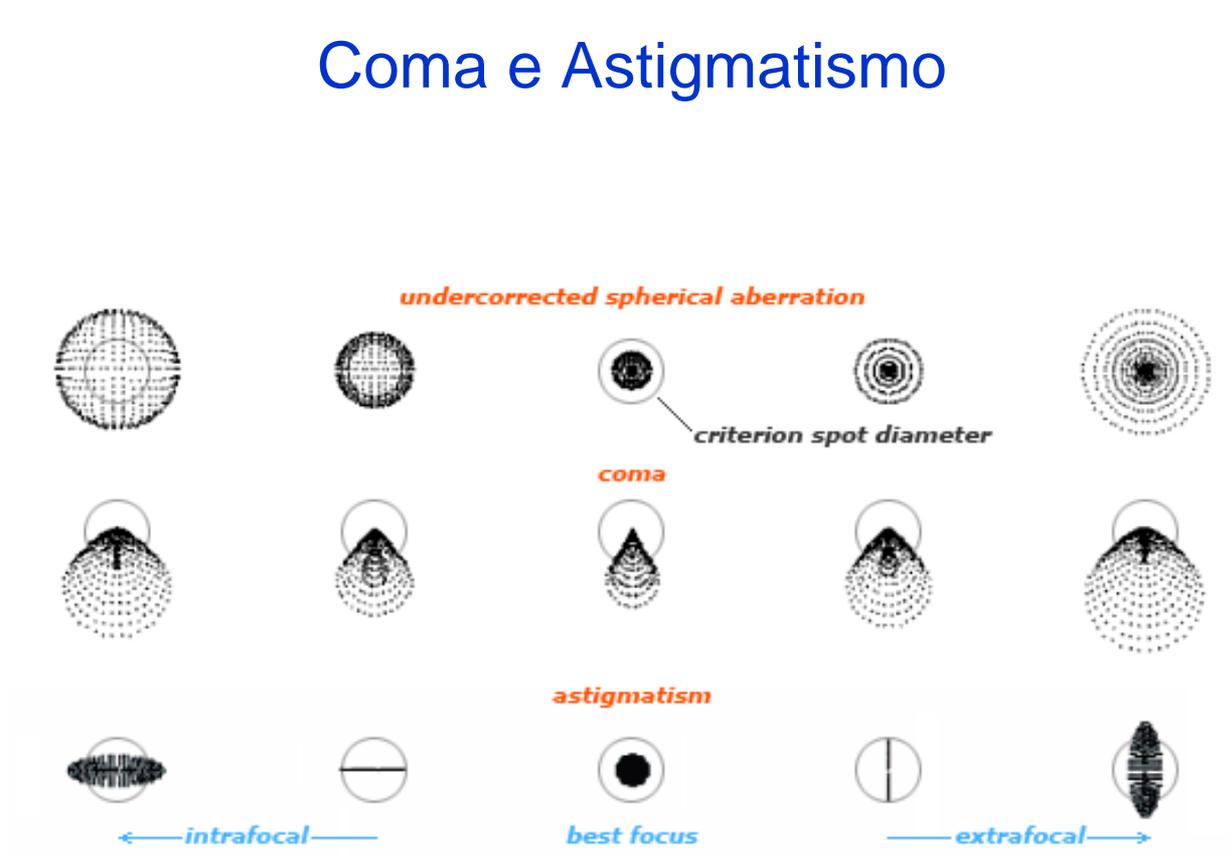
Astigmatismo



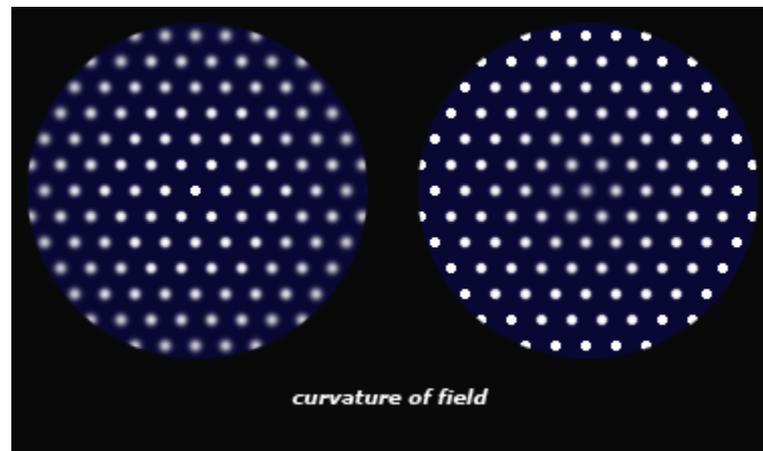
- *Astigmatismo* ocorre quando os raios de luz vindos de seções transversais perpendiculares do cone de imagem não tem a mesma distância focal ao longo do eixo óptico. Portanto, é um erro tanto de foco como de amplificação. É a aberração mais difícil de ser corrigida.



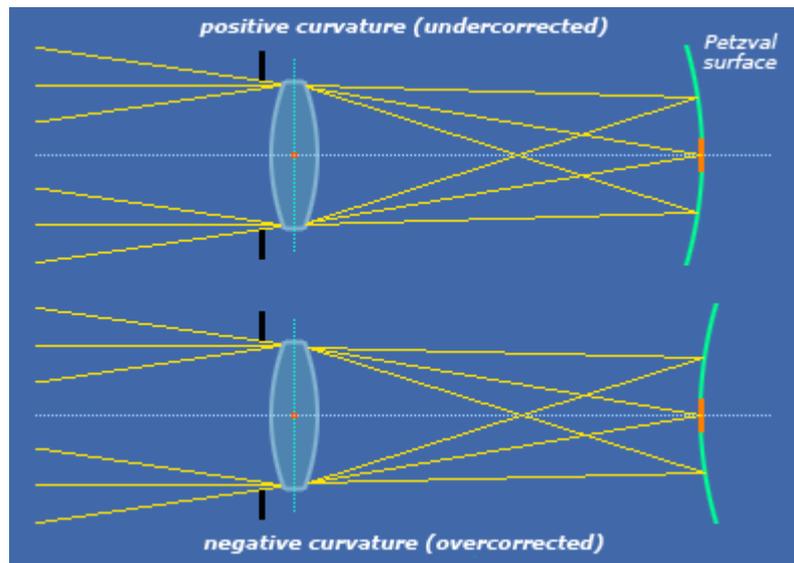
Coma e Astigmatismo



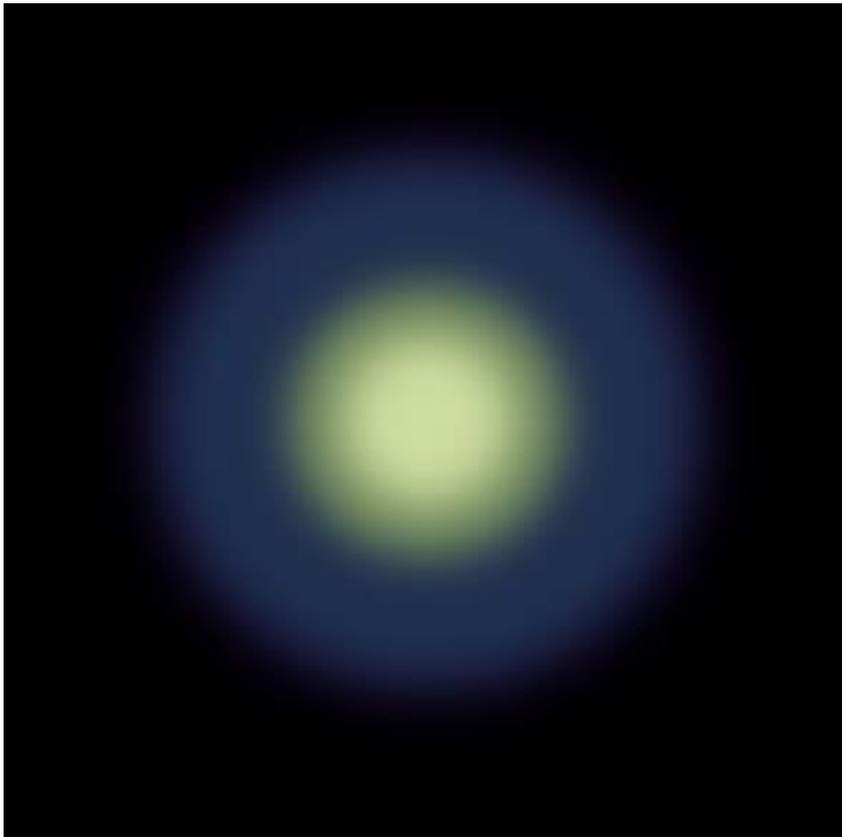
Curvatura de campo



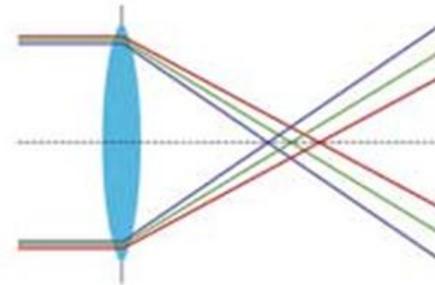
- Também chamada de *curvatura de Petzval* na literatura técnica, é uma falha em focar a imagem toda sobre um único plano perpendicular ao eixo óptico. Ao invés do “plano” focal, é uma superfície parabolóide que parece uma tigela (esférico). Isso produz uma falta de habilidade característica para focar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



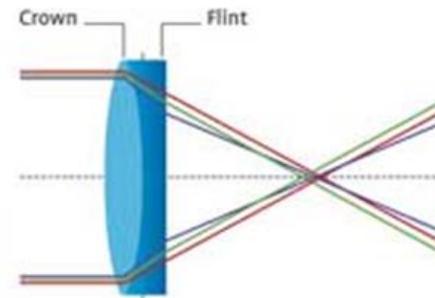
Aberração cromática em um refrator acromático



Chromatic aberration

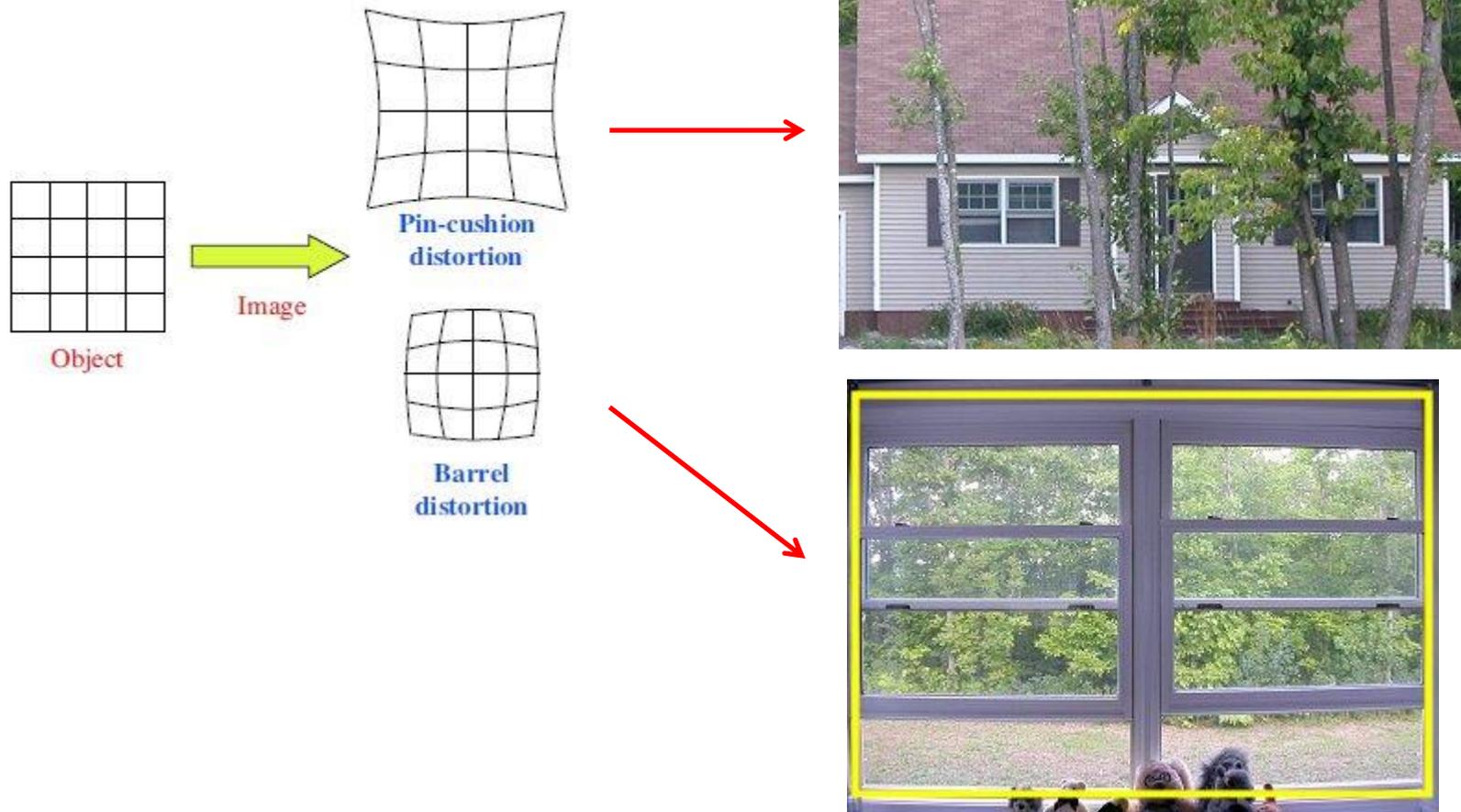


An achromatic lens



Distorção

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



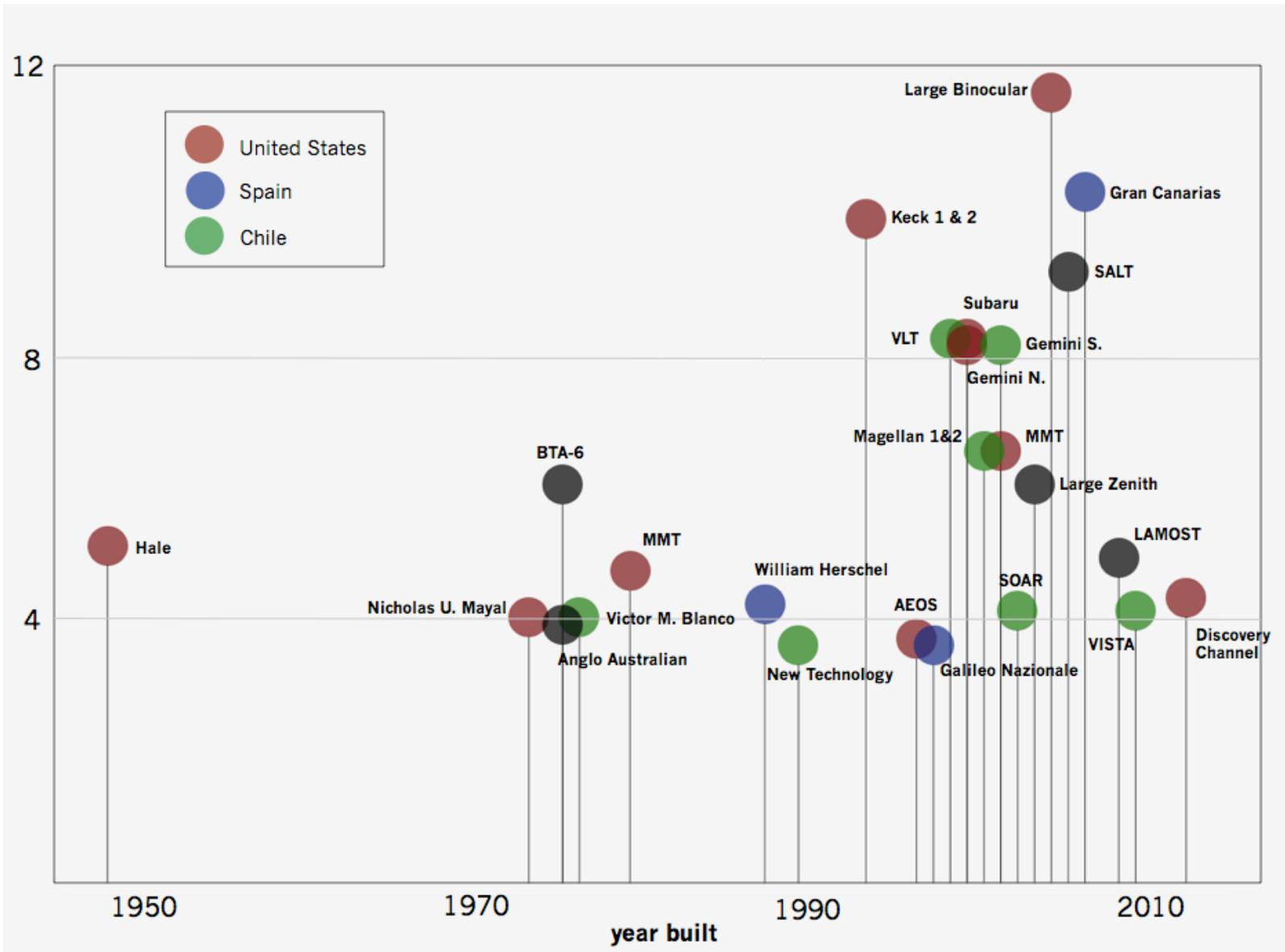
Desenhos de Espelhos de Telescópios Modernos

- 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

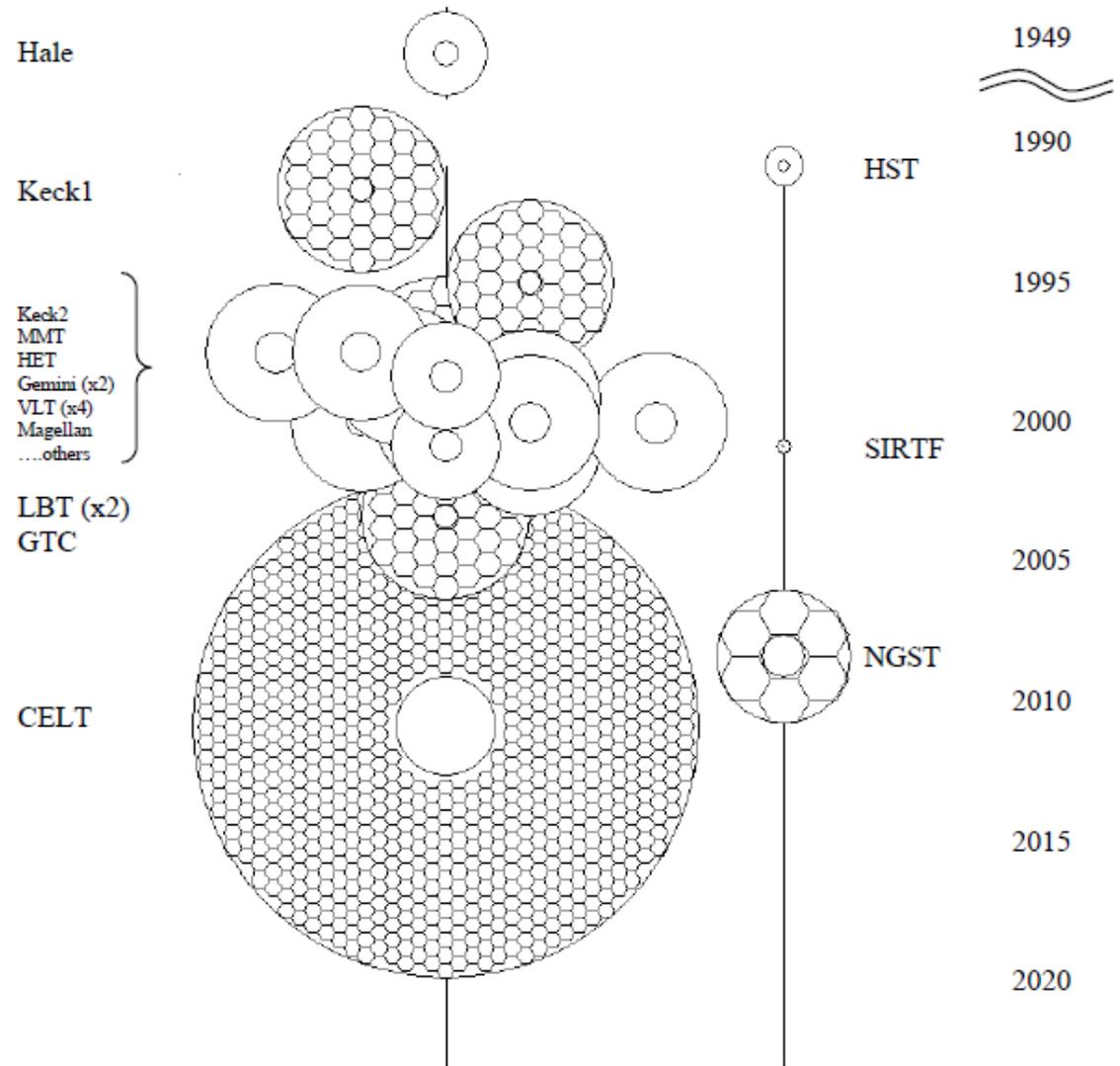
As questões críticas:

- 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. 

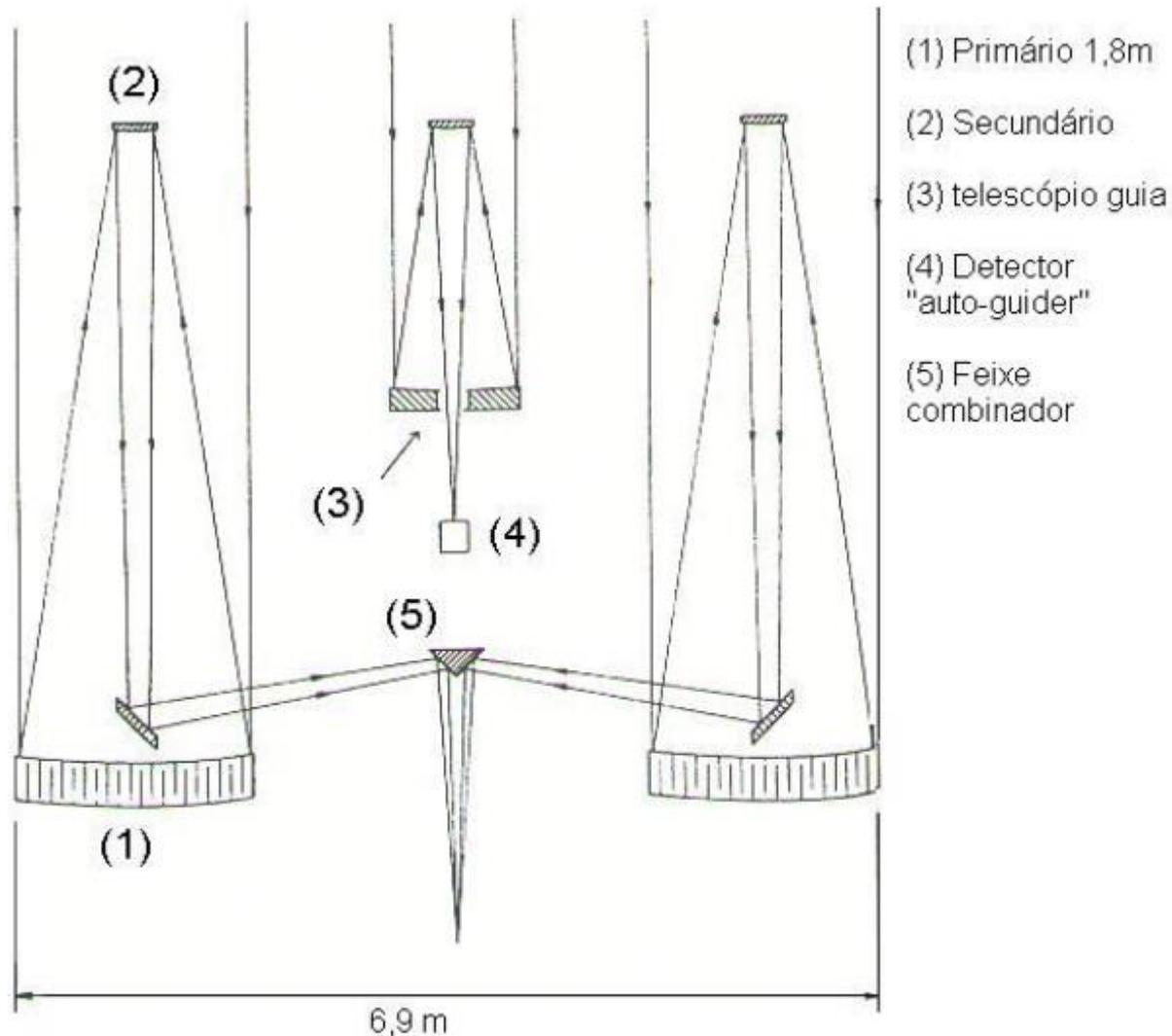
MMT (*Multi-Mirror Telescope*)

- 6 telescópios de 1,8m cada



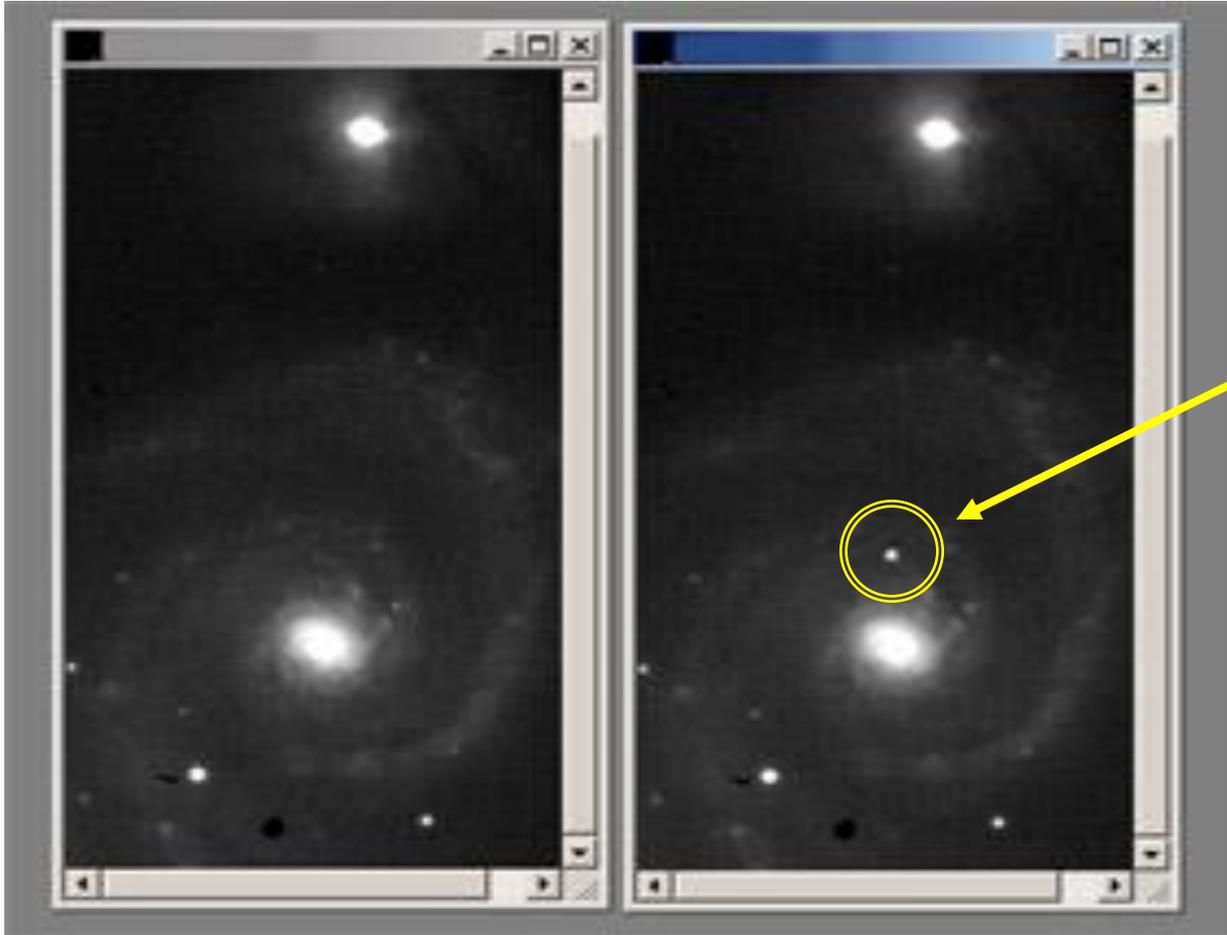
Hexágono \Rightarrow Luz é levada a um foco comum

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 ν , wavelength λ , 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- σ , 5- σ , ... 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 λ (or ν).
Fluxes are always measured over some finite bandpass.

Total energy flux: $F = \int F_\nu(\nu) d\nu$ Integral of f_ν 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_ν is often called the *flux density* - to get the *power*, one integrates it over the bandwidth, and multiplies by the area

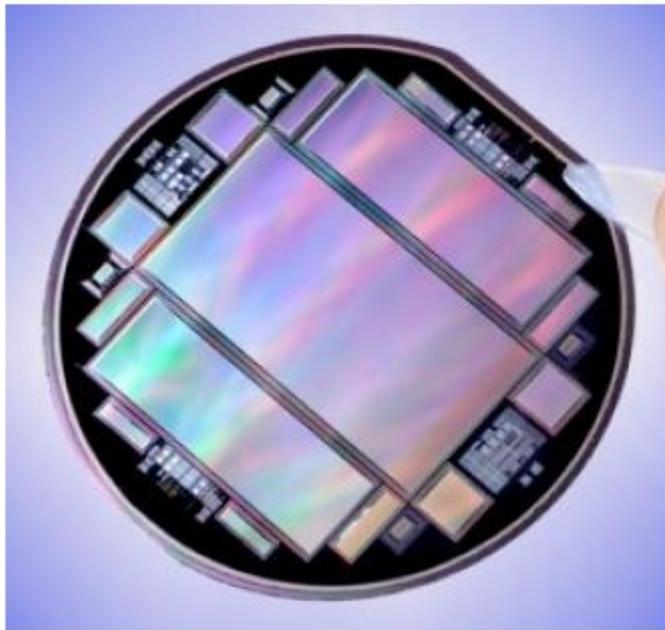
(From P. Armitage)

Evolution of Astronomical Detectors

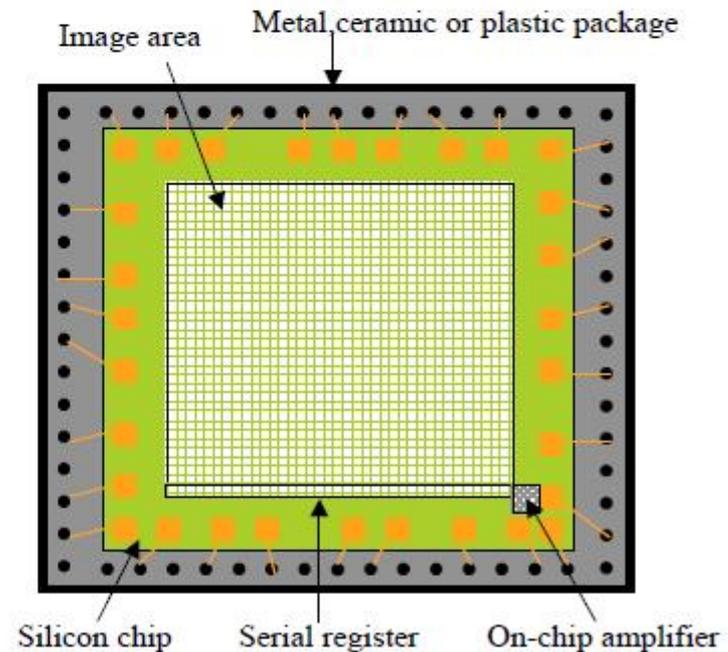
- **Historical evolution:** Eye → Photography → Photoelectric (single-channel) devices → Plate scanners → TV-type imagers → Semiconductor-based devices (CCDs, IR arrays, APDs, bolometers, ...) → Energy-resolution arrays (STJ, ETS)
- Astronomical detectors today are applications of solid state physics
- **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



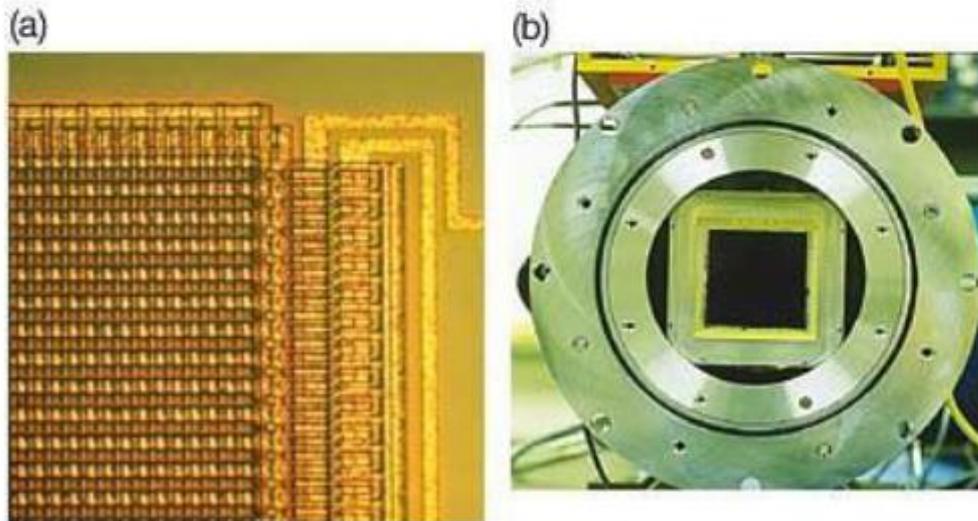
A whole bunch of CCDs on a wafer



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 à 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:

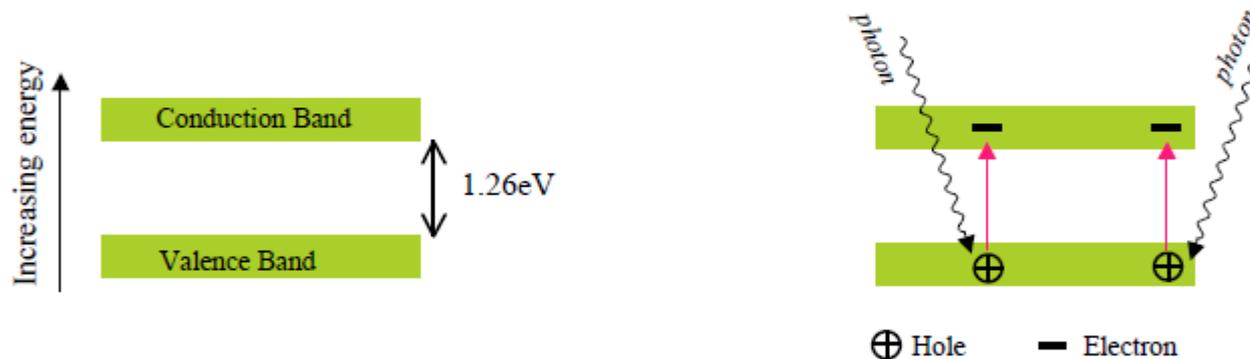
0	0	0	0	0	0	0	0	0
0	0	0	80	90	75	0	0	0
0	0	50	108	132	100	66	0	0
0	64	112	109	130	166	120	50	0
0	0	106	113	52	112	116	0	0
0	0	0	0	0	0	0	0	0

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

How Does A CCD Work?

Internal Photoelectric Effect in Doped Silicon

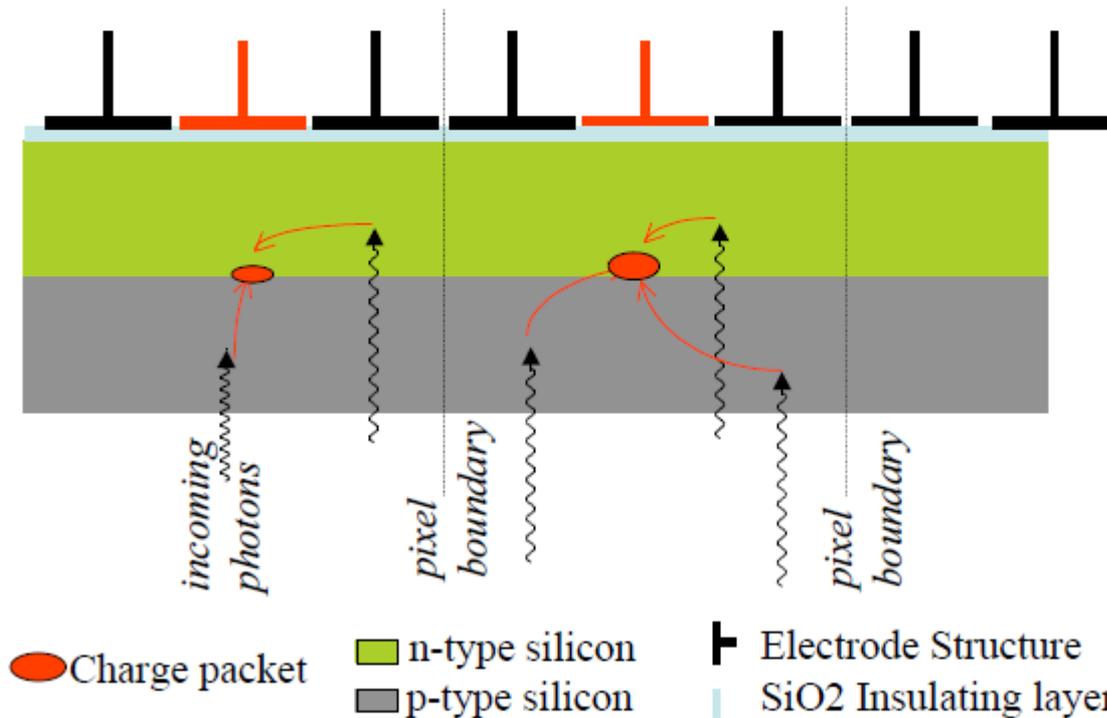
- Incoming photons generate electron-hole pairs
- That charge is collected in potential wells applied on the surface



- Thermally generated electrons are indistinguishable from photo-generated electrons \rightarrow Dark Current \rightarrow keep the CCD cold!
- Silicon is transparent to photons with $E < 1.26\text{eV}$ ($\lambda \approx 1.05 \mu\text{m}$)
 \rightarrow 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”



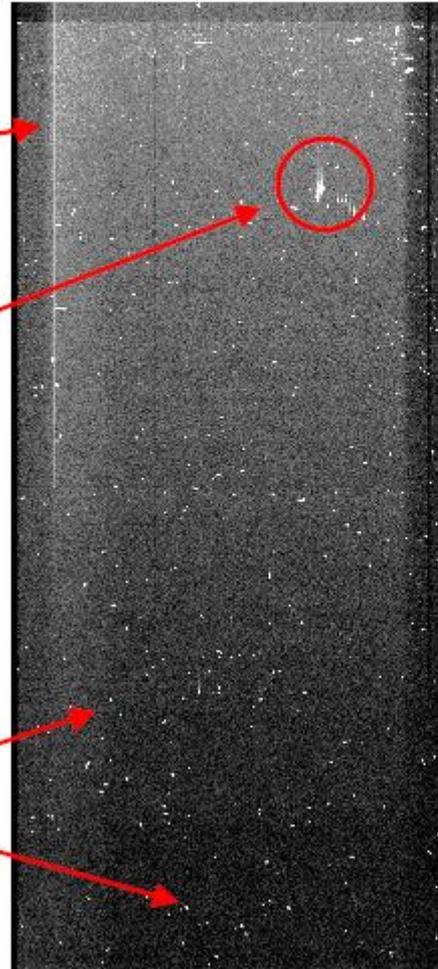
Typical well (pixel) capacity: a few $\times 10^5 e^-$. Beyond that, the charge “bleeds” along the electrodes.

CCDs Are *Not* Perfect ...

Bright
Column
(charge traps)

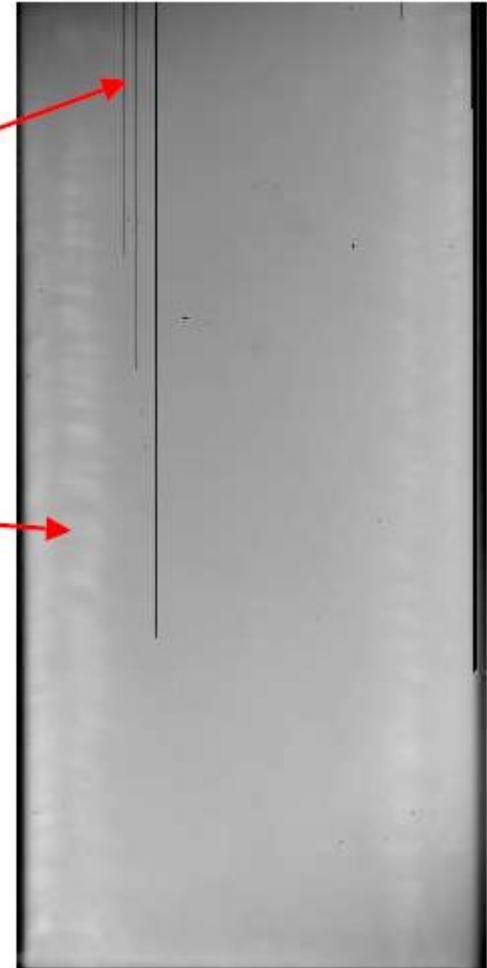
Hot Spots
(high dark
current,
but
sometimes
LEDs!)

Cosmic
rays



Dark
Columns
(charge
traps)

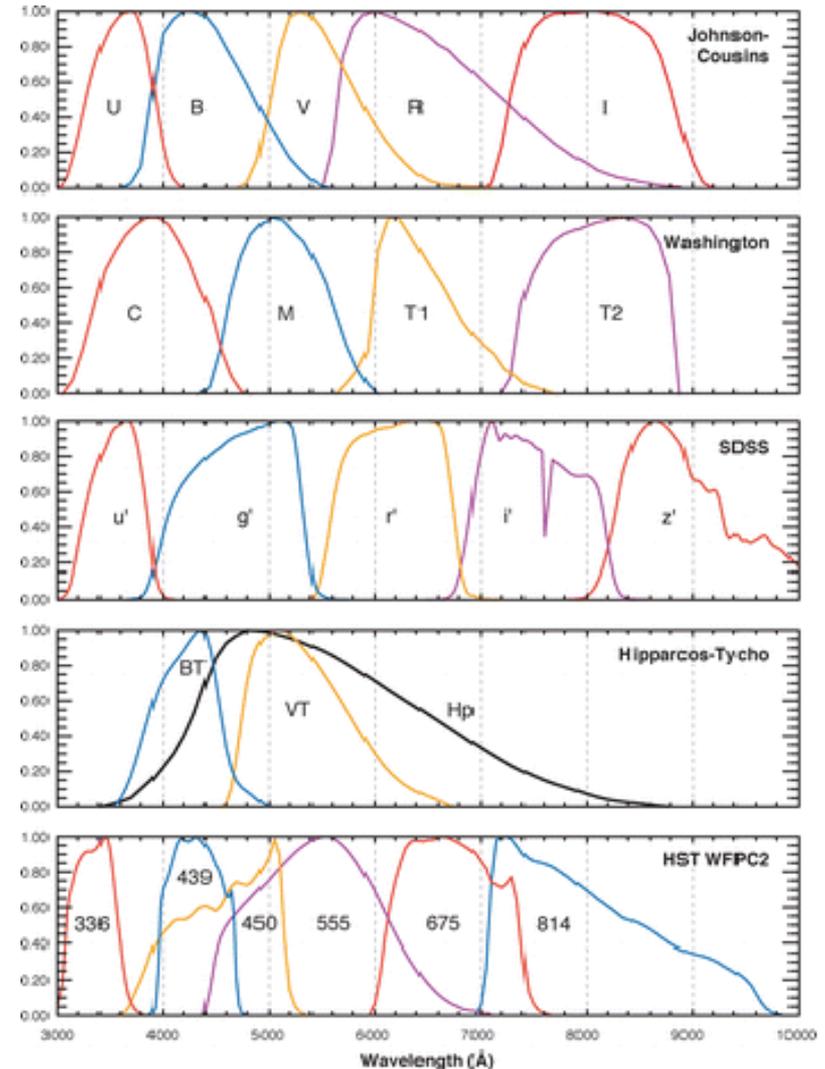
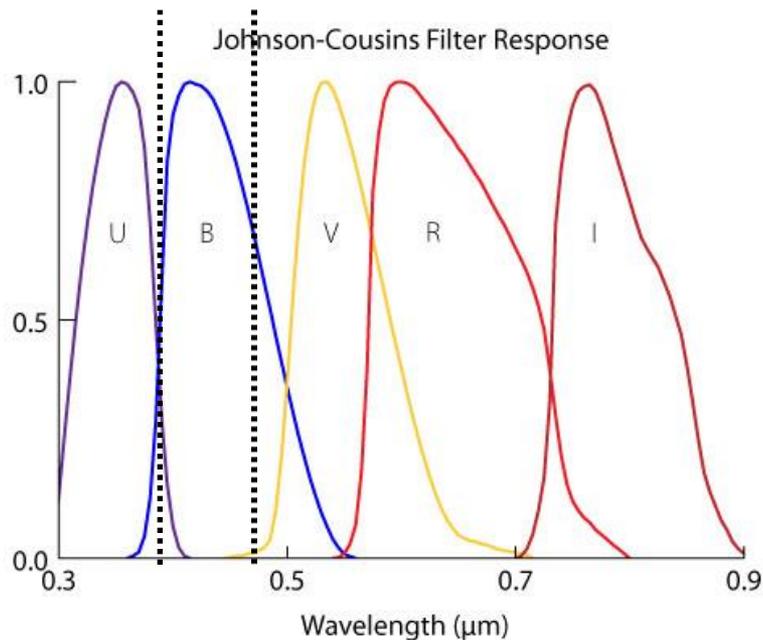
QE
variations



Alguns sistemas fotométricos comuns (no visível)

Cada filtro permite a passagem apenas dos fótons em uma dada faixa de λ

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

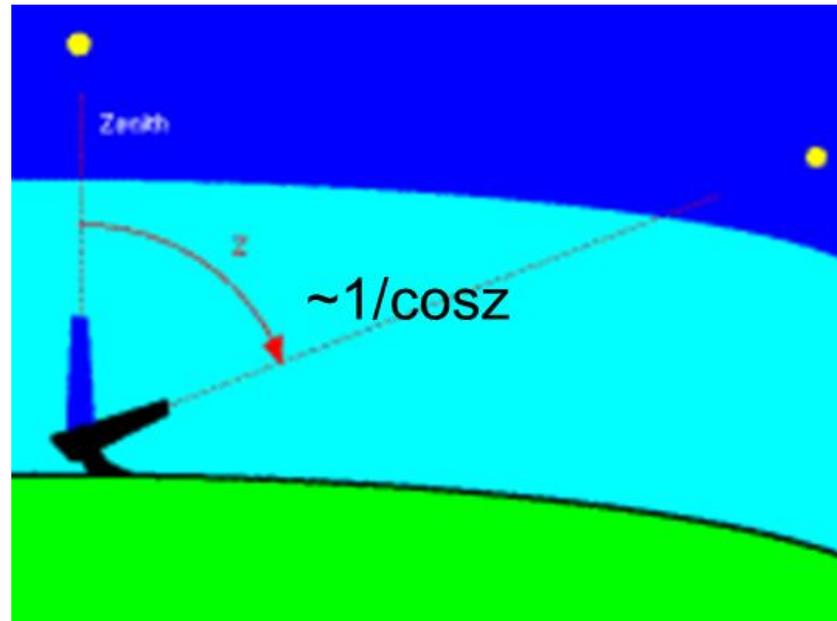
Ex.: telescópio A: $D = 4 \text{ m}$

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 $\sim 1/\cos z$

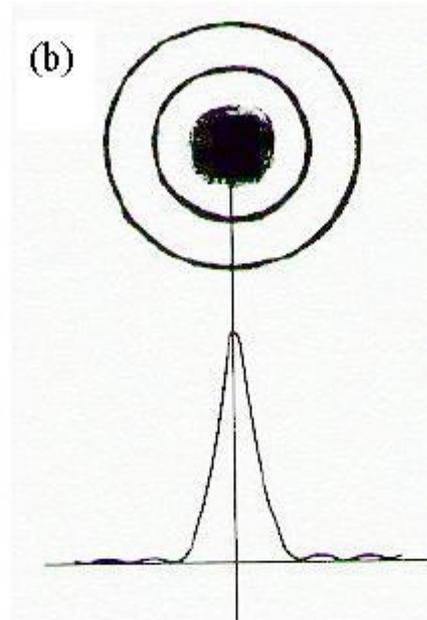
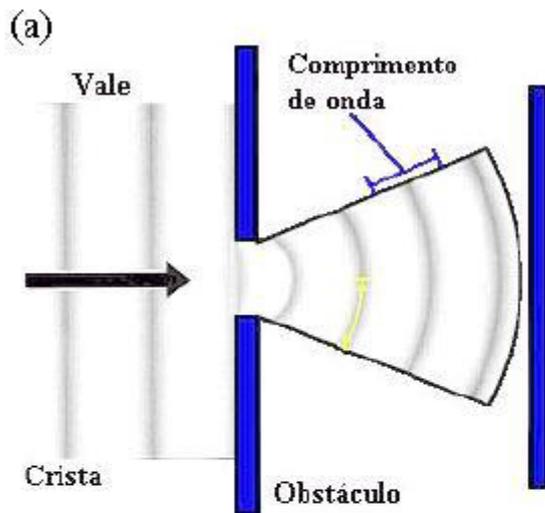


Fatores limitantes da qualidade das observações –

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:

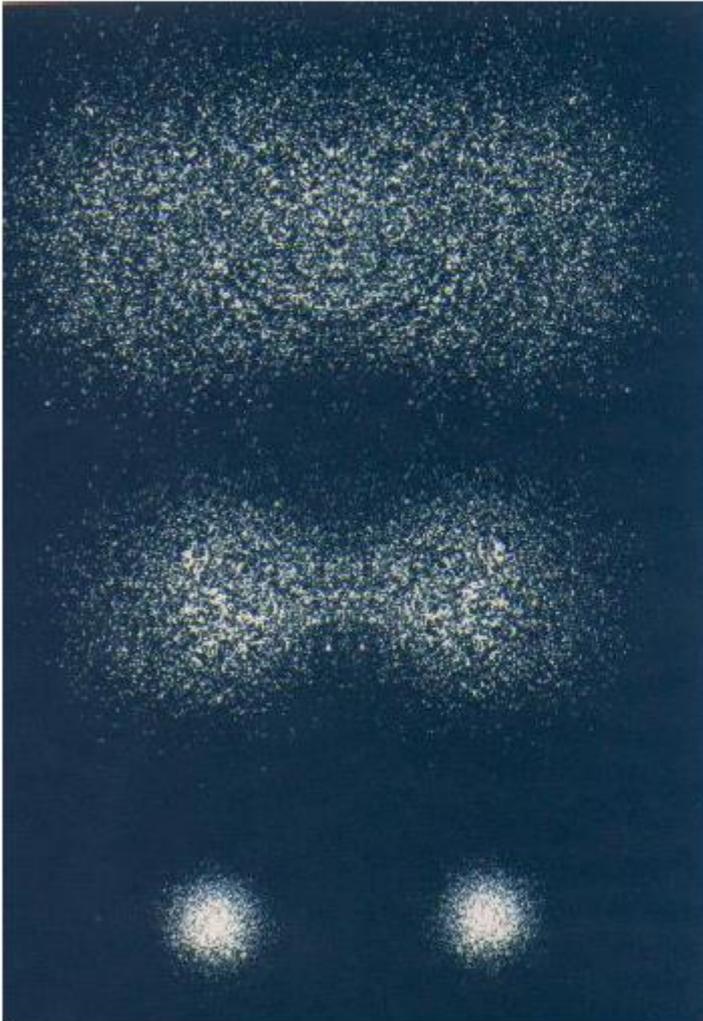
Para diâmetro $D = 1\text{m}$

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

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

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

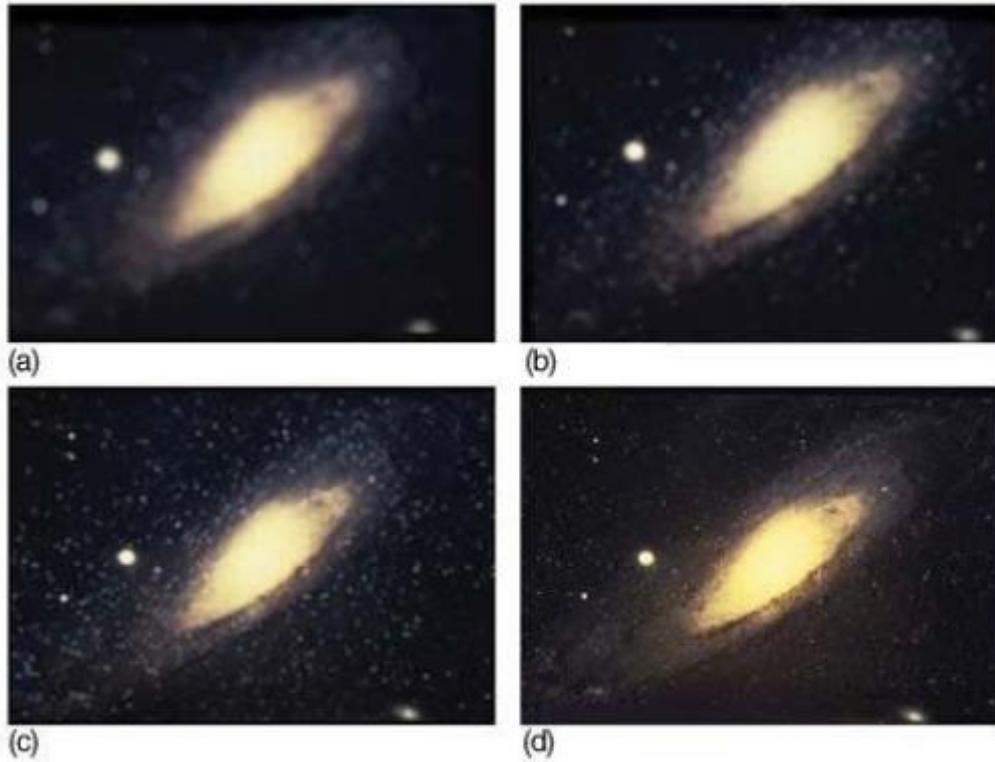
Difração



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:

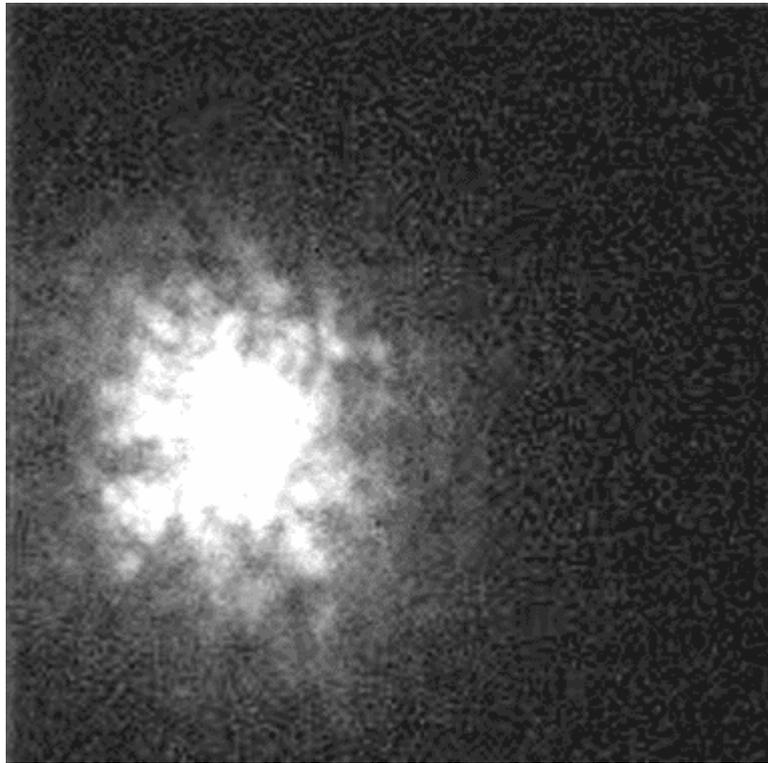
- > Altitude
- Clima seco
- Afastado de cidades (< poluição e < luz)

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



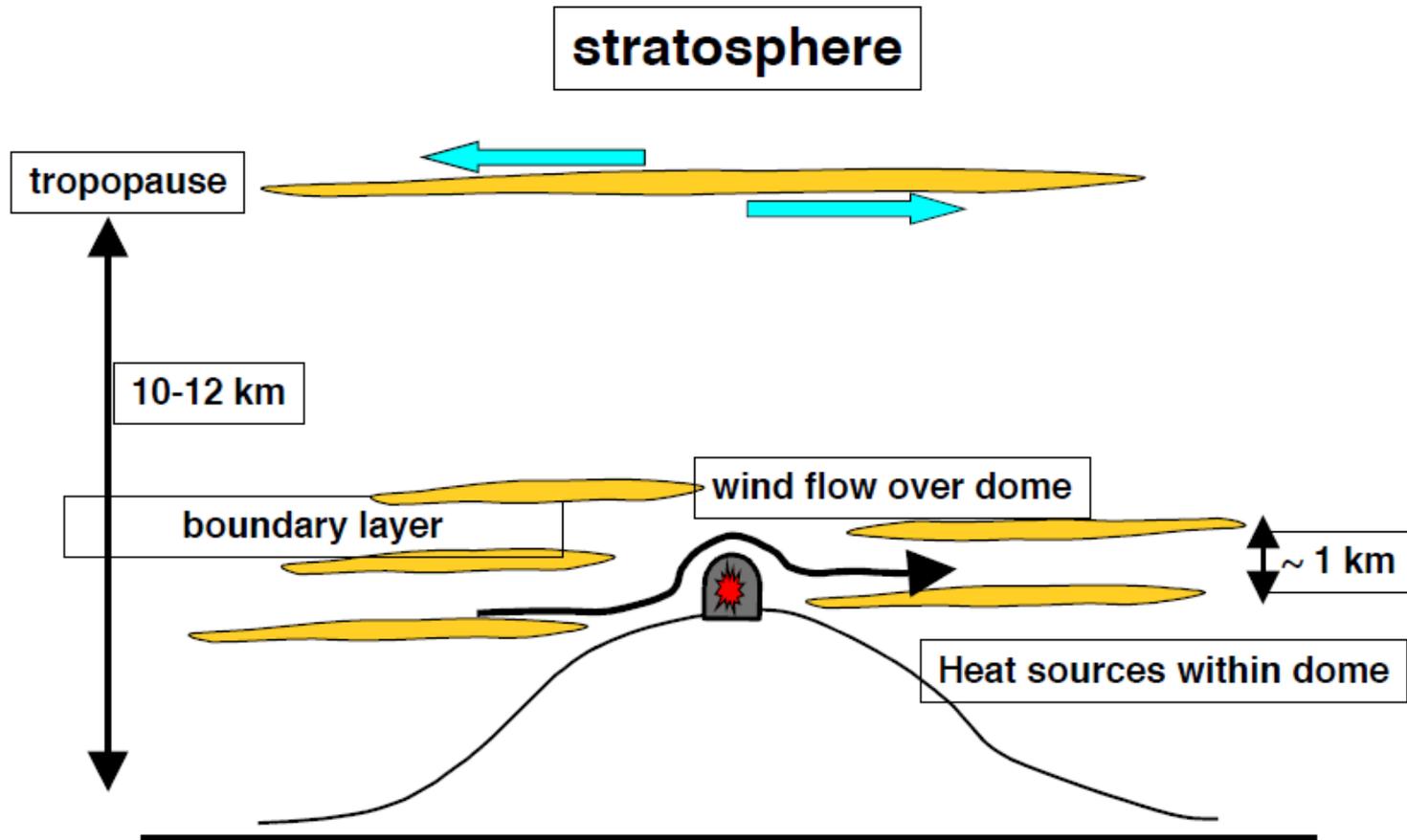
ESO - La Silla (Andes Chilenos)

Seeing Atmosférico....

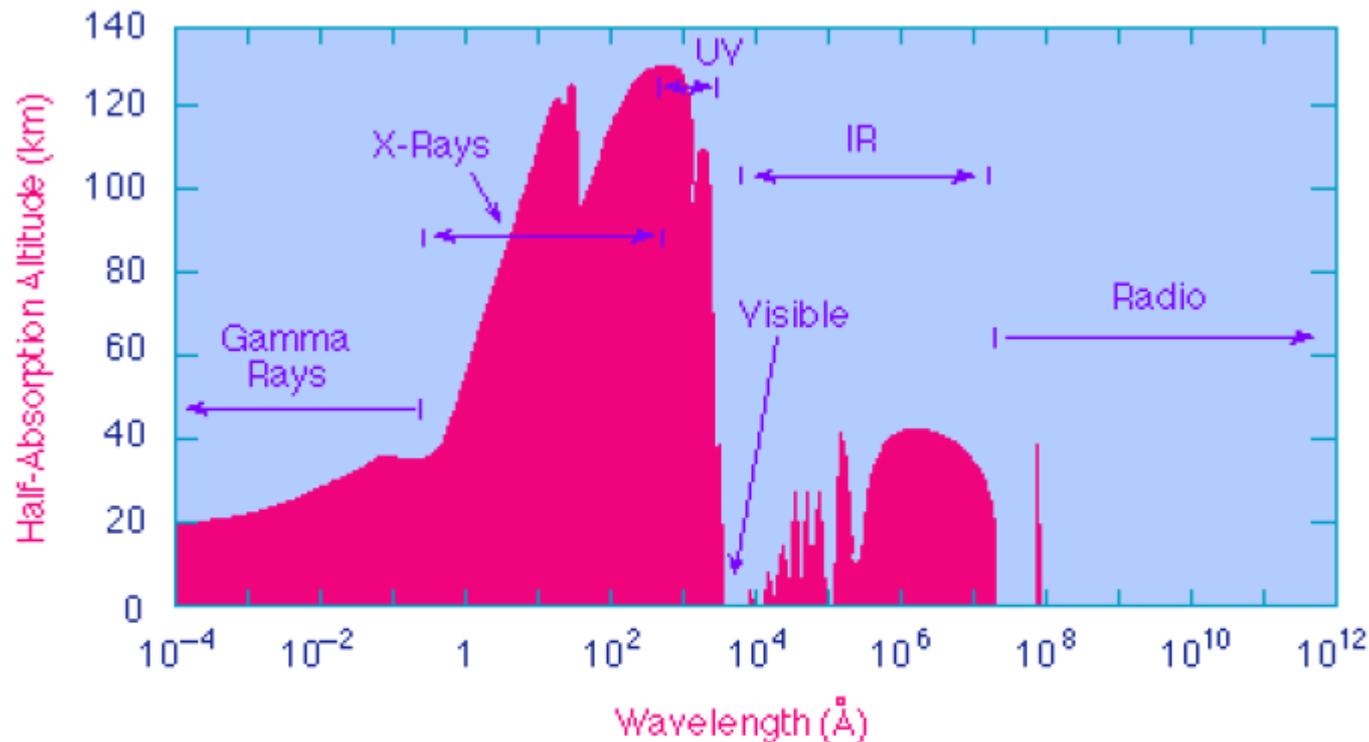


[Image Credit: Univ. Virginia]

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

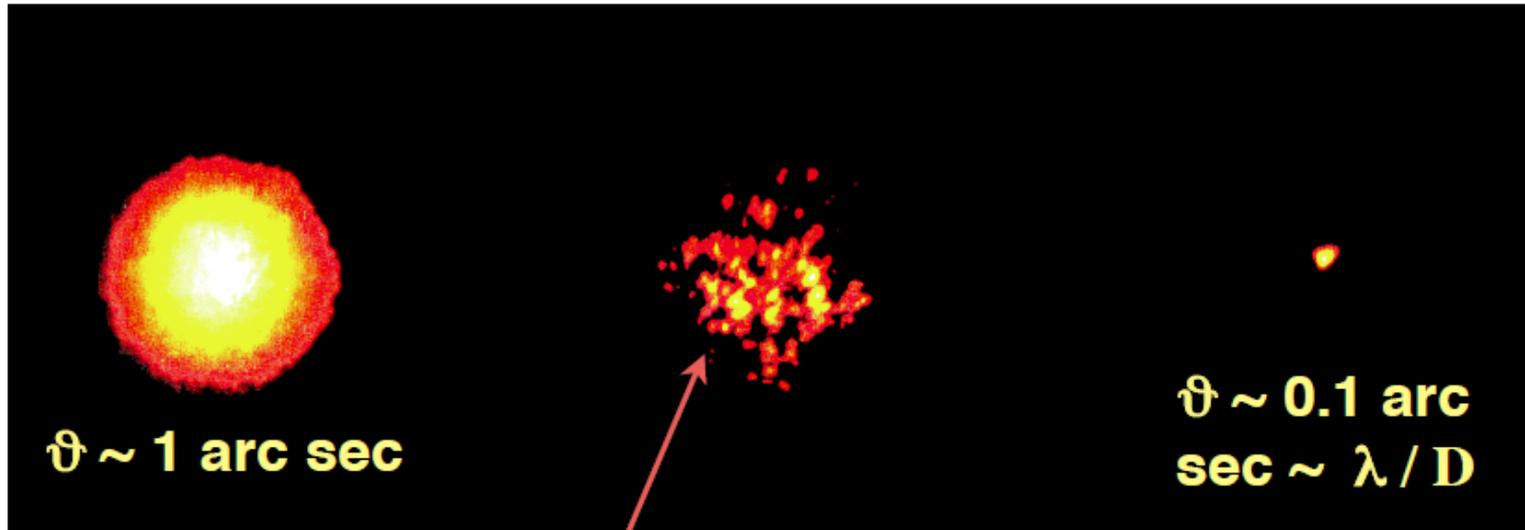
- **óptica ativa:** são efetuados contínuos ajustes para evitar deformidades

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 $\sim \lambda / D$

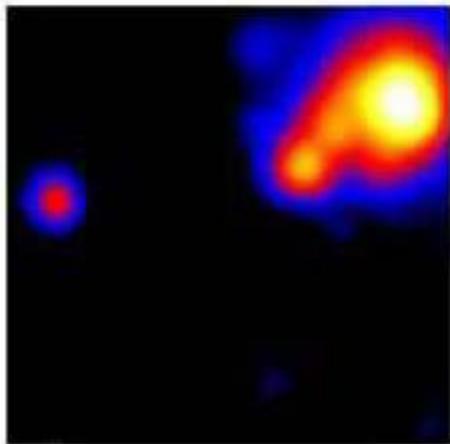
Long
exposure
image

Short
exposure
image

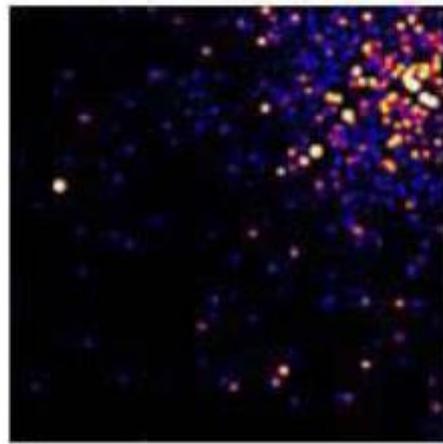
Image with
adaptive
optics,
(nearly)
diffraction
limited

Speckles (each is at
diffraction limit of
telescope)

Optica Ativa



(a)



(b)

Imagem de 1
aglomerado de
estrelas:

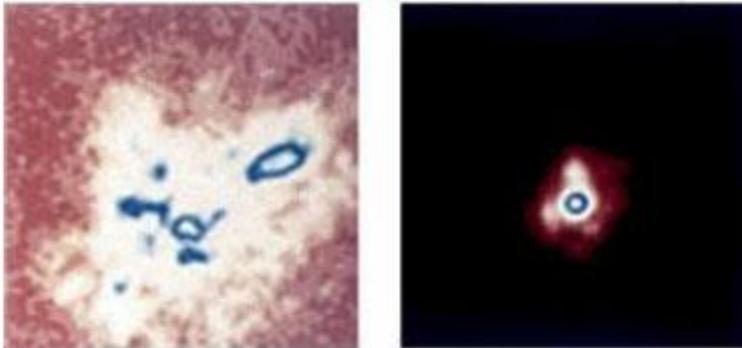
(a) **sem**

(b) **com optica ativa**

Optica Adaptativa



(a)



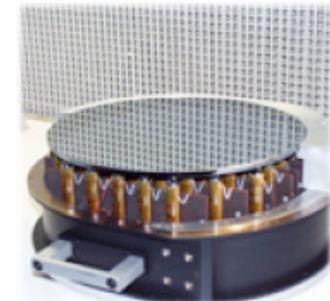
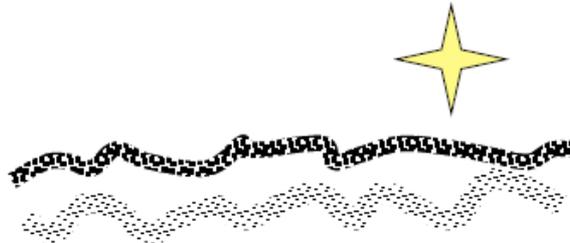
(b)

(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 ($\theta = 0,2''$!)

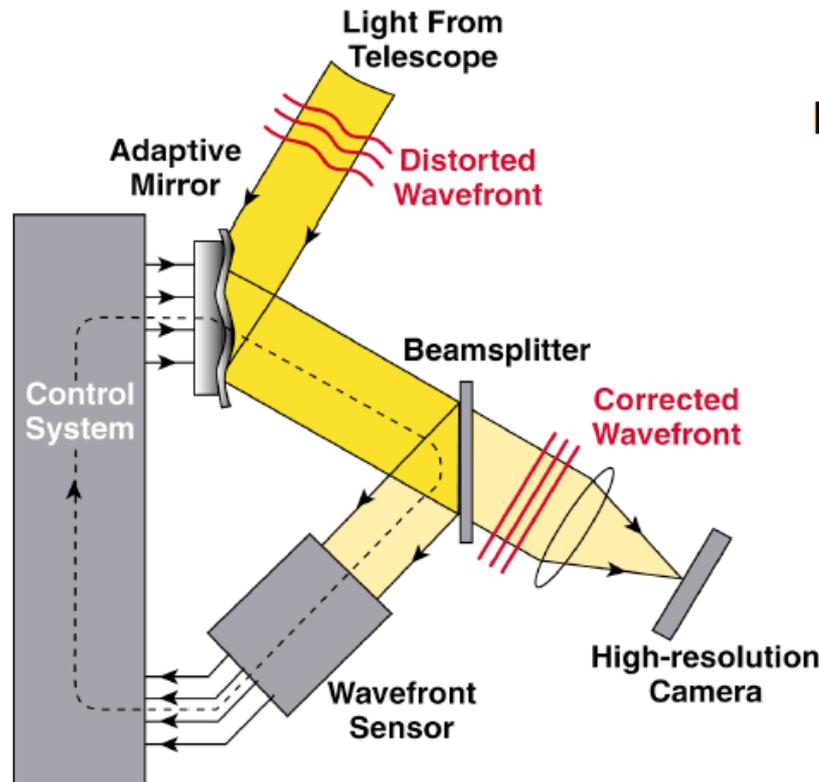
Schematic of adaptive optics system

Atmospheric turbulence



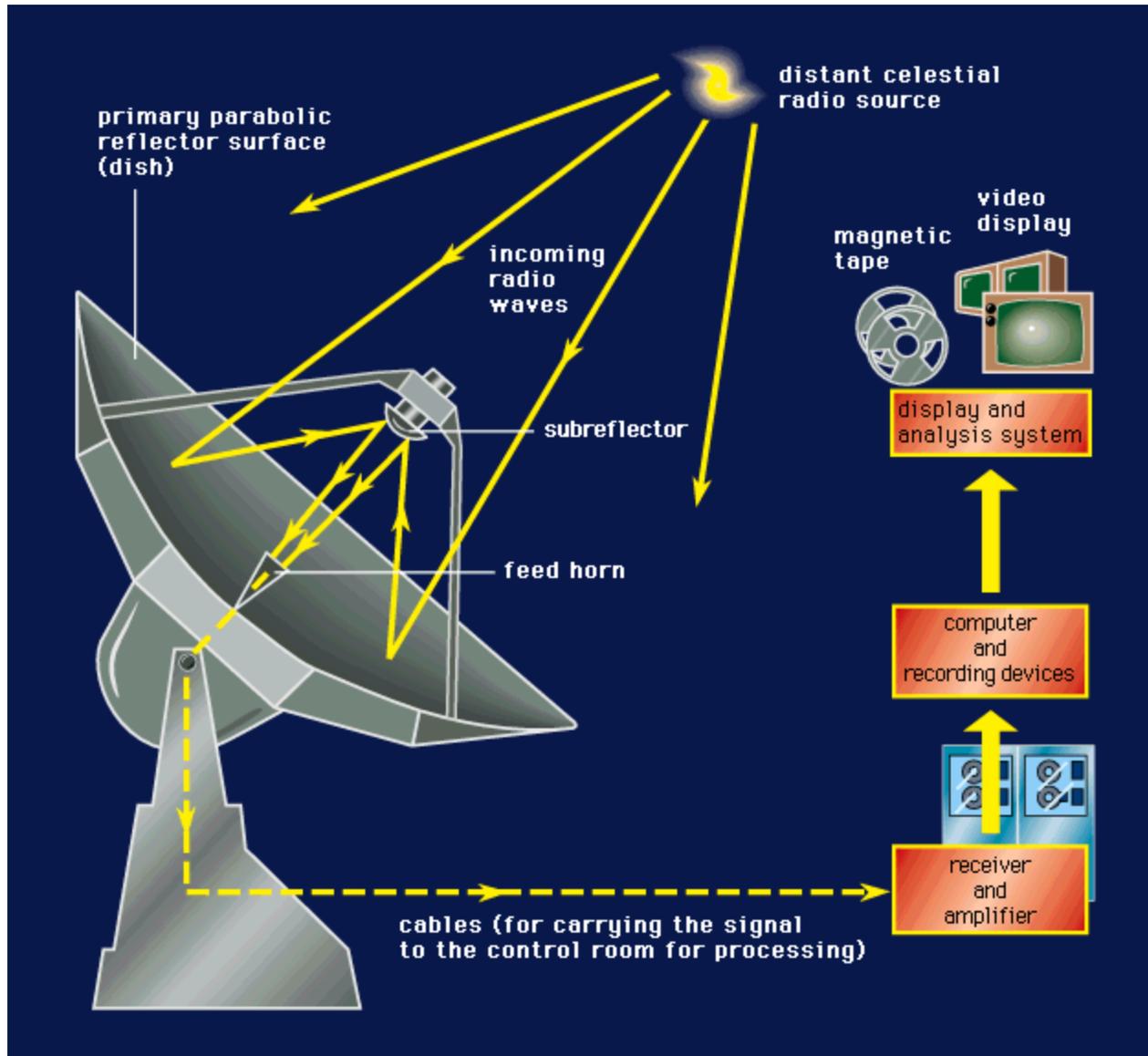
Deformable mirror

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

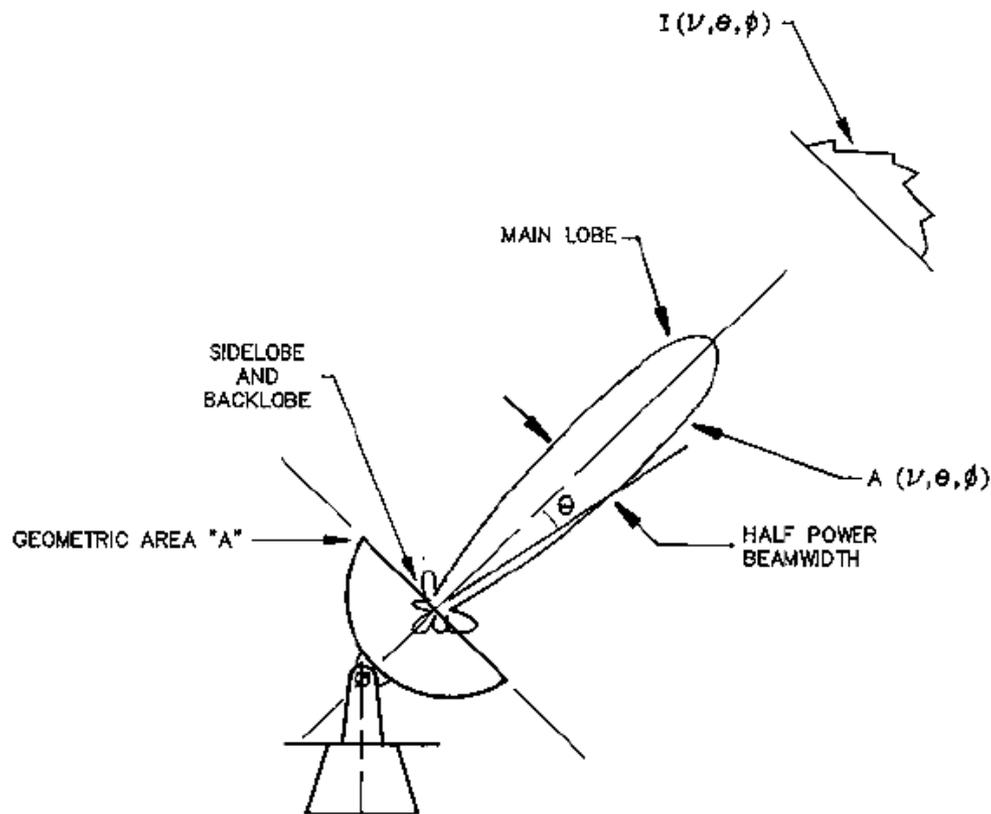
A emissão de ondas rádio ($\lambda \sim 10^{-3}$ a 10^3 m) pode ser coletada por antenas parabólicas e levadas a um receptor.



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:

$$\theta = \lambda/D$$

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

→ θ 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**

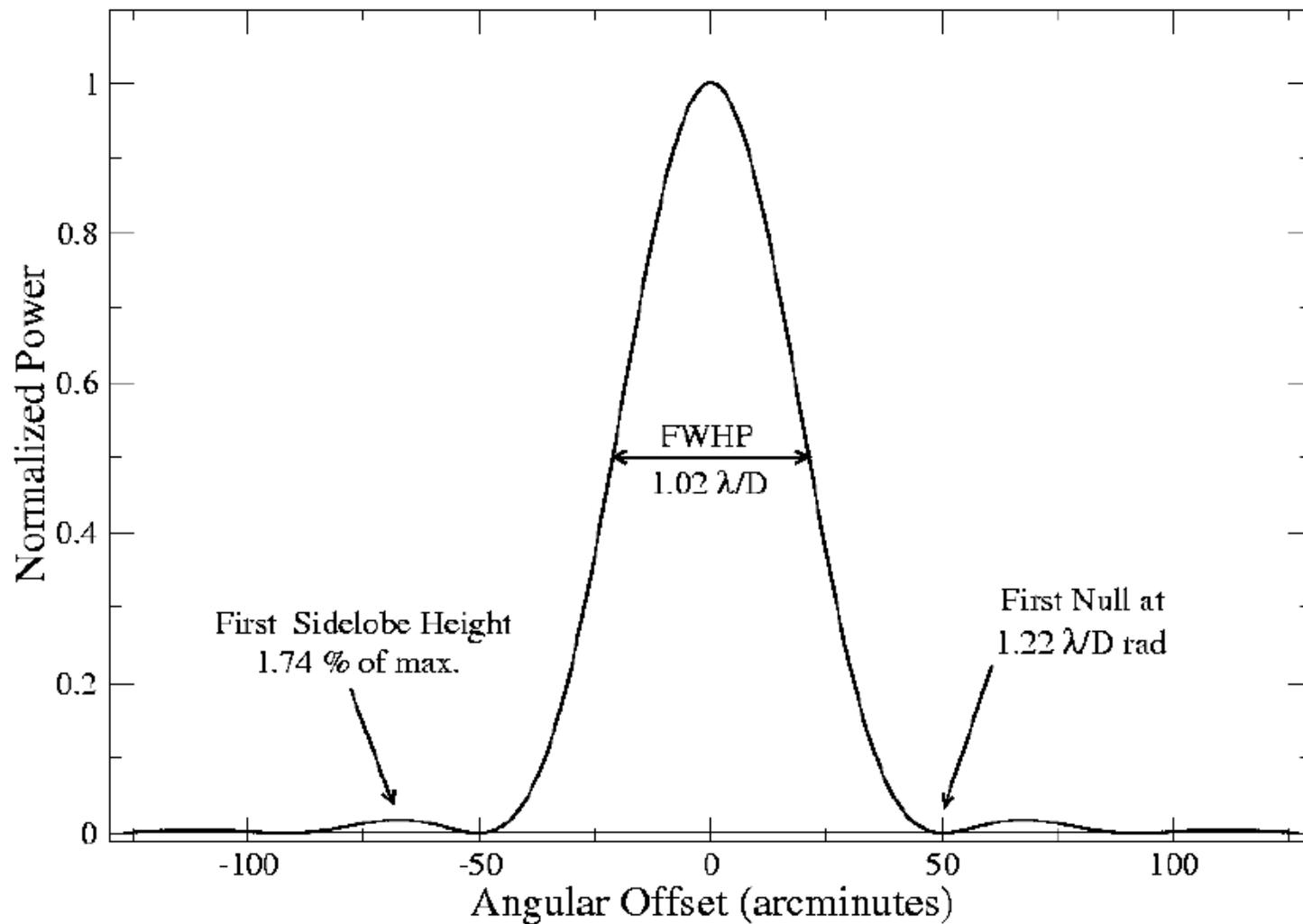
Para **$\lambda= 1 \text{ cm}$**

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

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

Antenna Power Response at 1 GHz

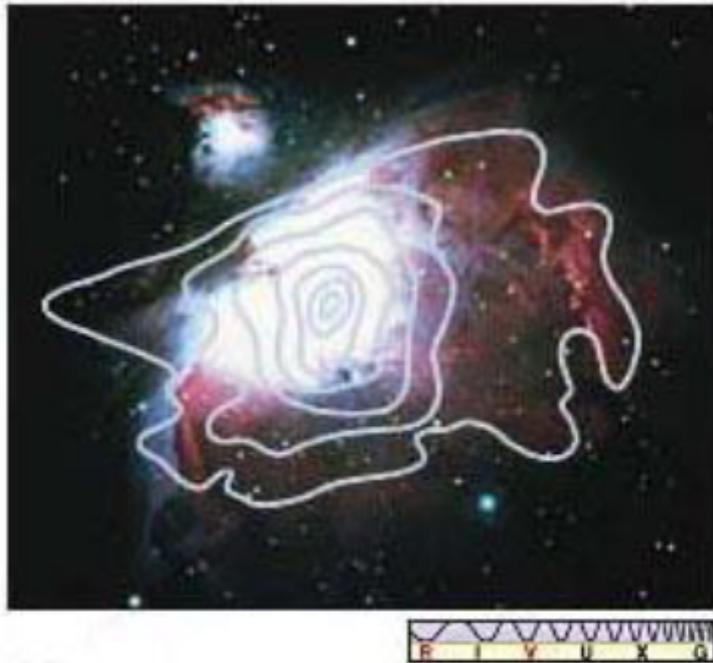
25-meter diameter, uniform illumination



IRAM – Institut de Radioastronomie Millimétrique



Antenas de 30m



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

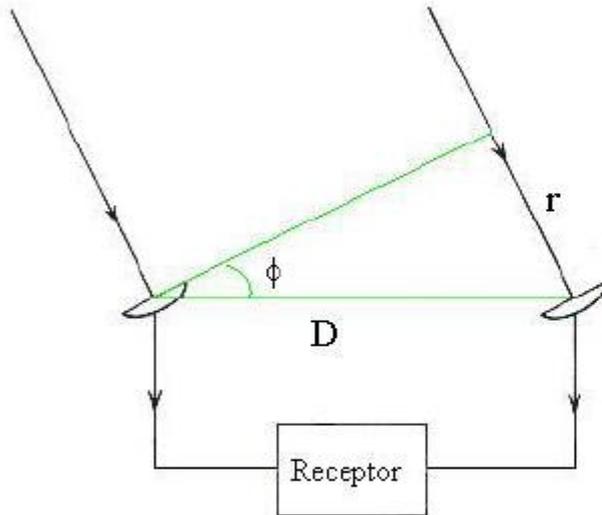
Resolucao no optico: 1''

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



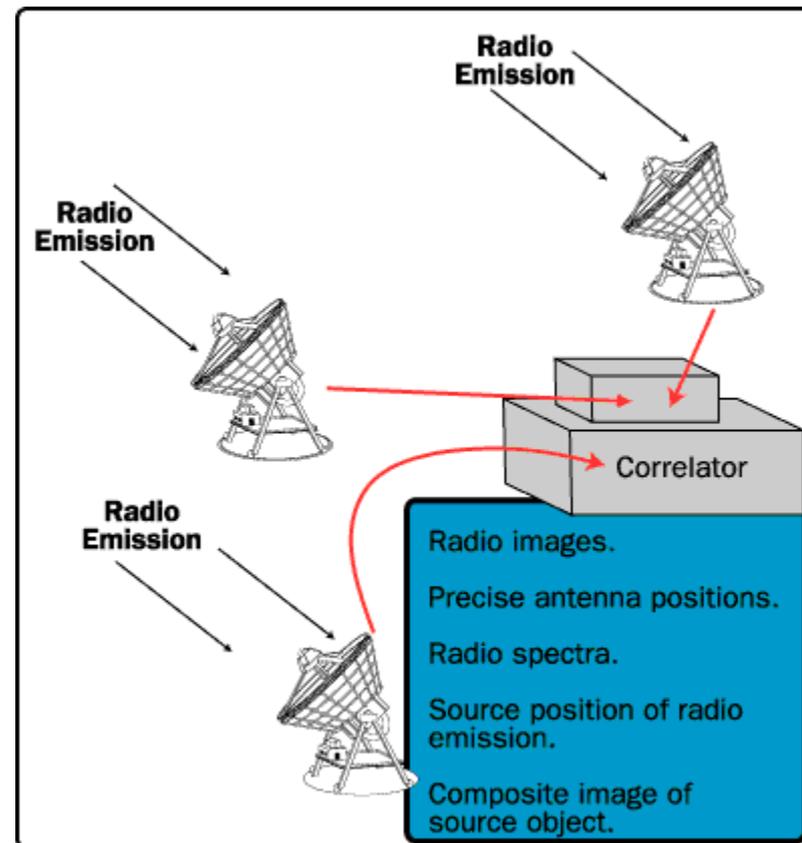
Esquema de um interferômetro de duas antenas

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

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

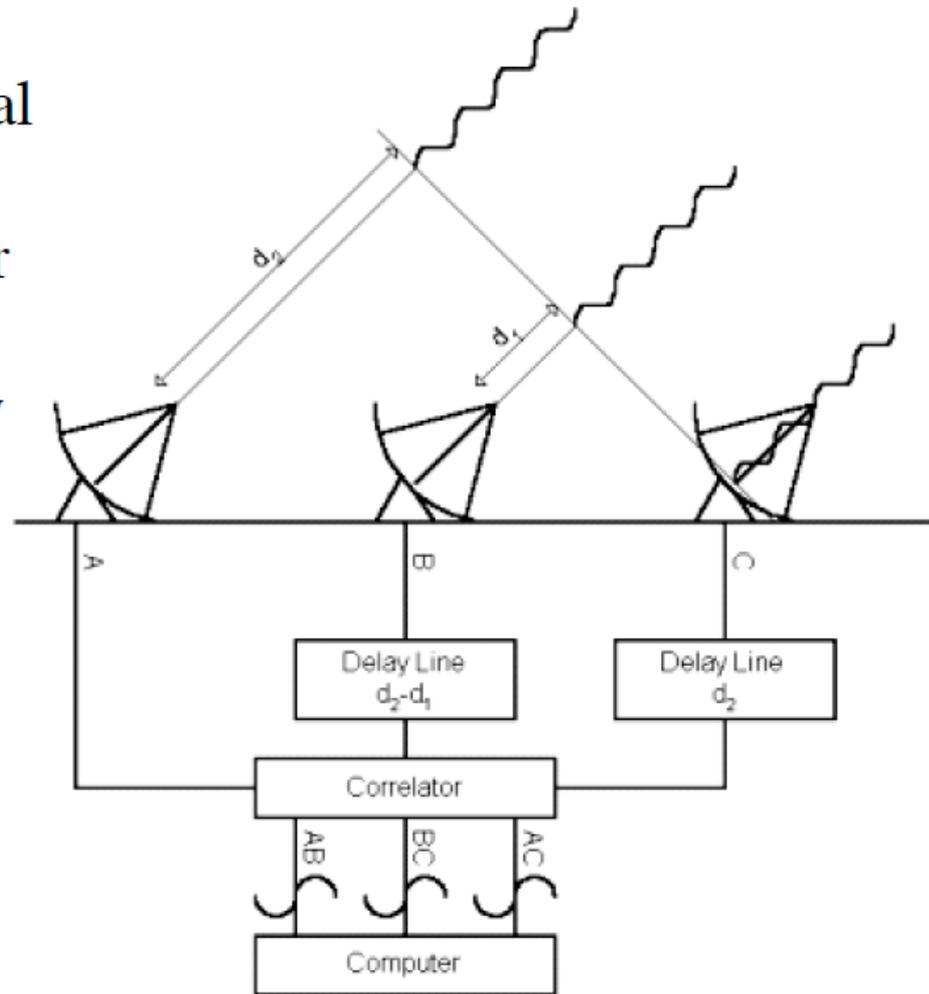
How Interferometer Works

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.

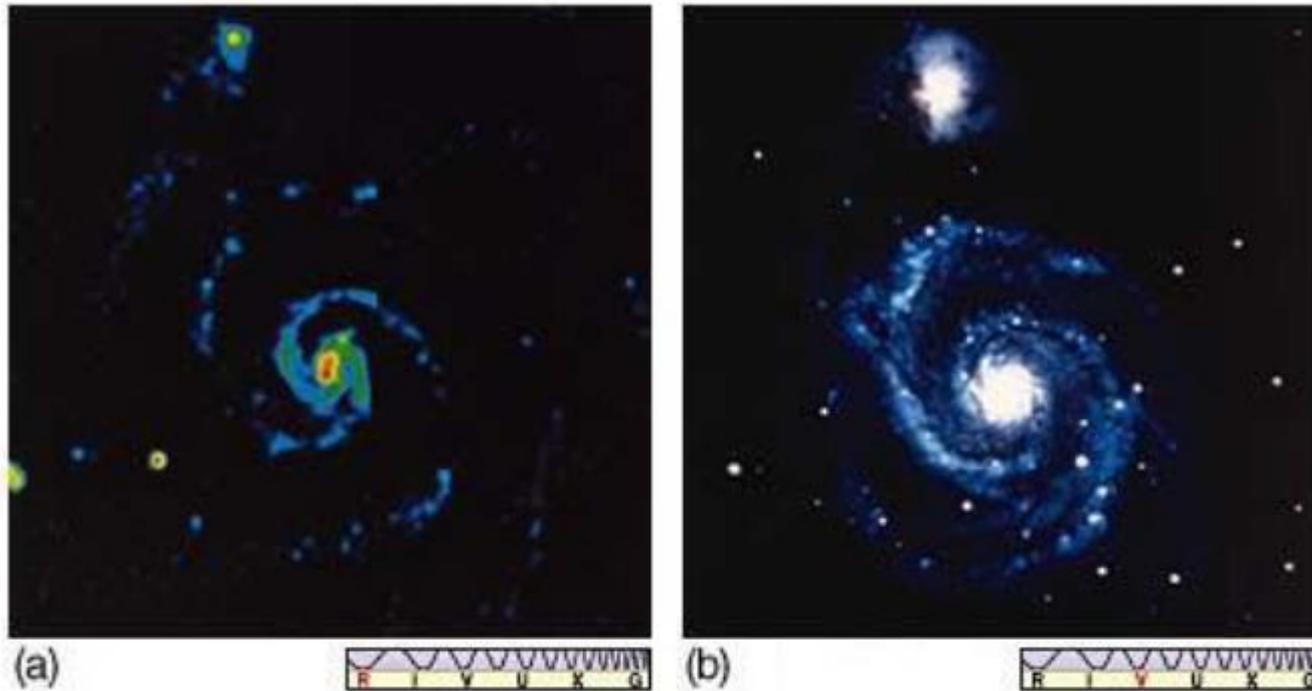


VLA (*Very Large Array*)

- 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



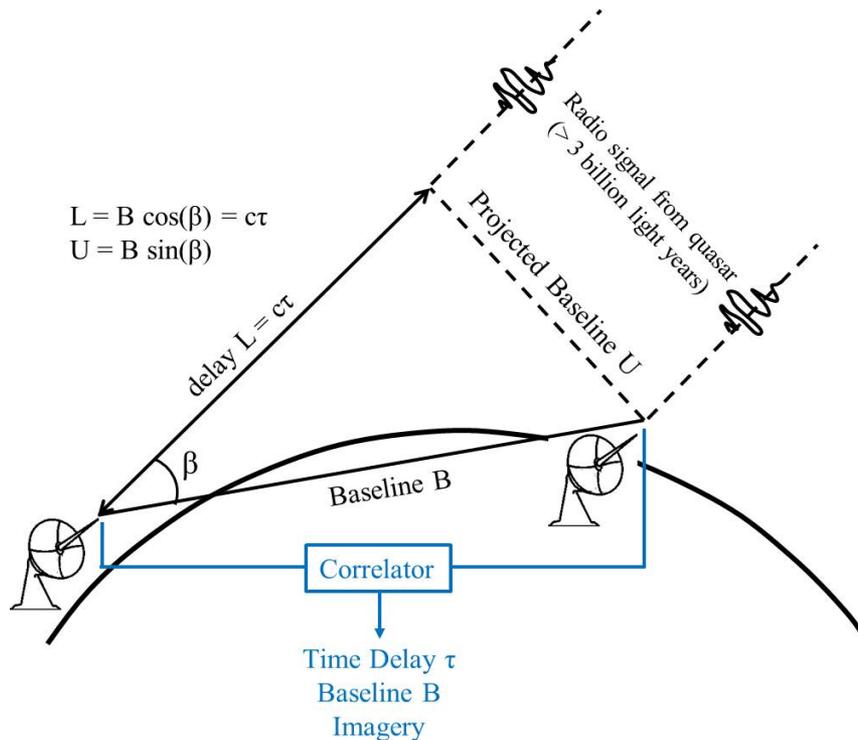
VLA (Very Large Array): o arranjo das 27 antenas (com 25m de diâmetro cada) dispostas sobre trilhos em forma "Y" formando o VLA.



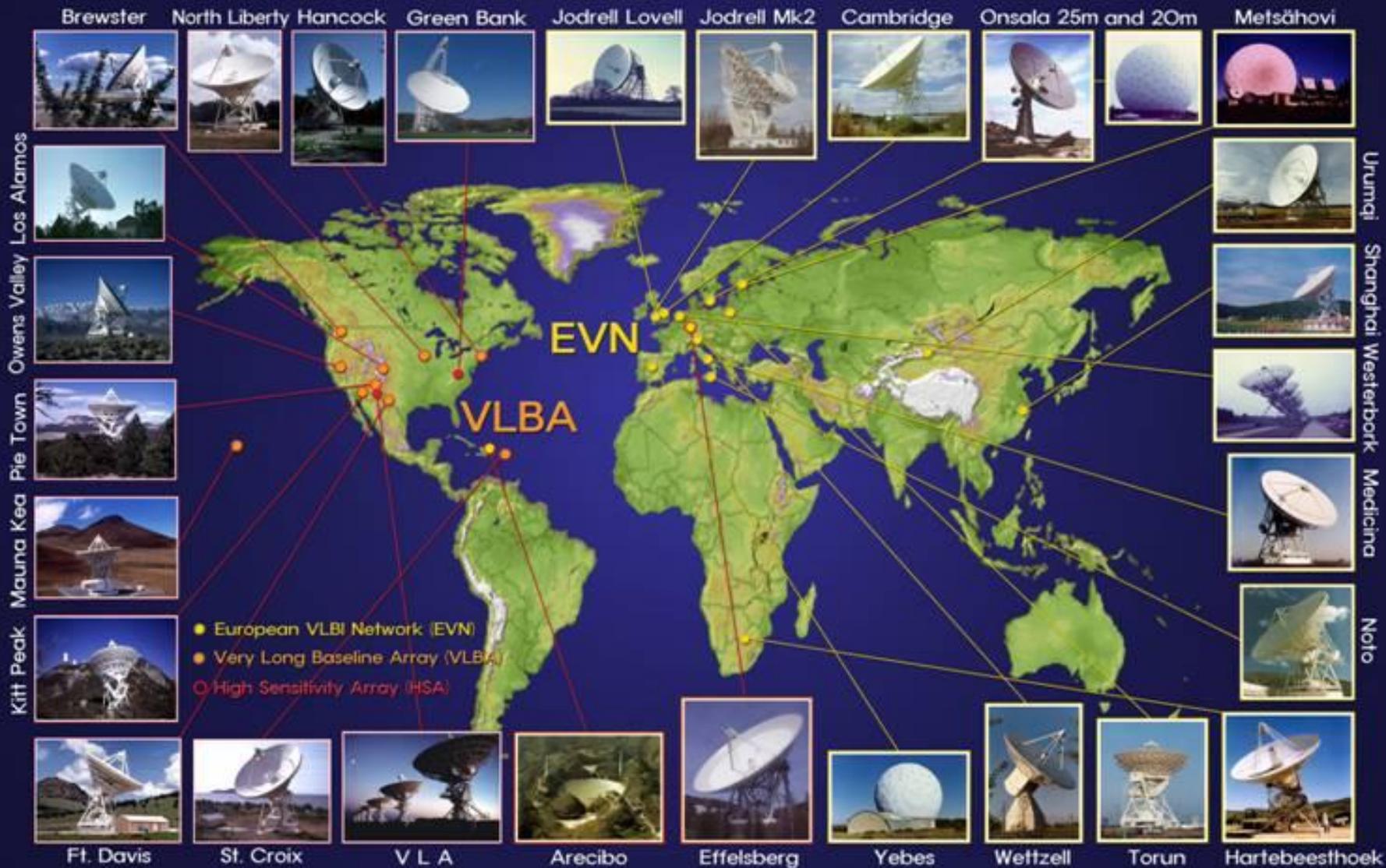
- (a) Imagem VLA da galaxia M51 ($\theta =$ alguns “)
- (b) Imagem ótica com telescópio de $D=4$ m

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

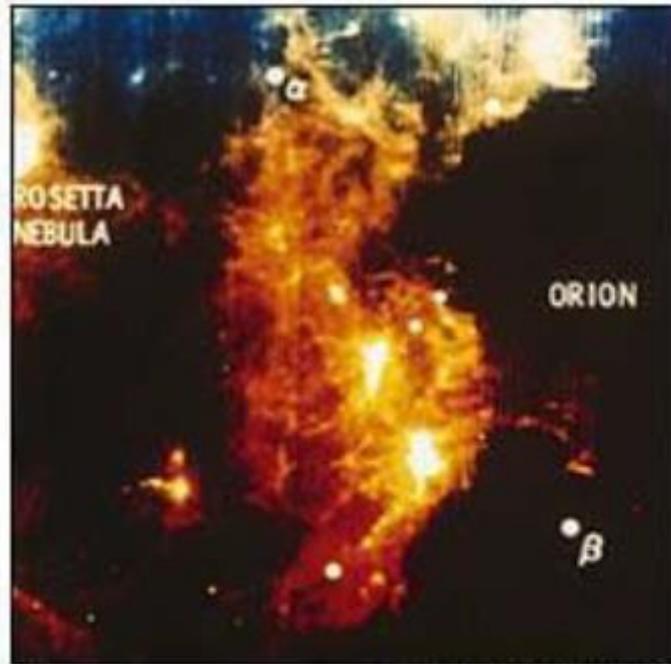
Os comprimentos de onda correspondentes ao **IV** e às altas energias (**raios γ** , **raios X**, **ultravioleta**), são absorvidos na ionosfera, a uma altitude de 100 km



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

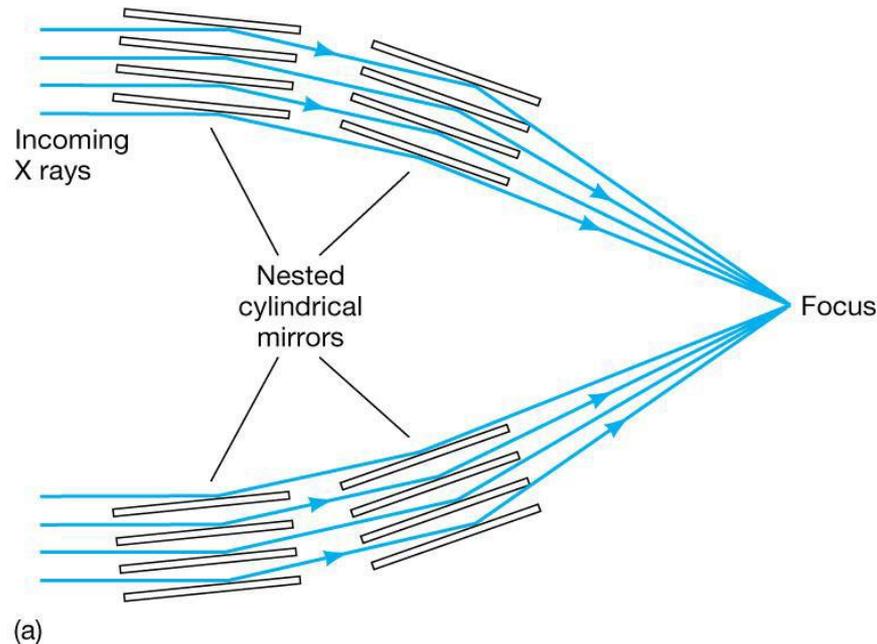
- raios-X: satélites pioneiros ***Einstein*** (início dos anos 80) e **ROSAT** (início dos anos 90)

Atuais: **XMM, Chandra**

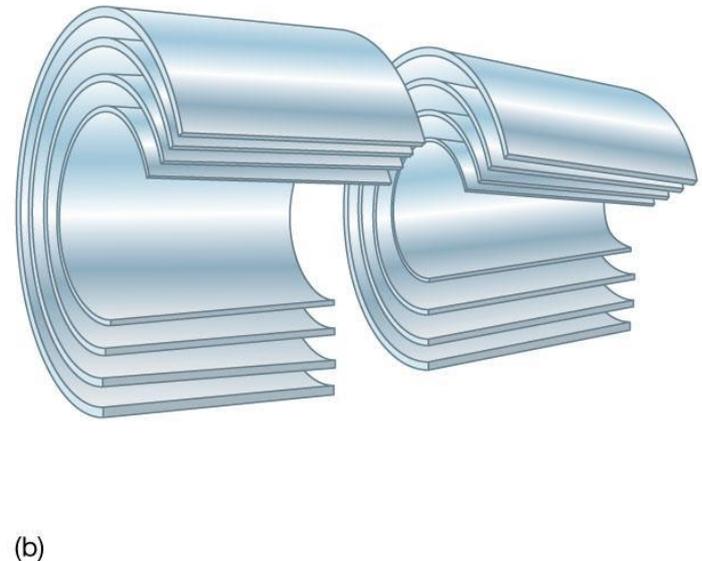
- raios gama: **GRO** (*Gamma Ray Observatory*) lançado em 1991 (atualmente novo: **FERMI/NASA**)
- raios ultravioleta:
 - **IUE** (*International Ultraviolet Explorer*) lançado em 1987
 - **HST**: embora optico, tambem captura radiacao UV (1990)

Telescópios de altas energias

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



© 2011 Pearson Education, Inc.



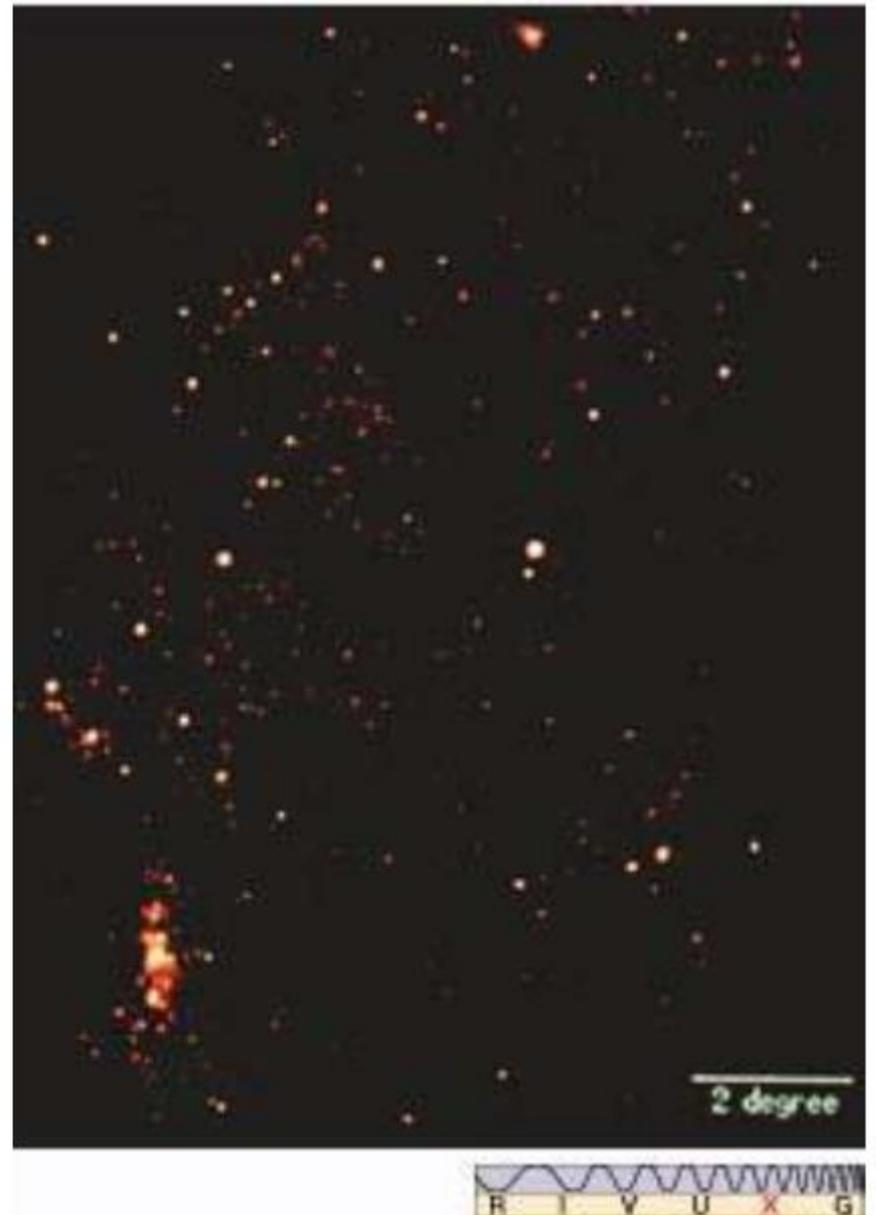
Raios-X: se tocam superfície apenas marginalmente – podem ser refletidos e produzir imagem

Imagem raio-X de Orion

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

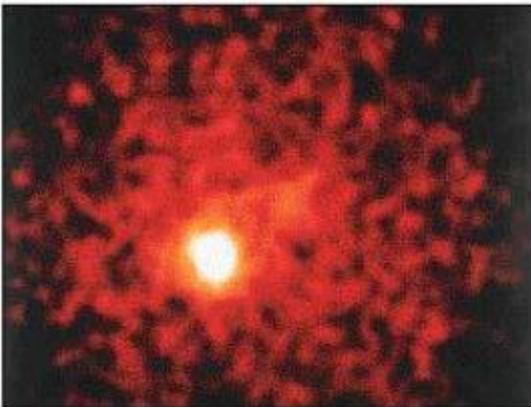
+ sensivel que o
Einstein

- sensivel que o atual
CHANDRA





(a)



(b)

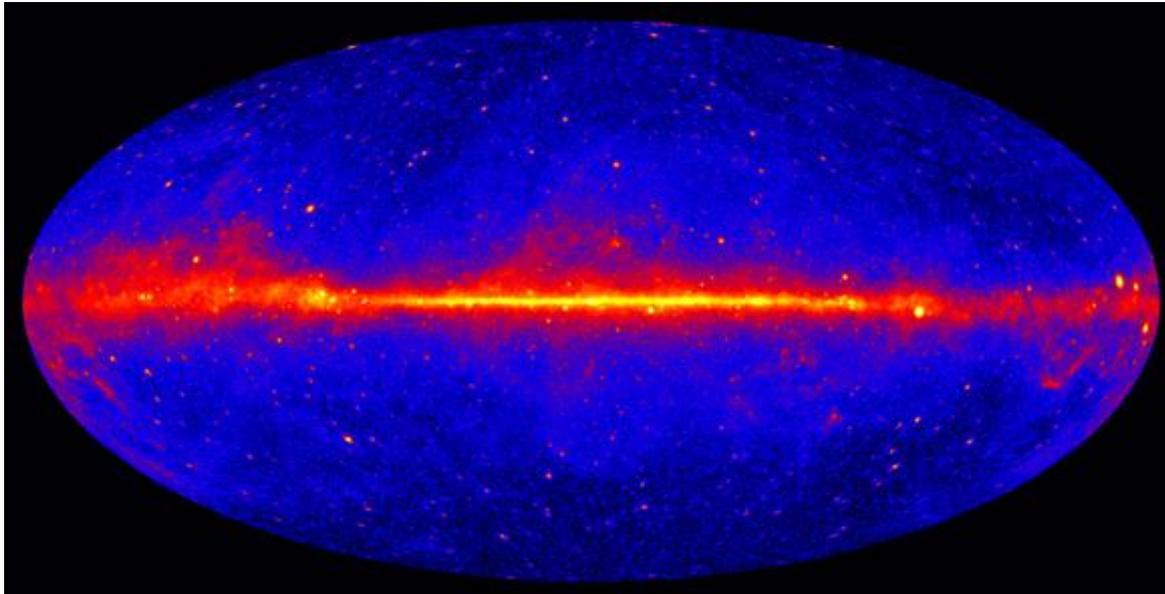


- Raios gama:

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

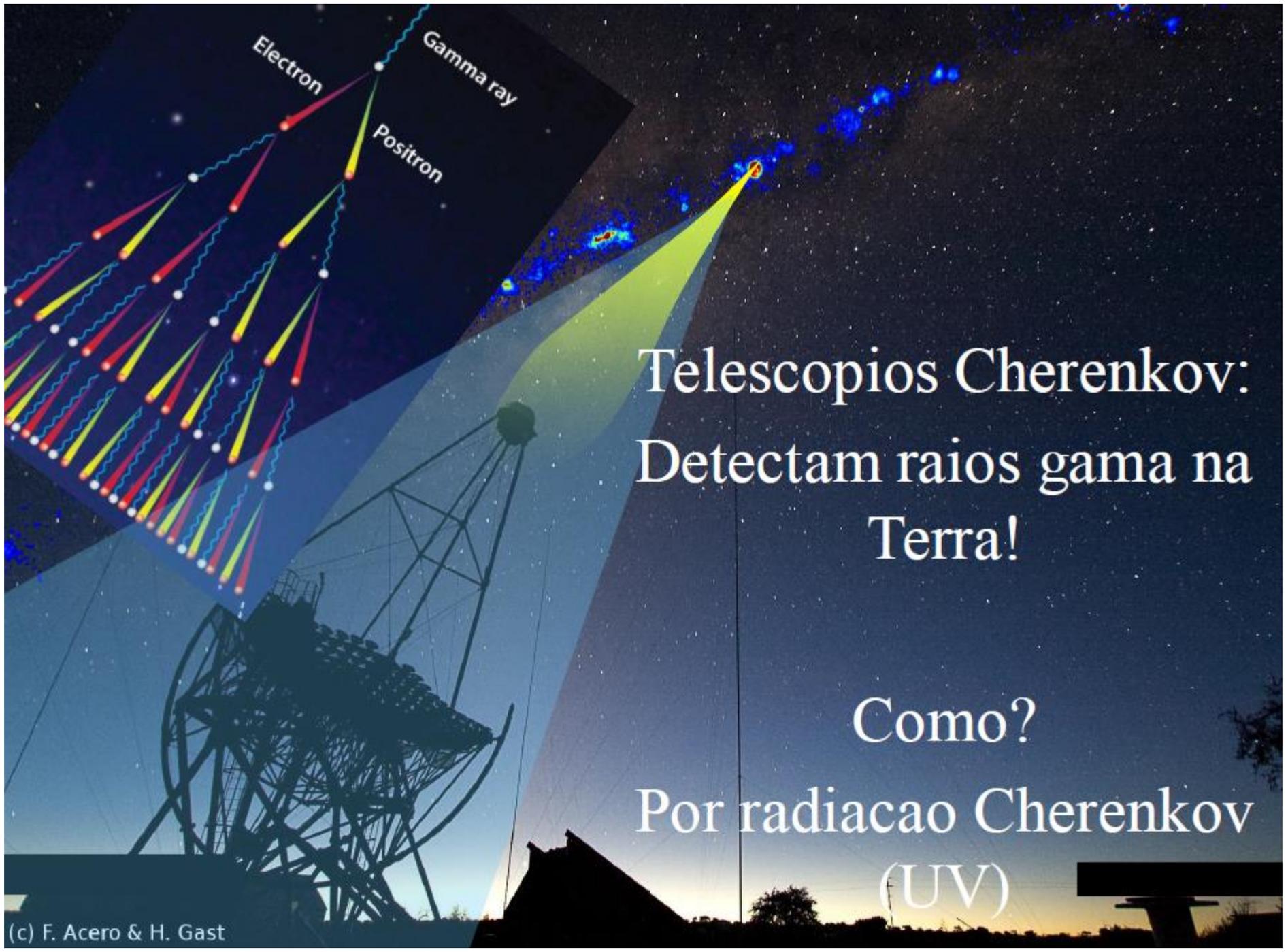
Satélite FERMI – Raios Gama



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.

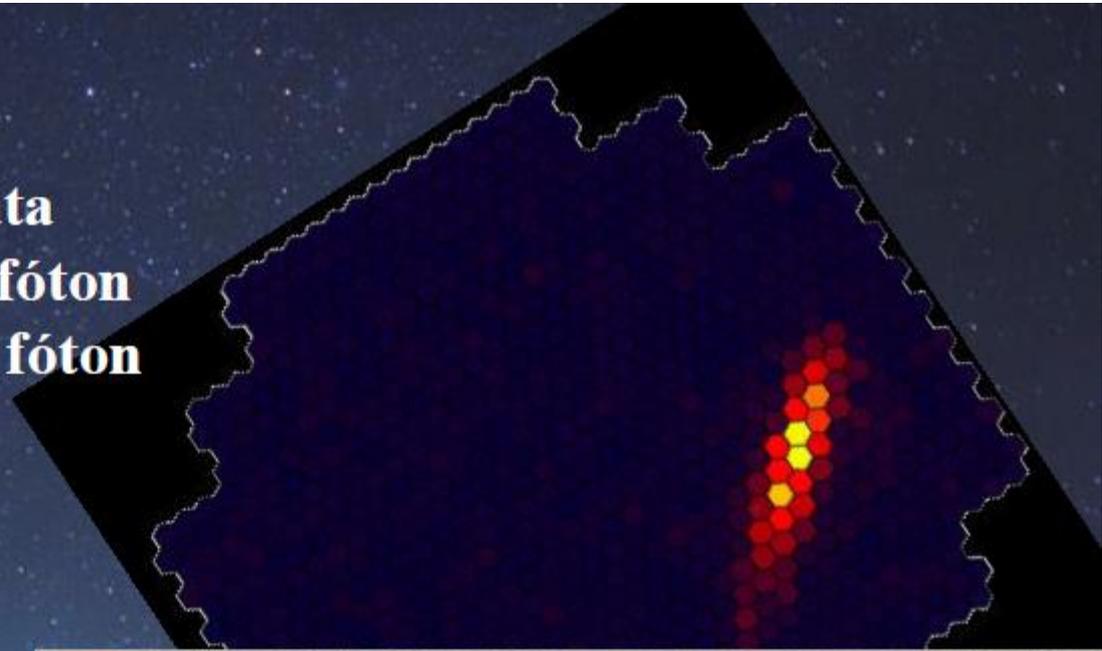
Credit: NASA/DOE/Fermi LAT Collaboration



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

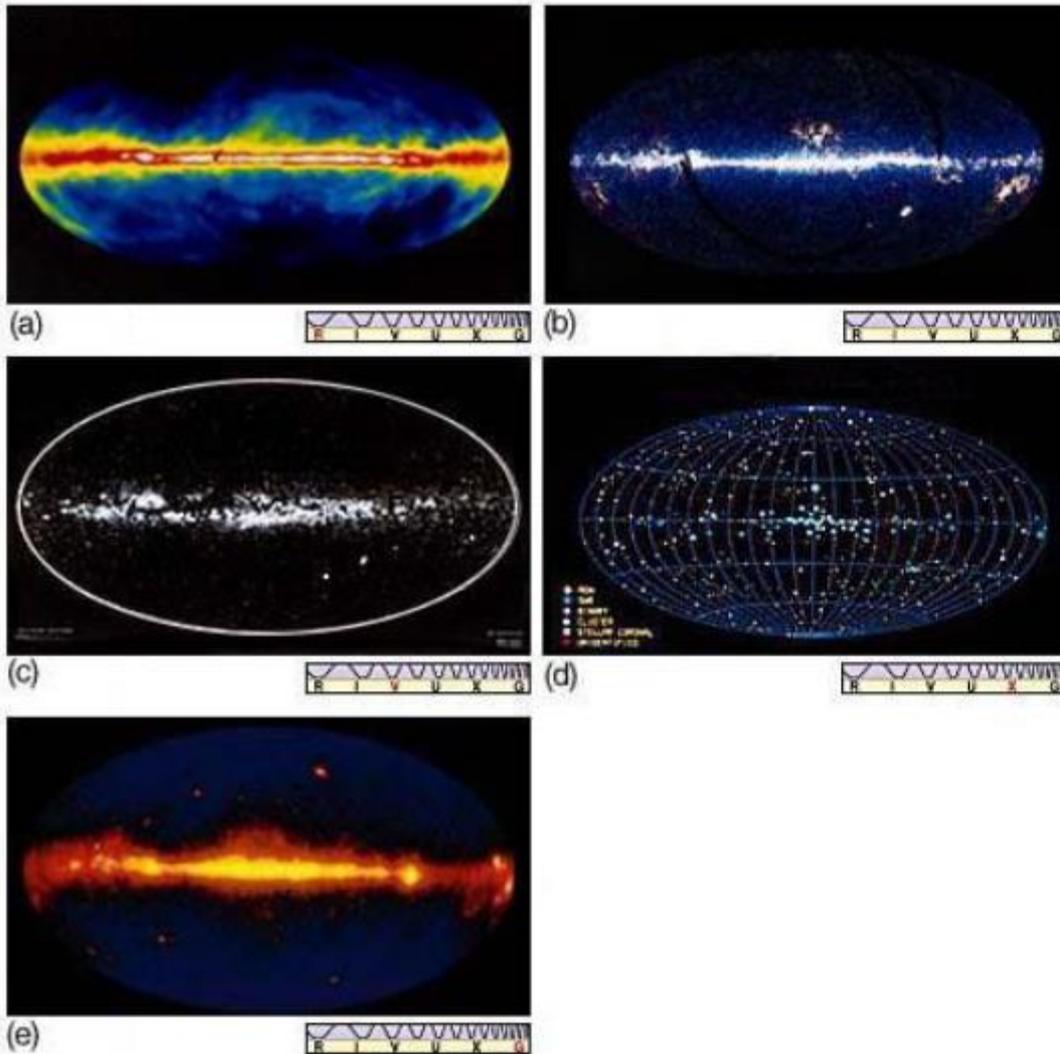
Adapted from J. Hinton



50 GeV to ~ 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